



Universidade Federal de Sergipe

Centro de Ciências Exatas e Tecnologia

Departamento de Física

Pós Graduação em Física

Édypo Ribeiro de Melo

**Caracterização estelar e abundâncias químicas de anãs M
hospedeiras de exoplanetas a partir de espectros APOGEE**

Tese de Doutorado

**São Cristóvão - SE
Brasil
2026**

Édypo Ribeiro de Melo

Caracterização estelar e abundâncias químicas de anãs M hospedeiras de exoplanetas a partir de espectros APOGEE

Tese apresentada ao Departamento de Física da Universidade Federal de Sergipe, como requisito parcial para a obtenção do título de Doutor em Física

Orientador: Diogo Martins Souto

Dedico este trabalho a.....
À minha família.
Aos meus amigos.

Agradecimentos

A jornada até a conclusão deste doutorado foi longa e repleta de desafios, e seria impossível percorrê-la sem o apoio de muitas pessoas a quem expresso minha mais profunda gratidão.

Aos meus pais, Evandro e Geovana, dedico o pilar desta conquista. Seu amor incondicional, sacrifício, incentivo e fé em meu potencial foram a força motriz em todos os momentos, especialmente nos mais difíceis. Nada disso seria possível sem vocês.

Ao meu irmão, Emannuel, por sua amizade, apoio e por sempre aliviar a tensão com seu bom humor. Obrigado por estar sempre presente.

Agradeço imensamente ao meu orientador, Prof. Dr. Diogo, por sua orientação exemplar, confiança e amizade ao longo destes anos. Sua sabedoria, rigor científico e incentivo constante foram fundamentais para o desenvolvimento deste trabalho e para a minha formação como pesquisador. Agradeço pela liberdade acadêmica concedida e pelas inúmeras discussões que ampliaram meus horizontes.

Expresso também minha gratidão aos meus supervisores durante o período no Laboratório de Propulsão a Jato (JPL) da NASA, no âmbito do *JPL Visiting Student Research Program* (JVS RP), Dr. Mark Swain e Dra. Raissa Estrela. A oportunidade de trabalhar em um ambiente tão estimulante e de aprender com suas experiências foi transformadora. Agradeço pela acolhida, pela diligência e por todo o conhecimento compartilhado.

Agradeço à CAPES pelo indispensável apoio financeiro que viabilizou a integralização desta pesquisa e a realização dos estudos no exterior. Ao Programa de Pós-Graduação em Física da Universidade Federal de Sergipe (UFS), corpo docente e funcionários, meu muito obrigado pela estrutura e pelo ambiente acadêmico proporcionados. Aos membros da banca examinadora, agradeço pelo tempo dedicado à leitura e pelas valiosas sugestões.

Aos meus amigos, os da Física e os da vida, que tornaram a jornada mais leve e divertida, agradeço pelas conversas, pelas pizzas e por todo o suporte nos momentos de dúvida e cansaço.

A todos que, de alguma forma, contribuíram para esta etapa, o meu sincero obrigado.

“Tenho a impressão de ter sido uma criança brincando à beira-mar, divertindo-me em descobrir uma pedrinha mais lisa ou uma concha mais bonita que as outras, enquanto o imenso oceano da verdade continua misterioso diante de meus olhos.”

(Isaac Newton)

Resumo

A caracterização de atmosferas exoplanetárias, um dos objetivos do JWST, depende do conhecimento preciso de suas estrelas hospedeiras, especialmente das anãs M, cujas composições químicas são de difícil determinação. Esta Tese aborda essa necessidade através da análise espectroscópica detalhada e homogênea de quatro anãs M hospedeiras de exoplanetas e alvos prioritários do JWST: TOI-1685, GJ 436, TOI-2445 e GJ 3470. A partir de espectros de alta resolução no infravermelho próximo (banda H) do levantamento APOGEE, foram derivados parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas de doze elementos, por meio de síntese espectral com os modelos MARCS e o código Turbospectrum. A análise focou nos elementos formadores de rochas e na razão C/O, crucial para a formação planetária. Os novos parâmetros estelares permitiram o refinamento dos parâmetros dos exoplanetas associados. Como significativo aporte, contribuiu-se para a predição da massa ($3,276^{+0,448}_{-0,419} M_{\oplus}$) e da estrutura interna de TOI-2445 b usando a química estelar como referência. Os resultados indicam um mundo rochoso, denso, com fração de massa do núcleo similar à da Terra. As razões C/O estelares derivadas (variando de 0,526 a 0,638) fornecem o contexto químico primordial para a interpretação de observações atmosféricas com o JWST. A inserção dos resultados em um contexto populacional mais amplo possibilitou investigar potenciais tendências químicas em anãs M. A comparação entre estrelas com e sem planetas não revelou diferenças estatisticamente significativas na razão C/O, indicando que eventuais efeitos associados à formação planetária permanecem inconclusivos nesta amostra. Por outro lado, foi identificada uma diferença robusta na inclinação da relação C/O versus [Fe/H] entre anãs M e FGK com exoplanetas, sugerindo que a população local de anãs M possui uma história química distinta, possivelmente associada a origens Galácticas diversas. Por fim, esta Tese apresenta um Atlas de incertezas para a determinação de abundâncias químicas em anãs M com temperaturas efetivas entre 3200 e 4000 K, construído a partir de espectros sintéticos na faixa de 1,51–1,69 μm . O Atlas quantifica sistematicamente o impacto de variações nos parâmetros atmosféricos, na razão sinal-ruído e na definição do pseudocontínuo, fornecendo uma ferramenta valiosa para a estimativa realista de incertezas em futuras análises espectroscópicas na banda H.

Palavras-chave: Anãs M; Exoplanetas; Abundâncias Químicas; Espectroscopia Estelar; Razão C/O.

Abstract

The characterization of exoplanetary atmospheres, one of the objectives of the JWST, depends on precise knowledge of their host stars, especially M dwarfs, whose chemical compositions are difficult to determine. This thesis addresses this need through a detailed, homogeneous spectroscopic analysis of four planet-hosting M dwarfs that are high-priority targets for JWST: TOI-1685, GJ 436, TOI-2445, and GJ 3470. From high-resolution near-infrared (H-band) spectra from the APOGEE survey, atmospheric parameters and chemical abundances for twelve elements were derived using spectral synthesis with MARCS models and the Turbospectrum code. The analysis focused on rock-forming elements and the C/O ratio, which is crucial for planetary formation. The new stellar parameters enabled refinement of the associated exoplanet parameters. As a significant contribution, the results of this work were used to enable the prediction of the mass ($3.276^{+0.448}_{-0.419} M_{\oplus}$) and internal structure of TOI-2445 b using stellar chemistry as a reference. The results indicate a dense, rocky world with a core mass fraction similar to Earth's. The derived stellar C/O ratios (ranging from 0.526 to 0.638) provide the primordial chemical context for the interpretation of JWST data. Placing these results within a broader population context enabled the investigation of potential chemical trends in M dwarfs. A comparison between stars with and without planets revealed no statistically significant differences in the C/O ratio, indicating that any effects associated with planetary formation remain inconclusive within this sample. Conversely, a robust difference was identified in the slope of the C/O versus [Fe/H] relationship between M and FGK dwarfs with exoplanets, suggesting that the local population of M dwarfs has a distinct chemical history, possibly associated with diverse Galactic origins. Finally, this Thesis presents an uncertainty Atlas for determining chemical abundances in M dwarfs with effective temperatures between 3200 and 4000 K, constructed from synthetic spectra in the 1.51–1.69 μm range. The Atlas systematically quantifies the impact of variations in atmospheric parameters, signal-to-noise ratio, and pseudo-continuum definition, providing a valuable tool for realistic uncertainty estimation in future H-band spectroscopic analyses.

Keywords: M dwarfs; Exoplanets; Chemical Abundances; Stellar Spectroscopy; C/O Ratio.

1	Introdução	1
1.1	A revolução dos exoplanetas e o foco nas anãs M	4
1.2	A conexão química intrínseca entre estrelas e planetas	7
1.3	Superando desafios: a espectroscopia no infravermelho próximo	11
1.4	O JWST e o futuro da caracterização de exoplanetas	14
1.5	Campos magnéticos e a física das anãs M	16
1.6	Motivação, objetivos e estrutura da Tese	17
1.6.1	A escolha dos alvos	18
1.6.2	Objetivos específicos e esquema geral	18
1.6.3	Estrutura da Tese	20
2	Observações e Modelagem de Dados	22
2.1	Observações: seleção de alvos e coleta de dados	22
2.1.1	Processo de seleção e filtragem da amostra	22
2.1.2	Instrumentação e fonte dos dados observacionais	23
2.2	Linhas espectrais e modelagem de dados	23
2.2.1	Estrutura de modelagem atmosférica e transferência radiativa	24
2.2.2	Análise da amostra e sensibilidade das linhas espectrais	25
2.2.3	Uma lista de linhas bem definidas para anãs M na banda H	26
2.3	Análise de abundâncias	34
2.3.1	Elementos analisados e derivação de parâmetros atmosféricos	34
2.3.2	Seleção de linhas	36
2.3.3	Determinação da metalicidade ([Fe/H])	37
2.4	O código de estrutura interna ExoPlex	38
3	Mapa de Incertezas na Determinação de Abundâncias	40
3.1	Incertezas devido a mudanças nos parâmetros atmosféricos	42
3.1.1	O impacto da variação da temperatura efetiva	42
3.1.2	O impacto da variação da gravidade superficial	44

3.1.3	O impacto da variação da metalicidade	44
3.1.4	O impacto da variação da velocidade de microturbulência	45
3.2	A influência do sinal-ruído na precisão das abundâncias	45
3.3	Incertezas devido a variações na definição do pseudocontínuo	50
4	Resultados e Discussão	52
4.1	Determinação dos parâmetros fundamentais das estrelas hospedeiras	54
4.2	Determinação dos parâmetros fundamentais dos exoplanetas	56
4.3	Caracterização dos sistemas exoplanetários analisados	59
4.3.1	TOI-1685	59
4.3.2	GJ 436	64
4.3.3	TOI-2445	68
4.3.4	GJ 3470	71
4.4	Diagrama massa-raio	74
4.5	As razões de abundância [El/Fe]	76
5	A Razão C/O e a Formação de Planetas em Anãs M	77
5.1	Medidas de abundância de C/O	79
5.2	Uma análise comparativa das tendências de C/O em populações estelares	80
5.3	Evidência sugestiva de uma assinatura de formação planetária nas razões C/O de anãs M	81
5.4	Inclinações divergentes de C/O–[Fe/H]: uma potencial assinatura genuína das diferenças entre anãs M e FGK	83
5.5	Interpretação física das tendências de C/O observadas e vias para pesquisas futuras	84
6	Considerações Finais	87
6.1	Contribuições principais	87
6.1.1	Derivação de parâmetros estelares e planetários	87
6.1.2	Análise da composição química e da razão C/O	88
6.1.3	Tendências populacionais e diferenças entre populações estelares	88
6.1.4	Avaliação da atividade magnética	89
6.2	Limitações do estudo e fronteiras metodológicas	89
6.3	Perspectivas e a sinergia indispensável com o JWST	90
	Referências	94
	APÊNDICES	114
	Apêndice A Atlas de Incertezas e Linhas Espectrais	115
	Apêndice B Atividades Acadêmicas no Laboratório de Propulsão a Jato (JPL) da	

NASA	130
B.1 <i>Towards Characterizing Earth-like Exoplanets Atmospheres</i>	130
B.2 Observações	131
B.3 Resultados	132
Apêndice C Declaração de Uso de Inteligência Artificial	133

Lista de Figuras

1.1	Cadeia pp simplificada	2
1.2	Distribuição espectral de um corpo negro para diferentes temperaturas, ilustrando o deslocamento do pico de emissão para comprimentos de onda maiores em temperaturas mais baixas, conforme descrito pela Lei de Planck. Fonte: IAU OAE/Niall Deacon.	3
1.3	Espectro sintético de uma anã M com temperatura efetiva de 2900 K, gravidade superficial de 5.0 dex e metalicidade solar. O gráfico abrange a região do óptico ao infravermelho próximo (0.4 a 1.2 μm). As linhas sólidas e pontilhadas representam diferentes listas de linhas de TiO (AMES-TiO e SCAN-TiO, respectivamente). As posições dos limites das bandas moleculares de TiO ($\alpha, \beta, \gamma, \gamma', \epsilon, \delta, \phi$) estão indicadas, ilustrando como essas bandas dominam e suprimem o fluxo estelar na região óptica, dificultando a identificação do contínuo. Fonte: Adaptada de Allard et al. (2000).	4
1.4	Comparação entre as zonas habitáveis de diferentes tipos estelares. Em estrelas frias, a zona habitável situa-se em órbitas muito mais próximas da estrela, resultando em períodos orbitais curtos e aumentando a probabilidade de detecção por métodos como trânsito e velocidade radial. Fonte: PHL @ UPR Arecibo.	6
1.5	Composição química estelar. Fonte: Adaptado de material de aula da Universidade de Alberta ⁱ	12
1.6	Identificação das linhas nos espectros do APOGEE da estrela Kepler-138, correspondentes a toda a região espectral coberta pelo APOGEE. As linhas utilizadas na análise de abundâncias são indicadas pelos pontos pretos. Observa-se que a maioria dessas linhas espectrais apresenta algum grau de sobreposição (<i>blending</i>). Fonte: Adaptada de Souto et al. (2017).	13
1.7	Comparação entre os telescópios espaciais James Webb e Hubble em diferentes faixas do espectro eletromagnético e outras características. Créditos: NASA, ESA, CSA, Joseph Olmsted (STScI).	15

2.1	O APOGEE observa algumas centenas de estrelas na direção do bojo Galáctico com o telescópio Sloan de 2.5 metros durante a lua cheia. O telescópio de 1 metro da New Mexico State University (NMSU) está em primeiro plano, com as luzes de El Paso no horizonte. Fonte: S. R. Majewski; SDSS.	23
2.2	Síntese espectral variando T_{eff} de 3200 K (linha mais avermelhada) até 4000 K (linha mais azulada), em passos de 100 K, com valores fixos de $\log g$ (4,8 dex), $[\text{Fe}/\text{H}]$ (0,00 dex) e ξ (1,00 km s ⁻¹) para a região inteira do APOGEE.	27
2.3	Síntese espectral variando $[\text{Fe}/\text{H}]$ de 0,5 (linha mais avermelhada) até -1,0 (linha mais azulada), em passos de 0,25 dex, com valores fixos de T_{eff} (3500 K), $\log g$ (4,8 dex) e ξ (1,00 km s ⁻¹) para a região inteira do APOGEE.	28
2.4	Síntese espectral variando $\log g$ de 5,4 (linha mais avermelhada) até 4,0 (linha mais azulada), em passos de 0,2 dex, com valores fixos de T_{eff} (3500 K), $[\text{Fe}/\text{H}]$ (0,00 dex) e ξ (1,00 km s ⁻¹) para a região inteira do APOGEE.	29
2.5	Sensibilidade às variações nos parâmetros atmosféricos estelares. Painel superior: síntese espectral variando T_{eff} de 3200 K (linha mais avermelhada) até 4000 K (linha mais azulada), em passos de 100 K, com valores fixos de $\log g$ (4,8 dex), $[\text{Fe}/\text{H}]$ (0,00 dex) e ξ (1,00 km s ⁻¹). Painel central: síntese espectral variando $[\text{Fe}/\text{H}]$ de 0,5 (linha mais avermelhada) até -1,0 (linha mais azulada), em passos de 0,25 dex, com valores fixos de T_{eff} (3500 K), $\log g$ (4,8 dex) e ξ (1,00 km s ⁻¹). Painel inferior: síntese espectral variando $\log g$ de 5,4 (linha mais avermelhada) até 4,0 (linha mais azulada), em passos de 0,2 dex, com valores fixos de T_{eff} (3500 K), $[\text{Fe}/\text{H}]$ (0,00 dex) e ξ (1,00 km s ⁻¹).	30
2.6	Diagrama de parâmetros atmosféricos (T_{eff} vs. $\log g$) para as anãs M TOI-1685, GJ 436, TOI-2445 e GJ 3470, com a escala de cores indicando a metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$). As barras de erro correspondem a incertezas de ± 100 K em T_{eff} e $\pm 0,13$ dex em $\log g$. As linhas sólidas representam isócronas teóricas do modelo MIST para uma idade fixa de 10 Gyr e cinco valores de metalicidade (-0,20, -0,10, 0,00, +0,10 e +0,20 dex), com cores normalizadas à mesma escala adotada para as nossas anãs M. Observa-se que TOI-1685 ($[\text{Fe}/\text{H}] = +0,06$) exibe um deslocamento em relação às isócronas, provavelmente decorrente de incertezas na determinação de $\log g$	35
2.7	Perfil espectral de uma linha de Fe I sintetizado com o código BACCHUS para $T_{\text{eff}} = 3200$ K.	36
2.8	Perfil espectral de uma linha de OH, bem definida, obtido com o código BACCHUS para $T_{\text{eff}} = 3900$ K.	37
3.1	Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de ferro obtida a partir das espécies Fe I (a) e FeH (b).	46

3.2	Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de oxigênio obtida a partir das espécies H_2O (a) e OH (b).	46
3.3	Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de C I, obtida a partir da espécie CO (a), e a de Na I (b).	47
3.4	Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de Mg I (a) e a de Al I (b).	47
3.5	Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de Si I (a) e a de K I (b).	47
3.6	Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de Ca I (a) e a de Ti I (b).	48
3.7	Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de V I (a) e a de Cr I (b).	48
3.8	Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de Mn I (a) e a de Ni I (b).	48
3.9	Incertezas devidas a mudanças no sinal-ruído (SNR). Créditos: Marcus Vinicius Grilo da Silva.	49
4.1	Determinação da temperatura efetiva (a) e gravidade superficial (b) para TOI-1685.	60
4.2	Comparação de síntese espectral para as linhas de Ti I na banda H da estrela TOI-1685. Os círculos escuros representam o espectro observado, reescalado localmente para que o nível do contínuo coincida com o da síntese deste trabalho. A linha sólida vermelha indica o espectro sintético calculado com os parâmetros atmosféricos estelares derivados nesta Tese. A linha tracejada azul representa a síntese com base nos parâmetros de Hirano et al. (2021). Os três painéis apresentam os perfis detalhados das linhas de Ti I em 15334,847, 15543,756 e 15715,573 Å. Observa-se que os resultados deste trabalho apresentam um melhor ajuste à profundidade e forma das linhas observadas.	62
4.3	Determinação da temperatura efetiva para GJ 436.	65
4.4	Determinação da temperatura efetiva (a) e gravidade superficial (b) para TOI-2445.	69
4.5	Perfis simulados para TOI-2445 b. Fonte: Adaptada do Trabalho de Conclusão de Curso (TCC) intitulado “Acessando a estrutura interna de exoplanetas rochosos a partir da ExoPlex” (2025), de Kely Cassiano Murta, apresentado como requisito parcial para a obtenção do título de Bacharel em Física pela Universidade Federal de Sergipe (UFS).	71
4.6	Determinação da temperatura efetiva (a) e gravidade superficial (b) para GJ 3470.	72

4.7	Diagrama massa-raio: alvos vs. modelos de estrutura de Zeng et al. (2019). Os exoplanetas da amostra são identificados por marcadores específicos com barras de erro: TOI-2445 b (triângulo cinza), TOI-1685 b (círculo branco), GJ 436 b (quadrado laranja) e GJ 3470 b (losango magenta). As curvas de referência indicam composições de 100% Fe (marrom pontilhado), 100% $MgSiO_3$ (ocre tracejado) e o modelo “Semelhante à Terra” (32,5% de Fe e 67,5% de $MgSiO_3$; linha contínua verde escura). As curvas coloridas representam modelos com voláteis: tons de azul para 100% e 50% de H_2O ; tons de roxo para núcleos ricos em água (Núcleo (A)) com 2% de H_2 ; tons de vermelho/laranja para núcleos ricos em água com 5% de H_2 ; e tons de verde-oliva/dourado para núcleos “semelhante à Terra” (Núcleo (R)) com envelopes de 2% e 5% de H_2 , respectivamente. Em cada família de curvas, o aumento da temperatura de equilíbrio (T_{eq} de 300 K a 1000 K) desloca as trilhas para raios maiores. A linha pontilhada roxa no topo define o limite para 100% H_2/He frio.	75
5.1	Distribuição de C/O versus [Fe/H] para diferentes populações estelares.	80

Lista de Tabelas

2.1	Linhas espectrais bem definidas para anãs M na banda H.	31
4.1	Abundâncias das anãs M hospedeiras de exoplanetas alvos do JWST.	52
4.2	Parâmetros estelares e exoplanetários.	53
A.1	Sensibilidade da abundância às mudanças nos parâmetros atmosféricos estelares.	116
A.2	Incertezas devido a mudanças no sinal-ruído (SNR).	120
A.3	Incertezas devido a deslocamentos do pseudocontínuo.	127

“Oh, Deus, eu poderia viver
recluso numa casca de noz e me
achar o rei do espaço infinito...”

Shakespeare, Hamlet.

O estudo científico das estrelas transitou da filosofia natural para a astrofísica moderna ao longo do século XIX, impulsionado pelo advento da espectroscopia. A identificação das primeiras linhas de absorção no espectro solar por Fraunhofer e a posterior demonstração, por Kirchhoff e Bunsen, de que tais características constituíam assinaturas inequívocas de elementos químicos específicos permitiram, pela primeira vez, a perspectiva de sondar a composição da matéria estelar à distância. Esse marco fundamental desencadeou esforços significativos de classificação, destacando-se o trabalho realizado no Observatório de Harvard sob a liderança de Edward Pickering. O catálogo Henry Draper consolidou a sequência espectral OBAFGKM, estabelecendo a base sobre a qual toda a astrofísica estelar contemporânea foi construída.

A compreensão física da natureza dessas estrelas amadureceu com o desenvolvimento do diagrama Hertzsprung-Russell (HR), que organizou a diversidade estelar em uma sequência principal ligando luminosidade, temperatura efetiva e massa. Complementarmente, o trabalho pioneiro de Cecilia Payne-Gaposchkin revelou que a variação espectral observada era primariamente uma função da temperatura fotosférica, e não de mudanças robustas na composição química, estabelecendo o hidrogênio e o hélio como os constituintes dominantes do conjunto estelar. No entanto, enquanto estrelas de tipo solar (FGK) foram o foco inicial da astrofísica devido ao seu brilho e à acessibilidade espectral, estrelas na extremidade inferior da sequência principal — anãs M — permaneceram, por bastante tempo, alvo de investigação observacional relativamente baixa. Sua baixa luminosidade intrínseca impôs limites consideráveis ao estudo detalhado de suas atmosferas, originando uma lacuna de conhecimento que apenas o avanço tecnológico recente permitiu começar a preencher.

As estrelas anãs M representam a vasta maioria da população estelar da Via Láctea, correspondendo a cerca de 70% de todas as estrelas (Salpeter, 1955; Miller and Scalo, 1979; Henry

et al., 2018) da nossa Galáxia. Essa onipresença as qualifica como laboratórios cósmicos fundamentais para a compreensão de uma vasta gama de fenômenos astrofísicos, desde a formação estelar e a evolução Galáctica até a prevalência e as características de sistemas planetários. As anãs M possuem massas que variam de aproximadamente 0,08 a 0,6 vezes a massa do nosso Sol. O limite inferior é determinado pela massa mínima necessária para sustentar a fusão de hidrogênio em hélio em seus núcleos; abaixo desse limiar, encontramos as anãs marrons.

Devido às suas baixas massas, a pressão e a temperatura em seus núcleos são correspondentemente mais baixas, resultando em taxas de fusão nuclear muito mais lentas em comparação com estrelas como o Sol. De fato, em anãs M, a fusão do hidrogênio ocorre predominantemente por meio da cadeia próton-próton (pp) (Figura 1.1), cuja taxa de geração de energia apresenta uma dependência relativamente suave com a temperatura quando comparada ao ciclo CNO, dominante em estrelas mais massivas. A prevalência da cadeia próton-próton em anãs M está diretamente associada às temperaturas centrais relativamente baixas dessas estrelas, tipicamente da ordem de 10^7 K, insuficientes para sustentar eficientemente o ciclo CNO.

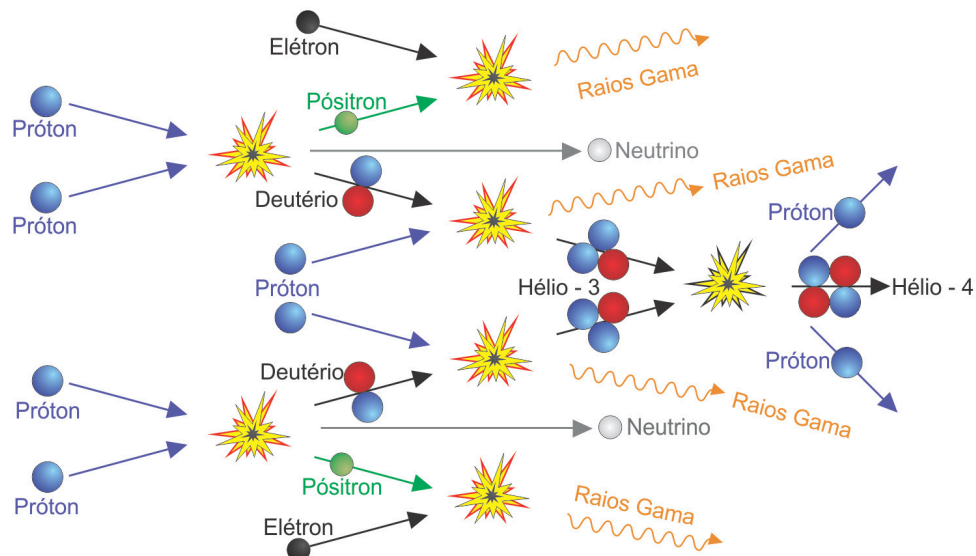


Figura 1.1: Cadeia pp simplificada. Fonte: Adaptado de material didático do IF/UFRGS¹.

De forma geral, a taxa de produção de energia nuclear pode ser expressa como $\varepsilon \propto \rho T^n$, onde ρ é a densidade, T é a temperatura e o expoente n depende do mecanismo de fusão considerado, sendo tipicamente $n \sim 4$ para a cadeia pp e significativamente maior para o ciclo CNO. Essa economia de combustível lhes confere uma longevidade única, com vidas úteis que podem exceder 100 bilhões de anos, muito mais do que a idade atual do Universo. Assim sendo, toda anã M que já se formou e não trocou massa com sistemas próximos ainda brilha na vastidão do universo, servindo como um fóssil cósmico que preserva a história química das regiões onde nasceu.

¹ https://www.if.ufrgs.br/fis02001/aulas/aula_fee.htm

Uma consequência direta de suas baixas taxas de fusão nuclear é a sua baixa luminosidade e baixa temperatura superficial efetiva (T_{eff}), tipicamente variando entre 2400 K e 4000 K. A emissão estelar é aproximada pela radiação de corpo negro, descrita pela Lei de Planck, na qual a temperatura determina a distribuição espectral de energia. No caso das anãs M, sua baixa temperatura desloca o pico de emissão para comprimentos de onda mais longos, fazendo com que a maior parte de sua radiação seja emitida na faixa infravermelha do espectro eletromagnético (Figura 1.2). Essa predominância da emissão em frequências mais baixas é o que lhes confere a cor avermelhada característica no espectro visível. Tal particularidade foi tradicionalmente uma das maiores barreiras ao seu estudo detalhado.

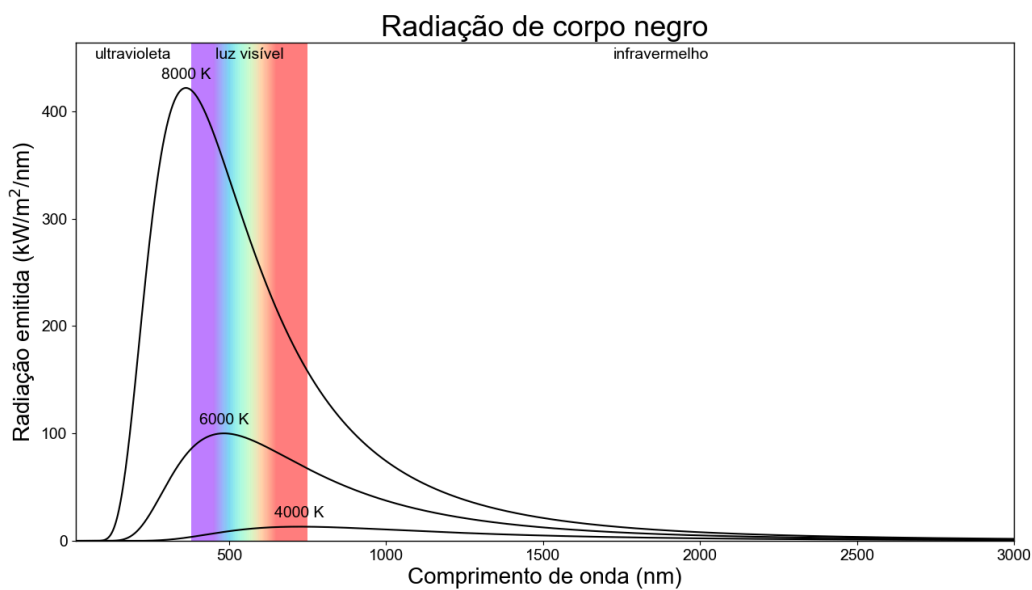


Figura 1.2: Distribuição espectral de um corpo negro para diferentes temperaturas, ilustrando o deslocamento do pico de emissão para comprimentos de onda maiores em temperaturas mais baixas, conforme descrito pela Lei de Planck. Fonte: IAU OAE/Niall Deacon.

A principal dificuldade no estudo destas estrelas reside na complexidade química de suas atmosferas frias. As temperaturas efetivas nas camadas externas de uma anã M são suficientemente baixas para permitir a formação de uma vasta gama de moléculas diatômicas e poliatômicas. Em particular, as moléculas de óxido de titânio (TiO) e de óxido de vanádio (VO) tornam-se extremamente abundantes e opacas na faixa óptica do espectro (Allard et al., 2000). Essas moléculas formam “bandas” de absorção largas e densas que atuam como um véu, obscurecendo quase completamente o espectro subjacente, conforme ilustrado na Figura 1.3. As linhas de absorção atômicas, que são as “impressões digitais” que os astrônomos usam para medir a abundância de elementos como ferro, silício, magnésio, carbono e outros, tornam-se extremamente difíceis de isolar e medir com precisão.

A determinação de um contínuo, o nível de referência do brilho estelar sem absorção, torna-se uma tarefa difícil, e o entrelaçamento das linhas atômicas com o denso conjunto de linhas moleculares introduz incertezas significativas. Este desafio técnico resultou em uma

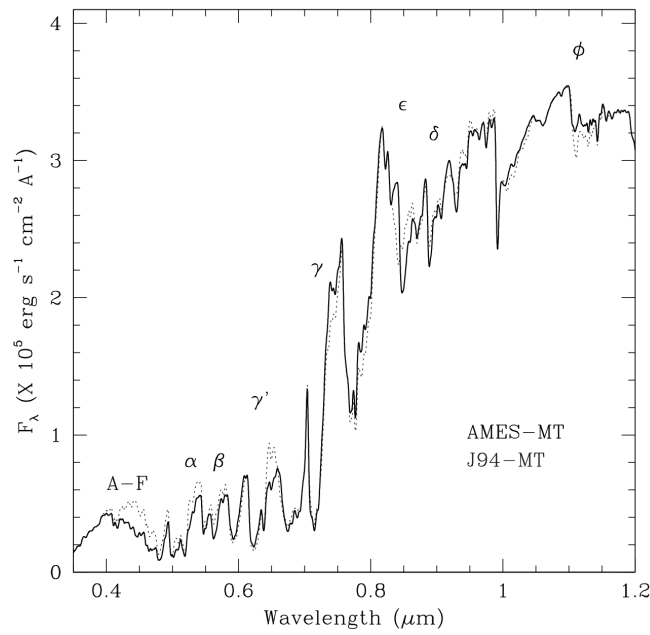


Figura 1.3: Espectro sintético de uma anã M com temperatura efetiva de 2900 K, gravidade superficial de 5.0 dex e metalicidade solar. O gráfico abrange a região do óptico ao infravermelho próximo (0.4 a 1.2 μm). As linhas sólidas e pontilhadas representam diferentes listas de linhas de TiO (AMES-TiO e SCAN-TiO, respectivamente). As posições dos limites das bandas moleculares de TiO ($\alpha, \beta, \gamma, \gamma', \epsilon, \delta, \phi$) estão indicadas, ilustrando como essas bandas dominam e suprimem o fluxo estelar na região óptica, dificultando a identificação do contínuo. Fonte: Adaptada de [Allard et al. \(2000\)](#).

lacuna persistente e de difícil transposição no nosso conhecimento. Isso não apenas limitou nossa compreensão da física das próprias anãs M, mas também prejudicou nossa capacidade de empregar essa vasta população como traçadores da evolução química da Via Láctea, assim como já era feito a partir do estudo de estrelas similares ao nosso Sol. A incapacidade de medir com precisão a composição química das estrelas mais comuns significava que nossa visão da história Galáctica era, na melhor das hipóteses, incompleta.

1.1 A revolução dos exoplanetas e o foco nas anãs M

O campo da Astronomia foi transformado nas últimas três décadas pela constatação de que os planetas não são uma exclusividade do nosso Sistema Solar. A detecção do primeiro exoplaneta orbitando uma estrela da sequência principal, 51 Pegasi b, em 1995 ([Mayor and Queloz, 1995](#)), deu início a uma nova era de exploração, revelando uma diversidade de mundos que desafiou nossas teorias de formação planetária. Atualmente, mais de 6150 exoplanetas foram confirmados, exibindo uma diversidade notável em massas, raios, períodos orbitais e disposições dinâmicas.

Em meio a essa “revolução dos exoplanetas”, as anãs M emergiram não apenas como objetos de interesse, mas como os alvos mais estratégicos na busca e caracterização de mundos potencialmente habitáveis. O protagonismo das anãs M na ciência de exoplanetas deve-se a vantagens observacionais fundamentais. Os dois métodos mais prolíficos para a detecção de exoplanetas, o método da velocidade radial e o método de trânsito, são significativamente mais

sensíveis a planetas orbitando estrelas menores e menos massivas (Charbonneau and Deming, 2007; Gaidos et al., 2007; Shields et al., 2016; Dressing and Charbonneau, 2015).

O método de trânsito detecta a diminuição periódica no brilho de uma estrela quando um planeta passa à sua frente, bloqueando uma pequena fração da luz da estrela. A profundidade desse trânsito é proporcional à razão entre as áreas dos discos do planeta e da estrela $\left(\propto \frac{R_p^2}{R_s^2}\right)$. Para um planeta do tamanho da Terra, o trânsito em frente a uma estrela como o Sol causa uma diminuição no brilho de apenas 0,008%. Em contraste, o mesmo planeta transitando uma anã M típica, com um raio de cerca de 0,3 vezes o do Sol, produziria uma diminuição de brilho de aproximadamente 0,1%, um sinal mais de dez vezes mais forte e, portanto, muito mais fácil de detectar a partir de observatórios terrestres e espaciais como o *Transiting Exoplanet Survey Satellite* (TESS) (Ricker et al., 2015).

Por outro lado, o método da variação da velocidade radial mede a “oscilação” da estrela ao longo da nossa linha de visada, causada pela atração gravitacional do planeta em órbita. A amplitude dessa oscilação, ou semi-amplitude da velocidade radial (K), é maior para planetas mais massivos e para estrelas menos massivas. Para uma dada massa planetária, a estrela anã M, por ser muito menos massiva do que o Sol, será deslocada ao redor do centro de massa do sistema com maior intensidade, exibindo uma oscilação mais pronunciada e de fácil detecção com a tecnologia atual disponível em telescópios terrestres e espaciais.

Essas vantagens levaram à descoberta de que planetas pequenos, particularmente na categoria de “Super-Terras” e “Sub-Netunos”, são extremamente comuns em torno de anãs M. Essa população de planetas, que não possui análogos em nosso próprio Sistema Solar, tornou-se um foco central de pesquisa na comunidade científica contemporânea. A descoberta de tantos mundos rochosos orbitando as estrelas mais comuns da Galáxia tem profundas implicações para a Astrobiologia e para a busca por vida fora da Terra (Teske, 2024).

Um aspecto adicional que torna as anãs M alvos particularmente atrativos é a localização de suas zonas habitáveis. Devido à sua baixa luminosidade, a região ao redor da estrela onde a água líquida pode existir na superfície de um planeta — a chamada zona habitável — encontra-se muito mais próxima da estrela em comparação com estrelas do tipo solar (Figura 1.4). Por conseguinte, planetas potencialmente habitáveis ao redor de anãs M possuem períodos orbitais curtos, aumentando significativamente a probabilidade de detecção via trânsitos e a frequência de eventos observáveis. Essa proximidade orbital, contudo, também levanta questões importantes relacionadas à habitabilidade, como o travamento por maré e a potencialmente intensa atividade magnética dessas estrelas, fatores que podem influenciar profundamente a evolução atmosférica dos planetas.

Apesar dos avanços observacionais, é importante reconhecer que o censo atual de exoplanetas é fortemente influenciado por vieses de detecção. Métodos como trânsito e velocidade

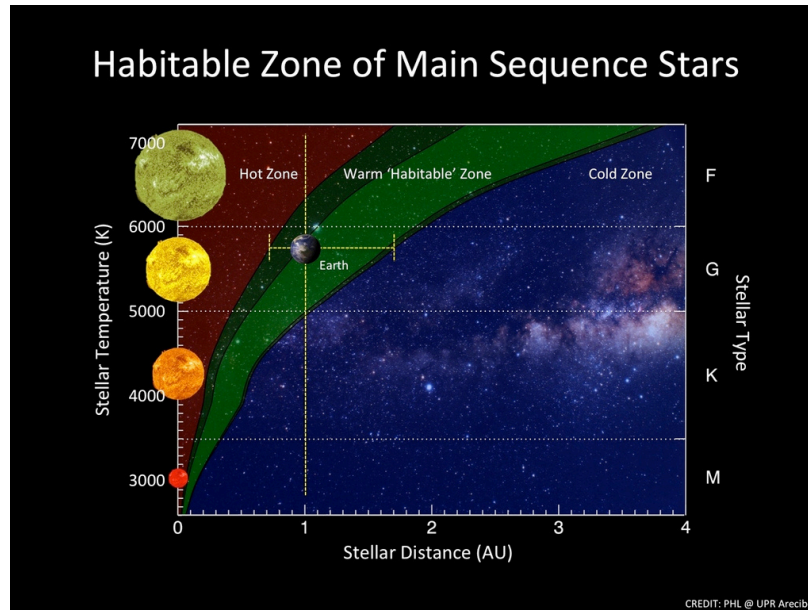


Figura 1.4: Comparação entre as zonas habitáveis de diferentes tipos estelares. Em estrelas frias, a zona habitável situa-se em órbitas muito mais próximas da estrela, resultando em períodos orbitais curtos e aumentando a probabilidade de detecção por métodos como trânsito e velocidade radial. Fonte: PHL @ UPR Arecibo.

radial são naturalmente mais sensíveis a planetas próximos de suas estrelas e com maiores massas ou raios, o que implica que a população conhecida pode não refletir fielmente a distribuição intrínseca de sistemas planetários na Galáxia. Dadas as suas dimensões, esse viés observacional é especialmente relevante no contexto das anãs M. Dessa maneira, a interpretação estatística das populações detectadas deve levar em consideração os limites instrumentais e metodológicos envolvidos.

No entanto, a descoberta de exoplanetas é apenas o primeiro passo. A caracterização de um exoplaneta depende criticamente do conhecimento preciso das propriedades de sua estrela hospedeira. O raio de um planeta, por exemplo, geralmente é medido em unidades do raio estelar a partir da profundidade do trânsito. A massa de um planeta é derivada da amplitude da velocidade radial, que, por sua vez, depende da massa da estrela. Portanto, qualquer incerteza na massa ou no raio da estrela se propaga diretamente, e muitas vezes de forma amplificada, para a incerteza na massa, no raio e, crucialmente, na densidade do planeta. A densidade é o primeiro e mais importante indicador da composição de um planeta: se é rochoso, gasoso ou uma mistura de ambos (Plotnykov and Valencia, 2020; Schulze et al., 2021).

Assim, a busca por caracterizar mundos distantes nos força a voltar e aprimorar nossa compreensão de suas estrelas-mãe, o que impulsiona a necessidade de uma metodologia robusta para a análise espectral de estrelas anãs M. Nesse cenário, a determinação precisa da composição química estelar, incluindo as abundâncias de elementos formadores de rochas (como Fe, Mg e Si), torna-se indispensável para restringir os modelos de estrutura interna dos planetas e compreender a relação entre a metalicidade do disco protoplanetário e a configuração final do sistema.

1.2 A conexão química intrínseca entre estrelas e planetas

O paradigma moderno da formação de sistemas planetários postula que uma estrela e seus planetas nascem do colapso gravitacional da mesma nuvem interestelar de gás e poeira (Bond et al., 2010; Dorn et al., 2015). Essa nuvem, ou nebulosa, possui uma composição química inicial relativamente homogênea. À medida que a nuvem entra em colapso, a maior parte da massa se concentra no centro para formar a protoestrela, enquanto o restante se achata em um disco circunstelar, conhecido como disco protoplanetário. É neste disco que os planetas se formam, por meio de um processo gradual de acreção de grãos de poeira em planetesimais e, destes, em embriões planetários e, finalmente, em planetas.

A dinâmica desse processo de crescimento é governada pela disponibilidade de material sólido e pelo tempo de vida do disco protoplanetário. Estudos observacionais de aglomerados estelares jovens indicam que a fração de discos primordiais diminui exponencialmente com o tempo, apresentando uma escala característica de aproximadamente 2,5 milhões de anos (Mamajek, 2009). Esse “tempo de vida” do disco impõe uma restrição temporal para a formação de planetas gigantes gasosos, que precisam atingir uma massa crítica para acretar gás antes que o disco se dissipe. Além disso, a evolução desses discos varia em função da massa da estrela hospedeira e do ambiente estelar, sugerindo que a configuração dos sistemas planetários é sensível às condições iniciais da nuvem primordial (Mamajek, 2009).

No nível microscópico, o crescimento de grãos de poeira até escalas centimétricas a decimétricas enfrenta barreiras físicas consideráveis, como a fragmentação e a barreira de ricochete (*bouncing barrier*), nas quais colisões em certas velocidades impedem a coagulação. Nesse contexto, a condensação de voláteis surge como um mecanismo de crescimento eficiente. Através da linha de neve (*snow line*) radial, partículas de gelo sublimam e o vapor que se difunde de volta através da linha de neve se condensa novamente em partículas já existentes, promovendo um crescimento apreciável — de milímetros para decímetros em escalas de tempo da ordem de cerca de 10^3 anos (Ros and Johansen, 2013). Esse processo de condensação e sublimação cíclica não apenas impulsiona a formação de seixos (*pebbles*), mas também gera gradientes químicos locais que influenciam a composição final dos planetesimais.

A localização da linha de neve desempenha um papel central na teoria de formação por acreção de núcleo (*core accretion*), dado que define a região além da qual compostos voláteis, como a água, podem condensar em gelo, aumentando significativamente a densidade de sólidos disponível. A posição dessa linha varia conforme a estrela evolui e a opacidade do disco se altera. Em estrelas de diferentes massas, essa migração influencia diretamente a frequência e a localização de planetas gigantes (Kennedy and Kenyon, 2008).

Logo, a formação planetária resulta de uma complexa relação entre a taxa de crescimento dos sólidos e a dissipação do gás e da poeira do disco. Se os “embriões” planetários

não atingirem a massa crítica dentro da janela de alguns milhões de anos permitida pela vida útil do disco (Mamajek, 2009), o sistema resultará predominantemente em planetas rochosos ou de massa intermediária, desprovidos de envelopes gasosos massivos. Essa interação entre escalas de tempo, migração da linha de neve e eficiência de acreção de sólidos fundamenta a diversidade dos sistemas exoplanetários observados.

Esse cenário de formação compartilhada implica uma conexão química fundamental: a atmosfera da estrela hospedeira serve como um registro fóssil da composição química da nebulosa primordial a partir da qual os planetas se formaram (assumindo que não houve processos físicos que modificaram a composição atmosférica estelar, como processos de dragagem ou difusão atômica). Portanto, ao medir as abundâncias de elementos presentes na estrela, podemos inferir a composição do “material de construção” que estava disponível para formar os planetas em seu sistema. Esta conexão é uma das ferramentas mais poderosas na ciência de exoplanetas, permitindo-nos ir além da simples medição de massa e raio e começar a investigar a composição e a exogeofísica de mundos que nunca visitaremos diretamente (Dorn et al., 2015; Unterborn et al., 2015; Unterborn and Panero, 2017; Souto et al., 2018).

De fato, a mais influente e robusta conexão observacional entre a composição estelar e planetária, identificada logo após as primeiras detecções de exoplanetas, é a correlação entre a presença de planetas gigantes gasosos em órbitas curtas e a metalicidade de suas estrelas hospedeiras (Gonzalez, 1997; Santos et al., 2001, 2004; Fischer and Valenti, 2005; Ghezzi et al., 2010; Wilson et al., 2018). Neste contexto, o termo “metalicidade” refere-se especificamente à abundância relativa de ferro, $[Fe/H]$. Estrelas com maior abundância de ferro são significativamente mais propensas a hospedar planetas gigantes.

Esta tendência foi interpretada como uma importante evidência para o mecanismo de formação dominante por acreção de núcleo. Uma maior metalicidade no disco implica uma maior densidade de sólidos, facilitando e acelerando a formação desses núcleos massivos (Ida and Lin, 2004; Mordasini et al., 2009, 2012). Embora a formação de planetas menores e rochosos demonstre uma dependência mais fraca da metalicidade estelar, esta correlação com os gigantes gasosos permanece como o pilar observacional da conexão estrela-planeta (Buchhave et al., 2012, 2014; Brewer et al., 2018; Petigura et al., 2018).

Dois conjuntos de elementos são de particular importância neste contexto: os elementos voláteis, como C e O, e os elementos refratários, como Mg, Si e Fe. A razão entre o número de átomos de carbono e de oxigênio (C/O) em um disco protoplanetário é um dos parâmetros mais críticos que governam a química da formação planetária (Drażkowska et al., 2023; Nissen, 2013; Delgado Mena et al., 2021). Em um ambiente com mais oxigênio do que carbono, o carbono tende a ligar-se ao oxigênio para formar monóxido de carbono (CO), enquanto o oxigênio restante se liga ao hidrogênio para formar água (H₂O). Isso resulta em um disco rico em gelo de água e silicatos, o que favorece o surgimento de planetas rochosos e gigantes gasosos com

atmosferas ricas em água.

Em uma situação hipotética com mais carbono do que oxigênio, todo o oxigênio seria sequestrado pelo carbono, e o carbono restante estaria disponível para formar uma variedade de compostos carbonáceos, como metano (CH_4), grafite e carbonetos. Isso poderia levar à formação de “planetas de carbono”, com superfícies de alcatrão, oceanos de metano e mantos de diamante (Madhusudhan, 2012; Teske et al., 2014). Não obstante, estudos mostram que a localização das linhas de neve no disco protoplanetário, em particular as de H_2O e CO , pode modificar significativamente a razão C/O no gás e nos sólidos, já que a condensação seletiva de espécies ricas em oxigênio e carbono gera variações radiais na química do disco e, consequentemente, na composição dos planetas em formação (Öberg et al., 2011). Medir a razão C/O na estrela hospedeira é, portanto, o primeiro passo para determinar qual foi o tipo de química que dominou a formação de seus planetas.

A interpretação da razão C/O atmosférica de um planeta gigante em relação à sua estrela é, contudo, complexa e não linear. Modelos modernos indicam que a composição final da atmosfera de um gigante gasoso é profundamente influenciada pela acreção de sólidos (planetesimais) em sua atmosfera, um processo que parece dominar a composição final do envelope planetário (Mordasini et al., 2016). Como os planetesimais são majoritariamente formados por silicatos e gelos ricos em oxigênio (como H_2O), a dissolução desse material no envelope gasoso tende a resultar em atmosferas com $\text{C/O} < 1$, independentemente do local de formação do planeta no disco (Madhusudhan et al., 2014; Cridland et al., 2016).

Assim, para que um planeta gigante exiba uma alta razão C/O (super solar), ele provavelmente deve ter se formado em uma região específica do disco, entre as linhas de neve de CO_2 e CO , e sua atmosfera deve ter sido formada predominantemente por acreção de gás, com pouca poluição subsequente por planetesimais (Öberg and Bergin, 2016; Schneider and Bitsch, 2021a). A incorporação de outros elementos voláteis, como nitrogênio (N) e enxofre (S), cujas abundâncias relativas variam drasticamente entre o gás e os sólidos no disco, constitui uma ferramenta diagnóstica adicional e promissora para desvendar as vias de formação e de migração planetária (Turrini et al., 2021; Pacetti et al., 2022).

A investigação estatística abrangente de estrelas na vizinhança solar feita por Brewer and Fischer (2016) reforça a importância da caracterização da estrela hospedeira. A partir de uma amostra de 849 anãs FGK, os autores afirmam que a ocorrência de anãs ricas em carbono ($\text{C/O} > 1$) na vizinhança solar é $< 0,13\%$. Outrossim, Brewer and Fischer (2016) também pontuam que, em toda a sua amostra, não há estrelas com $\text{C/O} > 0,7$, o que os leva à conclusão de que a formação de planetas rochosos ricos em carbono, isto é, com razão $\text{C/O} > 0,65$ de acordo com Moriarty et al. (2014), é rara entre as anãs FGK de seu estudo. Verificou-se ainda que estrelas hospedeiras de exoplanetas na amostra seguem essencialmente a mesma distribuição da razão de abundância da população estelar amostral geral.

Os elementos refratários Mg, Si e Fe são os principais componentes dos minerais que compõem os planetas rochosos (Bond et al., 2010; Delgado Mena et al., 2010; Thiabaud et al., 2015; Dorn et al., 2017; Santos et al., 2017; Unterborn and Panero, 2017). As abundâncias relativas desses elementos na estrela hospedeira são frequentemente utilizadas como *proxies* para investigar a mineralogia e a estrutura interna de seus planetas terrestres. A premissa de que as razões de abundância de elementos refratários na estrela constituem uma boa aproximação à composição de seus planetas rochosos, por vezes chamada de “hipótese da similaridade composicional”, encontra forte suporte em estudos recentes.

Adibekyan et al. (2021), por exemplo, demonstraram uma correlação positiva entre a densidade aparente de pequenos exoplanetas ($R_p < 1,6R_{\oplus}$) e a fração de massa de ferro inferida a partir das abundâncias estelares em seus discos protoplanetários. No entanto, a universalidade dessa hipótese tem sido questionada. Análises de populações de exoplanetas com massa e raio bem determinados sugerem que a diversidade de composições planetárias pode ser mais ampla do que a variação observada nas estrelas hospedeiras, com alguns planetas sendo significativamente mais ou menos densos do que o previsto a partir de suas estrelas (Plotnikov and Valencia, 2020; Schulze et al., 2021). Esses desvios podem indicar processos de formação complexos não capturados pela hipótese simplificada, tornando os casos de inconsistência especialmente valiosos para refinar nossos modelos.

Por sua parte, Hinkel and Unterborn (2018) exploram como razões entre elementos formadores de rocha podem ser traduzidas em modelos de composição planetária, possibilitando, por exemplo, estimativas do tamanho do núcleo metálico. Tal abordagem evidencia que a habitabilidade potencial de um planeta é, em grande medida, influenciada por processos físico-químicos herdados do disco protoplanetário, nos quais a composição estelar atua como um importante condicionante para os ciclos geoquímicos entre o interior, a superfície e a atmosfera.

Uma outra dimensão crucial da composição estelar, com implicações diretas para a geofísica planetária, é a abundância de elementos radiogênicos de longa duração, como o tório (Th) e o urânio (U). A variação na abundância de Th em estrelas do tipo solarⁱⁱ é suficiente para implicar diferenças significativas de calor interno de seus planetas rochosos, influenciando diretamente a evolução térmica, a convecção do manto e o potencial para atividade exogeológica sustentada (Unterborn et al., 2015). Adicionalmente, o decaimento do isótopo de vida curta ²⁶Al no início da formação do sistema planetário é a principal fonte de calor para a diferenciação de planetesimais, separando-os em núcleo e manto e determinando seu conteúdo inicial de água (Lichtenberg et al., 2019). A composição da estrela hospedeira, portanto, não apenas dita os blocos de construção primários, mas também a energia interna disponível que molda a evolução de um planeta.

ⁱⁱ O estudo químico destes elementos em estrelas da sequência principal é desafiador, pois são elementos pouco abundantes e apresentam linhas espectrais extremamente fracas.

Finalmente, uma via complementar e poderosa para estudar a composição de material planetário rochoso provém da análise de anãs brancas poluídas. Essas remanescentes estelares possuem atmosferas que deveriam ser puras de H ou He, mas entre 25–50% delas apresentam traços de elementos pesados como Mg, Si, Fe e O, que devem ter sido acretados de uma fonte externa (Zuckerman et al., 2010; Koester et al., 2014). O consenso atual é que esse material provém de asteroides, cometas ou fragmentos de planetas que foram dinamicamente perturbados e desintegrados pela maré da anã branca (Jura, 2003). A composição da matéria acretada oferece, assim, um vislumbre direto e com menos premissas da composição de exoplanetesimais. Notavelmente, a maioria desses estudos revela que o material acretado é semelhante à composição da Terra (dominado por O, Mg, Si, Fe), frequentemente seco e empobrecido em carbono, e, em muitos casos, mostra evidências de diferenciação prévia em núcleo e manto (Jura and Young, 2014; Xu et al., 2019; Harrison et al., 2021). Isso reforça o quadro de que a formação de corpos rochosos e diferenciados é um processo comum em torno de outras estrelas.

Destarte, a análise química detalhada das anãs M hospedeiras de exoplanetas não é apenas um exercício de astrofísica estelar; é um passo indispensável para decifrar a natureza dos próprios planetas e avaliar seu potencial para abrigar vida.

1.3 Superando desafios: a espectroscopia no infravermelho próximo

A superação do impasse histórico na caracterização química das anãs M representa uma das histórias de sucesso da astrofísica instrumental moderna. A solução para contornar o “véu” molecular que obscurece os espectros ópticos dessas estrelas veio com um deslocamento de comprimento de onda da luz visível para o infravermelho próximo (NIR). Esta mudança não foi meramente incremental; representou uma transição de paradigma que abriu uma janela inteiramente nova e muito mais clara para a física e a química das estrelas de baixa massa e distantes na Galáxia. A vantagem fundamental do NIR para a observação de anãs M é dupla e está enraizada em sua física básica. Primeiramente, como já salientado, devido às suas baixas temperaturas efetivas, o pico da distribuição espectral de energia (SED) de uma anã M situa-se precisamente no infravermelho próximo. Isso significa que, para uma dada distância, o fluxo de fótons que recebemos de uma anã M é maximizado nesta faixa de comprimento de onda, permitindo observações com maior sinal-ruído (SNR) em tempos de exposição mais curtos.

Em segundo lugar, e de forma mais crítica para a análise de abundâncias, a opacidade das moléculas problemáticas, como TiO e VO, diminui drasticamente no NIR. A estrutura eletrônica dessas moléculas é tal que suas transições mais fortes, que formam as densas bandas de

ⁱⁱⁱ https://sites.ualberta.ca/~pogosyan/teaching/ASTRO_122/lect12/lecture12.html?utm_source=chatgpt.com

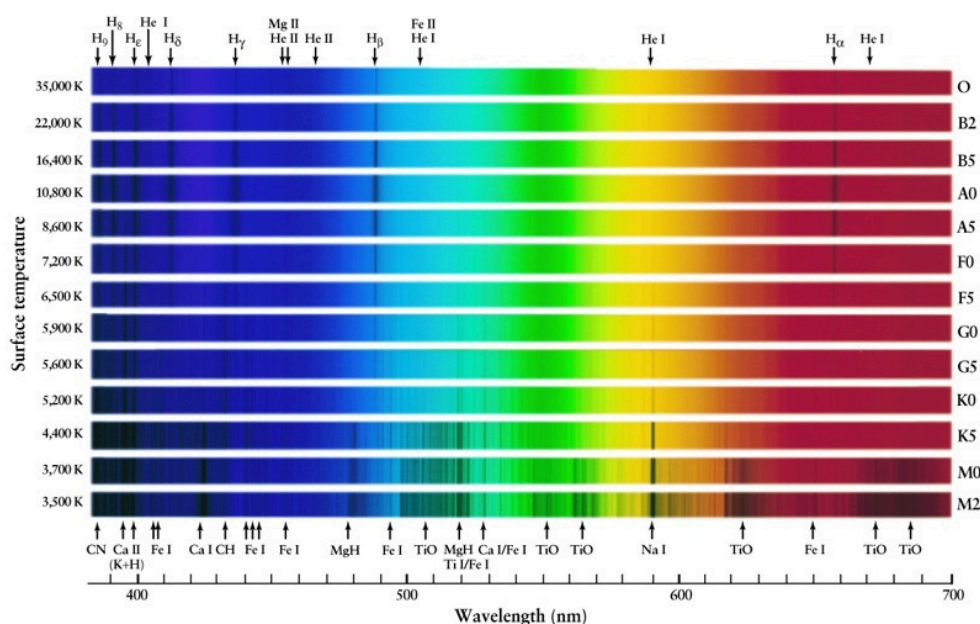


Figura 1.5: Composição química estelar. Fonte: Adaptado de material de aula da Universidade de Albertaⁱⁱⁱ.

absorção, ocorrem predominantemente em comprimentos de onda ópticos (Figura 1.5). No infravermelho próximo, embora a influência de outras moléculas, como o vapor de água (H_2O) e o hidreto de ferro (FeH), se torne mais proeminente, o espectro geral é consideravelmente mais “limpo”. Isso revela um rico panorama de linhas de absorção atômicas de elementos cruciais (como FeI , NaI , MgI , AlI , SiI , KI , CaI , TiI) e linhas de outras moléculas informativas (como CO e OH). A presença dessas linhas, agora discerníveis, permite a aplicação de técnicas de síntese espectral para determinar as abundâncias elementares.

A Figura 1.6 apresenta um espectro APOGEE (*Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment*) de uma anã-M na banda H, no qual linhas atômicas e moleculares utilizadas na análise de abundâncias químicas podem ser identificadas. Como parte do *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), o APOGEE utiliza um espectrógrafo de alta resolução ($R \approx 22500$) capaz de observar centenas de estrelas simultaneamente na banda H. Essa estratégia permitiu a criação do maior banco de dados homogêneo de espectros de anãs M no infravermelho próximo, possibilitando, pela primeira vez, estudos estatísticos robustos de sua composição química (Souto et al., 2017, 2018, 2020).

Dentro da janela do NIR, a banda H, que se estende de aproximadamente 1,51 a 1,77 micrômetros (μm), emergiu como um “ponto ideal” para esses estudos porque oferece um cenário notável: é suficientemente rica em linhas diagnósticas de múltiplos elementos e, ao mesmo tempo, é menos afetada pela absorção telúrica (absorção pela atmosfera da Terra) do que outras janelas do infravermelho, como as bandas J e K. É nesse contexto que grandes levantamentos espectroscópicos, como o APOGEE, se tornaram revolucionários (Majewski et al., 2017).

Outros instrumentos de vanguarda também ampliaram nossas capacidades no estudo

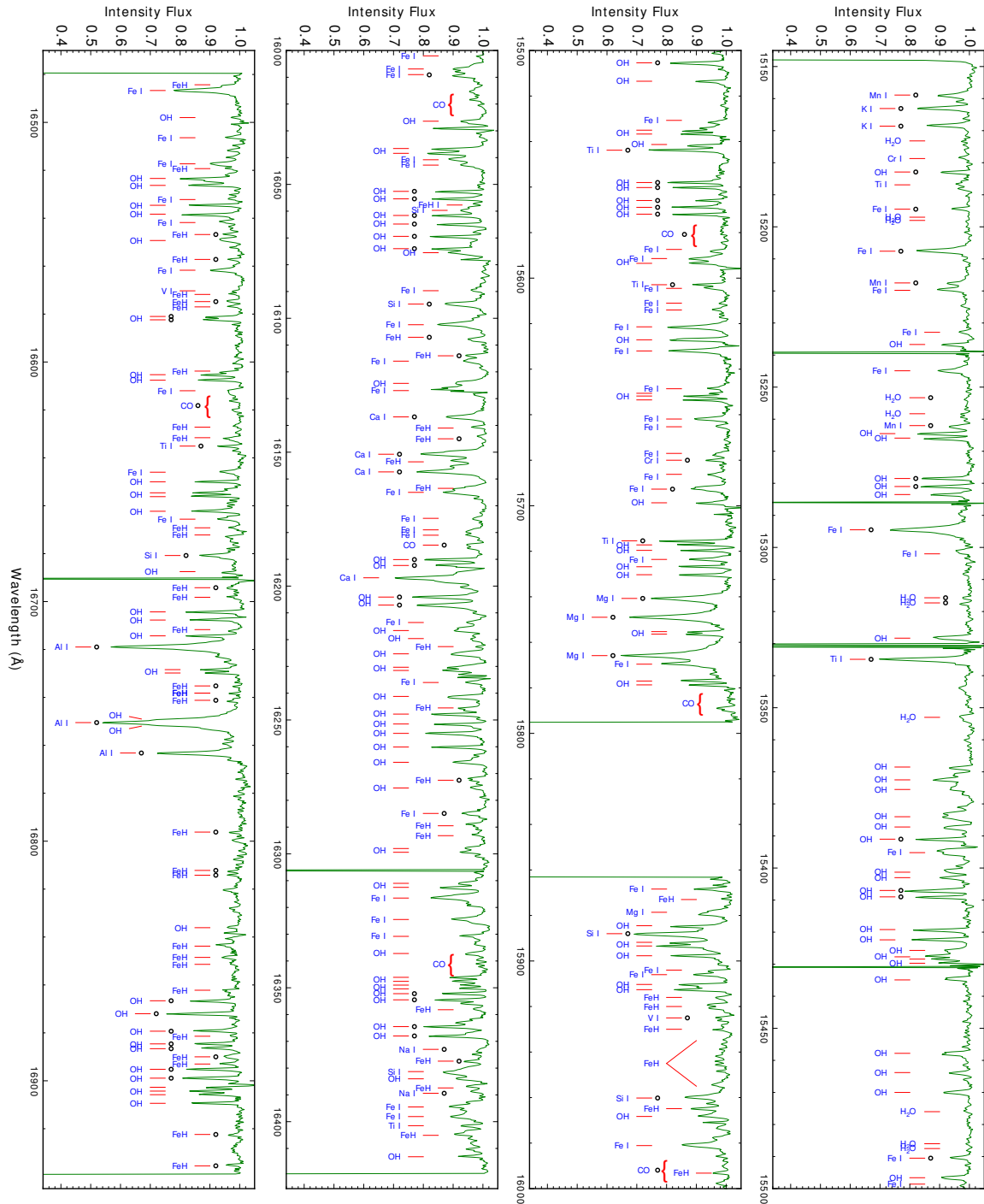


Figura 1.6: Identificação das linhas nos espectros do APOGEE da estrela Kepler-138, correspondentes a toda a região espectral coberta pelo APOGEE. As linhas utilizadas na análise de abundâncias são indicadas pelos pontos pretos. Observa-se que a maioria dessas linhas espectrais apresenta algum grau de sobreposição (*blending*). Fonte: Adaptada de Souto et al. (2017).

espectroscópico de estrelas anãs M. O levantamento CARMENES, com seus dois espectrógrafos de alta resolução cobrindo simultaneamente o óptico e o infravermelho próximo, tem sido fundamental para encontrar novos planetas e caracterizar suas estrelas hospedeiras em detalhes (Ribas et al., 2023; Reiners et al., 2018; Passegger et al., 2018). O espectrógrafo SPIRou (Donati et al., 2020), instalado no Telescópio Canadá-França-Havaí, não apenas realiza espectroscopia no NIR, mas também é um espectropolarímetro, permitindo a medição de campos magnéticos estelares por meio do efeito Zeeman (Cristofari et al., 2023) e da polarização da luz.

Além da análise estelar, estes instrumentos de alta resolução no NIR permitiram o desenvolvimento de técnicas inovadoras para estudar diretamente as atmosferas dos exoplanetas (Allart et al., 2019; Pelletier et al., 2021). A Espectroscopia de Correlação Cruzada de Alta Resolução (HRCCS) é um exemplo notável. Esta técnica funciona ao comparar o espectro observado, que contém o sinal combinado da estrela e do planeta, com um modelo de *template* que contém milhares de linhas de uma molécula específica (por exemplo, água ou monóxido de carbono). Ao fazer a correlação cruzada, o sinal fraco e ruidoso das linhas individuais da atmosfera do planeta, deslocadas pelo efeito Doppler devido ao seu movimento orbital, soma-se de forma coerente, emergindo do ruído (Nortmann et al., 2018; Salz et al., 2018; Alonso-Floriano et al., 2019; Sánchez-López et al., 2019).

Esta técnica poderosa tem permitido detectar várias espécies moleculares nas atmosferas de exoplanetas, tanto de gigantes gasosos quanto, potencialmente, de planetas menores. A sinergia entre a caracterização detalhada da estrela hospedeira e a detecção direta de sinais atmosféricos planetários, como o vapor de água (H_2O) em GJ 9827 d (Roy et al., 2023) e o metano (CH_4) em K2-18 b (Madhusudhan et al., 2023), ambas possibilitadas pela espectroscopia de alta resolução no NIR, define a fronteira da pesquisa de exoplanetas.

1.4 O JWST e o futuro da caracterização de exoplanetas

Lançado no final de 2021, o *James Webb Space Telescope* (JWST) é o observatório espacial mais poderoso já construído, projetado especificamente para operar em comprimentos de onda do infravermelho (Figura 1.7) com uma sensibilidade e resolução sem precedentes (Lustig-Yaeger et al., 2023; May et al., 2023). Para atingir seus objetivos, o JWST é equipado com um conjunto de quatro instrumentos científicos principais:

- **NIRCam** (*Near-Infrared Camera*): a câmera de infravermelho próximo, que atua como o principal gerador de imagens do telescópio. Além de ser fundamental para detectar a luz das primeiras galáxias, é equipada com coronógrafos, que permitem bloquear a luz brilhante de uma estrela para obter imagens de exoplanetas em sua órbita.
- **NIRSpec** (*Near-Infrared Spectrograph*): o espectrógrafo de infravermelho próximo. Este instrumento é usado para dispersar a luz de um objeto em um espectro, permitindo a

análise de sua composição química, temperatura e movimento.

- **MIRI (*Mid-Infrared Instrument*)**: o instrumento de infravermelho médio, que combina uma câmera e um espectrógrafo. É o único instrumento do JWST sensível a comprimentos de onda intermediários no infravermelho, o que lhe permite observar objetos mais frios, como poeira em discos protoplanetários.
- **FGS/NIRISS (*Fine Guidance Sensor / Near-Infrared Imager and Slitless Spectrograph*)**: este módulo tem duas funções. O FGS é o “sensor de direção” do telescópio, usado para travar alvos com alta precisão. O NIRISS é um instrumento científico focado em espectroscopia sem fenda, uma técnica que possibilita a captura de espectros de centenas de objetos simultaneamente em todo o campo de visão do instrumento, assegura a estabilidade fotométrica necessária para a caracterização precisa de atmosferas exoplanetárias e permite obter dados espectrais completos de fontes pontuais e extensas (Doyon et al., 2023).

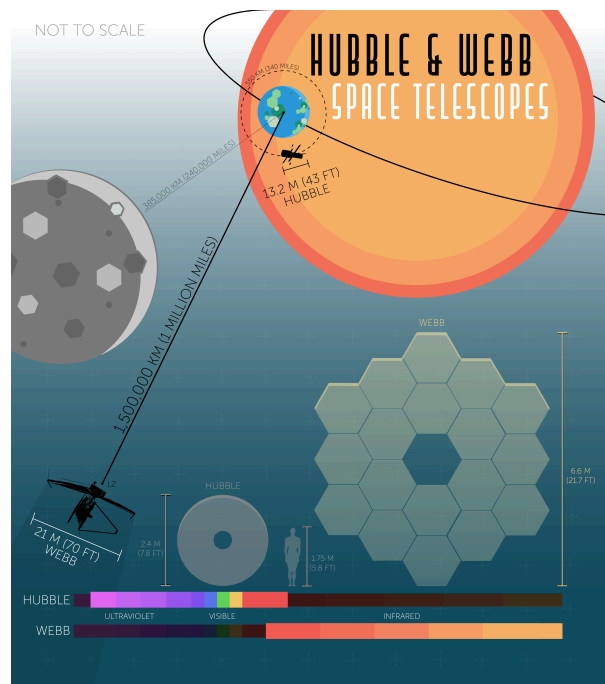


Figura 1.7: Comparação entre os telescópios espaciais James Webb e Hubble em diferentes faixas do espectro eletromagnético e outras características. Créditos: NASA, ESA, CSA, Joseph Olmsted (STScI).

Um de seus principais objetivos científicos é a caracterização das atmosferas de exoplanetas, uma tarefa para a qual seus instrumentos, como o NIRSpec e o MIRI, são particularmente adequados. A técnica primária usada pelo JWST para este fim é a espectroscopia de transmissão. Durante o trânsito primário, quando o planeta passa em frente à sua estrela, uma pequena fração da luz estelar é filtrada pelo limbo da atmosfera do planeta antes de chegar ao telescópio. Os átomos e moléculas presentes nessa atmosfera absorvem a luz em comprimentos de onda específicos, correspondentes às suas transições eletrônicas, vibracionais e rotacionais. Isso imprime uma assinatura espectral, com linhas de absorção, no espectro da estrela.

Ao comparar o espectro da estrela durante o trânsito com o espectro fora do trânsito, os astrônomos podem isolar este sinal de absorção diferencial, revelando a composição química da atmosfera do planeta. É aqui que a vantagem dos sistemas exoplanetários com anãs M torna-se mais pronunciada. Na espectroscopia de transmissão, a profundidade das características atmosféricas observadas é proporcional à razão entre a área efetiva da atmosfera do planeta e a área do disco da estrela hospedeira. Em sistemas com anãs M, cujos raios são significativamente menores do que os de estrelas do tipo solar, essa razão aumenta, tornando os sinais de absorção atmosférica mais intensos e mais facilmente detectáveis.

Além da espectroscopia de transmissão, o JWST também emprega outras técnicas poderosas na caracterização atmosférica de exoplanetas. Um exemplo notável é a espectroscopia de eclipse secundário, que ocorre quando o planeta passa por trás da estrela. Imediatamente antes de desaparecer, o telescópio mede a luz combinada da estrela e do lado diurno do planeta. Quando o planeta está oculto, mede-se apenas a luz da estrela. A diferença entre essas medições isola a emissão térmica do próprio planeta, permitindo determinar a temperatura do lado diurno e, conseqüentemente, identificar características de absorção ou emissão em seu espectro térmico.

O JWST também pode realizar observações de curva de fase, monitorando o brilho total do sistema à medida que o planeta orbita a estrela. Essas observações podem criar mapas de temperatura bidimensionais do planeta, revelando como o calor é transportado da face iluminada para a face noturna e fornecendo pistas sobre a presença e a natureza dos ventos atmosféricos. O objetivo final dessas observações é realizar a “recuperação atmosférica” (*atmospheric retrieval*), um processo em que modelos computacionais complexos são utilizados para determinar o modelo atmosférico (composição, perfil de temperatura-pressão, presença de nuvens ou neblinas) que melhor corresponde aos dados observados.

Avanços nestes estudos nos permitirão responder a perguntas fundamentais: a atmosfera dos exoplanetas é rica em hidrogênio ou composta por elementos mais pesados? Qual é a sua razão C/O? Há evidências de nuvens ou neblinas que possam estar obscurecendo nossa visão? Existem moléculas, como água, metano e dióxido de carbono, em abundâncias que indiquem condições favoráveis à vida? Os alvos deste trabalho de Tese, TOI-1685, GJ 436, TOI-2445 e GJ 3470, foram especificamente selecionados pela comunidade astronômica para observações com o JWST. Isso coloca este trabalho de caracterização estelar em uma posição de relevância crítica e imediata.

1.5 Campos magnéticos e a física das anãs M

A caracterização precisa de um sistema exoplanetário exige uma compreensão profunda da física da estrela hospedeira, que vai além de sua composição química. Para as anãs M,

um dos aspectos mais importantes e desafiadores é a atividade magnética. Acredita-se que o mecanismo de dínamo que gera os campos magnéticos em estrelas de baixa massa seja diferente do que ocorre no Sol. Enquanto o Sol possui um dínamo de interface, operando na fronteira entre a zona radiativa e seu envelope convectivo, as anãs M com massa inferior a $\sim 0.35 M_{\odot}$ são totalmente convectivas. Isso significa que o gás em seu interior está em constante movimento, do núcleo à superfície. Acredita-se que esse movimento convectivo turbulento, combinado com a rotação estelar, gere campos magnéticos intensos e complexos por meio de um dínamo distribuído ou turbulento (Reiners and Basri, 2007; Kochukhov, 2021).

Esses campos magnéticos se manifestam de várias maneiras, coletivamente conhecidas como atividade estelar, incluindo a presença de manchas estelares (regiões mais frias e escuras na superfície), erupções (liberações repentinas e intensas de energia) e ejeções de massa coronal. A força desses campos pode ser medida diretamente por meio do efeito Zeeman, que descreve a assinatura do desdobramento de linhas espectrais em múltiplos componentes na presença de um campo magnético (Johns-Krull and Valenti, 1996; Cristofari et al., 2023; Wanderley et al., 2024).

Uma das consequências mais intrigantes e importantes da forte atividade magnética nas anãs M é o fenômeno da “inflação de raio” (Chabrier et al., 2007). Há anos, os astrônomos notaram uma discrepância sistemática: os raios em binárias eclipsantes medidos observacionalmente são, em média, alguns por cento maiores ($\sim 10\text{--}15\%$) do que o previsto pelos modelos padrão de estrutura e evolução estelar (Chabrier et al., 2007). Um estudo recente de anãs M no aglomerado das Híades, por sua vez, confirmou que seus raios são, em média, cerca de 2% maiores do que o esperado pelos isócronos estelares (Wanderley et al., 2023).

Essa inflação de raio tem implicações diretas e críticas para a caracterização de exoplanetas. Como discutido anteriormente, o raio de um planeta (R_p) é determinado a partir da profundidade do trânsito (δ) e do raio da estrela (R_s), através da relação $R_p = R_s \sqrt{\delta}$. Se o raio da estrela (R_s) for subestimado porque os modelos padrão não levam em conta a inflação, o raio do planeta (R_p) também será subestimado na mesma proporção. Um erro de 5–10% no raio estelar, uma discrepância comumente observada para anãs M ativas, se traduz diretamente em um erro de 5–10% no raio planetário. Isso, por sua vez, leva a um erro de 15–30% no volume do planeta e, consequentemente, a uma superestimação significativa de sua densidade. Um planeta rochoso poderia ser erroneamente interpretado como um mundo estranhamente denso e rico em ferro, pois o raio de sua estrela hospedeira foi mal avaliado.

1.6 Motivação, objetivos e estrutura da Tese

Cada fóton que coletamos de uma atmosfera planetária distante está inextricavelmente ligado à luz de sua estrela hospedeira. Ignorar as nuances da estrela é correr o risco de mal in-

interpretar os sinais do planeta. É neste contexto de sinergia indispensável que esta Tese se insere. A motivação central deste trabalho é atender a uma necessidade premente da comunidade científica: fornecer a caracterização estelar mais precisa e abrangente possível para um conjunto de sistemas planetários selecionados como alvos prioritários para o JWST. Este trabalho, portanto, integra-se de forma direta à fronteira da detecção e da caracterização de exoplanetas.

1.6.1 A escolha dos alvos

Os quatro sistemas estelares analisados nesta Tese, TOI-1685, GJ 436, GJ 3470 e TOI-2445, oriundos do banco de dados do APOGEE, representam laboratórios naturais únicos e foram selecionados por meio de um processo competitivo de revisão por pares para receber tempo de observação no JWST. Eles abrigam planetas que abrangem uma gama de massas e raios, o que os coloca nas categorias de “Super-Terra” e “exo-Neptuno”.

- TOI-1685 b e TOI-2445 b são exemplos de Super-Terras em órbitas ultracurtas ([Bluhm et al., 2021](#); [Giacalone et al., 2022](#)). Sua proximidade com a estrela-mãe os torna extremamente quentes, o que proporciona uma oportunidade de estudar a composição e a estabilidade de atmosferas sob intensa irradiação. A determinação precisa de suas densidades é crucial para discernir se conseguiram reter uma atmosfera significativa ou se são núcleos rochosos despojados.
- GJ 436 b é o arquétipo do “Netuno quente” ([Butler et al., 2004](#)). Observações anteriores sugeriram que sua atmosfera é surpreendentemente deficiente em metano, um quebra-cabeça químico que desafia os modelos de equilíbrio ([Stevenson et al., 2010](#); [Moses et al., 2013](#); [Morley et al., 2017](#)). Uma caracterização detalhada da composição de sua estrela hospedeira, especialmente das razões de elementos como C/O, é vital para fornecer o contexto químico necessário para resolver essa questão.
- GJ 3470 b é outro Netuno, mas menos massivo ([Bonfils et al., 2012](#)). Estudos anteriores indicaram a presença de uma atmosfera rica em hidrogênio, possivelmente com neblinas ou nuvens ([Benneke et al., 2019](#)). O JWST buscará penetrar nessas nuvens para revelar a composição subjacente.

A análise detalhada das estrelas hospedeiras, que é o foco desta Tese, fornecerá as informações exoplanetárias necessárias para que a interpretação dos futuros e complexos dados do JWST para esses exoplanetas seja a mais robusta possível.

1.6.2 Objetivos específicos e esquema geral

Para responder a essa necessidade, esta Tese estabeleceu um conjunto de objetivos específicos, alcançados através de uma abordagem homogênea e rigorosa:

- Derivação de parâmetros estelares fundamentais: o primeiro objetivo foi a determinação dos parâmetros atmosféricos, temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade superficial ($\log g$) e metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$), para as quatro anãs M. Para isso, utilizamos espectros de alta resolução na banda H do levantamento APOGEE (Majewski et al., 2017). Empregamos, a fim de calcular T_{eff} e $\log g$, um método de síntese espectral baseado em diagnósticos moleculares, particularmente em relação às linhas de vapor de água (H_2O) e de hidroxila (OH), dadas as suas sensibilidades às variações de temperatura efetiva e de pressão nas atmosferas frias das anãs M. Para a obtenção das metalicidades, calculamos uma média robusta a partir das abundâncias de Fe derivadas de Fe I e FeH, considerando-se as distintas sensibilidades das espécies às condições atmosféricas estelares. Em adição, utilizamos calibrações empíricas bem estabelecidas para derivar as massas e os raios estelares com alta precisão.
- Análise detalhada de abundâncias químicas: o segundo e principal objetivo foi medir as abundâncias químicas de um conjunto de doze elementos-chave (Fe I, Na I, Mg I, Al I, Si I, K I, Ca I, Ti I, V I, Cr I, Mn I e Ni I). Utilizando os parâmetros estelares derivados, aplicamos técnicas de síntese espectral a mais de 100 linhas atômicas e moleculares identificadas na banda H. Modelos de atmosfera estelar do código MARCS (Gustafsson et al., 2008) e cálculos de transferência radiativa do Turbospectrum (Alvarez and Plez, 1998; Plez, 2012) foram empregados para gerar espectros sintéticos, que forammeticulosamente comparados aos dados observados do APOGEE para derivar as abundâncias. Um foco particular foi dado às determinações das razões C/O e das abundâncias de elementos formadores de rochas em planetas (Mg, Si, Fe), cruciais para a conexão estrela-planeta. Adicionalmente, também estudamos as incertezas associadas às determinações das abundâncias químicas, produzindo como resultado um Atlas de incertezas e linhas espectrais.
- Refinamento dos parâmetros planetários e inferência da composição interna: com os novos e aprimorados parâmetros estelares em mãos, o terceiro objetivo consistiu em recalcular os parâmetros físicos dos quatro exoplanetas. Usando os valores de trânsito e velocidade radial da literatura, derivamos novos valores para as massas, raios e, consequentemente, as densidades planetárias. Para o caso especial de TOI-2445 b, cuja massa ainda não foi medida dinamicamente, nossas abundâncias estelares de Fe/Mg, Si/Mg, Ca/Mg e Al/Mg e nosso raio exoplanetário serviram como entrada no código de estrutura interna ExoPlex (Desch et al., 2016), operado pela colaboradora Kely Cassiano Murta. Isso permitiu fazer a primeira predição de sua massa e composição interna com base na composição de sua estrela hospedeira, demonstrando o poder preditivo da análise química estelar.
- Investigação de tendências na formação planetária: o quarto objetivo foi ampliar nossa análise para além dos quatro sistemas principais e investigar tendências populacionais.

Combinamos nossos resultados com dados de trabalhos anteriores que utilizaram a mesma metodologia de análise homogênea, criando uma amostra mais robusta de anãs M. Com esta amostra, estudamos a distribuição da razão C/O em função da metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$), comparando explicitamente estrelas que abrigam planetas com aquelas sem detecções conhecidas. Isso nos permitiu testar a hipótese de que a composição química da estrela, especificamente uma razão C/O mais elevada, pode influenciar a probabilidade de formação de planetas do tipo Super-Terra ou mini-Neptuno em torno de anãs M. Além disso, comparamos a tendência observada nas anãs M com a de estrelas do tipo solar (FGK) para investigar possíveis diferenças sistemáticas na formação de planetas em torno de diferentes tipos estelares.

1.6.3 Estrutura da Tese

Para apresentar de forma clara e lógica os resultados desta investigação, a Tese está organizada da seguinte forma:

- Capítulo 1 – Introdução: apresenta o contexto histórico e científico acerca do tema de estudo, bem como trata da motivação, dos objetivos e da organização da Tese.
- Capítulo 2 – Observações e Modelagem de Dados: este Capítulo detalha os dados utilizados, provenientes do levantamento SDSS-IV APOGEE, e descreve em profundidade a metodologia de análise, incluindo a seleção de linhas espectrais e os fundamentos dos códigos de atmosfera e de síntese espectral utilizados (MARCS, Turbospectrum, BACHUS).
- Capítulo 3 – Mapa de Incertezas na Determinação de Abundâncias: o Capítulo aborda as incertezas em razão das mudanças nos parâmetros atmosféricos (temperatura efetiva, gravidade superficial, metalicidade e microturbulência), da influência do sinal-ruído e das variações na definição do pseudocontínuo.
- Capítulo 4 – Resultados e Discussão: este é o Capítulo central da Tese, onde apresentamos os resultados da nossa análise para os quatro sistemas principais. Discutimos em detalhe os parâmetros estelares e as abundâncias químicas derivadas para cada estrela. Em seguida, apresentamos os parâmetros exoplanetários recalculados e a análise da estrutura interna de TOI-2445 b. Finalmente, contextualizamos os resultados, comparando-os com a literatura e discutindo cada sistema individualmente.
- Capítulo 5 – A Razão C/O e a Formação de Planetas em Anãs M: este Capítulo se concentra no quarto objetivo, apresentando a análise da amostra expandida de anãs M. Mostramos a distribuição da razão C/O em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$, discutimos eventuais tendências observadas para estrelas com e sem planetas e comparamos a inclinação dessa relação entre anãs M e estrelas do tipo FGK. Tratamos também das possíveis implicações físicas

e Galácticas de nossos achados.

- Capítulo 6 – Considerações Finais: este Capítulo final resume as principais conclusões do trabalho, reiterando como os objetivos foram alcançados. Também discute-se as limitações do estudo e delinea-se caminhos promissores para pesquisas futuras, incluindo a sinergia direta com os dados obtidos pelo JWST para esses mesmos alvos.
- Apêndice A – Atlas de Incertezas e Linhas Espectrais: como recurso duradouro para a comunidade científica, a Tese fornece um Atlas das linhas espectrais mais úteis para o estudo de anãs M na banda H e apresenta uma análise de sensibilidade abrangente, quantificando como as incertezas nos parâmetros atmosféricos, no sinal-ruído e no posicionamento do contínuo se propagam às incertezas nas abundâncias finais.
- Apêndice B – Atividades Acadêmicas no Laboratório de Propulsão a Jato (JPL) da NASA: apresentam-se a contextualização e o relato do desenvolvimento do projeto *Towards Characterizing Earth-like Exoplanets Atmospheres*, conduzido no JPL sob a supervisão do Dr. Mark Swain e da Dra. Raissa Estrela, no âmbito do *Jet Propulsion Laboratory Visiting Student Research Program* (JVS RP) e do Programa Institucional de Doutorado Sanduíche no Exterior (PDSE) da CAPES.
- Apêndice C – Declaração de Uso de Inteligência Artificial.

Em suma, esta Tese representa um esforço para preencher uma lacuna crucial de conhecimento, fornecendo a caracterização fundamental necessária para interpretar uma das próximas grandes fronteiras da astronomia: a análise detalhada de mundos potencialmente semelhantes à Terra.

Observações e Modelagem de Dados

Este Capítulo detalha o processo de aquisição e seleção dos dados espectroscópicos que servem de base para este trabalho, bem como a metodologia completa de análise empregada para determinar os parâmetros atmosféricos estelares e as abundâncias químicas das estrelas anãs M hospedeiras de exoplanetas. Adicionalmente, apresentamos o código de estrutura interna ExoPlex e descrevemos sua aplicação na inferência da massa e da composição interna de TOI-2445 b a partir de sua química estelar e do raio exoplanetário.

2.1 Observações: seleção de alvos e coleta de dados

O processo para definir os alvos deste estudo iniciou-se com o cruzamento de uma lista de exoplanetas programados para observação pelo JWST com o extenso catálogo de dados do *Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment Data Release 17* (APOGEE DR17). A lista de alvos do JWST foi obtida a partir de uma compilação disponível onlineⁱ. Esse cruzamento inicial resultou em um total de 17 estrelas.

2.1.1 Processo de seleção e filtragem da amostra

- Identificação de anãs M: dentre as dezessete estrelas candidatas, sete foram classificadas como anãs M, que são o foco principal deste estudo.
- Critérios de exclusão e qualidade de dados: a amostra de anãs M foi submetida a um rigoroso processo de filtragem para garantir a mais alta qualidade dos dados espectrais. Três das estrelas foram descartadas por apresentarem espectros com baixo sinal-ruído ($\text{SNR} < 20$) no DR17. Outra estrela foi inicialmente removida da amostra por apresentar problemas no processo de redução de dados do *pipeline* do APOGEE no DR17. No entanto, constatou-se que o espectro desta mesma estrela, disponível no *Data Release 16* (DR16), era de boa qualidade (Ahumada et al., 2020).
- Amostra final: após a filtragem, as quatro estrelas anãs M restantes, todas com espectros de alta qualidade e SNR elevado, foram selecionadas para a análise detalhada neste estudo. As estrelas que compõem a amostra final são: TOI-1685, GJ 436, TOI-2445 e GJ 3470.

ⁱ <https://www.stsci.edu/~nnikolov/TrExoLiSTS/JWST/trexolists.html>

2.1.2 Instrumentação e fonte dos dados observacionais

Os dados observacionais utilizados neste trabalho foram coletados pelo espectrógrafo APOGEE-North do SDSS (Wilson et al., 2018). O APOGEE é um instrumento projetado para realizar levantamentos espectroscópicos em larga escala da Via Láctea. O espectrógrafo é criogênico e multi-fibras, fornecendo espectros de alta resolução, com $R \approx 22500$. Ele é equipado com 300 fibras, o que permite a observação simultânea de múltiplos alvos, e opera no infravermelho próximo, especificamente na banda H, cobrindo o intervalo de comprimentos de onda de 1,51 a 1,69 μm . O APOGEE-North está montado em um telescópio de 2,5 metros no *Apache Point Observatory* (APO), localizado no Novo México, EUA. A Figura 2.1 apresenta alguns dos telescópios disponíveis no APO. O instrumento foi comissionado durante a terceira fase do SDSS (SDSS-III) e permanece em operação como parte do levantamento *Milky Way Mapper* (MWM), uma das iniciativas do SDSS-V (Kollmeier et al., 2017).



Figura 2.1: O APOGEE observa algumas centenas de estrelas na direção do bojo Galáctico com o telescópio Sloan de 2.5 metros durante a lua cheia. O telescópio de 1 metro da New Mexico State University (NMSU) está em primeiro plano, com as luzes de El Paso no horizonte. Fonte: S. R. Majewski; SDSS.

2.2 Linhas espectrais e modelagem de dados

Nesta seção, detalhamos a metodologia empregada na análise espectroscópica, que se baseia na técnica de síntese espectral para modelar os espectros do APOGEE. A síntese espectral é um processo fundamental na astrofísica estelar que consiste em gerar um espectro teórico (sintético) a partir de um conjunto de parâmetros atmosféricos estelares determinados. Ao ajustar iterativamente os parâmetros do modelo para minimizar as diferenças entre o espectro sintético e o observado, podemos determinar com precisão as propriedades físicas (parâmetros atmosféricos) e químicas da estrela (abundâncias).

2.2.1 Estrutura de modelagem atmosférica e transferência radiativa

A suposição de Equilíbrio Termodinâmico Local (LTE) postula que, em cada ponto local da atmosfera, a matéria e a radiação estão em equilíbrio térmico, o que simplifica os cálculos das populações dos níveis de energia atômicos e moleculares por meio das Equações de Saha e de Boltzmann (Mihalas, 1978). A base da nossa abordagem reside no uso de modelos de atmosfera em uma dimensão (1D) LTE que adotem uma aproximação de geometria plano-paralela, como o código MARCS (*Model Atmospheres with a Radiative and Convective Scheme*) (Gustafsson et al., 2008). Esses modelos de atmosfera são representações numéricas da estrutura vertical de uma atmosfera estelar, calculando variáveis como temperatura, pressão eletrônica, pressão gasosa e densidade em função da profundidade óptica. A suposição de 1D e de grade plano-paralela simplifica a geometria, tratando a atmosfera como uma série de camadas planas, o que é uma aproximação válida para estrelas da sequência principal, como as anãs M em nosso estudo, que não possuem atmosferas extensas.

Para os cálculos de transferência radiativa, que simulam a propagação da luz por essas camadas atmosféricas e a formação das linhas espectrais, empregamos o código Turbospectrum (Alvarez and Plez, 1998; Plez, 2012). O Turbospectrum é uma ferramenta robusta e amplamente utilizada no estudo de estrelas frias. O código é responsável por resolver a equação de transferência radiativa para uma dada estrutura atmosférica (fornecida pelos modelos MARCS) e para uma lista de transições atômicas e moleculares, gerando um espectro sintético de alta resolução. Nota-se que também é possível utilizar o código Turbospectrum para o estudo de abundâncias por meio do método de larguras equivalentes, mas esse método é de difícil aplicação no estudo de anãs M, por estas possuírem linhas com mistura molecular em seus espectros.

Ademais, para facilitar e automatizar a derivação de abundâncias químicas, utilizamos o Turbospectrum em conjunto com o BACCHUS (*Brussels Automatic Code for Characterizing High accuracy Spectra*) (Masseron et al., 2016). O BACCHUS automatiza o processo de comparação entre espectros observados e sintéticos. Neste trabalho, operamos o BACCHUS em “modo manual”, o que nos permite um controle refinado sobre a seleção de linhas e o processo de ajuste, calculando as abundâncias elemento por elemento em vez de realizar um ajuste global simultâneo.

O funcionamento do BACCHUS é estruturado em um esquema modular do tipo *bottom-up*, composto principalmente pelos módulos `bacchus.abund`, `bacchus.eqw` e `bacchus.param`. Enquanto o primeiro foca na análise individual de abundâncias elementares linha a linha, os módulos superiores automatizam a medição de larguras equivalentes e a determinação de parâmetros atmosféricos fundamentais, como a temperatura efetiva (T_{eff}), a gravidade superficial ($\log g$) e a metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$). Essa interconectividade permite que o código realize iterações sucessivas para refinar os parâmetros estelares, garantindo consistência interna entre a estrutura atmosférica adotada e as abundâncias químicas derivadas.

Para a determinação das abundâncias, o BACCHUS implementa quatro metodologias independentes: minimização de χ^2 , ajuste direto do espectro sintético, comparação de larguras equivalentes e análise da intensidade das linhas. O processo inclui uma normalização automática do contínuo baseada em um algoritmo de *sigma-clipping* aplicado a pontos selecionados do espectro sintético, minimizando vieses em regiões com alta densidade de linhas espectrais. Adicionalmente, o código utiliza máscaras de linha dinâmicas, assegurando que apenas os pontos espectrais mais informativos sejam considerados no ajuste final.

No contexto deste estudo, a flexibilidade do BACCHUS na manipulação de grades de modelos MARCS é fundamental, possibilitando a interpolação entre geometrias plano-paralelas e esféricas conforme a gravidade superficial da estrela. O código integra listas de linhas moleculares detalhadas e, embora seja, em princípio, aplicável à modelagem de estrelas frias como as anãs M, sua utilização nesse regime requer a construção ou adaptação de listas de linhas apropriadas para a faixa espectral de interesse, uma vez que o pacote padrão está otimizado para a região óptica. Por fim, o chamado *semi-manual mode* permite a edição direta de arquivos de configuração (<star>.par) e de ajuste de contínuo (<element>-<star>.plt), oferecendo ao usuário controle adicional em casos de *blends* complexos ou ruído instrumental elevado, sem comprometer a robustez estatística das ferramentas automatizadas do código.

Um parâmetro crucial que afeta a forma das linhas espectrais é a microturbulência (ξ), que representa movimentos não térmicos em pequena escala no gás da fotosfera estelar. Esses movimentos causam um alargamento adicional nas linhas espectrais. Adotamos um valor fixo de microturbulência de $\xi = 1 \text{ km s}^{-1}$. Essa escolha é fundamentada em análises anteriores de anãs M, conforme sugerido por [Souto et al. \(2017\)](#), que demonstraram que este valor é representativo para estrelas nesta faixa de parâmetros. Este foi o único parâmetro atmosférico estelar que não determinamos diretamente nesta Tese.

Os dados de transição atômica e molecular, essenciais para a síntese espectral, foram extraídos da lista de linhas do APOGEE ([Smith et al., 2021](#)). Esta lista de linhas foi meticulosamente compilada e calibrada para a região do infravermelho próximo (banda H) e serviu de base para a análise do décimo sétimo lançamento de dados do SDSS (SDSS-IV), o DR17 ([Abdurro'uf et al., 2022](#)). Sua robustez e confiabilidade são evidenciadas pelo uso contínuo no projeto sucessor, o SDSS-V ([Kollmeier et al., 2017](#)).

2.2.2 Análise da amostra e sensibilidade das linhas espectrais

Neste estudo, analisamos o comportamento de 113 linhas espectrais selecionadas com foco em anãs M de uma amostra que abrange uma faixa específica no espaço de parâmetros, caracterizada por temperaturas efetivas (T_{eff}) entre 3200 K e 4000 K, gravidades superficiais ($\log g$) entre 4,5 e 5,5 dex, metalicidades ($[\text{Fe}/\text{H}]$) entre $-0,20$ e $+0,25$ dex e velocidades de microturbulência (ξ) entre $0,5$ e $1,5 \text{ km s}^{-1}$.

Embora muitas das linhas espectrais sejam bem definidas e adequadas para determinações precisas de abundâncias em anãs M mais quentes (com $T_{\text{eff}} \approx 3900$ K), um desafio significativo surge em estrelas com temperaturas efetivas mais baixas. Nessas anãs M mais frias, as atmosferas estelares tornam-se densas em moléculas, resultando em uma contaminação severa dos espectros (Allard et al., 2000). As linhas atômicas de interesse frequentemente se misturam (processo conhecido como *blending*) com bandas moleculares densas, principalmente as do vapor de água (H_2O) e do hidreto de ferro (FeH). Essa contaminação pode distorcer o perfil das linhas atômicas, complicando ou mesmo inviabilizando a determinação de abundâncias a partir delas.

Apresentamos, nas Figuras 2.2 – 2.4, de forma sistemática, a sensibilidade do espectro sintético, ao longo de toda a faixa espectral do APOGEE, a variações individuais dos principais parâmetros atmosféricos estelares. Na Figura 2.2, observa-se o efeito da temperatura efetiva (T_{eff}), variando de 3200 K a 4000 K. Na Figura 2.3 é explorada a dependência com a metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$), que varia de 0,5 a $-1,0$ dex. Por fim, a Figura 2.4 destaca o impacto da gravidade superficial ($\log g$), no intervalo de 5,4 a 4,0 dex. Em todos os casos, os demais parâmetros são mantidos fixos, possibilitando isolar de maneira clara o papel de cada grandeza física na configuração do espectro.

Já na Figura 2.5 ilustramos a sensibilidade das linhas espectrais aos parâmetros atmosféricos apenas para uma janela espectral de 70 Å, abrangendo 15720 Å a 15790 Å. Esta região é particularmente diagnóstica porque mostra como as linhas mudam tanto em profundidade quanto em forma em resposta a variações de T_{eff} , $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$. A alta sensibilidade desta região deve-se principalmente à presença de três proeminentes linhas de magnésio neutro (Mg I), que são marcadas na Figura 2.5 e servem como excelentes indicadores dos parâmetros atmosféricos.

2.2.3 Uma lista de linhas bem definidas para anãs M na banda H

Apesar da faixa relativamente estreita de temperatura efetiva e metalicidade das anãs M estudadas aqui, um dos principais resultados deste estudo é a compilação, a partir da inspeção visual de cada espectro, de uma lista abrangente de 113 linhas espectrais bem definidas. Essas linhas são particularmente adequadas para a determinação precisa das abundâncias individuais em anãs M na banda H e são apresentadas na Tabela 2.1, que é estruturada de modo a ser praticamente útil. Ela é dividida em diferentes seções, cada uma correspondente a um regime específico de T_{eff} . Para cada regime de temperatura, a Tabela indica quais linhas permanecem relativamente livres de contaminação e, portanto, estão disponíveis e confiáveis para análise. Utilizamos estas linhas para determinar as abundâncias e suas respectivas incertezas neste trabalho.

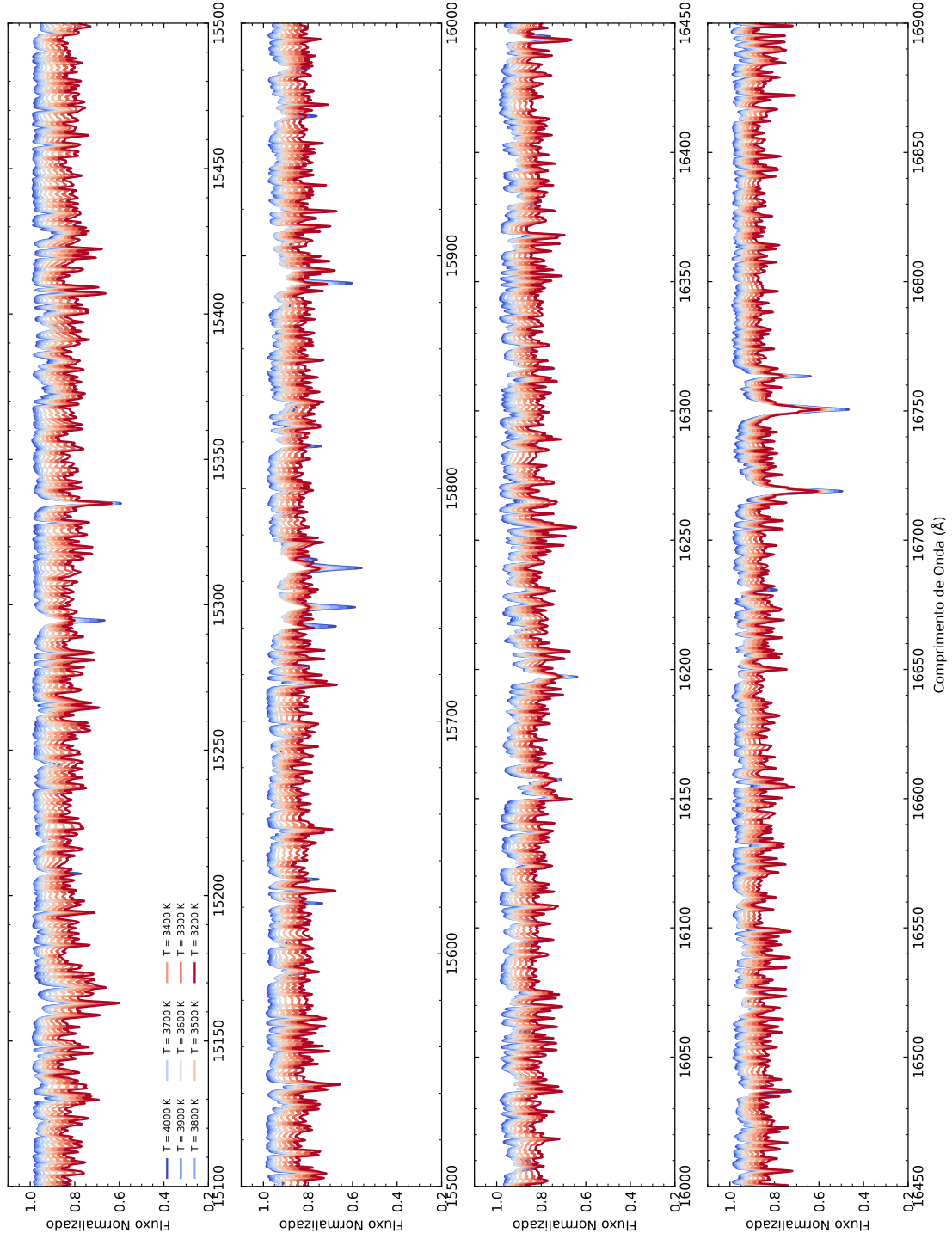


Figura 2.2: Síntese espectral variando T_{eff} de 3200 K (linha mais avermelhada) até 4000 K (linha mais azulada), em passos de 100 K, com valores fixos de $\log g$ (4,8 dex), $[\text{Fe}/\text{H}]$ (0,00 dex) e ξ ($1,00 \text{ km s}^{-1}$) para a região inteira do APOGEE.

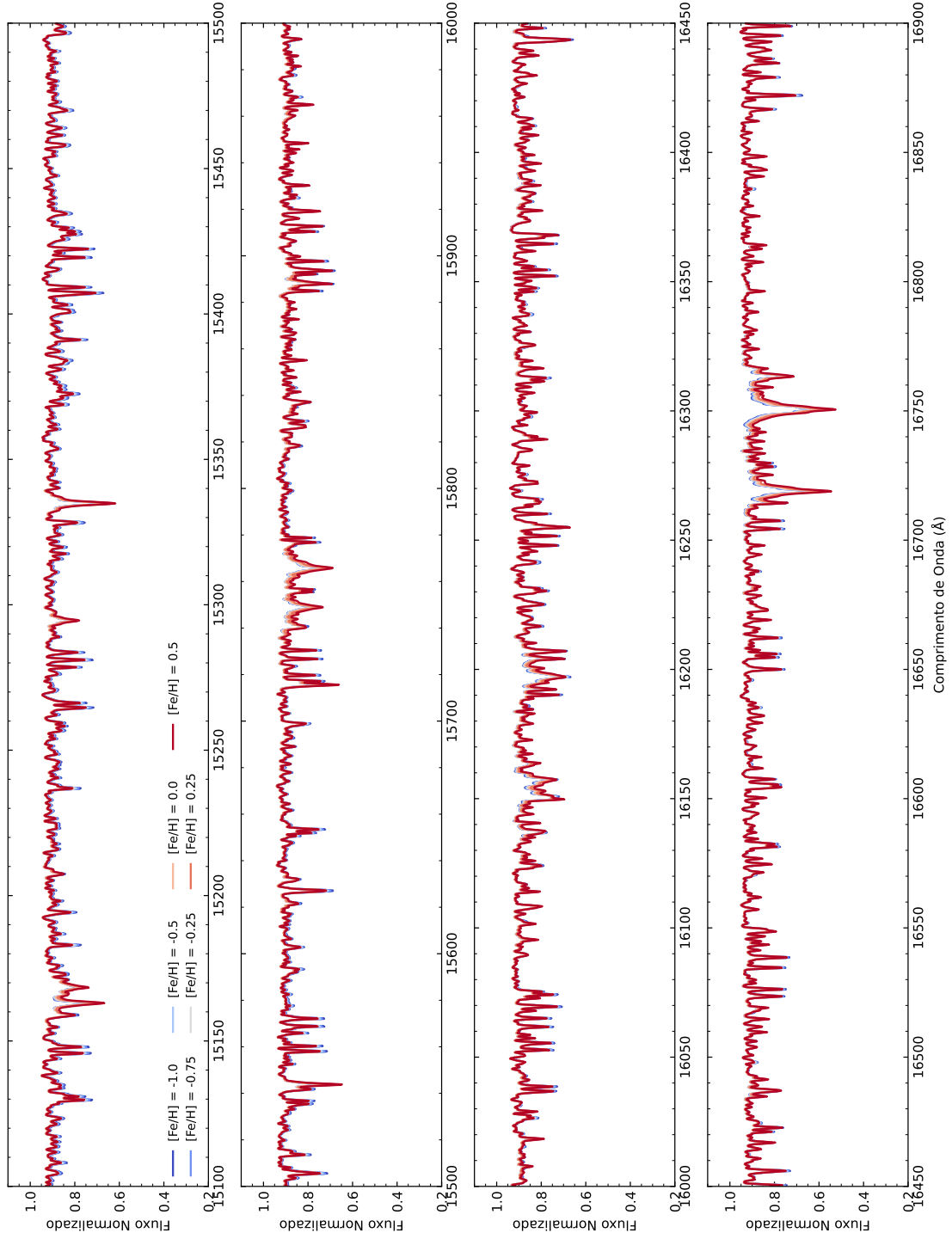


Figura 2.3: Síntese espectral variando $[Fe/H]$ de 0,5 (linha mais avermelhada) até -1,0 (linha mais azulada), em passos de 0,25 dex, com valores fixos de T_{eff} (3500 K), $\log g$ (4,8 dex) e ξ (1,00 km s⁻¹) para a região inteira do APOGEE.

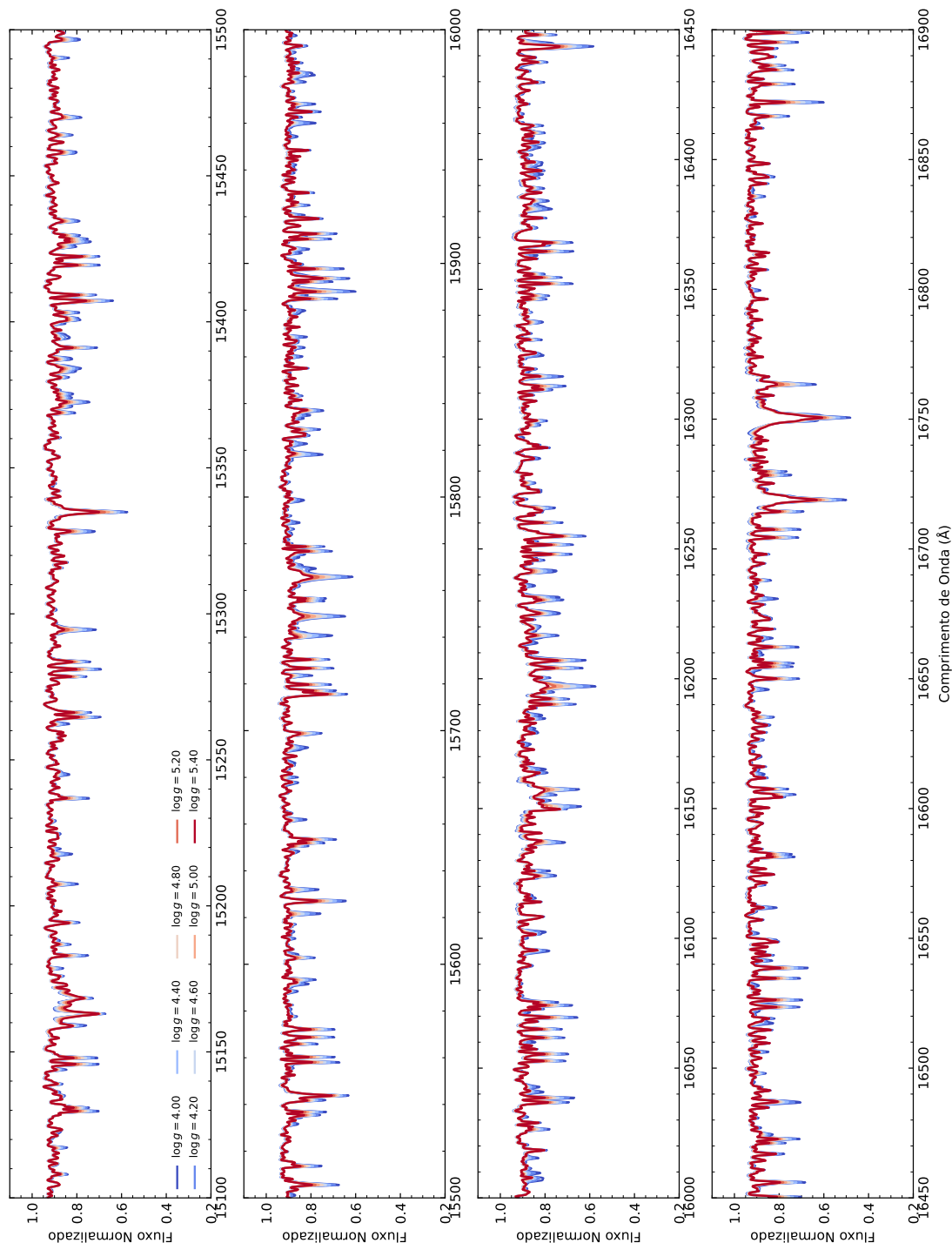


Figura 2.4: Síntese espectral variando $\log g$ de 5,4 (linha mais avermelhada) até 4,0 (linha mais azulada), em passos de 0,2 dex, com valores fixos de T_{eff} (3500 K), $[\text{Fe}/\text{H}]$ (0,00 dex) e ξ (1,00 km s⁻¹) para a região inteira do APOGEE.

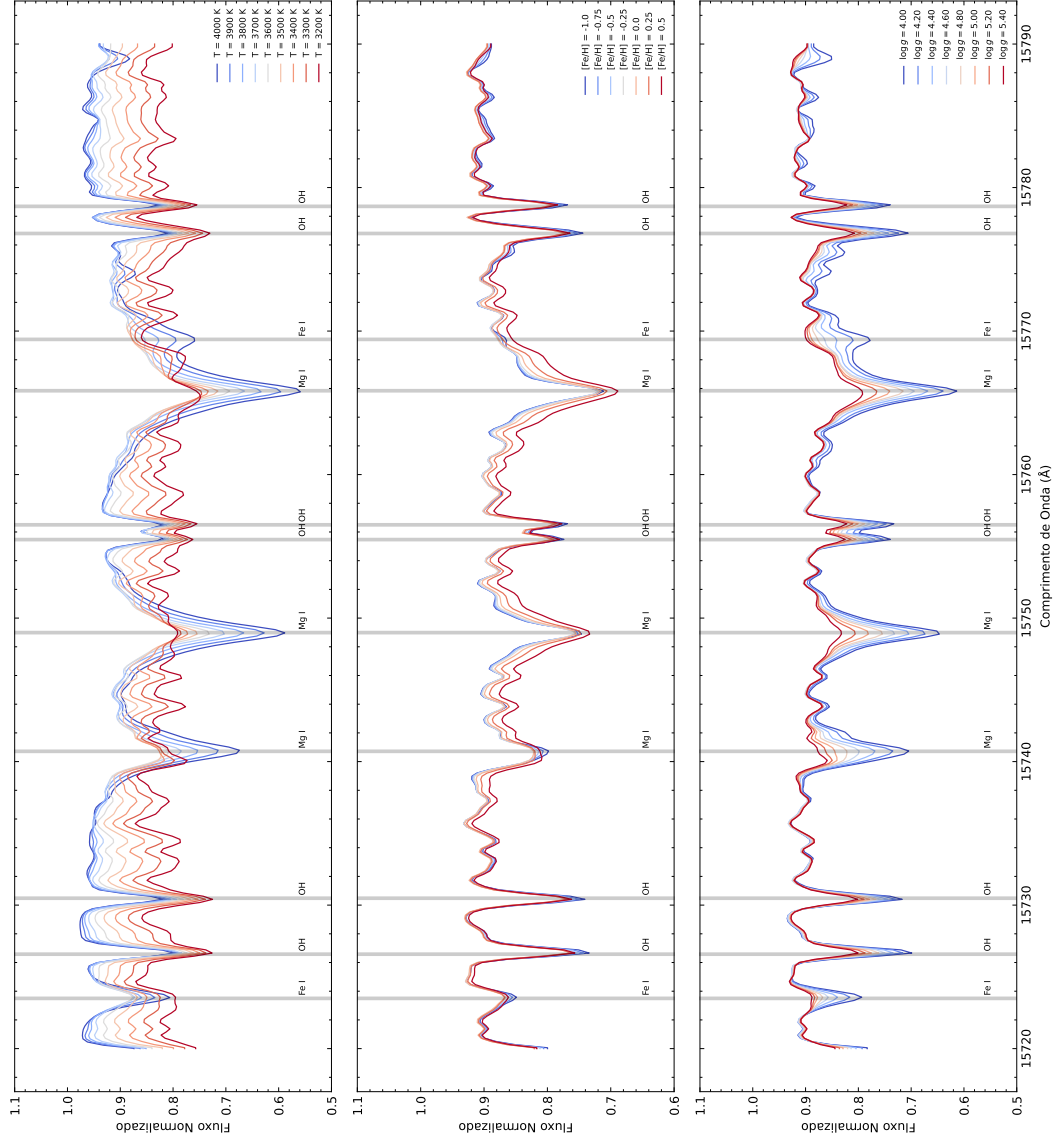


Figura 2.5: Sensibilidade às variações nos parâmetros atmosféricos estelares. Painel superior: síntese espectral variando T_{eff} de 3200 K (linha mais avermelhada) até 4000 K (linha mais azulada), em passos de 100 K, com valores fixos de $\log g$ (3500 K), $[\text{Fe}/\text{H}]$ (0,00 dex) e ξ (1,00 km s⁻¹). Painel central: síntese espectral variando $[\text{Fe}/\text{H}]$ de -1,0 (linha mais avermelhada) até 0,5 (linha mais azulada), em passos de 0,25 dex, com valores fixos de T_{eff} (3500 K), $\log g$ (4,8 dex) e ξ (1,00 km s⁻¹). Painel inferior: síntese espectral variando $\log g$ de 5,4 (linha mais avermelhada) até 4,0 (linha mais azulada), em passos de 0,2 dex, com valores fixos de T_{eff} (3500 K), $[\text{Fe}/\text{H}]$ (0,00 dex) e ξ (1,00 km s⁻¹).

É importante notar que a utilidade desta lista de linhas se estende além dos dados do APOGEE. Ela pode ser um recurso valioso para análises espectrais de outros espectrógrafos de alta resolução que operam na banda H, como o CRIRES (*CRyogenic high-resolution Infra-Red Echelle Spectrograph*), o CARMENES (*Calar Alto high-Resolution search for M dwarfs with Exoearths with Near-infrared and optical Échelle Spectrographs*) e o SPIRou (*SPectro-polarimètre InfraROUge*). No entanto, ressaltamos que, à medida que a resolução espectral aumenta, como é o caso desses instrumentos em comparação com o APOGEE, outras linhas bem definidas, que podem estar misturadas em resoluções mais baixas, tornam-se visíveis e utilizáveis para análises de abundância e que podem não estar apresentadas aqui neste estudo.

Tabela 2.1: Linhas espectrais bem definidas para anãs M na banda H.

Elemento	Linhas (em Å)
Para T_{eff} de 4000 K a 3200 K	
Ca I	16136,823, 16150,763, 16157,364
K I	15163,067, 15168,376
Al I	16718,957, 16750,564, 16763,360
Mg I	15740,716, 15748,988, 15765,842
Na I	16373,853, 16388,858
C I	15977,7, 16184,9
H ₂ O (for $T_{eff} < 3800K$)	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
Para T_{eff} de 4000 K a 3700 K	
Ni I	15605,68, 15632,654, 16584,439, 16589,295, 16673,711, 16815,471, 16818,76
Mn I	15159,0, 15217,8, 15262,4
Cr I	15680,063
V I	15924,9
Ti I	15334,847, 15543,756, 15602,842, 15698,979, 15715,573, 16635,161
Si I	15888,410, 15960,063, 16094,787, 16680,770
OH	15391,208, 15407,288, 15409,308, 15505,782, 15558,023, 15560,244, 15565,961, 15568,780, 15572,084, 16052,765 16055,464, 16061,7, 16065,054, 16069,524, 16074,163, 16190,263, 16192,208, 16204,076, 16207,186, 16352,217 16354,582, 16364,590, 16368,135, 16581,250, 16582,013, 16866,688, 16871,895, 16879,090, 16884,530, 16886,279 16895,180, 16898,887
Fe I	15207,5, 15219,5, 15244,8, 15294,6, 15395, 15490,3, 15591,8, 15604, 15621,7, 15632

Tabela 2.1 – continuação

Elemento	Linhas (em Å)
FeH	15648,5, 15662, 15692,5, 15723,5 15965, 16009,6, 16018,5, 16108,1, 16114, 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
Para $T_{eff} = 3600$ K	
Mn I	15159
V I	15924,9
Ti I	15334,847, 15543,756, 15715,573
Si I	15888,410
OH	15391,208, 15407,288, 15409,308, 15505,782, 15558,023, 15560,244, 15565,961, 15568,780, 15572,084, 16052,765 16055,464, 16061,7, 16065,054, 16069,524, 16074,163, 16190,263, 16192,208, 16204,076, 16207,186, 16352,217 16354,582, 16364,590, 16368,135, 16581,250, 16582,013, 16866,688, 16871,895, 16879,090, 16884,530, 16886,279 16895,180, 16898,887
Fe I	15207,5, 15219,5, 15294,6, 15621,7, 15632, 15723,5
FeH	15965, 16009,6, 16018,5, 16108,1, 16114, 16245,7, 16271,8, 16284,7, 16299,4, 16377,4 16546,8, 16548,8, 16557,2, 16574,8, 16889,6, 16892,9, 16935,1
Para $T_{eff} = 3500$ K	
Mn I	15159
V I	15924,9
Ti I	15334,847, 15543,756, 15715,573
Si I	15888,410
OH	15391,208, 15407,288, 15409,308, 15505,782, 15558,023, 15560,244, 15565,961, 15568,780, 15572,084, 16052,765 16055,464, 16061,7, 16065,054, 16069,524, 16074,163, 16190,263, 16192,208, 16204,076, 16207,186, 16352,217 16354,582, 16364,590, 16368,135, 16581,250, 16582,013, 16866,688, 16871,895, 16879,090, 16884,530, 16886,279 16895,180, 16898,887
Fe I	15294,6
FeH	15965, 16009,6, 16018,5, 16108,1, 16114, 16245,7, 16271,8, 16284,7, 16299,4, 16377,4 16546,8, 16548,8, 16557,2, 16574,8, 16889,6, 16892,9, 16935,1

Tabela 2.1 – continuação

Elemento	Linhas (em Å)
Para $T_{eff} = 3400$ K	
Ti I	15334,847, 15543,756, 15715,573
Si I	15888,410
OH	15391,208, 15407,288, 15409,308, 15505,782, 15558,023, 15560,244, 15565,961, 15568,780, 15572,084, 16052,765 16055,464, 16061,7, 16065,054, 16069,524, 16074,163, 16190,263, 16192,208, 16204,076, 16207,186, 16352,217 16354,582, 16364,590, 16368,135, 16581,250, 16582,013, 16866,688, 16871,895, 16879,090, 16884,530, 16886,279 16895,180, 16898,887
Fe I	15294,6
FeH	15965, 16009,6, 16018,5, 16108,1, 16114, 16245,7, 16271,8, 16284,7, 16299,4, 16377,4 16546,8, 16548,8, 16557,2, 16574,8, 16889,6, 16892,9, 16935,1
Para $T_{eff} = 3300$ K	
Ti I	15334,847, 15543,756, 15715,573
Si I	15888,410
OH	15391,208, 15407,288, 15409,308, 15505,782, 15558,023, 15560,244, 15565,961, 15568,780, 15572,084, 16052,765 16055,464, 16061,7, 16065,054, 16069,524, 16074,163, 16190,263, 16192,208, 16204,076, 16207,186, 16352,217 16354,582, 16364,590, 16368,135, 16581,250, 16582,013, 16866,688, 16871,895, 16879,090, 16884,530, 16886,279 16895,180, 16898,887
Fe I	15294,6
FeH	15965, 16009,6, 16018,5, 16108,1, 16114, 16245,7, 16271,8, 16284,7, 16299,4, 16377,4 16546,8, 16548,8, 16557,2, 16574,8, 16889,6, 16892,9, 16935,1
Para $T_{eff} = 3200$ K	
Ti I	15334,847, 15543,756, 15715,573
Si I	15888,410
OH	15391,208, 15407,288, 15409,308, 15505,782, 15558,023, 15560,244, 15565,961, 15568,780, 15572,084, 16052,765 16055,464, 16061,7, 16065,054, 16069,524, 16074,163, 16190,263, 16192,208, 16204,076, 16207,186, 16866,688 16871,895, 16879,090, 16884,530, 16886,279
Fe I	15294,6

Tabela 2.1 – continuação

Elemento	Linhas (em Å)
FeH	15965, 16009,6, 16018,5, 16108,1, 16114, 16245,7, 16271,8, 16284,7, 16299,4, 16377,4 16546,8, 16548,8, 16557,2, 16574,8, 16889,6, 16892,9, 16935,1

Nota: Ca I = cálcio neutro; K I = potássio neutro; Al I = alumínio neutro; Mg I = magnésio neutro; Na I = sódio neutro; C I = carbono neutro; Ni I = níquel neutro; Mn I = manganês neutro; Cr I = cromo neutro; V I = vanádio neutro; Ti I = titânio neutro; Si I = silício neutro; Fe I = ferro neutro; FeH = hidreto de ferro; OH = hidroxila; H₂O = vapor de água.

2.3 Análise de abundâncias

2.3.1 Elementos analisados e derivação de parâmetros atmosféricos

Examinamos um conjunto de 16 elementos e espécies moleculares para caracterizar a composição química estelar. Este conjunto abrange transições de linhas tanto atômicas quanto moleculares, fornecendo uma visão abrangente da metalicidade e das razões de abundância. As espécies atômicas neutras analisadas são: Fe I, Na I, Mg I, Al I, Si I, K I, Ca I, Ti I, V I, Cr I, Mn I e Ni I. Além delas, investigamos importantes espécies moleculares que são proeminentes nos espectros de estrelas frias: CO (monóxido de carbono), OH (hidroxila), H₂O (vapor de água) e FeH (hidreto de ferro).

Um pré-requisito fundamental para uma análise de abundâncias precisa é a determinação acurada dos parâmetros atmosféricos estelares, especificamente a temperatura efetiva (T_{eff}) e a gravidade superficial ($\log g$). As abundâncias derivadas são especialmente sensíveis a esses parâmetros, e erros na sua determinação se propagam diretamente aos resultados químicos (Jofré et al., 2019). Em nosso método, determinamos T_{eff} e $\log g$ de forma autoconsistente, utilizando as linhas moleculares como diagnósticos. Combinamos a análise de linhas de H₂O e OH, ajustando T_{eff} e $\log g$ até que os valores de abundância de oxigênio derivados de ambas as espécies moleculares fossem consistentes entre si. A sensibilidade distinta dessas moléculas aos parâmetros atmosféricos permite quebrar a degenerescência entre si: as bandas de H₂O são relativamente mais sensíveis à variação da temperatura efetiva, enquanto as linhas de OH exibem variações muito mais fracas com T_{eff} , sendo relativamente mais sensíveis à variação da gravidade superficial (note-se também que a abundância de oxigênio extraída das linhas de H₂O tende a diminuir com o aumento de $\log g$). Ao forçar a concordância na abundância de oxigênio, obtemos uma solução robusta para os parâmetros atmosféricos (Souto et al., 2020).

Vale ressaltar, como o faz Souto et al. (2020), que a abundância de carbono ($A(\text{C})$) deve ser fixada previamente por meio de linhas de CO (como as em $\lambda 15978$ e 16185 Å), uma vez

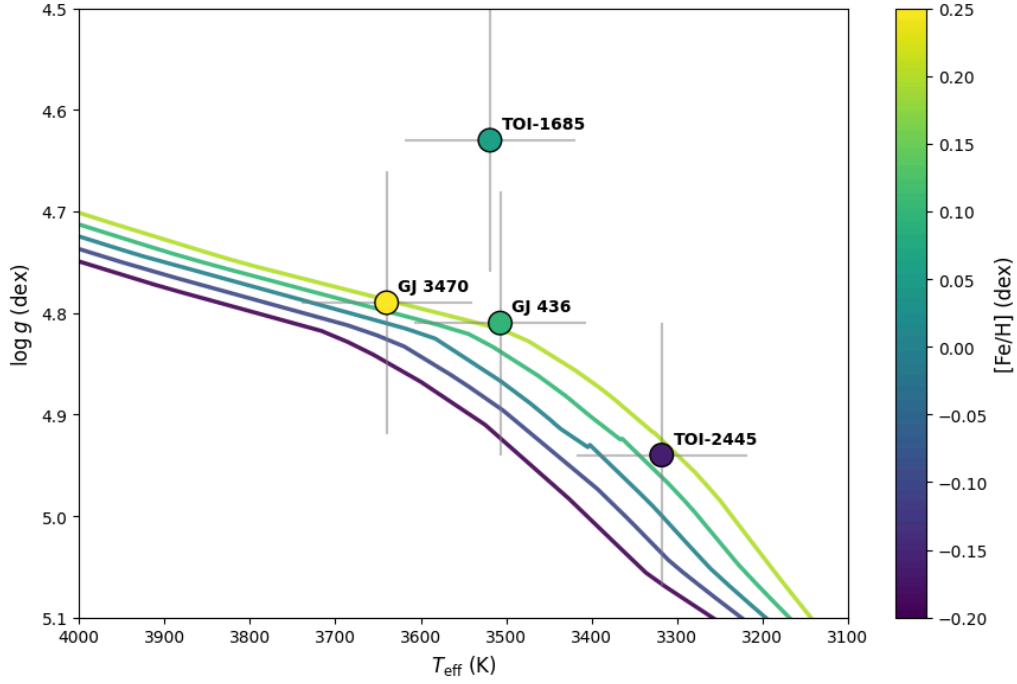


Figura 2.6: Diagrama de parâmetros atmosféricos (T_{eff} vs. $\log g$) para as anãs M TOI-1685, GJ 436, TOI-2445 e GJ 3470, com a escala de cores indicando a metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$). As barras de erro correspondem a incertezas de ± 100 K em T_{eff} e $\pm 0,13$ dex em $\log g$. As linhas sólidas representam isócronas teóricas do modelo MIST para uma idade fixa de 10 Gyr e cinco valores de metalicidade ($-0,20$, $-0,10$, $0,00$, $+0,10$ e $+0,20$ dex), com cores normalizadas à mesma escala adotada para as nossas anãs M. Observa-se que TOI-1685 ($[\text{Fe}/\text{H}] = +0,06$) exibe um deslocamento em relação às isócronas, provavelmente decorrente de incertezas na determinação de $\log g$.

que o equilíbrio molecular nas atmosferas de anãs M vincula fortemente as concentrações de C e O. Adicionalmente, [Souto et al. \(2020\)](#) salientam que esta metodologia é eficaz para estrelas com $T_{\text{eff}} \lesssim 3950$ K, limite acima do qual as linhas de H_2O tornam-se excessivamente fracas para uma análise precisa.

A distribuição dos parâmetros atmosféricos derivados para a nossa amostra de quatro anãs M é apresentada na Figura 2.6, contextualizada com isócronas teóricas do modelo MIST (*Mesa Isochrones and Stellar Tracks*) para uma idade de 10 Gyr. O diagrama ilustra a relação entre a temperatura efetiva (T_{eff}) e a gravidade superficial ($\log g$), com a metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$) representada pela escala de cores. O posicionamento das estrelas no diagrama reflete a aplicação prática da metodologia de quebra de degenerescência descrita anteriormente: ao ajustar simultaneamente as abundâncias de oxigênio provenientes das moléculas de H_2O e OH, conseguimos convergir para soluções robustas que situam as estrelas na região esperada para anãs da sequência principal. Verifica-se que TOI-1685 apresenta um valor de $\log g$ menor do que os exibidos pelas outras anãs M, o que a desloca com respeito às isócronas. Este fenômeno possivelmente se deve a incertezas na determinação do parâmetro atmosférico.

É relevante observar que, mesmo em regimes de temperaturas mais baixas ($T_{\text{eff}} \approx 3300$ K), como no caso de TOI-2445, em que o *blending* molecular de vapor de água é significativamente mais robusto, a consistência entre os diagnósticos moleculares permitiu uma determinação precisa. A variação na metalicidade (indicada pela barra de cores) demonstra que o método man-

têm sua integridade física em diferentes composições químicas, desde ambientes ligeiramente pobres em metais até sistemas ricos em metais, como a GJ 3470 ($[\text{Fe}/\text{H}] = +0,25$).

2.3.2 Seleção de linhas

Nossa análise de abundâncias envolve uma inspeção minuciosa de cada linha espectral disponível (Tabela 2.1). Este processo é um passo crítico para minimizar erros sistemáticos. As linhas são consideradas inadequadas e removidas por uma das seguintes razões:

- Linhas muito fracas (Figura 2.7): linhas com baixa profundidade ou baixo sinal-ruído, cujas medições seriam dominadas pelo ruído do espectro.

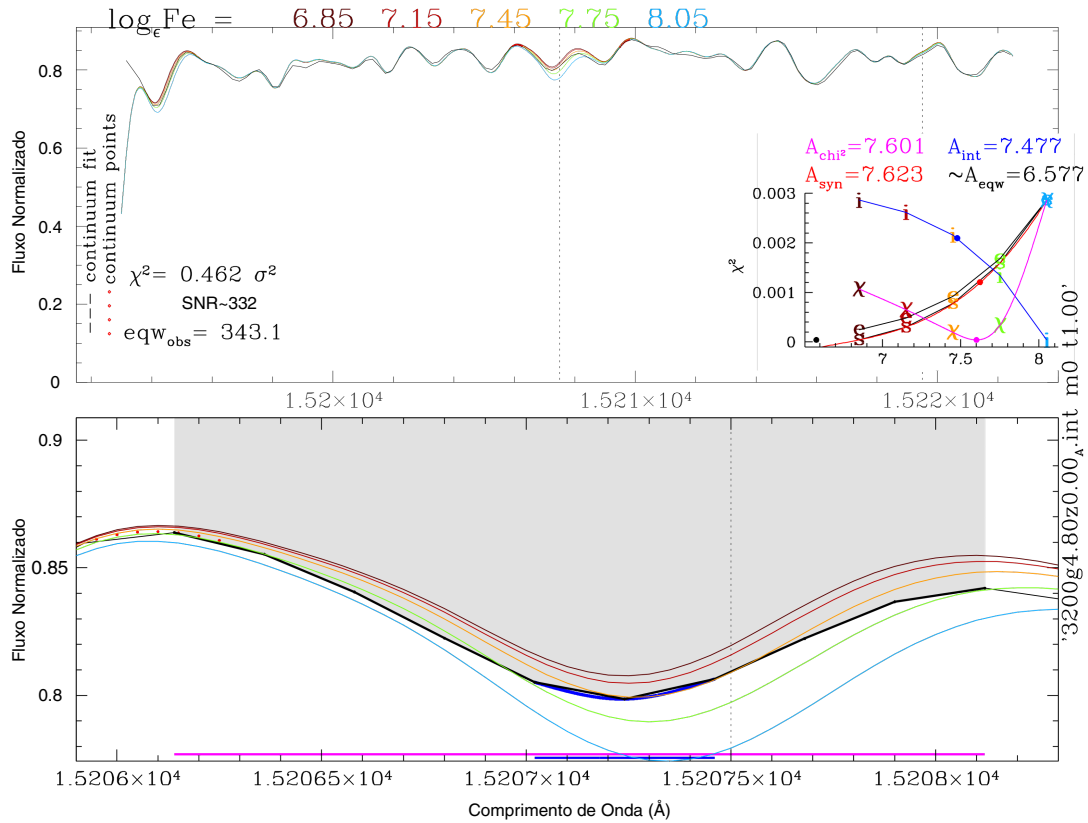


Figura 2.7: Perfil espectral de uma linha de Fe I sintetizado com o código BACCHUS para $T_{\text{eff}} = 3200 \text{ K}$.

- Linhas misturadas (*blended*): linhas cujo perfil se sobrepõe significativamente ao de linhas vizinhas, tornando impossível isolar sua contribuição e medir sua largura equivalente ou ajustar seu perfil de forma confiável.
- Linhas afetadas por problemas de redução de dados: linhas cujo perfil é visivelmente distorcido por artefatos instrumentais ou do processo de calibração, como resíduos de raios cósmicos, subtração imperfeita do céu ou pixels defeituosos no detector.

Este procedimento de seleção é particularmente relevante e desafiador para as anãs M

mais frias. À medida que a temperatura efetiva estelar diminui, as moléculas tornam-se mais estáveis e mais abundantes na fotosfera. Consequentemente, as linhas de vapor de água (H_2O) e de hidreto de ferro (FeH) tornam-se notavelmente mais proeminentes, formando densas “florestas” de absorção que podem abranger vastas regiões do espectro. Este fenômeno, bem documentado na literatura (Allard et al., 2000; Tsuji et al., 2015), resulta em uma contaminação severa das linhas atômicas neutras que, em estrelas mais quentes, seriam limpas e bem definidas. O *blending* com essas bandas moleculares é o principal fator limitante para a análise de abundâncias em anãs M de tipo tardio na banda H, assim como no óptico. A título de comparação com o caso apresentado na Figura 2.7, a Figura 2.8 ilustra o perfil espectral de uma linha de OH bem definida em $T_{\text{eff}} = 3900\text{K}$, como um típico exemplo de bom ajuste para determinação de abundância.

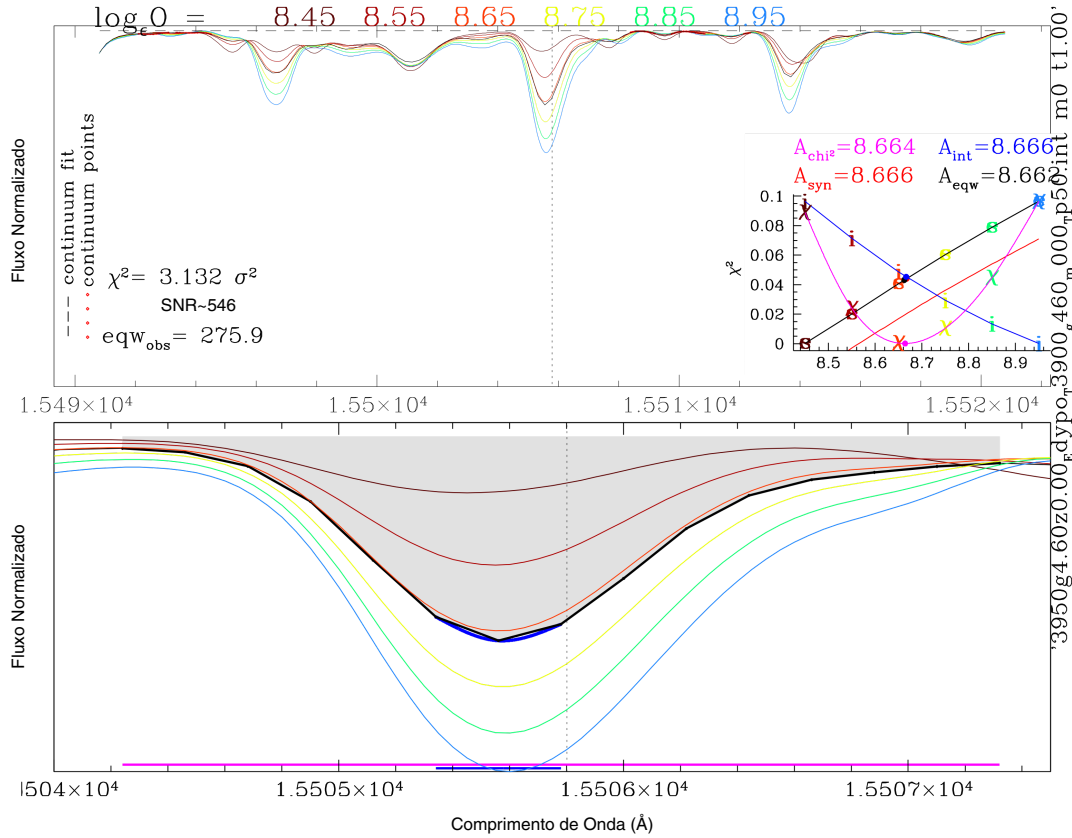


Figura 2.8: Perfil espectral de uma linha de OH, bem definida, obtido com o código BACCHUS para $T_{\text{eff}} = 3900\text{K}$.

2.3.3 Determinação da metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$)

Neste estudo, a metalicidade estelar, representada pelo parâmetro $[\text{Fe}/\text{H}]$, é um dos principais produtos da nossa análise. O valor de $[\text{Fe}/\text{H}]$ é derivado da combinação de múltiplas linhas de diferentes espécies indicadoras de ferro. Especificamente, definimos a metalicidade de cada estrela como a abundância média de ferro derivada de dois indicadores distintos:

- Linhas de Fe I: são as linhas tradicionalmente usadas para medir a abundância de ferro

em estrelas de tipo solar.

- Linhas de FeH: são linhas moleculares que se tornam proeminentes em estrelas frias e também servem como traçadores da abundância de ferro.

A utilização de ambos os indicadores, atômicos e moleculares, fortalece a determinação da metalicidade. Como a formação de Fe I e FeH responde de maneira diferente às condições da atmosfera estelar (especialmente à temperatura), a exigência de que ambas as espécies produzam uma abundância de ferro consistente constitui uma verificação adicional da validade do nosso modelo atmosférico. O valor final de $[Fe/H]$ é, portanto, uma média robusta que reflete a composição de ferro da estrela.

2.4 O código de estrutura interna ExoPlex

Para a caracterização física de exoplanetas cuja massa não é diretamente observável por velocidade radial, fez-se uso do código aberto ExoPlex ([Unterborn and Panero, 2017](#)). Trata-se de um resolvidor de estrutura interna que estabelece uma relação autoconsistente entre a massa total, o raio e a composição química de um exoplaneta rochoso. A premissa fundamental do ExoPlex, conforme desenvolvido por [Unterborn and Panero \(2017\)](#), é que a composição química da estrela hospedeira pode ser utilizada como *proxy* da composição inicial do material do exoplaneta. O código emprega as razões de abundância de elementos refratários (Fe, Mg, Si, Ca, Al) para calcular a distribuição de massa entre o núcleo e o manto.

O funcionamento do ExoPlex estrutura-se em três pilares principais:

- O código calcula como o oxigênio disponível é distribuído entre os elementos refratários. A razão Mg/Si controla a mineralogia do manto, enquanto a quantidade de ferro livre (não oxidado) determina o tamanho do núcleo metálico. Como discutido por [Unterborn and Panero \(2017\)](#), variações nas razões Mg/Si e Fe/Mg modificam o balanço de oxigênio refratário, afetando diretamente a densidade final do planeta.
- Para cada camada (núcleo e manto), o ExoPlex resolve as equações de equilíbrio hidrostático e de conservação de massa. São adotadas equações de estado termodinamicamente consistentes para calcular a densidade em função de pressão e temperatura ao longo do raio planetário. O manto é modelado no sistema mineralógico $MgO-SiO_2-CaO-Al_2O_3-Ti_3O_5-FeO$, enquanto o núcleo é geralmente assumido como uma liga Fe-Ni (com possíveis elementos leves).
- O código opera de forma iterativa. Ao inserirmos o nosso raio calculado (R_p) e as nossas razões químicas estelares (Ca/Mg, Al/Mg, Fe/Mg e Si/Mg), o ExoPlex ajusta a massa total (M_p) até que o modelo de estrutura interna satisfaça simultaneamente as condições de contorno e as equações de estado.

Essa metodologia permite derivar uma “massa teórica de composição estelar”, isto é, a massa mais provável do planeta, assumindo que ele se formou a partir do mesmo reservatório químico da sua estrela, sem processos extremos de diferenciação ou perda de massa capazes de alterar substancialmente sua composição refratária original.

Mapa de Incertezas na Determinação de Abundâncias

A determinação de abundâncias químicas em atmosferas estelares constitui um dos pilares da astrofísica moderna, fornecendo *insights* fundamentais sobre a formação e evolução de estrelas, planetas e da própria Galáxia. Contudo, a robustez de qualquer conclusão científica derivada de tais medições depende criticamente de uma avaliação exaustiva e transparente das incertezas inerentes ao processo. No campo da espectroscopia estelar, a quantificação de erros é uma base sobre a qual a credibilidade dos resultados é construída. Esta necessidade é particularmente premente no estudo de anãs M, as estrelas mais numerosas da Via Láctea e alvos primordiais para a caracterização de exoplanetas do tipo terrestre pelo JWST. As incertezas na determinação de abundâncias podem ser categorizadas em duas classes principais: erros sistemáticos e erros aleatórios. Uma compreensão clara desta distinção é essencial para a interpretação correta dos resultados espectroscópicos.

Os erros sistemáticos estão intrinsecamente ligados às suposições fundamentais e às ferramentas teóricas empregadas na análise. No contexto deste trabalho, estes incluem a adoção de modelos de atmosfera unidimensionais (1D) sob a hipótese de Equilíbrio Termodinâmico Local (LTE) e geometria plano-paralela (modelos MARCS), o uso de um código específico de transferência radiativa (Turbospectrum) e a dependência de uma lista de linhas atômicas e moleculares com os seus respectivos parâmetros físicos. Qualquer desvio entre a atmosfera estelar real e estas idealizações — como a presença de efeitos tridimensionais (3D), desvios do LTE (efeitos não-LTE) ou imprecisões nos dados atômicos e moleculares — manifesta-se como um erro sistemático. Estes erros são, por natureza, difíceis de quantificar com precisão e podem introduzir vieses consistentes nos resultados finais.

Por outro lado, os erros aleatórios estão associados à natureza estatística dos processos de observação e medição. A principal fonte de erro aleatório é o ruído fotônico, quantificado pelo sinal-ruído (SNR) no espectro. Flutuações na performance do telescópio, na sensibilidade do detector e variações nas condições atmosféricas ou instrumentais também contribuem para esta componente de incerteza. Ao contrário dos erros sistemáticos, os erros aleatórios podem ser mitigados por meio de maior tempo de exposição (aumentando o SNR) ou pela média de múltiplas medições, mas a sua presença estabelece um limite fundamental à precisão alcançável

para uma dada observação.

O estudo de anãs M apresenta um conjunto único de desafios, o que reforça a importância de uma análise rigorosa das incertezas. Os seus espectros na região óptica são dominados por bandas moleculares densas, como as de óxido de titânio (TiO) e de óxido de vanádio (VO), o que torna a análise de linhas atômicas individuais extremamente difícil, se não impossível. Esta complexidade motivou a transição da análise para o infravermelho próximo, nomeadamente a banda H (1,51 a 1,69 μm), onde o espectro é comparativamente mais limpo. Não obstante, mesmo nesta janela espectral, à medida que a temperatura efetiva da estrela diminui, sua atmosfera torna-se suficientemente fria para permitir maior presença de moléculas, como vapor de água (H_2O) e hidreto de ferro (FeH). Estas moléculas introduzem uma nova camada de opacidade e uma miríade de linhas que se sobrepõem às linhas atômicas de interesse. Esta contaminação molecular tem duas consequências diretas: a mistura (ou *blending*) de linhas espectrais, que complica a medição de linhas individuais, e a supressão do contínuo, que torna a sua localização uma das fontes mais significativas de incerteza sistemática.

Nesse contexto, o presente capítulo serve como uma ferramenta concebida para guiar a análise de espectros de anãs M na banda H por meio da construção de um atlas de incertezas. Por meio de uma análise aprofundada dos resultados apresentados, procurar-se-á fornecer uma base robusta para a estimativa de erros realistas na caracterização química de anãs M, um passo indispensável para a interpretação correta dos dados exoplanetários provenientes do JWST e também para sua aplicação em trabalhos futuros. A quantificação rigorosa e sistemática das incertezas é, portanto, um requisito fundamental para a interpretação científica adequada e a validação dos resultados obtidos. As incertezas nas abundâncias adotadas neste trabalho foram calculadas meticulosamente por meio da propagação dos erros de múltiplas fontes. Utilizamos uma soma em quadratura para combinar os erros, em que as fontes de erro consideradas são:

- Erros nos parâmetros atmosféricos: variações nesses parâmetros alteram profundamente a estrutura do modelo atmosférico, modificando o balanço de ionização e excitação, a pressão do gás, a opacidade atmosférica e o grau de saturação das linhas, influenciando diretamente a força das linhas espectrais calculadas e, por conseguinte, as abundâncias derivadas.
- Sinal-ruído (SNR) do espectro: a qualidade do sinal observado. Espectros com baixo SNR possuem um ruído maior, o que introduz uma incerteza na medição da profundidade e do perfil da linha. Em espectroscopia estelar de alta resolução, um $\text{SNR} > 60\text{--}100$ geralmente é considerado adequado para determinar abundâncias individuais com precisão suficiente para fins práticos (Jofré et al., 2019).
- Posicionamento do pseudocontínuo: em espectros de estrelas frias, repletos de linhas moleculares, o contínuo verdadeiro é raramente observável. O posicionamento do pseudo-

contínuo (o nível de fluxo local normalizado) tem um grau de subjetividade. Assumimos uma incerteza de 1% na determinação do nível do contínuo para levar em conta esse efeito. Não obstante, incertezas no posicionamento deste nível de referência podem levar a deslocamentos no fluxo normalizado do espectro sintético, o que, por sua vez, influencia a medição das abundâncias e introduz incertezas associadas.

As Tabelas do Atlas de incertezas são apresentadas no Apêndice A.

3.1 Incertezas devido a mudanças nos parâmetros atmosféricos

A primeira e mais fundamental fonte de incerteza sistemática na análise de abundâncias provém das imprecisões nos próprios parâmetros atmosféricos estelares: temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade superficial ($\log g$), metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$) e velocidade de microturbulência (ξ). Uma vez que o espectro sintético, comparado ao espectro observado para derivar as abundâncias, é calculado com base em um modelo de atmosfera definido por estes quatro parâmetros, qualquer erro neles propagar-se-á diretamente às abundâncias calculadas.

A metodologia para quantificar esta dependência consiste numa abordagem numérica controlada. Inicialmente, constrói-se um conjunto de espectros sintéticos com parâmetros atmosféricos fixos, que nos servem como uma amostra de “espectros observados” simulados e sem ruído. Em seguida, as abundâncias são recalculadas a partir destes espectros de referência, mas assumindo deliberadamente valores diferentes para os parâmetros do modelo de atmosfera. Especificamente, os parâmetros são variáveis sistematicamente:

- T_{eff} em ± 50 K e ± 100 K;
- $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ em $\pm 0,10$ dex e $\pm 0,20$ dex;
- ξ em $\pm 0,25$ km s⁻¹ e $\pm 0,50$ km s⁻¹.

A discrepância entre a abundância original (do conjunto de referência) e a abundância recalculada (com o parâmetro variado) define a incerteza atribuível a esse parâmetro atmosférico. A Tabela A.1 compila estas sensibilidades para uma gama de temperaturas efetivas de 3900 K a 3200 K.

3.1.1 O impacto da variação da temperatura efetiva

A temperatura efetiva é, frequentemente, o parâmetro com o impacto mais significativo nas abundâncias derivadas em estrelas anãs M. A sua influência manifesta-se através de dois mecanismos físicos primários: a Distribuição de Boltzmann, que governa a população dos níveis de energia de excitação dos átomos, e a Equação de Saha, que determina o equilíbrio

de ionização entre diferentes estados de um elemento. Adicionalmente, para moléculas, a T_{eff} regula o equilíbrio químico que determina sua formação ou dissociação.

A análise da Tabela A.1 revela que os elementos cujas abundâncias são mais sensíveis a variações em T_{eff} são o magnésio (Mg) e o silício (Si), com sensibilidades que frequentemente igualam ou excedem 0,20 dex para uma variação de 100 K. Por exemplo, para um modelo com $T_{\text{eff}} = 3500$ K, uma subestimação da temperatura de 100 K (isto é, uma variação de -100 K) levaria a uma superestimação da abundância de Mg em 0,20 dex e de Si em 0,30 dex. O ferro (Fe), derivado de linhas de Fe I, e o alumínio (Al) também exibem uma sensibilidade considerável, tipicamente na ordem de 0,10 a 0,20 dex. Em contrapartida, as abundâncias derivadas de espécies moleculares, como o carbono (C) a partir de linhas de CO e o oxigênio (O) a partir de linhas de OH, são notavelmente menos sensíveis, com variações tipicamente inferiores a 0,03 dex para uma mudança de 100 K. Esta robustez torna estas moléculas excelentes indicadores de abundância, menos suscetíveis a erros em T_{eff} .

Esta dependência é visualmente representada no painel superior da Figura 2.5, que mostra como a profundidade e a forma das linhas espectrais mudam drasticamente com a T_{eff} . À medida que a temperatura diminui (linhas que se movem do azul para o vermelho), as linhas atômicas de Mg I tornam-se progressivamente mais fracas, enquanto as linhas moleculares de OH mantêm uma profundidade relativamente constante.

Uma análise mais aprofundada dos dados da Tabela A.1 revela uma dualidade diagnóstica poderosa. Ao comparar a sensibilidade do ferro derivado de linhas atômicas (Fe I) com a do ferro derivado de linhas moleculares (FeH), observa-se um comportamento marcadamente diferente. Para um modelo de 3900 K, um aumento de 100 K na T_{eff} causa uma diminuição de 0,17 dex na abundância de Fe derivada do Fe I. Fisicamente, uma temperatura mais alta aumenta a ionização do Fe I para Fe II, reduzindo o número de átomos neutros capazes de produzir as linhas de Fe I e, conseqüentemente, levando a uma abundância subestimada. Para a mesma variação de temperatura, a abundância de Fe derivada do FeH muda apenas +0,03 dex. Neste caso, o aumento da temperatura tende a dissociar as frágeis moléculas de FeH, mas o cálculo da abundância é um processo complexo que envolve a estrutura geral do modelo. A magnitude muito menor e o sinal oposto da variação indicam uma sensibilidade significativamente inferior.

Esta discrepância de comportamento representa, de fato, uma ferramenta. Exigir que a abundância de ferro seja consistente quando derivada de ambas as espécies (Fe I e FeH) pode servir como um método poderoso e independente para determinar a própria temperatura efetiva, de forma análoga ao uso do equilíbrio de ionização (e.g., Fe I vs. Fe II) em estrelas mais quentes. Adicionalmente, é relevante ressaltar que o impacto da T_{eff} é aumentado nas anãs M mais frias ($T_{\text{eff}} < 3500$ K) pela opacidade crescente do vapor de água (H_2O), o que causa uma supressão significativa do contínuo (podendo chegar a ser de 15% a 20%). Isto cria um efeito de erro composto: um erro inicial em T_{eff} não só afeta diretamente a força da linha por meio da física

da excitação e da ionização, como também leva a uma modelagem incorreta da opacidade da molécula H_2O . Esta modelagem incorreta, por sua vez, afeta a localização do pseudocontínuo, introduzindo um erro adicional. Portanto, as fontes de erro não são independentes, o que torna a determinação de abundâncias em anãs M frias um desafio particularmente delicado.

3.1.2 O impacto da variação da gravidade superficial

A gravidade superficial, $\log g$, influencia a estrutura de pressão da atmosfera estelar. Uma maior gravidade superficial implica uma pressão atmosférica maior a uma dada profundidade ótica. Fisicamente, isto aumenta a taxa de colisões entre partículas, resultando no alargamento das linhas espectrais, fenômeno conhecido como alargamento por pressão ou colisional. Se o valor de $\log g$ utilizado no modelo estiver incorreto, a análise pode interpretar erroneamente a mudança na largura da linha como uma mudança na abundância.

O painel inferior da Figura 2.5 ilustra este efeito: valores mais baixos de $\log g$ (linhas mais azuis) correspondem a linhas espectrais mais profundas e estreitas, que se tornam progressivamente mais largas e mais rasas à medida que $\log g$ aumenta (linhas mais vermelhas). A Tabela A.1 quantifica este efeito, mostrando que, tal como para a T_{eff} , os elementos mais sensíveis a variações de $\log g$ são Mg, Si e Fe (de Fe I), com variações de abundância que podem atingir aproximadamente 0,15 – 0,20 dex. Por exemplo, a 3800 K, um aumento de 0,20 dex em $\log g$ resulta numa abundância de Si 0,23 dex maior. As espécies moleculares, por outro lado, tendem a ser menos sensíveis às variações de $\log g$.

3.1.3 O impacto da variação da metalicidade

A metalicidade do modelo, $[\text{Fe}/\text{H}]$, afeta a estrutura atmosférica de uma forma mais sutil, porém generalizada. A principal via de influência ocorre por meio da alteração do número de doadores de elétrons. Metais com baixo potencial de ionização, como Fe, Mg e Na, são as principais fontes de elétrons livres na atmosfera de uma anã M, devido à sua combinação de abundância e facilidade de ionização em condições de baixa temperatura. Estes elétrons, por sua vez, são cruciais para a formação do íon H^- , que é a principal fonte de opacidade contínua no infravermelho próximo. Assim, uma mudança na metalicidade altera a opacidade contínua e a pressão eletrônica em toda a atmosfera, o que afeta a formação das linhas espectrais.

O painel intermediário da Figura 2.5 mostra que o efeito visual de variar $[\text{Fe}/\text{H}]$ é menos dramático do que o de variar T_{eff} ou $\log g$. No entanto, a Tabela A.1 indica que a sensibilidade da abundância a este parâmetro não é negligenciável. A sensibilidade é relativamente consistente entre os vários elementos, mas as espécies moleculares como H_2O e FeH , cuja formação depende diretamente das pressões parciais dos seus constituintes (que estão ligadas à metalicidade), estão entre as mais sensíveis, com variações que podem exceder 0,10 dex – 0,20 dex em $[\text{Fe}/\text{H}]$.

3.1.4 O impacto da variação da velocidade de microturbulência

A microturbulência (ξ) é um parâmetro que descreve movimentos não térmicos em pequena escala na atmosfera estelar, quando a análise é feita em geometria unidimensional (Asplund et al., 2009). Seu principal efeito é fornecer um canal adicional para a dessaturação das linhas espectrais. Linhas fortes e saturadas são insensíveis a aumentos na abundância do elemento, mas a microturbulência pode torná-las mais sensíveis a essas variações. Não obstante, para a análise de anãs M na banda H, a Tabela A.1 indica que o impacto da microturbulência nas abundâncias derivadas é mínimo. Para quase todos os elementos e em toda a gama de temperaturas efetivas analisadas, as variações de abundância decorrentes de uma mudança de $0,50 \text{ km s}^{-1}$ em ξ são tipicamente inferiores a 0,03 dex. Isto indica que a incerteza em ξ é uma contribuição menor para o balanço de incerteza total.

3.2 A influência do sinal-ruído na precisão das abundâncias

Após considerar as incertezas sistemáticas dos parâmetros do modelo, a próxima fonte de erro a ser avaliada é de natureza aleatória, dominada pela qualidade do espectro observado, ou seja, pelo seu sinal-ruído (SNR). O SNR por pixel quantifica a força do sinal estelar em relação ao nível de ruído de fundo, que inclui ruído fotônico, ruído do detector e outras fontes de flutuação, como turbulências na atmosfera terrestre. Um SNR mais alto indica um sinal mais confiável, permitindo uma medição mais precisa das características espectrais, como a profundidade das linhas de absorção.

A metodologia para determinar a incerteza associada ao SNR é, mais uma vez, um procedimento de simulação. Parte-se de espectros sintéticos “perfeitos” (SNR infinito) para uma gama de temperaturas efetivas (4000 K a 3200 K), mantendo os demais parâmetros fixos ($\log g = 4,80$ dex, $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,00$ dex, $\xi = 1,00 \text{ km s}^{-1}$). Em seguida, ruído com distribuição normal é adicionado a cada pixel do espectro sintético para simular observações com níveis de SNR controlados, variando de 40 a 300, em passos de 20. Para cada combinação de T_{eff} e SNR, esse processo de adição de ruído e de medição subsequente das abundâncias é repetido 20 vezes (Figuras 3.1–3.8). O número de 20 iterações é escolhido porque se observa que a média e o desvio padrão das abundâncias resultantes convergem para um valor estável, tornando iterações adicionais desnecessárias. A incerteza é, então, definida como o desvio padrão da média das 20 abundâncias calculadas para cada caso. A Tabela A.2 apresenta esses resultados.

Uma análise geral da Figura 3.9 — que exhibe as incertezas associadas às mudanças no sinal-ruído em função do SNR para Fe I, FeH, OH, H₂O, CO, Na I, Mg I, Al I, Si I, K I, Ca I, Ti I, V I, Cr I, Mn I e Ni I — e da Tabela A.2 confirma a tendência esperada: a incerteza diminui à medida que o SNR aumenta. Esse efeito é mais pronunciado para valores baixos de SNR, enquanto para $\text{SNR} > 200$, as melhorias na precisão tornam-se marginais para a maioria dos

elementos. Contudo, um exame mais detalhado revela uma dependência crítica da temperatura efetiva. A regra geral frequentemente citada na espectroscopia de alta resolução, de que um $\text{SNR} > 60\text{--}100$ deve ser suficiente para uma análise de abundâncias satisfatoriamente precisa, mostra-se uma simplificação apreciável no caso das anãs M.

Os dados da Tabela A.2 permitem refinar esta afirmação. Para uma anã M com $T_{\text{eff}} = 3900\text{ K}$, um SNR de apenas 60 permite obter abundâncias com excelente precisão para muitos elementos: a incerteza é de 0,02 dex para Fe I, 0,03 dex para Mg I e para Si I. Nessas condições, a regra geral é válida. No entanto, para uma anã M com $T_{\text{eff}} = 3400\text{ K}$, o mesmo SNR de 60 resulta em uma precisão significativamente inferior: a incerteza aumenta para 0,07 dex para Fe I, 0,05 dex para Mg I e 0,11 dex para Si I. No extremo mais frio da amostra ($T_{\text{eff}} = 3200\text{ K}$), um SNR de 60 resulta em incertezas de 0,08 dex para Fe I e um valor proibitivo de 0,22 dex para Si I.

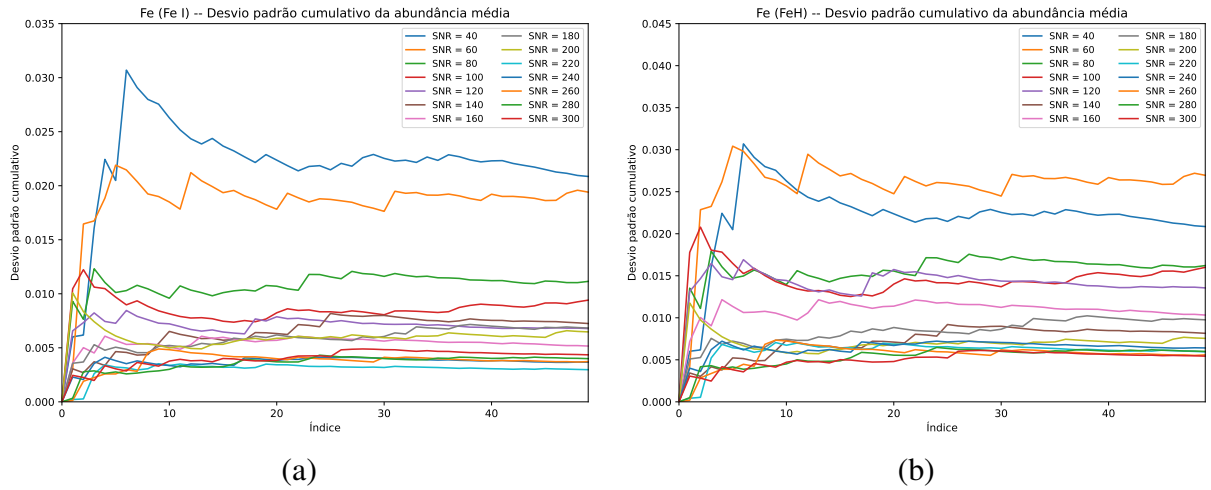


Figura 3.1: Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de ferro obtida a partir das espécies Fe I (a) e FeH (b).

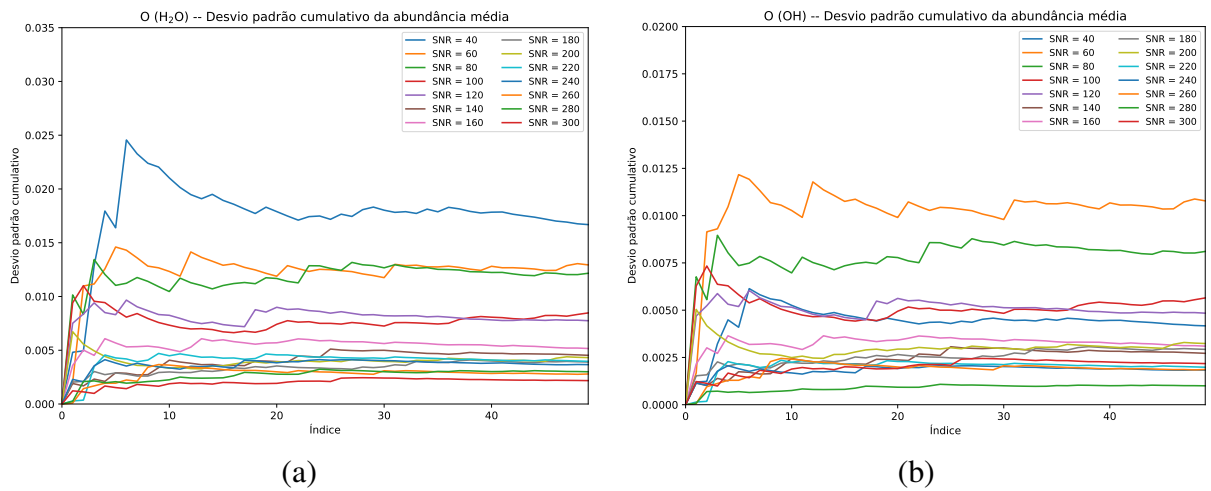


Figura 3.2: Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de oxigênio obtida a partir das espécies H_2O (a) e OH (b).

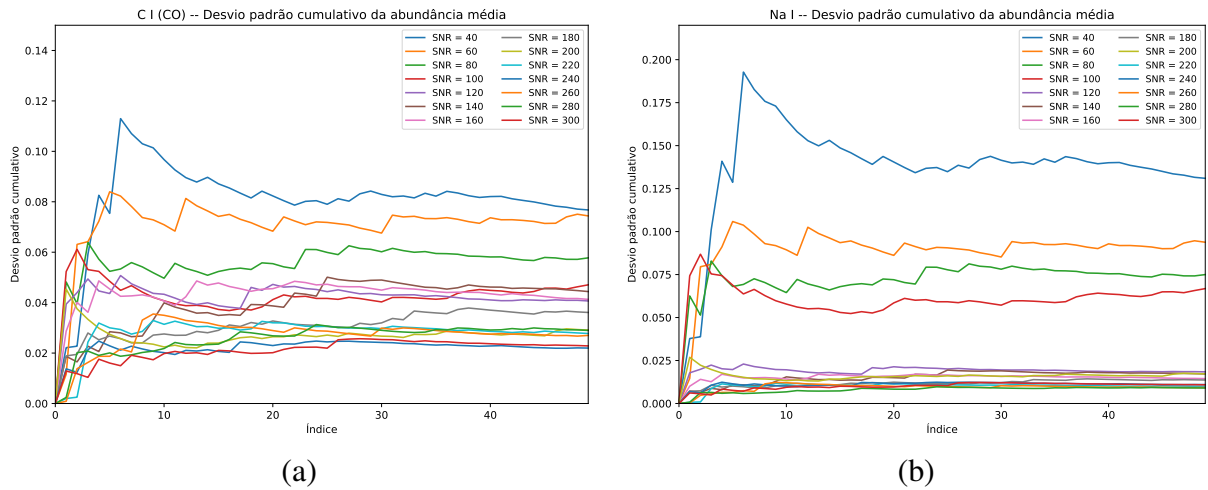


Figura 3.3: Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de C I, obtida a partir da espécie CO (a), e a de Na I (b).

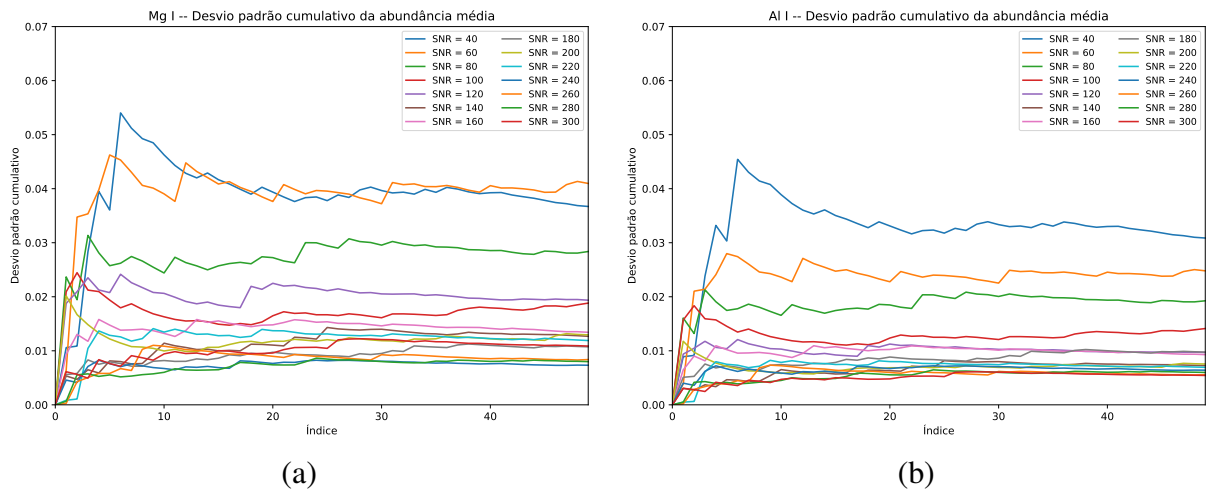


Figura 3.4: Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de Mg I (a) e a de Al I (b).

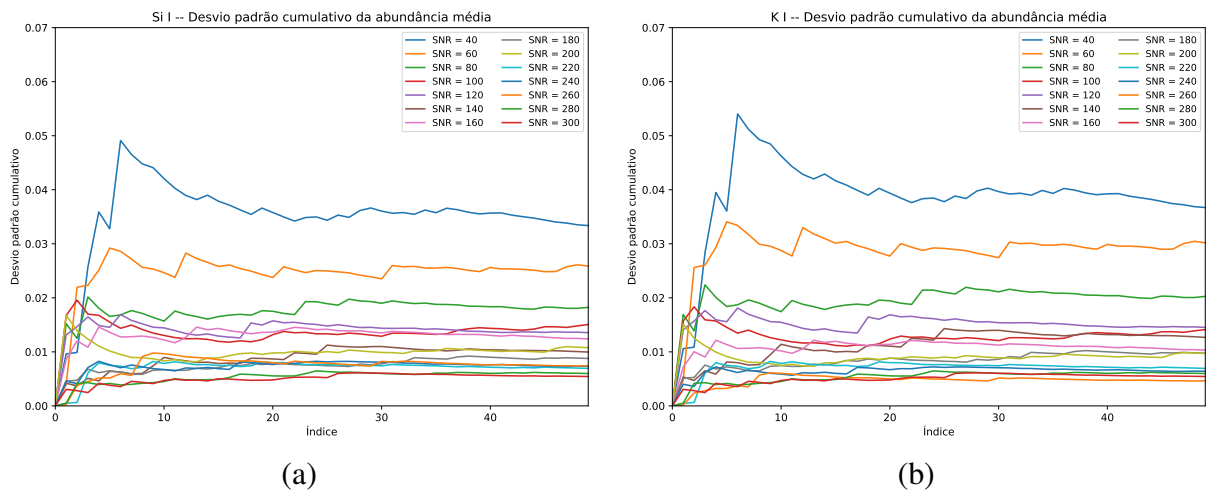


Figura 3.5: Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de Si I (a) e a de K I (b).

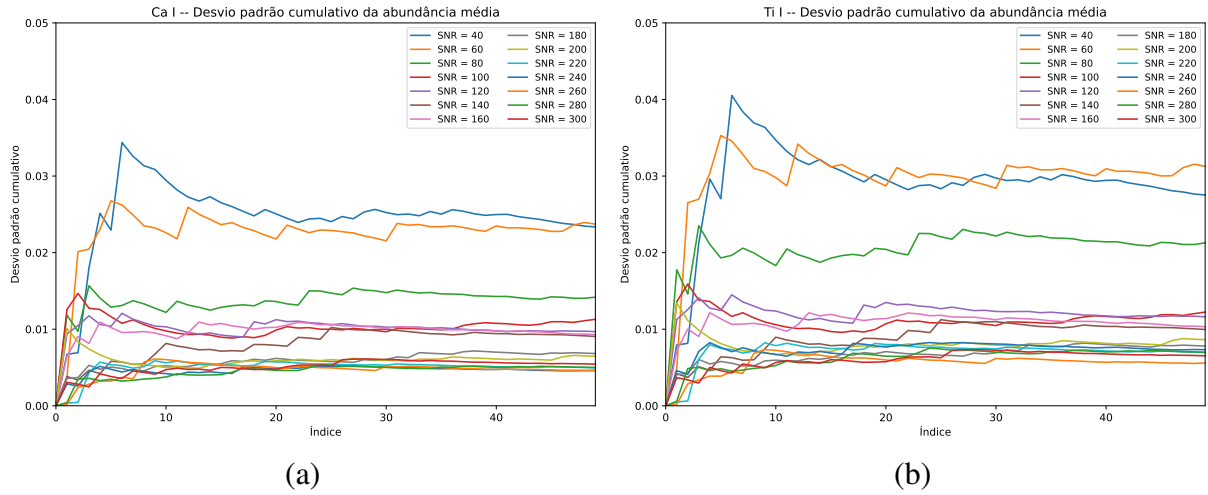


Figura 3.6: Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de Ca I (a) e a de Ti I (b).

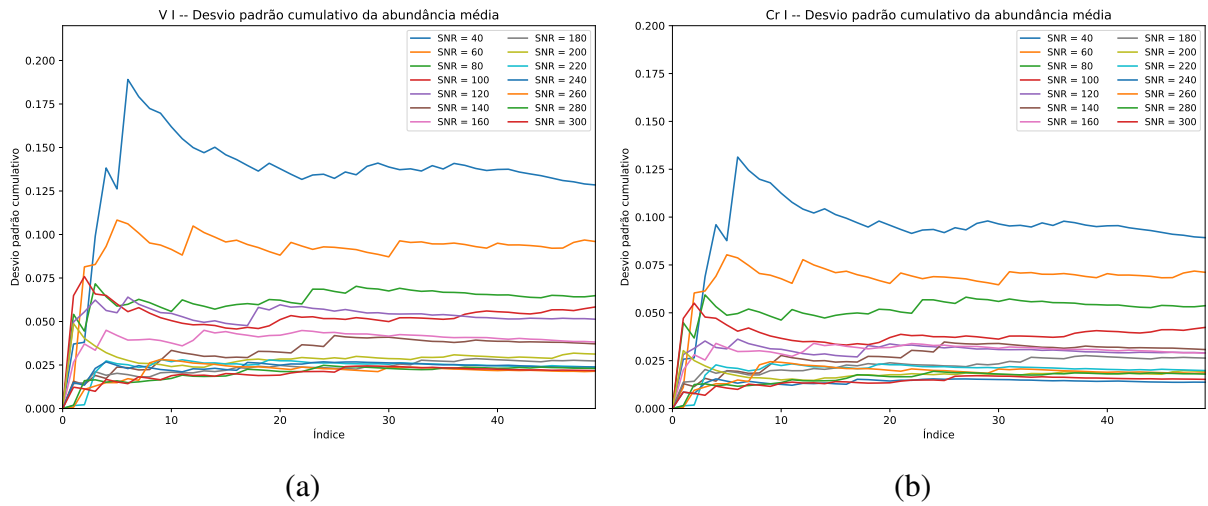


Figura 3.7: Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de V I (a) e a de Cr I (b).

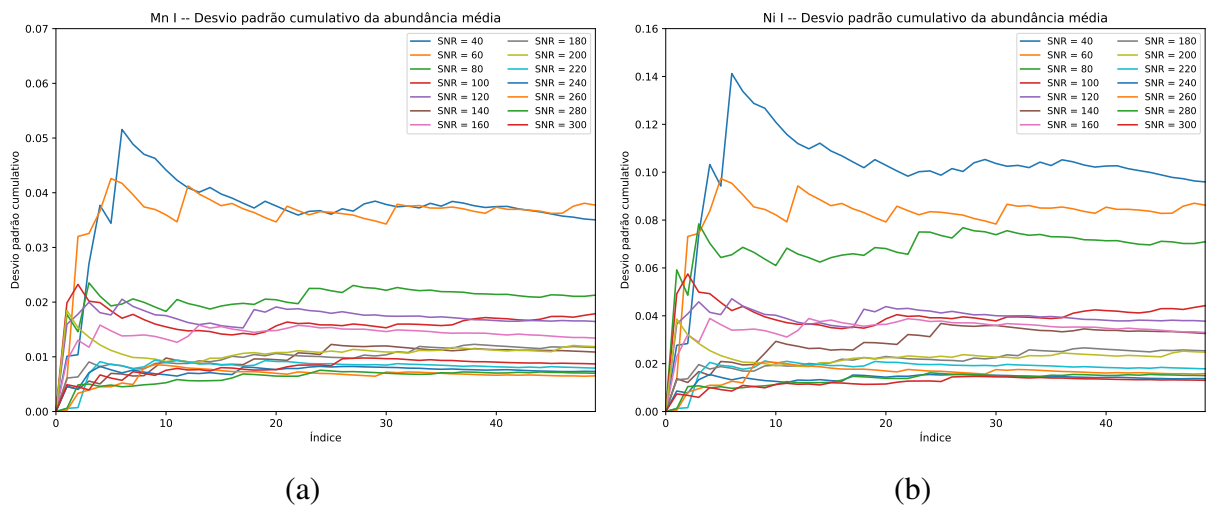


Figura 3.8: Desvio padrão cumulativo em função do número de iterações para a abundância de Mn I (a) e a de Ni I (b).

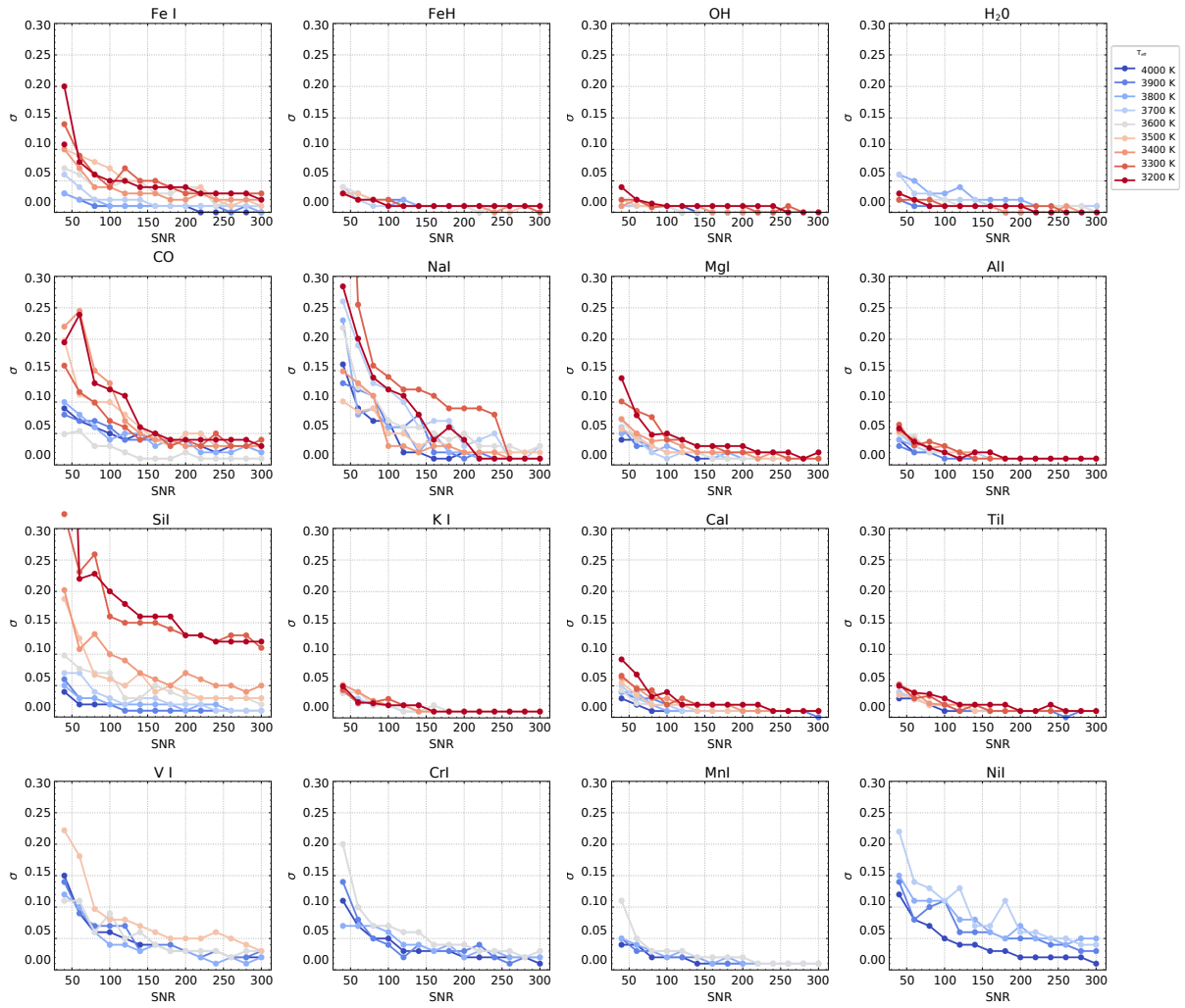


Figura 3.9: Incertezas devidas a mudanças no sinal-ruído (SNR). Créditos: Marcus Vinicius Grilo da Silva.

Essa análise quantitativa demonstra que um valor de SNR “suficiente” não é um número absoluto, mas sim uma função da temperatura efetiva da estrela e, por extensão, da força de suas linhas espectrais. Para atingir uma precisão alvo de, por exemplo, 0,05 dex na abundância de Fe I, um SNR de aproximadamente 40 seria adequado para uma estrela de 3900 K, mas seria necessário um SNR de cerca de 100 para uma estrela de 3200 K. O Atlas de incertezas, portanto, torna-se uma ferramenta preditiva essencial para o planejamento de observações, permitindo que os astrônomos otimizem o tempo de observação no telescópio para alcançar seus objetivos científicos.

A suscetibilidade de cada elemento ao SNR também varia. Espécies como O (de linhas de OH) e Fe (de linhas de FeH) são notavelmente robustas. Mesmo com um SNR baixo de 40, sua incerteza não excede 0,04 dex. Essa resiliência deve-se ao grande número de linhas bem definidas e relativamente fortes disponíveis para essas moléculas na banda H (conforme listado na Tabela 2.1), o que permite que o ruído pela média de múltiplas medições. Em contraste, em elementos como Na e Si, a determinação baseia-se em um número menor de linhas, que podem

ser mais fracas ou mais afetadas por *blending*. Para o Si, em estrelas com $T_{\text{eff}} = 3300$ K, a incerteza permanece consistentemente acima de 0,10 dex, independentemente do quão alto seja o SNR, sugerindo que a debilidade e a complexidade de suas linhas se tornam o fator limitante, e não o ruído estatístico.

3.3 Incertezas devido a variações na definição do pseudocontínuo

Outra fonte importante de incerteza na espectroscopia de anãs M é a localização e a definição do pseudocontínuo. Em um espectro estelar ideal, o contínuo representa o nível de fluxo que seria observado na ausência de quaisquer linhas de absorção ou emissão. A normalização do espectro por esse nível é um passo prévio e crucial para a medição da força das linhas. No entanto, a complexidade dos espectros de anãs M, mesmo na banda H, torna a identificação de regiões verdadeiramente livres de transições uma tarefa árdua. A sobreposição de inúmeras linhas atômicas fracas e, crucialmente, as bandas de absorção molecular de H_2O e FeH geram um nível de opacidade que suprime o fluxo observado. O que se identifica não é um verdadeiro contínuo, mas sim um pseudocontínuo.

Esse problema é mais significativo em estrelas frias, como demonstrado no painel superior da Figura 2.5, em que o nível de fluxo normalizado dos modelos de menor temperatura efetiva cai significativamente, indicando uma supressão considerável do contínuo. Qualquer erro na estimativa da localização desse pseudocontínuo (seja uma superestimação ou uma subestimação) resultará em um erro sistemático na medição da profundidade e da largura equivalente de todas as linhas e, conseqüentemente, nas abundâncias derivadas.

Para quantificar essa incerteza, a metodologia empregada é direta: utilizando os espectros sintéticos de referência como nossas “observações”, a sua normalização é artificialmente deslocada em -2% , -1% , $+1\%$ e $+2\%$. As abundâncias são então recalculadas para cada um desses espectros deslocados. A diferença entre as abundâncias derivadas com e sem o deslocamento define a incerteza. A Tabela A.3 apresenta esses resultados. Considera-se que um desvio de $\pm 2\%$ representa um limite razoável, pois, para além desse intervalo, a determinação de abundâncias torna-se impraticável para a maioria das espécies.

A análise da Tabela A.3 revela o impacto potencialmente substancial dessa fonte de incerteza. Para elementos cujas abundâncias são derivadas de linhas mais fracas, a incerteza pode ser excepcionalmente alta. Por exemplo, para Na, V, Cr e Ni, um deslocamento de $\pm 2\%$ no pseudocontínuo pode introduzir incertezas superiores a 0,20 dex, e em casos extremos, como para o Ni a 3700 K, a incerteza pode atingir $-0,574$ dex para um deslocamento de -2% . Isso demonstra que uma incerteza de apenas alguns por cento na normalização do espectro pode tornar-se a fonte dominante no balanço de incerteza total para linhas fracas, superando

facilmente as incertezas dos parâmetros atmosféricos ou do SNR. Para a maioria das espécies, um deslocamento mais modesto de $\pm 1\%$ mantém a incerteza abaixo de 0,10 dex, o que ressalta a necessidade de um processo de normalização cuidadoso e consistente.

Resultados e Discussão

Neste Capítulo apresentamos os resultados da nossa análise espectroscópica e discutimos suas implicações. A metodologia descrita anteriormente foi aplicada para derivar um conjunto abrangente de propriedades estelares. Os parâmetros atmosféricos fundamentais, temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade superficial ($\log g$) e metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$), juntamente com as abundâncias químicas individuais para 12 elementos. Os resultados finais para toda a nossa amostra de estrelas estão sintetizados na Tabela 4.1 (abundâncias individuais) e na Tabela 4.2 (parâmetros estelares e exoplanetários).

Tabela 4.1: Abundâncias das anãs M hospedeiras de exoplanetas alvos do JWST.

Elemento	TOI-1685	GJ 436	TOI-2445	GJ 3470
$[\text{Fe}/\text{H}]$	$0,06 \pm 0,18$	$0,10 \pm 0,20$	$-0,16 \pm 0,09$	$0,25 \pm 0,15$
$[\text{C}/\text{Fe}]$	$-0,15 \pm 0,11$	$-0,07 \pm 0,15$	$0,08 \pm 0,11$	$-0,05 \pm 0,10$
$[\text{O}/\text{Fe}]$	$-0,12 \pm 0,09$	$-0,05 \pm 0,09$	$0,13 \pm 0,10$	$-0,08 \pm 0,10$
$[\text{Na}/\text{Fe}]$	$0,03 \pm 0,12$	—	—	$-0,03 \pm 0,12$
$[\text{Mg}/\text{Fe}]$	$-0,05 \pm 0,17$	$0,00 \pm 0,18$	$0,01 \pm 0,14$	$-0,07 \pm 0,16$
$[\text{Al}/\text{Fe}]$	$-0,10 \pm 0,10$	$0,00 \pm 0,10$	$-0,05 \pm 0,08$	$-0,16 \pm 0,10$
$[\text{Si}/\text{Fe}]$	$-0,11 \pm 0,24$	$0,01 \pm 0,26$	—	$-0,05 \pm 0,21$
$[\text{K}/\text{Fe}]$	$-0,03 \pm 0,06$	$-0,11 \pm 0,08$	$-0,04 \pm 0,08$	$-0,16 \pm 0,06$
$[\text{Ca}/\text{Fe}]$	$0,04 \pm 0,08$	$-0,03 \pm 0,09$	$0,06 \pm 0,12$	$0,00 \pm 0,07$
$[\text{Ti}/\text{Fe}]$	$-0,26 \pm 0,08$	$-0,20 \pm 0,09$	$-0,25 \pm 0,10$	$-0,26 \pm 0,09$
$[\text{V}/\text{Fe}]$	$-0,18 \pm 0,25$	—	—	$-0,09 \pm 0,18$
$[\text{Mn}/\text{Fe}]$	$0,00 \pm 0,04$	$0,04 \pm 0,17$	—	$-0,08 \pm 0,13$
C/O	$0,558 \pm 0,027$	$0,561 \pm 0,097$	$0,526 \pm 0,029$	$0,638 \pm 0,015$

Adicionalmente, é importante destacar que constatamos que a nossa modelagem espectral apresenta um excelente ajuste às quatro anãs M analisadas. Logo, não observamos evidências de alargamentos adicionais que poderiam originar-se da assinatura do efeito Zeeman na região central ou nas asas das linhas espectrais, como discutido em [Wanderley et al. \(2024\)](#). Considerando a resolução espectral do APOGEE, concluímos que qualquer campo magnético presente nas estrelas estudadas deve ser suficientemente pequeno para não produzir uma assinatura observável nos espectros analisados. Decorre disto que a interferência de manchas estelares

ou de heterogeneidades superficiais durante os trânsitos deve ser pouco relevante nesses casos, e os raios estelares inferidos tendem a estar mais próximos das previsões dos modelos teóricos.

Tabela 4.2: Parâmetros estelares e exoplanetários.

	TOI-1685 (b)	GJ 436 (b)	TOI-2445 (b)	GJ 3470 (b)
Parâmetros estelares				
M_K	5,882	6,127	7,347	5,646
BC_K	2,689	2,694	2,718	2,673
M_{bol}	8,571	8,821	10,065	8,318
$L/L_{\odot}$	0,029	0,023	0,007	0,037
$R/R_{\odot}$	$0,453 \pm 0,014$	$0,416 \pm 0,013$	$0,260 \pm 0,080$	$0,492 \pm 0,015$
$M/M_{\odot}$	$0,405 \pm 0,041$	$0,361 \pm 0,036$	$0,239 \pm 0,024$	$0,455 \pm 0,046$
T_{eff} (K)	3519 ± 100	3507 ± 100	3318 ± 100	3640 ± 100
$\log g$	$4,63 \pm 0,13$	$4,81 \pm 0,13$	$4,94 \pm 0,13$	$4,79 \pm 0,13$
Distância (pc)	37,60	9,75	48,58	29,42
V	13,378	10,670	15,692	12,332
J	9,616	6,900	11,555	8,794
H	9,005	6,319	11,033	8,206
K	8,758	6,073	10,779	7,989
Parâmetros exoplanetários				
Profundidade do Trânsito (%)	0,102	0,691	0,182	0,569
Semieixo maior (au)	0,012	0,029	0,006	0,036
Período (dias)	0,669	2,644	0,371	3,337
Amplitude de vel. radial (m/s)	4,200	17,120	—	8,210
Excentricidade (e)	—	0,145	—	0,114
$R/R_{\oplus}$	$1,759 \pm 0,010$	$3,645 \pm 0,018$	$1,375 \pm 0,005$	$4,352 \pm 0,028$
$M/M_{\oplus}$	$3,142 \pm 0,807$	$18,548 \pm 0,405$	$3,276 \pm 0,434^{\dagger}$	$11,276 \pm 0,497$
T_{eq} (K)	979 ± 28	583 ± 17	936 ± 28	592 ± 16

[†]Massa calculada com o código ExoPlex (Unterborn and Panero, 2017).

As incertezas adotadas para a temperatura efetiva e a gravidade superficial foram baseadas nos valores de Souto et al. (2020). Assumimos, portanto, incertezas de 100 K para T_{eff} e de 0,13 dex para $\log g$. Essa escolha é consistente com análises espectroscópicas de anãs M em regime semelhante ao deste trabalho.

Com base nos parâmetros atmosféricos (T_{eff} , $\log g$, [Fe/H]) que determinamos por meio de uma análise espectroscópica de alta resolução e em calibrações disponíveis na literatura, podemos empregar um conjunto de relações físicas e empíricas validadas para obter, com precisão aprimorada, as propriedades exoplanetárias e estelares fundamentais. O presente Capítulo detalhará os procedimentos empregados para a determinação de cada um desses parâmetros.

4.1 Determinação dos parâmetros fundamentais das estrelas hospedeiras

Luminosidade (L_*)

Para a determinação da luminosidade estelar, inicia-se pelo cálculo das magnitudes absolutas das estrelas, que constituem uma medida quantitativa de seu brilho intrínseco. Para isso, combinamos suas magnitudes aparentes na banda K (infravermelho), obtidas do levantamento 2MASS (*Two Micron All Sky Survey*) (Cutri et al., 2003), com suas distâncias obtidas a partir de medições de paralaxe trigonométrica com a missão Gaia (Bailer-Jones et al., 2021; Gaia Collaboration, 2022). A escolha da banda K é estratégica, pois as anãs M emitem a maior parte de sua energia nessa faixa, o que minimiza as incertezas nas medições.

Calculada a magnitude absoluta, aplicamos uma correção bolométrica para estimar a magnitude bolométrica (M_{bol}), que representa a emissão total de energia da estrela em todos os comprimentos de onda. Utilizamos a calibração de Mann et al. (2015), expressa na Equação 4.1, desenvolvida e validada especificamente para estrelas frias, como as anãs M. Não adotamos correções de avermelhamento para as estrelas estudadas na amostra, uma vez que todas estão na vizinhança solar.

$$BC_k = a + bX + cX^2 + dX^3 + e[\text{Fe}/\text{H}], \quad (4.1)$$

onde X representa o índice de cor utilizado e os coeficientes a, b, c, d, e são determinados empiricamente para reproduzir as luminosidades observadas.

Finalmente, convertemos M_{bol} para a luminosidade estelar (L_*) usando a definição padrão da escala de magnitude, ancorada aos valores de referência do Sol ($M_{\text{bol},\odot} = 4,74$ e $L_{\odot} = 3,828 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$) baseados em Mamajek et al. (2015), de modo que $M_{\text{bol}} = 0$ corresponde a $L_0 = 3,0128 \times 10^{35} \text{ erg s}^{-1}$. A demonstração desse processo se dá da seguinte forma.

A diferença de magnitude entre dois objetos (M_1 e M_2) está relacionada à razão de suas luminosidades (L_1 e L_2) de forma logarítmica:

$$M_1 - M_2 = -2,5 \log_{10} \left(\frac{L_1}{L_2} \right). \quad (4.2)$$

Para transformar magnitudes em valores físicos de luminosidade (erg s^{-1} ou W), define-se uma referência padrão. Chamamos de L_0 a luminosidade de um objeto hipotético cuja magnitude bolométrica absoluta seja exatamente $M_{\text{bol}} = 0$. Substituindo $M_1 = M_{\text{bol}}$, $L_1 = L_*$, $M_2 = 0$

e $L_2 = L_0$ na equação fundamental, obtemos:

$$M_{\text{bol}} - 0 = -2,5 \log_{10} \left(\frac{L_{\star}}{L_0} \right). \quad (4.3)$$

Isolando $L_{\star}$ na equação anterior, obtemos que a luminosidade é calculada através da relação:

$$L_{\star} = L_0 \cdot 10^{-0,4M_{\text{bol}}}. \quad (4.4)$$

Podemos verificar o valor de L_0 com base nas propriedades solares mencionadas. Utilizando a mesma relação:

$$M_{\text{bol},\odot} = -2,5 \log_{10} \left(\frac{L_{\odot}}{L_0} \right). \quad (4.5)$$

Substituindo os valores:

$$4,74 = -2,5 \log_{10} \left(\frac{3,828 \times 10^{33}}{L_0} \right). \quad (4.6)$$

Isolando o logaritmo e aplicando a exponenciação:

$$10^{-1,896} = \frac{3,828 \times 10^{33}}{L_0}. \quad (4.7)$$

Por fim, obtemos:

$$L_0 = \frac{3,828 \times 10^{33}}{10^{-1,896}} \approx 3,0128 \times 10^{35} \text{ erg s}^{-1}. \quad (4.8)$$

Raio ($R_{\star}$) e Massa ($M_{\star}$) estelar

Para determinar o raio e a massa, recorreremos às calibrações empíricas de [Souto et al. \(2020\)](#), que utilizaram estrelas com medições interferométricas para calibrar a escala de raio e estrelas binárias eclipsantes para calibrar a massa estelar. O raio estelar ($R_{\star}$) é calculado a partir da magnitude absoluta na banda K_S (M_{K_S}) através da seguinte relação polinomial:

$$\frac{R_{\star}}{R_{\odot}} = \sum_{n=0}^2 a_n (M_{K_S})^n, \quad (4.9)$$

onde os coeficientes são: $a_0 = 1,9932$, $a_1 = -0,3659$ e $a_2 = 0,0177$.

As massas estelares ($M_{\star}$) foram então computadas a partir dos raios recém-derivados,

utilizando a seguinte relação empírica entre massa e raio para estrelas de baixa massa na sequência principal:

$$\frac{M_{\star}}{M_{\odot}} = 0,2524 - 0,5765 \left(\frac{R_{\star}}{R_{\odot}} \right) + 2,0122 \left(\frac{R_{\star}}{R_{\odot}} \right)^2. \quad (4.10)$$

Os dados fotométricos de entrada e os valores de massa e raio estelares derivados, que constituem um dos principais resultados deste trabalho, são apresentados na Tabela 4.2. A incerteza interna dessas calibrações é de $0,03 R_{\star}/R_{\odot}$ para os raios e de 5% a 10% (cerca de $0,02$ a $0,05 M_{\star}/M_{\odot}$) para as massas.

4.2 Determinação dos parâmetros fundamentais dos exoplanetas

Um dos produtos finais da nossa análise é a aplicação deste conhecimento estelar aprimorado para recalcular e refinar os parâmetros dos exoplanetas associados, fornecendo uma determinação homogênea dos parâmetros exoplanetários.

Este estágio é particularmente crucial para planetas da classe dos *exo-Netunos*, nos quais a interpretação das estimativas de massa e raio pode apresentar um elevado grau de ambiguidade, levando a soluções degeneradas quanto à sua composição interna. Além de refinar parâmetros conhecidos, a composição estelar detalhada permite inferir propriedades planetárias ainda não medidas, como a massa ou o raio de um planeta, utilizando as abundâncias estelares como entrada em modelos de estrutura interna (Unterborn et al., 2015; Unterborn and Panero, 2017; Souto et al., 2018).

Raio Planetário (R_p)

O raio é derivado da profundidade de trânsito (δ), que descreve a diminuta queda do fluxo estelar causada pela passagem do planeta ao longo da linha de visada em relação a um observador na Terra. A relação básica é:

$$\delta = \frac{A_p}{A_{\star}} = \frac{\pi R_p^2}{\pi R_{\star}^2} = \left(\frac{R_p}{R_{\star}} \right)^2. \quad (4.11)$$

Após a conversão de R_p e $R_{\star}$ para as mesmas unidades, juntamente com um fator adicional de 100 para expressar o resultado em porcentagemⁱ, encontramos:

ⁱ https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/docs/poet_calculations.html

$$\delta = 1,049 \left(\frac{R_{\odot}}{R_{\star}} \cdot \frac{R_p}{R_{\text{Jup}}} \right)^2. \quad (4.12)$$

Utilizando os valores de δ do TESS (Ricker et al., 2015), via o *Exoplanet Follow-up Observation Program* (EFOP), e de Giacalone et al. (2022), nosso valor mais preciso de $R_{\star}$ nos permite determinar R_p com menor incerteza e de forma homogênea para os quatro exoplanetas aqui estudados. Tal determinação de R_p é essencial não apenas para o cálculo da densidade, mas também para a interpretação dos espectros de transmissão do JWST, cuja amplitude de sinal é afetada tanto por R_p quanto por $R_{\star}$.

Massa Planetária (M_p)

A massa é determinada a partir da clássica equação que fundamenta o método da variação da velocidade radial, conforme discutido em Torres et al. (2008), sendo demonstrada a seguir. Partimos da relação, proveniente da formulação newtoniana da Terceira Lei de Kepler, entre o semieixo maior (a), o período (P) e as massas:

$$a^3 = \frac{G(M_{\star} + M_p)P^2}{4\pi^2}. \quad (4.13)$$

A semiamplitude da velocidade radial da estrela ($K_{\star}$) para uma órbita elíptica é dada por:

$$K_{\star} = \frac{2\pi a_{\star} \sin i}{P\sqrt{1-e^2}}. \quad (4.14)$$

O parâmetro $a_{\star}$ é o semieixo maior da órbita da estrela em relação ao baricentro. Pela definição de centro de massa: $M_{\star}a_{\star} = M_p a_p$ e $a = a_{\star} + a_p$, logo:

$$a_{\star} = a \frac{M_p}{M_{\star} + M_p}. \quad (4.15)$$

Substituindo $a_{\star}$ na equação de $K_{\star}$:

$$K_{\star} = \frac{2\pi \sin i}{P\sqrt{1-e^2}} \cdot \frac{aM_p}{M_{\star} + M_p}. \quad (4.16)$$

Substituindo o valor de a da Lei de Kepler:

$$K_{\star} = \frac{2\pi \sin i}{P\sqrt{1-e^2}} \cdot \frac{M_p}{M_{\star} + M_p} \cdot \left[\frac{G(M_{\star} + M_p)P^2}{4\pi^2} \right]^{1/3}. \quad (4.17)$$

Isolando $M_p \sin i$:

$$M_p \sin i = K_* P^{1/3} (1 - e^2)^{1/2} (M_* + M_p)^{2/3} \cdot (2\pi G)^{-1/3}. \quad (4.18)$$

O valor referente às constantes, que denotamos por C , é calculado como:

$$C = \frac{(86400)^{1/3} \cdot (M_\odot)^{2/3}}{M_{\text{Jup}} \cdot (2\pi G)^{1/3}}. \quad (4.19)$$

De forma que obtemos, finalmente:

$$M_p \sin i = 4,919 \times 10^{-3} P^{1/3} (1 - e^2)^{1/2} K_* \left(\frac{M_* + M_p}{M_\odot} \right)^{2/3}. \quad (4.20)$$

Inserindo nossas massas estelares (M_*) mais precisas, juntamente com os parâmetros orbitais da literatura — período orbital do planeta (P), semiamplitude da velocidade radial (K) (Kosiarek et al., 2019; Hirano et al., 2021; Rosenthal et al., 2021) e excentricidade (e) (Kosiarek et al., 2019; Rosenthal et al., 2021) — refinamos a massa do planeta e novamente desenvolvemos uma determinação homogênea. Para sistemas em trânsito, a inclinação orbital $i \approx 90^\circ$; então $\sin i \approx 1$, o que nos permite estimar a massa real do planeta.

Temperatura de Equilíbrio (T_{eq})

Calculamos a temperatura de equilíbrio, uma estimativa de primeira ordem da temperatura planetária que descreve a temperatura que o planeta possui na ausência de uma atmosfera, considerando-se apenas a radiação da estrela-mãe como fonte de energia (Lissauer and de Pater, 2013). A estrela emite radiação com luminosidade total dada pela Lei de Stefan-Boltzmann:

$$L_* = 4\pi R_*^2 \sigma T_{\text{eff}}^4, \quad (4.21)$$

onde σ é a constante de Stefan-Boltzmann. A uma distância orbital a , essa radiação se distribui isotropicamente sobre a superfície de uma esfera imaginária de raio a . Assim, o fluxo incidente no planeta é dado por $L_*/4\pi a^2$. O planeta intercepta a radiação estelar com sua face voltada para a estrela, comportando-se como um disco de área πR_p^2 . Além disso, nem toda a radiação incidente é absorvida: uma fração é refletida de volta ao espaço, caracterizada pelo albedo de Bond (A_B). Assim, a luminosidade efetivamente absorvida pelo planeta é dada por:

$$L_{\text{abs}} = \frac{L_*}{4\pi a^2} \cdot \pi R_p^2 \cdot (1 - A_B). \quad (4.22)$$

Assumindo que o planeta se comporta como um corpo negro e que há redistribuição eficiente de calor por toda a sua superfície (devido à rotação e/ou à circulação atmosférica), a energia térmica é emitida isotropicamente por toda a sua área superficial, $4\pi R_p^2$, de modo que:

$$L_{\text{rad}} = 4\pi R_p^2 \sigma T_{\text{eq}}^4. \quad (4.23)$$

Para encontrar a temperatura de equilíbrio, igualamos a absorção à emissão:

$$\frac{L_\star}{4\pi a^2} \pi R_p^2 (1 - A_B) = 4\pi R_p^2 \sigma T_{\text{eq}}^4.$$

Substituindo $L_\star$ por $4\pi R_\star^2 \sigma T_{\text{eff}}^4$ e realizando simplificações, obtemos:

$$T_{\text{eq}} = T_{\text{eff}} \left(\frac{R_\star}{2a} \right)^{1/2} (1 - A_B)^{1/4}. \quad (4.24)$$

A variável a corresponde ao semieixo maior da órbita. Assumimos uma aproximação de ausência de atmosfera e um valor terrestre para o albedo de Bond (A_B), ou seja, $A_B = 0,306$, como referência. Um valor mais preciso de T_{eq} , que depende diretamente de T_{eff} e $R_\star$, é importante para avaliar a habitabilidade potencial de um planeta e prever as espécies químicas que podem ser detectadas em sua atmosfera. Todos os parâmetros exoplanetários adotados da literatura e os valores refinados obtidos neste estudo estão compilados na Tabela 4.2. Na subseção seguinte, aprofundamos-nos nos resultados individuais de cada um desses importantes sistemas exoplanetários.

4.3 Caracterização dos sistemas exoplanetários analisados

4.3.1 TOI-1685

Características estelares

A estrela TOI-1685, também conhecida como 2MASS J04342248+4302148 e TIC 2890 0646, é uma anã M, de tipo espectral M3.0 V, pertencente ao disco fino da nossa Galáxia (Bluhm et al., 2021). Ela está localizada a uma distância de 37,6 parsecs do nosso Sol (Bailer-Jones et al., 2021; Gaia Collaboration, 2022). Neste estudo (Figura 4.1), determinou-se que TOI-1685 possui uma T_{eff} de 3519 ± 100 K e $\log g$ de $4,63 \pm 0,13$ dex. Nossa T_{eff} é um pouco mais alta, mas consistente dentro das incertezas, do que a reportada por Bluhm et al. (2021), que encontraram uma T_{eff} de 3434 ± 51 K. Bluhm et al. (2021) declaram um valor de $\log g$ de $4,85 \pm 0,04$ dex, um resultado ligeiramente mais alto do que o nosso, se consideradas as incertezas.

No entanto, [Egger et al. \(2025\)](#), usando dados recentes da missão Gaia e seguindo o procedimento descrito em [Sousa et al. \(2021\)](#), determinaram um valor de $\log g$ de $4,68 \pm 0,11$ dex, em concordância com nosso resultado dentro das incertezas. O estudo de [Bluhm et al. \(2021\)](#) mediu esses parâmetros a partir de espectros visíveis (VIS) do instrumento CARMENES e de ajustes a uma grade sintética de modelos PHOENIX-SESAM ([Husser et al., 2013](#)) como em [Passegger et al. \(2019\)](#). O raio e a massa derivados neste trabalho são $0,453 \pm 0,014 R_{\odot}$ e $0,405 \pm 0,041 M_{\odot}$, respectivamente. Em comparação, o trabalho anterior de [Bluhm et al. \(2021\)](#) obteve uma massa de $0,495 \pm 0,019 M_{\odot}$, usando a relação massa–raio derivada de binárias eclipsantes da sequência principal conforme [Schweitzer et al. \(2019\)](#), e um raio de $0,492 \pm 0,015 R_{\odot}$, determinado por meio da lei de Stefan–Boltzmann, para a TOI-1685.

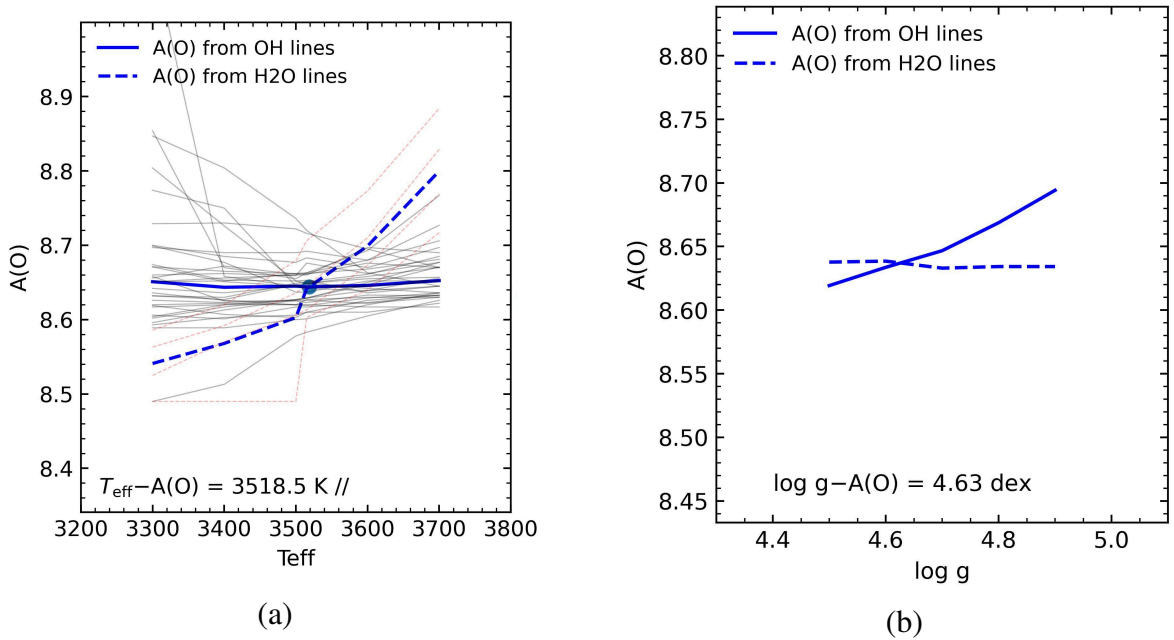


Figura 4.1: Determinação da temperatura efetiva (a) e gravidade superficial (b) para TOI-1685.

TOI-1685 apresenta uma taxa de rotação moderada para uma anã M jovem. O melhor ajuste do espectro sintético para esta estrela foi obtido com uma velocidade rotacional ($v \sin i$) de 7,0 km/s, valor próximo ao limiar que pode ser medido a partir dos espectros do APOGEE. Em relação à atividade estelar, conforme discutido por [Cincunegui et al. \(2007\)](#), a estrela apresenta uma pseudo-largura equivalente, $pEW(H\alpha)$, de $+0,51 \text{ \AA}$, o que indica atividade estelar. A idade estimada da estrela está na faixa entre 0,6 e 2 bilhões de anos, com base em relações de girocronologia (que ligam a idade de uma estrela à sua taxa de rotação) e em comparações com aglomerados abertos como o Praesepe [Kraus and Hillenbrand \(2007\)](#).

A metalicidade derivada neste trabalho para a TOI-1685 é próxima à solar, com $[Fe/H] = 0,06 \pm 0,18$ dex. O estudo de [Bluhm et al. \(2021\)](#) considerou a estrela mais pobre em metais, com $[Fe/H] = -0,13 \pm 0,16$. Por outro lado, [Hirano et al. \(2021\)](#) relataram uma metalicidade mais alta, de $0,14 \pm 0,12$ dex, a partir de uma média ponderada da análise de espectros do TRES pelo SpecMatch-Emp ([Yee et al., 2017](#)), dos espectros do *InfraRed Doppler* (IRD) ([Ishikawa](#)

et al., 2020) e dos ajustes de SED com o modelo NextGen. Tanto os resultados de [Bluhm et al. \(2021\)](#) quanto os de [Hirano et al. \(2021\)](#) concordam com os nossos dentro das respectivas incertezas. Além de ser observada pelo levantamento APOGEE, a TOI-1685 também foi observada pelo levantamento LAMOST, com metalicidades relatadas de $-0,05$ no APOGEE DR17 ([Abdurro'uf et al., 2022](#)) e $-0,20$ dex no LAMOST DR2 ([Ding et al., 2022](#)).

Estudos anteriores do APOGEE sobre anãs M nos aglomerados de Coma Berenices ([Souto et al., 2021](#)) e Hyades ([Wanderley et al., 2023](#)) mostraram que as metalicidades obtidas pelo *pipeline* do APOGEE para anãs M mais frias no DR17 são sistematicamente mais baixas do que o esperado. Para a TOI-1685, observou-se uma diferença de $\sim 0,1$ dex em relação à metalicidade no DR17, um resultado similar dentro das incertezas. A discrepância em relação à metalicidade do LAMOST possivelmente evidencia os desafios na determinação precisa da metalicidade de estrelas de baixa massa em baixa resolução ($R \sim 1900$).

O trabalho de [Hirano et al. \(2021\)](#) também investigou as abundâncias de Na, Mg, Si, Ca, Ti e Mn. Encontrou-se boa concordância nas abundâncias de Na e Ca — δ deste trabalho — δ de [Hirano et al. \(2021\)](#) $< 0,10$ dex. No entanto, os resultados para Mg, Si e Mn mostram uma diferença sistemática, com [Hirano et al. \(2021\)](#) relatando valores mais altos, de até $0,50$ dex. A maior diferença é observada para Ti ($0,83$ dex), em que os resultados de [Hirano et al. \(2021\)](#) parecem ser notavelmente mais altos do que o esperado para a evolução química da Galáxia. Estas diferenças mais pronunciadas podem estar associadas a distintos aspectos metodológicos entre os estudos, tais como diferenças nas listas de linhas espectrais adotadas, no tratamento de *blends*, no posicionamento do contínuo e nas escolhas de modelos atmosféricos e de parâmetros estelares adotados.

Ademais, neste trabalho, as abundâncias foram determinadas com o uso do BACCHUS, que realizou os cálculos por meio do método de minimização de χ^2 , ao passo que [Hirano et al. \(2021\)](#) utilizaram um método baseado em larguras equivalentes para o cálculo das abundâncias. Essa diferença de abordagem pode impactar consideravelmente os resultados, pois o procedimento do BACCHUS permite um tratamento mais robusto de *blends*. Todos os fatores destacados podem introduzir desvios sistemáticos nas abundâncias derivadas, sobretudo para elementos cujas linhas são mais sensíveis às condições físicas da atmosfera estelar, como a variação em T_{eff} .

Comparação de perfis de linha de titânio (Ti I)

A análise dos perfis das linhas de Ti I em $15334,847$, $15543,756$ e $15715,573$ Å (Tabela 2.1) revela uma melhor concordância entre os resultados deste trabalho e os reportados por [Hirano et al. \(2021\)](#). Como observado na Figura 4.2, a síntese espectral obtida a partir dos dados deste trabalho (linha vermelha) descreve com maior precisão a profundidade e a largura das linhas observadas na estrela TOI-1685. Para permitir uma comparação direta entre os perfis

das linhas, o espectro observado foi normalizado e refinado individualmente para cada janela, de modo que seu contínuo coincidissem com o nível de síntese aqui apresentado.

Em contraste, a síntese utilizando os parâmetros de [Hirano et al. \(2021\)](#) (linha azul tracejada) tende a superestimar sistematicamente a intensidade das linhas de titânio, produzindo perfis consideravelmente mais profundos do que os registrados pelo espectro observado. Essa discrepância sugere que os resultados obtidos nesta Tese proporcionam uma modelagem mais realista das abundâncias químicas e do estado físico da fotosfera estelar. A consistência observada nas três linhas de Ti I reforça a robustez dos resultados aqui apresentados, que servem de base para a caracterização exoplanetária subsequente.

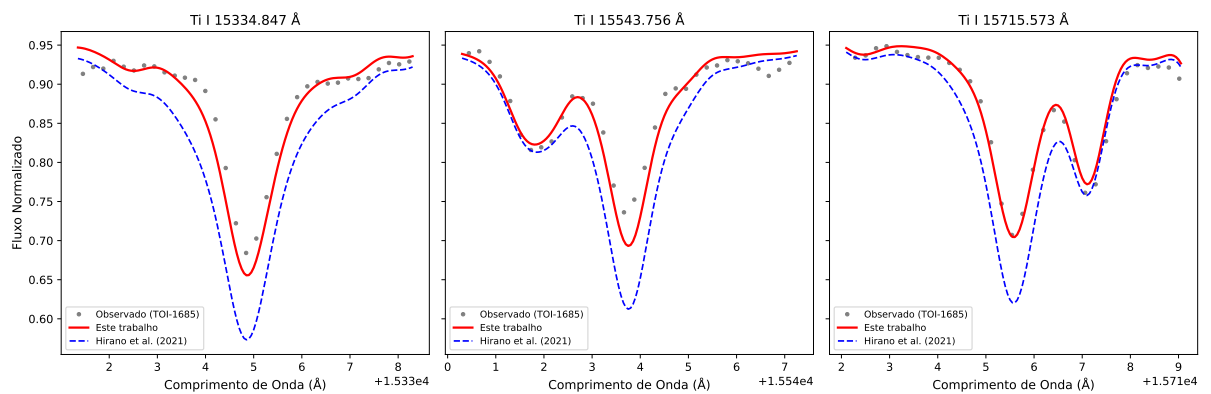


Figura 4.2: Comparação de síntese espectral para as linhas de Ti I na banda H da estrela TOI-1685. Os círculos escuros representam o espectro observado, reescalado localmente para que o nível do contínuo coincida com o da síntese deste trabalho. A linha sólida vermelha indica o espectro sintético calculado com os parâmetros atmosféricos estelares derivados nesta Tese. A linha tracejada azul representa a síntese com base nos parâmetros de [Hirano et al. \(2021\)](#). Os três painéis apresentam os perfis detalhados das linhas de Ti I em 15334,847, 15543,756 e 15715,573 Å. Observa-se que os resultados deste trabalho apresentam um melhor ajuste à profundidade e forma das linhas observadas.

O exoplaneta TOI-1685 b

O exoplaneta TOI-1685 b representa um interessante laboratório natural para o estudo de super-Terras que orbitam suas estrelas em trajetórias extremamente próximas. Sua descoberta e as investigações subsequentes fornecem dados essenciais para compreender a formação e a composição de mundos rochosos em ambientes extremos. Ele foi identificado pela primeira vez em 2021 ([Bluhm et al., 2021](#)) por meio do método de trânsito. Os dados foram coletados pelo satélite TESS ([Ricker et al., 2015](#)) e o exoplaneta é classificado como uma super-Terra. Essa categoria descreve planetas mais massivos e/ou maiores que a Terra, mas significativamente menos massivos do que os gigantes gasosos do nosso Sistema Solar, como Netuno. Eles são de grande interesse científico, uma vez que não há análogos diretos em nosso próprio Sistema Solar. Todavia, é digno de menção que a denominação não implica necessariamente a existência de planetas semelhantes ao nosso planeta natal. De fato, uma super-Terra pode ser, por exemplo, extremamente quente, como relatado para 55 *Cancris* e K2 – 141 b ([Hu et al., 2024](#); [Zieba et al., 2022](#)).

Devido às suas particularidades, TOI-1685 b é um alvo prioritário para o JWST. Seus

trânsitos, eclipses e curvas de fase térmica foram direcionados à observação nos programas GO 3263, 4098 e 4195 (Luque et al., 2023; Benneke et al., 2023; Fisher et al., 2023). Uma das características mais marcantes de TOI-1685 b é a órbita próxima à sua estrela. Ele orbita a uma distância de apenas 0,012 unidades astronômicas (UA) (Hirano et al., 2021), muito mais perto do que Mercúrio está do Sol ($\sim 0,39$ UA). Essa proximidade resulta em um “ano” planetário extremamente curto: ele completa uma volta ao redor da estrela em apenas 0,669 dias (Luque and Pallé, 2022). Uma consequência física direta desta configuração orbital extrema é a intensa interação de maré entre o planeta e a estrela. É altamente provável que TOI-1685 b esteja em estado de acoplamento de maré (*tidal locking*), apresentando rotação síncrona, o que pode desempenhar um papel importante na circulação atmosférica (Showman and Polvani, 2011; Koll and Abbot, 2016).

Os resultados deste estudo indicam que TOI-1685 b possui uma massa de $3,142 \pm 0,807 M_{\oplus}$ e um raio de $1,759 \pm 0,01 R_{\oplus}$. Esses valores se comparam bem com os de Luque and Pallé (2022), dentro das incertezas, que obtiveram uma massa de $3,09^{+0,59}_{-0,58} M_{\oplus}$ e um raio de $1,70 \pm 0,07 R_{\oplus}$. Com base em seus resultados, Luque and Pallé (2022) reportaram uma densidade de $3,44^{+0,86}_{-0,74} \text{ g cm}^{-3}$, o que corresponde a cerca de 62% da densidade da Terra. Em comparação com outros corpos do Sistema Solar, ele é significativamente mais massivo e maior do que a Terra e menos denso do que Marte. A extrema proximidade com sua estrela-mãe submete TOI-1685 b a um ambiente de intensa radiação e temperaturas superficiais muito elevadas. Utilizando o semieixo maior da órbita fornecido por Hirano et al. (2021), derivado a partir da análise da curva de luz e dos ajustes de velocidade radial, e os parâmetros estelares deste estudo, a temperatura de equilíbrio do exoplaneta foi calculada em 979 ± 28 K. Esta temperatura elevada tem implicações significativas para a estrutura da atmosfera.

Fisicamente, a altura de escala atmosférica (H) é proporcional à temperatura ($H \propto T/\mu g$). Portanto, o intenso aquecimento estelar tende a inflar a atmosfera, aumentando a amplitude dos sinais na espectroscopia de transmissão, se o planeta tiver retido uma atmosfera substancial, seja ela primordial (rica em H_2/He) ou secundária (rica em vapor de água ou gases pesados). Além disso, essa temperatura situa o planeta em um regime em que a química atmosférica pode transitar de espécies moleculares complexas para formas mais simples, dependendo da metalicidade, e em que a formação de neblinas fotoquímicas pode ser favorecida pela radiação da anã M ativa.

Este valor teórico é inferior aos valores calculados em outros estudos, 1069 ± 16 K de Bluhm et al. (2021) e 1052 ± 26 K de Hirano et al. (2021), que assumiram albedo de Bond igual a zero e redistribuição completa do calor. É importante frisar que nossos cálculos de temperatura de equilíbrio são simplificações, pois não levam em conta a presença de uma atmosfera, um possível efeito estufa ou o albedo real do exoplaneta. Com efeito, a temperatura real da superfície no lado diurno de um exoplaneta pode ser apreciavelmente mais alta devido à ineficiência

na redistribuição de calor.

Revisão atmosférica com o JWST

Recentemente, [Egger et al. \(2025\)](#), cujo estudo inclui observações do *CHaracterising ExOPlanet Satellite* (CHEOPS), concluíram que a possibilidade do exoplaneta ter um núcleo rochoso exposto não pode ser descartada. De outra parte, [Luque et al. \(2025\)](#), já utilizando dados do JWST, determinaram uma temperatura de brilho no lado diurno de pelo menos 1360 ± 100 K. Este valor elevado é consistente com o comportamento térmico de um corpo negro com albedo de Bond próximo de zero e redistribuição de calor nula, indicando a ausência de uma atmosfera capaz de transportar energia para o lado noturno. Posteriormente, [Fisher et al. \(2026\)](#), também usando informações provenientes do JWST, concluíram que as atmosferas dominadas por hidrogênio podem ser descartadas. Em adição, determinaram um limite inferior para o peso molecular médio de $\gtrsim 10$, com significância de $\sim 5\sigma$, para atmosferas secundárias mais pesadas. [Fisher et al. \(2026\)](#) pontuam que TOI-1685 b é provavelmente uma rocha nua, mas ressaltam os desafios, mesmo com o JWST, de detectar atmosferas secundárias em planetas rochosos.

4.3.2 GJ 436

Características estelares

Gliese 436 (GJ 436), também identificada como 2Mass J11421096+2642251, é uma estrela anã do tipo espectral M2.5V. Ela está situada relativamente perto do nosso Sistema Solar, a uma distância de 9,75 parsecs ([Salz et al., 2015](#); [Maciejewski et al., 2014](#)). Estudos anteriores determinaram que GJ 436 possui uma massa de $0,47 \pm 0,07 M_{\odot}$ e um raio de $0,45 \pm 0,018 R_{\odot}$ ([Maciejewski et al., 2014](#)). A determinação de sua temperatura efetiva por [Rosenthal et al. \(2021\)](#) levou a um valor de 3586 ± 36 K. [Rosenthal et al. \(2021\)](#) obtiveram a temperatura efetiva de GJ 436 a partir de espectros ópticos interpolados sobre espectros reais de estrelas frias com propriedades estelares bem caracterizadas, uma vez que espectros sintéticos foram considerados pouco confiáveis para estrelas abaixo de 4700 K.

Nossa análise (Figura 4.3), baseada nos espectros de alta resolução do APOGEE, posiciona a temperatura efetiva da estrela em 3507 ± 100 K. Adicionalmente, derivamos uma gravidade superficial de $4,81 \pm 0,13$ dex. Nossos resultados para o raio e a massa de GJ 436, obtidos pelas expressões 4.9 e 4.10, indicam um raio de $0,417 \pm 0,013 R_{\odot}$ e uma massa de $0,362 \pm 0,036 M_{\odot}$. Nosso raio encontra excelente concordância com o raio estelar calculado por [Rosenthal et al. \(2021\)](#), que foi de $0,417 \pm 0,008 R_{\odot}$, mas nossa massa estelar é menor do que a deles, que foi de $0,441 \pm 0,009 M_{\odot}$, mesmo considerando as incertezas. [Rosenthal et al. \(2021\)](#) obtiveram sua massa estelar por meio do Isoclassify ([Huber, 2017](#)).

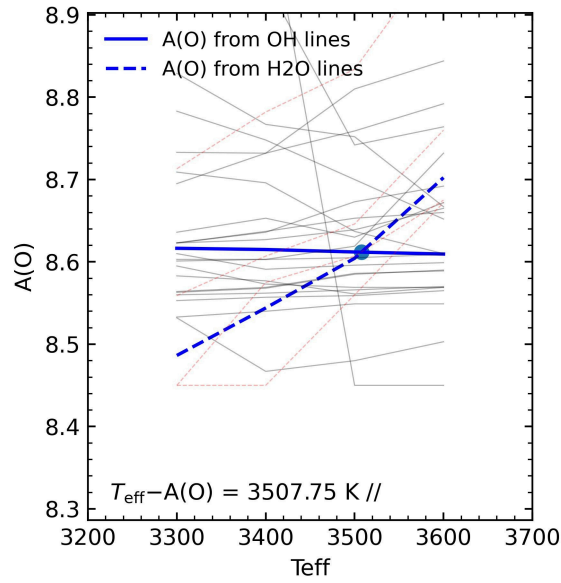


Figura 4.3: Determinação da temperatura efetiva para GJ 436.

Por outro lado, nossa investigação da abundância química revela que GJ 436 é ligeiramente rica em metais, com uma metalicidade de $+0,10 \pm 0,20$ dex. Este resultado encontra concordância com a análise de espectros do CARMENES feita por Schweitzer et al. (2019), que encontrou uma metalicidade mais baixa, de $-0,04 \pm 0,16$ dex, porém compatível com nosso resultado considerando-se as respectivas incertezas. A comparação de abundâncias individuais com outros estudos revela tanto concordâncias quanto discrepâncias.

A comparação com Ishikawa et al. (2022), que usaram espectros do instrumento IRD montado no Telescópio Subaru, mostra um bom acordo geral dentro das incertezas. A diferença em $[\text{Fe}/\text{H}]$ entre nosso estudo e o deles é de apenas 0,02 dex. Para os elementos Si, K, Ca e Mn, a diferença é inferior a 0,07 dex. No entanto, observamos discrepâncias maiores para Mg ($-0,18$ dex) e Ti ($-0,41$ dex). A comparação com Maldonado et al. (2020), que utilizaram espectros ópticos de alta resolução do HARPS-N para alguns elementos em comum, também evidencia alinhamento. A diferença em $[\text{Fe}/\text{H}]$ entre nossa análise e a deles é de $-0,09$ dex. A concordância é notável para Al ($-0,03$ dex) e para Si (0,01 dex). Contudo, as variações são mais pronunciadas em outros elementos, com diferenças de $-0,11$ dex para C, $-0,13$ dex para Ti, 0,09 dex para Mn, 0,21 dex para Mg e 0,29 dex para Ca. Acreditamos que fatores similares àqueles discutidos na Subseção 4.3.1, para as diferenças nas determinações de abundâncias químicas, também podem explicar as discrepâncias entre os nossos resultados nesta Subseção e os de Ishikawa et al. (2022) e os de Maldonado et al. (2020).

O exoplaneta GJ 436 b: O exo-Netuno prototípico

GJ 436 hospeda pelo menos um exoplaneta, GJ 436 b, que foi observado em eclipse secundário pelos programas GTO do JWST 1177 e 1185 (Greene et al., 2017b,a). GJ 436 b é

considerado o exo-Netuno prototípico, pois foi o primeiro exoplaneta descoberto com tamanho e massa comparáveis aos de Netuno. De acordo com [Maciejewski et al. \(2014\)](#), que utilizou dados de trânsito e de velocidade radial, este exoplaneta apresenta um raio de $4,17 \pm 0,168 R_{\oplus}$, uma massa de $22,1 \pm 2,3 M_{\oplus}$ e orbita sua estrela-mãe a uma distância de 0,029 UA, com um período de 2,644 dias. Nossas determinações, usando as equações 4.12 e 4.20, resultam em um raio de $3,645 \pm 0,018 R_{\oplus}$ e uma massa de $18,548 \pm 0,405 M_{\oplus}$.

Ademais, com base em nossos parâmetros estelares e no semieixo maior da órbita relatado por [Maciejewski et al. \(2014\)](#), determinado a partir de medições de velocidade radial, calculamos uma temperatura de equilíbrio, usando a equação 4.24, para GJ 436 b de 583 ± 17 K. Este valor é inferior ao reportado por [Turner et al. \(2016\)](#) de 686 ± 10 K, que assumiram $A_B = 1 - 4F$, onde A_B é o albedo de Bond e F corresponde ao fator de redistribuição de calor — na prática, a Equação 4.24 sem o termo $(1 - A_B)^{1/4}$.

A caracterização do exoplaneta GJ 436 b, realizada através de uma combinação de medições de trânsito, eclipse e fase térmica por múltiplos observatórios ([Stevenson et al., 2010](#)), revelou desafios para os modelos de formação planetária convencionais. A questão reside tanto em sua composição atmosférica quanto em sua estrutura interna, tornando-o um alvo prioritário para investigações detalhadas com o JWST.

O caso do metano atmosférico

O principal aspecto de interesse atmosférico de GJ 436 b é uma deficiência substancial de metano. Com base nos modelos de química de equilíbrioⁱⁱ, um planeta com uma atmosfera rica em hidrogênio e na temperatura esperada de GJ 436 b deveria apresentar uma quantidade significativa de metano. Não obstante, as observações atuais indicam o contrário, sugerindo que processos desconhecidos estão alterando a química de sua atmosfera. Para explicar essa anomalia, duas hipóteses principais foram propostas ([Stevenson et al., 2010](#); [Moses et al., 2013](#); [Morley et al., 2017](#)).

Uma possibilidade é que a atmosfera do exoplaneta seja extremamente rica em elementos mais pesados do que hidrogênio e hélio, com uma metalicidade que poderia ser mais de 300 vezes a do Sol. Uma composição tão enriquecida alteraria fundamentalmente as reações químicas, podendo inibir a formação de metano. Alternativamente, a atmosfera pode estar em um estado de desequilíbrio químico substancial. Isso significa que processos dinâmicos, como a convecção vertical ou a fotoquímica impulsionada pela radiação estelar, poderiam estar removendo reagentes ou destruindo o metano mais rapidamente do que ele pode se formar, im-

ⁱⁱ Modelos de química de equilíbrio termoquímico assumem que a composição atmosférica é determinada exclusivamente pelas condições locais de temperatura, pressão e abundâncias elementares, minimizando a energia livre de Gibbs do sistema. Nesse cenário, considera-se que as taxas de reações químicas são suficientemente rápidas para manter o equilíbrio local em comparação com escalas de tempo dinâmicas, ignorando processos de desequilíbrio, como o transporte vertical (mistura/convecção) ou a fotoquímica induzida pela radiação estelar.

pedindo que a atmosfera atinja o estado de equilíbrio previsto pelos modelos. A resolução desta questão depende de uma compreensão precisa do inventário químico original do sistema, o que torna essencial a caracterização detalhada das abundâncias na estrela hospedeira, especialmente da razão C/O, para fornecer o contexto necessário (Maldonado et al., 2020).

O dilema da estrutura interna e a hipótese do “gelo quente”

A complexidade aumenta ao se analisar a estrutura interna do exoplaneta. Com uma densidade medida de $1,80 \pm 0,29 \text{ g cm}^{-3}$ (Maciejewski et al., 2014), GJ 436 b apresenta um dilema de composição: é *compacto demais* para ser um exoplaneta primariamente composto de hidrogênio e hélio, como os gigantes gasosos Júpiter e Saturno, e, ao mesmo tempo, seria *inflado demais* para ser classificado como uma super-Terra rochosa, que teria densidade muito maior. Uma das hipóteses sobre sua composição é que GJ 436 b poderia ser predominantemente composto por uma *forma exótica de água sólida*, usualmente chamada de “gelo quente”. Acredita-se que esta fase única da água não se forma devido às baixas temperaturas, mas sim por ter se solidificado sob a extrema pressão existente em seu interior (Gillon et al., 2007).

A degenerescência e a solução espectroscópica

O caso de GJ 436 b exemplifica uma degenerescência bem conhecida na interpretação das massas e dos raios de exoplanetas da classe dos Netunos. Apenas com essas duas medições é difícil distinguir a composição interna de forma inequívoca; diferentes combinações de um núcleo rochoso, um manto de “gelo quente” e um envelope de gás podem estar associadas aos mesmos valores de massa e raio (Adams et al., 2008; Figueira et al., 2009). A única maneira de quebrar essa ambiguidade e revelar a verdadeira natureza da atmosfera e, por consequência, a composição global do exoplaneta é por meio da espectroscopia detalhada. Ao analisar como a luz da estrela é filtrada ou emitida pela atmosfera do exoplaneta, é possível identificar as “impressões digitais” de diferentes moléculas, resolvendo finalmente o quebra-cabeça de GJ 436 b.

Revisão atmosférica com o JWST

A busca por “impressões digitais” moleculares na atmosfera de GJ 436 b com o HST revelou um espectro de transmissão plano, sugerindo alta metalicidade ou a presença de uma camada elevada de nuvens (Knutson et al., 2014). O JWST permitiu a obtenção de um espectro de emissão pancromático (Mukherjee et al., 2025), atualizando o panorama atmosférico deste exoplaneta. Os dados do JWST revisaram as estimativas de fluxo anteriores do *Spitzer*, indicando uma temperatura interna (T_{int}) significativamente mais baixa, próxima de 60 K (versus $T_{\text{int}} \geq 300 \text{ K}$), em contraste com o aquecimento de maré sugerido por modelos pré-JWST (Madhusudhan and Seager, 2011; Morley et al., 2017). Quimicamente, o espectro é consistente com uma atmosfera enriquecida em metais (metalicidade $\geq 80 \times$ solar), apresentando apenas

evidências fracas de absorção por CO₂. Tais resultados, segundo Mukherjee et al. (2025), são melhor explicados por uma modelagem que incorpora a química de desequilíbrio e a alta metalicidade, o que atenua as características espectrais sem depender necessariamente da presença de nuvens.

4.3.3 TOI-2445

Características estelares

A estrela TOI-2445, também designada como 2Mass J02531581+0003087, é uma anã M localizada a uma distância de aproximadamente 48,58 parsecs do nosso Sistema Solar (Giacalone et al., 2022). Como uma anã M, ela pertence à classe de estrelas mais comum na Via Láctea, caracterizada por baixa massa e baixa temperatura efetiva, o que a torna um alvo ideal para a detecção de exoplanetas do tamanho da Terra (Salpeter, 1955; Miller and Scalo, 1979; Henry et al., 2018). O trabalho de descoberta inicial por Giacalone et al. (2022) calculou uma massa de $0,25 \pm 0,01 M_{\odot}$ e um raio de $0,27 \pm 0,01 R_{\odot}$. Giacalone et al. (2022) determinaram o raio estelar com base nas calibrações de Mann et al. (2015). A massa estelar, por sua vez, foi obtida pela realização de uma média entre as calibrações de massa-luminosidade no infravermelho próximo de Mann et al. (2019) e Benedict et al. (2016).

Nossa análise (Figura 4.4) resulta em uma temperatura efetiva de 3318 ± 100 K, em excelente concordância com o valor reportado por Giacalone et al. (2022) de $T_{\text{eff}} = 3333 \pm 157$ K. Quando disponíveis, Giacalone et al. (2022) utilizaram espectros para estimar T_{eff} . Como havia mais de uma estimativa baseada em espectros, Giacalone et al. (2022) adotaram a média desses resultados. Finalmente, quando não havia espectros disponíveis ou se suas ferramentas de classificação estelar não eram capazes de estimar parâmetros para uma certa estrela, adotaram a T_{eff} listada no *TESS Input Catalog* (TIC).

Obtivemos uma gravidade superficial de $4,94 \pm 0,13$ dex, também com boa concordância com Giacalone et al. (2022), que obtiveram um valor de $4,97 \pm 0,04$ dex para a gravidade superficial, calculada a partir de sua massa e raio estelares. Utilizando as calibrações 4.9 e 4.10, derivamos um raio de $0,262 \pm 0,08 R_{\odot}$ e uma massa de $0,240 \pm 0,024 M_{\odot}$ para a estrela, valores também consistentes com os de Giacalone et al. (2022).

Há poucos estudos sobre a metalicidade de TOI-2445. Os valores dos *pipelines* dos grandes levantamentos APOGEE e LAMOST reportam metalicidades consideravelmente baixas, de $-0,44$ e $-0,54$ dex, respectivamente. Em contraste, nossa análise espectral detalhada produz um valor de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,16 \pm 0,09$ dex, indicando que a estrela possui uma metalicidade abaixo da solar. Este valor é significativamente maior (por $\sim +0,3$ a $+0,4$ dex) do que os obtidos pelos *pipelines*. Tal discrepância em uma anã M fria não é surpreendente. Conforme discutido na Subseção 4.3.1, as abundâncias do *pipeline* do APOGEE DR17 são sistemática-

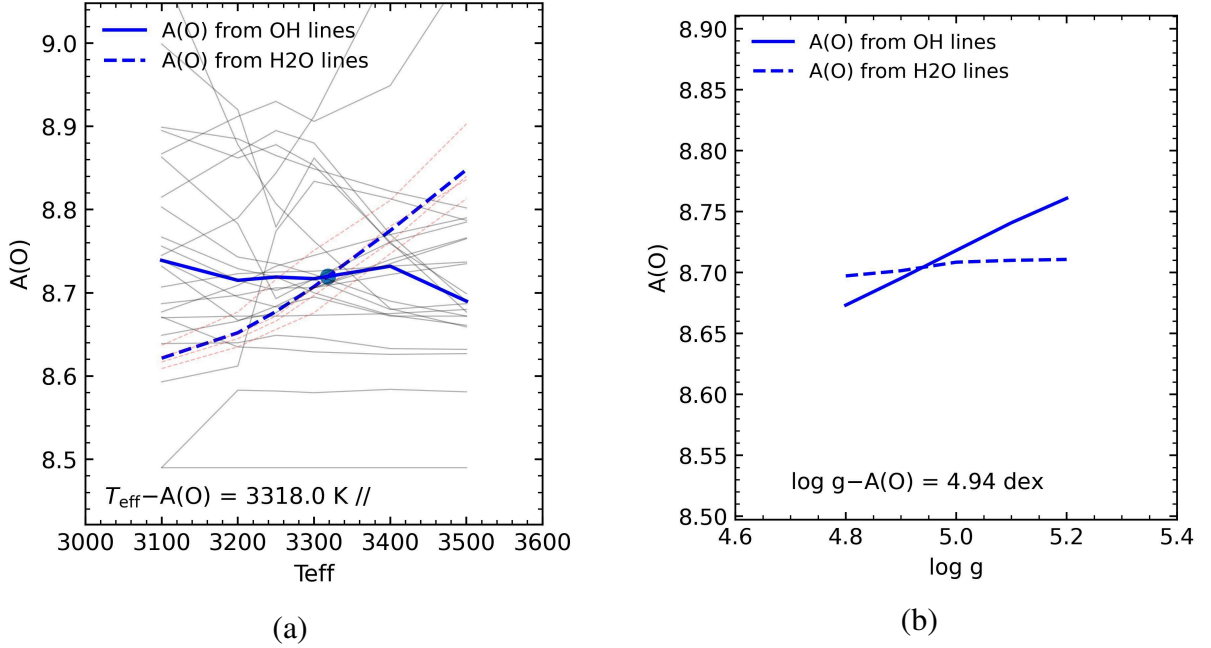


Figura 4.4: Determinação da temperatura efetiva (a) e gravidade superficial (b) para TOI-2445.

mente mais baixas para anãs M mais frias do que as derivadas das análises espectroscópicas de Souto et al. (2021) e Wanderley et al. (2023).

A discrepância em relação à metalicidade do LAMOST provavelmente decorre das dificuldades em medir abundâncias químicas em anãs M a partir de espectros ópticos de baixa resolução, que são densamente povoados por bandas moleculares (Allard et al., 2000). Por outro lado, utilizando espectros do instrumento IRD, Morello et al. (2023) derivaram, para TOI-2445, valores de metalicidade consistentes a partir da síntese espectral ($[M/H] = -0,32 \pm 0,07$) e do ajuste da SED ($[M/H] = -0,34 \pm 0,07$). Estes valores situam-se entre os resultados de nossa análise, aproximando-se dos limites das respectivas margens de incerteza, e dos *pipelines* dos grandes levantamentos.

O exoplaneta TOI-2445 b

Esta estrela hospeda pelo menos um exoplaneta conhecido, o TOI-2445 b, classificado como uma super-Terra. A importância deste sistema é destacada pelo fato de que ele é alvo de observação do JWST, que foi programado para medir seu trânsito, o eclipse secundário e a curva de fase no âmbito do programa GO 3784 (Zhang et al., 2023). As características físicas de TOI-2445 b, conforme relatado por Giacalone et al. (2022), incluem uma massa estimada de cerca de $2,0 M_{\oplus}$ e um raio de $1,25 \pm 0,08 R_{\oplus}$. O exoplaneta orbita sua estrela a apenas 0,006 UA, completando uma órbita em 0,371 dias (Giacalone et al., 2022). Este pequeno raio orbital submete o exoplaneta a uma intensa irradiação estelar, criando um ambiente extremo e tornando-o um laboratório natural interessante para estudar as condições em “planetas rochosos ultracurtos”. A órbita do exoplaneta é considerada circular (Morello et al., 2023).

Adotamos o semieixo maior da órbita derivado por [Giacalone et al. \(2022\)](#), o qual foi obtido através de um ajuste conjunto de fotometria do TESS e dados terrestres utilizando modelagem MCMC (*Markov Chain Monte Carlo*) via o pacote Python *exoplanet*. Com base neste parâmetro orbital e nos parâmetros estelares derivados neste trabalho, calculamos uma temperatura de equilíbrio exoplanetária de 936 ± 28 K. Nossa estimativa é inferior à calculada por [Giacalone et al. \(2022\)](#), de 1060 ± 54 K, que assumiu albedo de Bond igual a zero e redistribuição completa do calor. Além disso, com base no nosso raio estelar e na profundidade do trânsito, determinamos um raio exoplanetário de $1,375 \pm 0,005 R_{\oplus}$, um pouco maior do que o reportado por [Giacalone et al. \(2022\)](#).

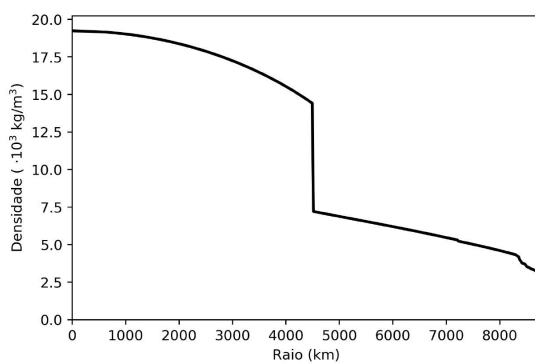
A massa de TOI-2445 b ainda não foi derivada observacionalmente, pois o exoplaneta aguarda confirmação por meio do método de velocidade radial. No entanto, pode-se inferir sua massa supondo que o exoplaneta apresente as mesmas razões de abundância que a estrela hospedeira ([Bond et al., 2010](#); [Dorn et al., 2015](#)). Para isso, utilizou-se o código ExoPlex, apresentado na Seção 2.4. Os parâmetros de entrada para o ExoPlex foram nosso raio exoplanetário derivado e as razões de abundância estelar que determinamos: $\text{Ca/Mg} = 0,0638$, $\text{Al/Mg} = 0,0756$ e $\text{Fe/Mg} = 0,8958$. Como não foi possível determinar a abundância de Si para TOI-2445, adotamos uma abundância média de elementos alfa, em que $[\text{Si/Fe}] \sim \left[\frac{\text{O}+\text{Mg}+\text{Ca}}{3\text{Fe}} \right]$, o que nos deu uma razão $\text{Si/Mg} = 0,9016$.

Com base nesses parâmetros, nossa colaboradora Kely Cassiano Murta, então da Universidade Federal de Sergipe, utilizando o ExoPlex, calculou que TOI-2445 b tem massa de $3,276^{+0,448}_{-0,419} M_{\oplus}$. As incertezas foram estimadas ao propagar as incertezas de nossas abundâncias derivadas e do raio exoplanetário. Esta determinação de massa é consistente, dentro das incertezas, com a calculada por [Giacalone et al. \(2022\)](#), que usou uma estimativa da semiamplitude do sinal de velocidade radial de $K = 4,5^{+2,8}_{-1,7} \text{ m s}^{-1}$, o que corresponde a uma massa de $M_p = 2,0^{+1,2}_{-0,7} M_{\oplus}$. A densidade resultante para TOI-2445 b, a partir do estudo realizado por Murta no ExoPlex, é de $6,793^{+0,005}_{-0,099} \text{ g cm}^{-3}$, indicando que o exoplaneta é provavelmente composto por um núcleo rochoso (Fe+Ni) e desprovido de um envelope gasoso substancial.

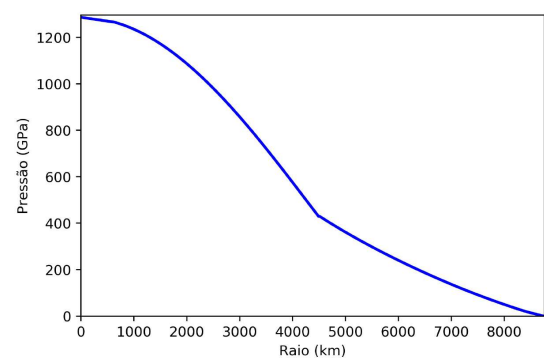
As proporções do núcleo e do manto de um planeta dependem de fatores complexos, como a quantidade de ferro em relação aos demais elementos constituintes e o estado de oxidação do núcleo e do manto. No código ExoPlex, as razões que mais contribuem para a fração de massa do núcleo de um planeta são Fe/Mg e Si/Mg . Consequentemente, variações nessas abundâncias resultam em uma gama de valores para a fração de massa do núcleo, afetando diretamente a massa planetária e a gravidade superficial. No caso de TOI-2445 b, Murta obteve uma fração de massa do núcleo de $0,3285^{+0,028}_{-0,049}$, um valor notavelmente semelhante ao da Terra ($\sim 0,33$), dentro das incertezas. Este modelo é consistente com o que se espera, dadas as variações nas abundâncias de Si/Mg e de Fe/Mg entre a Terra e TOI-2445 b.

A Figura 4.5 apresenta os perfis de densidade, pressão e gravidade de TOI-2445 b. O

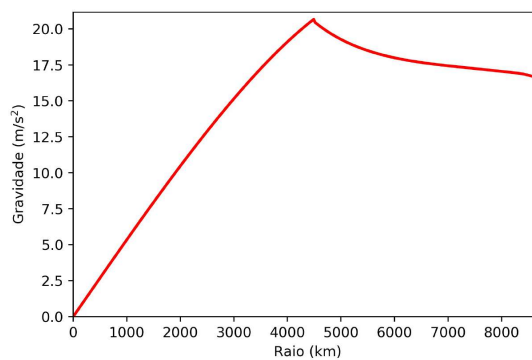
painel (a) exibe o perfil radial de densidade do exoplaneta, evidenciando uma estrutura interna fortemente diferenciada. Observa-se um núcleo de alta densidade, seguido de uma redução acentuada ao atingir a região do manto. Essa descontinuidade marca claramente a fronteira entre o núcleo e o manto. Ademais, em consonância com sua elevada temperatura de equilíbrio, nas camadas mais externas, o perfil de densidade não apresenta variações abruptas. O painel (b) mostra o perfil de pressão interna, caracterizado por um regime de compressão extremo. Esse é o ambiente esperado para super-Terras compactas. O perfil de gravidade, apresentado no painel (c), indica que o valor máximo da gravidade não se encontra no centro do planeta. Em vez disso, verifica-se uma diminuição gradual nas regiões próximas à fronteira entre o núcleo e o manto, seguida de uma diminuição gradual em direção às camadas externas.



(a) Perfil de densidade



(b) Perfil de pressão



(c) Perfil de gravidade

Figura 4.5: Perfis simulados para TOI-2445 b. Fonte: Adaptada do Trabalho de Conclusão de Curso (TCC) intitulado “Acessando a estrutura interna de exoplanetas rochosos a partir da ExoPlex” (2025), de Kely Cassiano Murta, apresentado como requisito parcial para a obtenção do título de Bacharel em Física pela Universidade Federal de Sergipe (UFS).

4.3.4 GJ 3470

Características estelares

Gliese 3470 (GJ 3470) é uma estrela anã do tipo espectral M1.5V, localizada a uma distância relativamente próxima de 29,42 parsecs (pc) da Terra (Bonfils et al., 2012). Devido à sua relativa proximidade (apenas atrás de GJ 436 em nossa amostra), este sistema tornou-se um alvo primordial para a caracterização detalhada tanto da estrela hospedeira quanto da atmosfera

exoplanetária pelo JWST. Nossos resultados (Figura 4.6) para GJ 3470 são uma temperatura efetiva de 3640 ± 100 K, uma gravidade superficial de $4,79 \pm 0,13$ dex e uma metalicidade de $+0,25 \pm 0,15$ dex. Este valor de metalicidade indica que a estrela é, dentre as 4 anãs M foco de análise neste estudo, a mais enriquecida em elementos mais pesados que o hélio em comparação com o Sol.

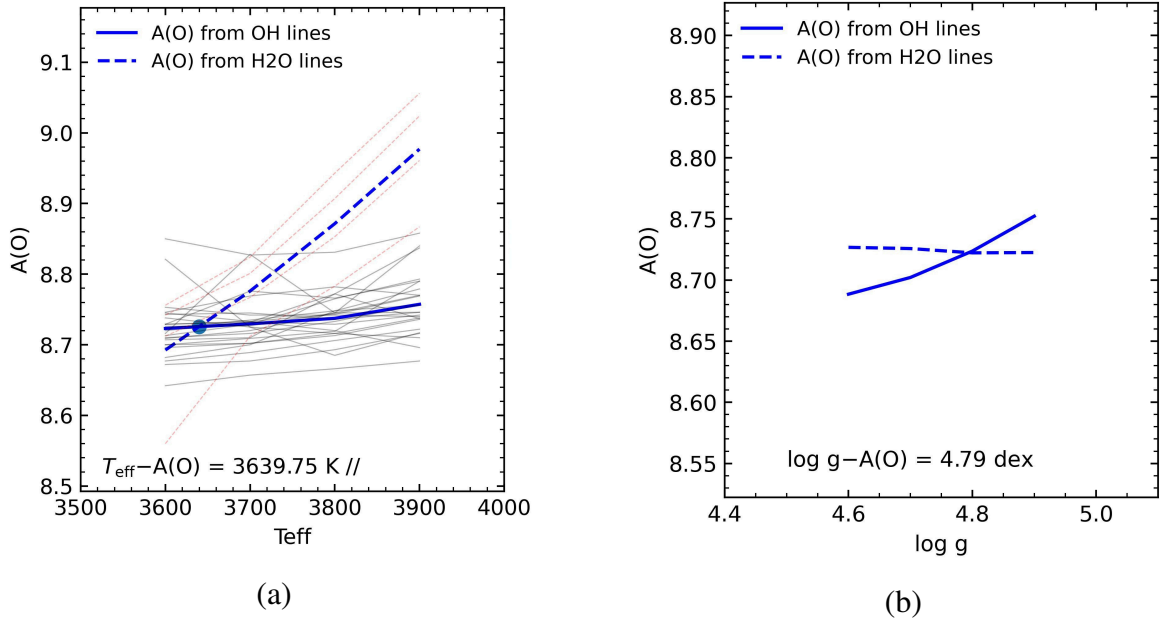


Figura 4.6: Determinação da temperatura efetiva (a) e gravidade superficial (b) para GJ 3470.

Esses resultados demonstram concordância com valores anteriores da literatura. Por exemplo, o estudo de [Awiphan et al. \(2016\)](#) apresentou para GJ 3470 uma $T_{\text{eff}} = 3600 \pm 100$ K, um $\log g = 4,695 \pm 0,046$ dex e uma $[Fe/H] = +0,20 \pm 0,10$ dex. De forma similar, o trabalho de [Kosiarek et al. \(2019\)](#) reporta uma $T_{\text{eff}} = 3652 \pm 50$ K e $\log g = 4,658 \pm 0,035$ dex, com um valor de metalicidade idêntico ao de [Awiphan et al. \(2016\)](#). Utilizando as equações 4.9 e 4.10, derivamos um raio de $0,492 \pm 0,015 R_{\odot}$ e uma massa de $0,455 \pm 0,046 M_{\odot}$ para GJ 3470. Estes valores também se comparam favoravelmente aos da literatura. [Kosiarek et al. \(2019\)](#) reportaram $M_{\star} = 0,51 \pm 0,06 M_{\odot}$ e $R_{\star} = 0,48 \pm 0,04 R_{\odot}$.

O exoplaneta GJ 3470 b

GJ 3470 hospeda pelo menos um exoplaneta confirmado, GJ 3470 b, cuja descoberta foi anunciada por [Bonfils et al. \(2012\)](#). Este exoplaneta é classificado como um “Netuno quente”, uma classe de exoplanetas com tamanho semelhante ao de Netuno, mas que orbitam muito mais próximos de suas estrelas hospedeiras ([Stefánsson et al., 2022](#)). GJ 3470 b está localizado a apenas 0,036 UA de sua estrela, completando uma órbita em aproximadamente 3,337 dias ([Awiphan et al., 2016](#)). Essa proximidade resulta em uma intensa irradiação estelar na atmosfera do exoplaneta. O estudo de [Kosiarek et al. \(2019\)](#), baseado em dados de trânsito e velocidade

radial, apresenta para GJ 3470 b uma temperatura de equilíbrio de 615 ± 16 K, com valores de massa e raio de $12,58^{+1,31}_{-1,28} M_{\oplus}$ e $3,88 \pm 0,32 R_{\oplus}$, respectivamente.

Neste trabalho, utilizamos o semieixo maior da órbita determinado por [Awiphan et al. \(2016\)](#) a partir de uma análise MCMC global de curvas de luz ópticas multi-filtro com auxílio do *Transit Analysis Package* (TAP) ([Gazak et al., 2012](#)). Usando este parâmetro com nossas determinações da temperatura efetiva e do raio estelar, calculamos uma temperatura de equilíbrio para o exoplaneta de 592 ± 16 K, em boa concordância com o valor reportado em [Kosiarek et al. \(2019\)](#), no qual se assume um albedo de Bond nulo. Adicionalmente, nossa análise dos dados de trânsito resultou em um raio exoplanetário de $4,352 \pm 0,028 R_{\oplus}$ e uma massa exoplanetária de $11,276 \pm 0,497 M_{\oplus}$. De acordo com [Biddle et al. \(2014\)](#), a combinação de sua massa relativamente baixa e seu raio inflado resulta em uma densidade baixa, $\rho_p = 1,18 \pm 0,33 \text{ g cm}^{-3}$, característica que apoia fortemente a presença de uma atmosfera dominada por hidrogênio (H_2).

Caracterização atmosférica de GJ 3470 b

A baixa densidade e a intensa irradiação tornam GJ 3470 b um laboratório importante para o estudo de atmosferas exoplanetárias e do fenômeno de escape atmosférico. Diversos estudos de espectroscopia de transmissão têm investigado a composição e a estrutura da atmosfera. As primeiras investigações conduzidas por [Fukui et al. \(2013\)](#) e [Nascimbeni et al. \(2013\)](#) identificaram variações na profundidade do trânsito em diferentes comprimentos de onda. Isso indica que o tamanho aparente do exoplaneta varia com a cor da luz observada, sugerindo que a opacidade atmosférica também varia. Especificamente, [Nascimbeni et al. \(2013\)](#) encontraram uma diferença significativa na profundidade do trânsito entre o ultravioleta e o óptico, sugerindo uma inclinação de espalhamento Rayleigh consistente com uma atmosfera nebulosa (rica em névoa ou *haze*). Todavia, é importante enfatizar que [Fukui et al. \(2013\)](#) argumentaram que seus dados não eram consistentes com uma camada espessa de nuvens, mas sim compatíveis com uma atmosfera de menor opacidade em determinadas altitudes.

Por outro lado, observações no infravermelho, especificamente na banda K, realizadas por [Crossfield et al. \(2013\)](#), revelaram um espectro de transmissão plano. Um espectro plano pode ter múltiplas interpretações: pode implicar a presença de nuvens ou névoas que obscurecem as características de absorção molecular, uma atmosfera pobre em metano ou uma atmosfera rica em metais, o que aumentaria o peso molecular médio e reduziria a altura de escala atmosférica; por último, também poderia indicar a ausência de uma atmosfera. Um avanço crucial veio com [Bourrier et al. \(2018\)](#), que, utilizando o *Hubble Space Telescope* (HST), determinaram a presença de uma extensa exosfera de hidrogênio neutro ao redor do exoplaneta.

O estudo de [Bourrier et al. \(2018\)](#) e desenvolvimentos posteriores ([Bourrier, 2019](#); [Lamón et al., 2021](#)) forneceram uma forte evidência de escape hidrodinâmico, um processo pelo qual a atmosfera do exoplaneta está sendo “lançada” para o espaço em virtude da radiação da

estrela anã M. A taxa de perda de massa inferida é tal que GJ 3470 b pode já ter perdido uma fração significativa de massa ao longo de sua vida (até 40%) (Bourrier, 2019). Em 2019, uma análise abrangente, utilizando dados combinados do HST/WFC3 e do *Spitzer Space Telescope*, permitiu a Benneke et al. (2019) relatar a presença de uma atmosfera com absorção de H_2O . Seus modelos revelaram uma atmosfera com metalicidade baixa a moderada, com uma abundância de oxigênio em relação ao hidrogênio (O/H) entre 0,2 e 18,0 vezes a solar, e a presença de nuvens de espalhamento.

Revisão atmosférica com o JWST

Em contrapartida, observações recentes de espectroscopia de transmissão com o instrumento NIRCam do JWST revelaram uma considerável complexidade química na atmosfera de GJ 3470 b. Beatty et al. (2024) detectaram de forma robusta dióxido de enxofre (SO_2), além de H_2O , CO_2 e CH_4 , tornando este o exoplaneta de menor massa ($\sim 11,2 M_\oplus$) e de temperatura de equilíbrio mais baixa ($T_{eq} \approx 600 \text{ K}$) com uma detecção estatisticamente significativa ($> 3\sigma$) de SO_2 até então. A presença de SO_2 em uma atmosfera tão fria constitui um indício direto de fotoquímica de desequilíbrio, uma vez que sua produção seria impulsionada pela radiação ultravioleta (UV) da estrela hospedeira. O mecanismo envolve a fotólise da água, que gera radicais hidroxila (OH) necessários à oxidação de moléculas como o H_2S . Além disso, a análise indica uma metalicidade atmosférica de aproximadamente 100 vezes a solar, o que sugere um processo de formação por acréscimo de sólidos ricos em voláteis.

4.4 Diagrama massa-raio

Nesta Seção, a interpretação da estrutura interna dos exoplanetas desta amostra baseia-se nos modelos teóricos de crescimento e composição desenvolvidos por Zeng et al. (2019). Tais modelos foram concebidos para elucidar a natureza da distribuição bimodal de raios planetários observada pela missão Kepler, distinguindo entre mundos puramente rochosos e aqueles ricos em voláteis ou “mundos de água”. As curvas de isocomposição projetadas no diagrama massa-raio (Figura 4.7) são definidas por equações de estado atualizadas para materiais sob pressões extremas, abrangendo desde núcleos de composição terrestre (silicatos de magnésio e ferro metálico) até interiores dominados por fases de alta pressão da água.

Em detalhes, o diagrama apresenta, no eixo das abscissas, a massa planetária em unidades de massa terrestre ($M_\oplus$) e, no eixo das ordenadas, o raio planetário em unidades de raio terrestre ($R_\oplus$). A base do gráfico é delimitada por curvas de isocomposição densas: a curva inferior representa um núcleo de 100% Ferro (Fe), seguida pela curva “Semelhante à Terra” (32,5% de Fe e 67,5% de MgSiO_3) e pela curva de 100% rocha (MgSiO_3). A complexidade do modelo se manifesta nas regiões superiores, onde o diagrama exhibe famílias de curvas para “mundos de água” (100% e 50% H_2O) e planetas com envelopes gasosos (núcleo, rico em água

— porção de H_2O em igual proporção à composição “semelhante à Terra” — ou “semelhante à Terra”, + 2% ou 5% H_2). Cada uma dessas famílias é desdobrada em quatro trilhas térmicas distintas, correspondentes a temperaturas de equilíbrio (T_{eq}) de 300 K, 500 K, 700 K e 1000 K, evidenciando como a irradiação estelar infla o raio observado. No topo, a curva de “100% H_2/He Frio” estabelece o limite superior para composições dominadas por gases leves.

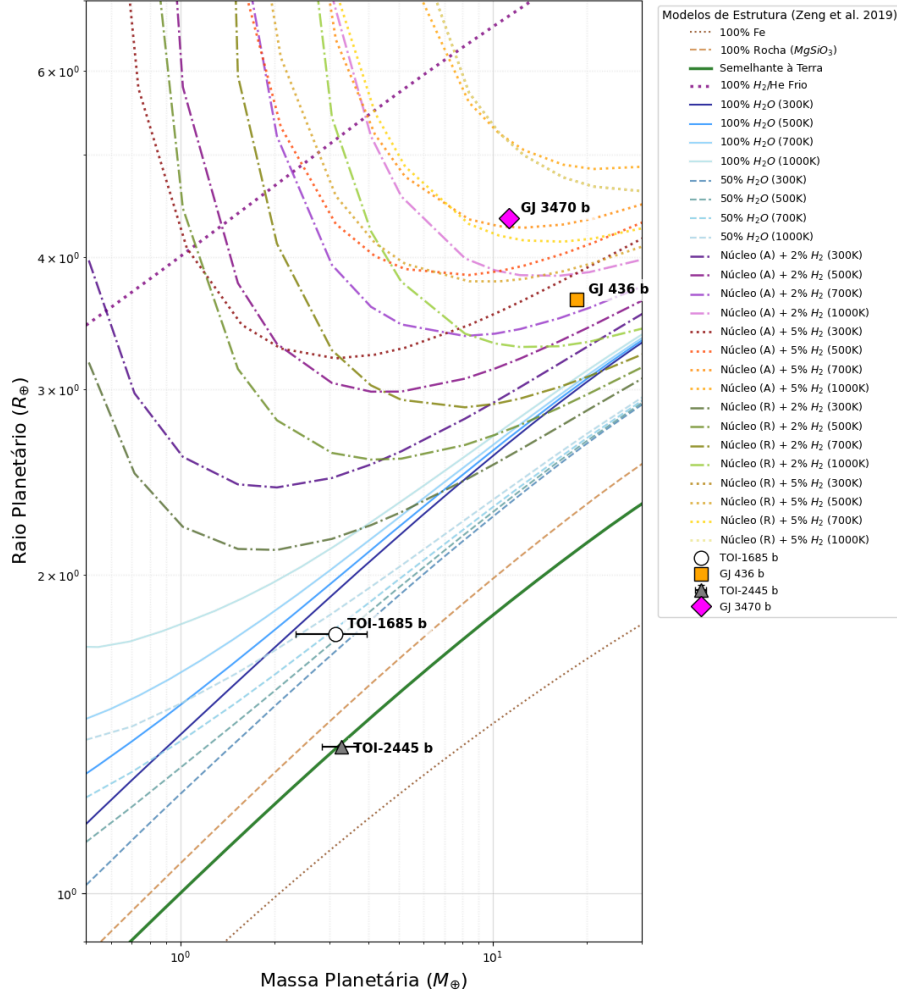


Figura 4.7: Diagrama massa-raio: alvos vs. modelos de estrutura de Zeng et al. (2019). Os exoplanetas da amostra são identificados por marcadores específicos com barras de erro: TOI-2445 b (triângulo cinza), TOI-1685 b (círculo branco), GJ 436 b (quadrado laranja) e GJ 3470 b (losango magenta). As curvas de referência indicam composições de 100% Fe (marrom pontilhado), 100% $MgSiO_3$ (ocre tracejado) e o modelo “Semelhante à Terra” (32,5% de Fe e 67,5% de $MgSiO_3$; linha contínua verde escura). As curvas coloridas representam modelos com voláteis: tons de azul para 100% e 50% de H_2O ; tons de roxo para núcleos ricos em água (Núcleo (A)) com 2% de H_2 ; tons de vermelho/laranja para núcleos ricos em água com 5% de H_2 ; e tons de verde-oliva/dourado para núcleos “semelhante à Terra” (Núcleo (R)) com envelopes de 2% e 5% de H_2 , respectivamente. Em cada família de curvas, o aumento da temperatura de equilíbrio (T_{eq} de 300 K a 1000 K) desloca as trilhas para raios maiores. A linha pontilhada roxa no topo define o limite para 100% H_2/He frio.

A aplicação destes modelos aos alvos do estudo revela uma dicotomia clara. Os exoplanetas TOI-2445 b e TOI-1685 b ocupam a porção inferior do diagrama, caracterizada por densidades médias elevadas. O exoplaneta TOI-2445 b exibe uma concordância notável com a curva teórica de isocomposição “Semelhante à Terra”, corroborando a inferência anterior de que se trata de um corpo densamente rochoso desprovido de uma atmosfera primária significativa. Já o exoplaneta TOI-1685 b, situado acima da curva terrestre, apresenta uma densidade

que sugere a presença de voláteis; sua posição é consistente com modelos de composição mista que contêm água ou, alternativamente, com um núcleo rochoso que sustenta uma atmosfera tênue. A localização deste alvo, bem abaixo das curvas que incorporam envelopes de 2% de H_2 , impõe um limite superior rigoroso à sua fração de massa gasosa, sugerindo que qualquer envelope existente deve ser extremamente rarefeito ou dominado por espécies moleculares mais pesadas do que o hidrogênio, o que é corroborado pelo recente estudo de [Fisher et al. \(2026\)](#). Ambos os exoplanetas estão no regime de super-Terra.

Em contraste, os exoplanetas GJ 436 b e GJ 3470 b ocupam a região superior do diagrama, correspondente ao regime dos sub-Netunos inflados. A análise indica que a estrutura física destes corpos é determinada pela presença de envelopes de elementos leves (H_2/He). O exoplaneta GJ 3470 b, o de menor densidade da amostra, alinha-se com modelos que preveem envelopes de aproximadamente 5% de H_2 sobrepostos ao núcleo. De outra parte, GJ 436 b apresenta-se mais compacto, situando-se na região delimitada pelas curvas de 2% a 5% do envelope de H_2 . É relevante notar que as curvas modeladas para núcleos rochosos oferecem ajustes plausíveis para ambos os casos, indicando que a presença de um interior de “mundo de água” não é estritamente necessária para explicar seus raios se os planetas possuírem núcleos rochosos massivos envoltos por camadas de H_2/He compreendendo alguns por cento de sua massa total.

4.5 As razões de abundância [El/Fe]

A análise detalhada das razões de abundância de elementos individuais em relação ao ferro, denotadas como [El/Fe], oferece uma visão mais profunda da história química de uma estrela do que a metalicidade geral ([Fe/H]) isoladamente. Essas razões revelam as contribuições relativas de diferentes processos astrofísicos para o enriquecimento químico da nuvem de gás a partir da qual se formou a estrela. As metalicidades das quatro estrelas hospedeiras de planetas neste estudo variam de ligeiramente pobres em metais a ricas em metais, com TOI-2445 apresentando $[Fe/H] = -0,16$ e GJ 3470 apresentando $[Fe/H] = +0,25$. Esta faixa é representativa da diversidade química presente no disco Galáctico. Nossas razões [El/Fe] medidas para os nove elementos estudados — Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V e Mn (apresentadas na Tabela 4.1) — se sobrepõem, de maneira geral, aos resultados anteriores para estrelas anãs M de referência do estudo de [Souto et al. \(2022\)](#) e seguem as tendências esperadas da evolução química desses elementos dentro da faixa restrita de metalicidade das estrelas da amostra. A razão de abundância de C/O será discutida no próximo Capítulo.

A Razão C/O e a Formação de Planetas em Anãs M

A razão de abundância elemental entre carbono e oxigênio (C/O) destaca-se como um diagnóstico primordial na astrofísica moderna, fornecendo uma ligação crítica entre a composição química das estrelas, a constituição primordial dos discos protoplanetários e as características atmosféricas dos exoplanetas. Conforme articulado por [Madhusudhan \(2012\)](#) e [Teske et al. \(2014\)](#), a razão C/O não é apenas um traçador passivo, mas um agente ativo que determina a especiação molecular do carbono e do oxigênio na atmosfera planetária, isto é, a distribuição desses elementos entre as principais espécies químicas estáveis, a qual, por sua vez, influencia a opacidade atmosférica, a estrutura térmica e, em última análise, as características espectrais observáveis de um planeta. A influência da razão C/O na química das atmosferas planetárias ricas em hidrogênio decorre da estabilidade da molécula de monóxido de carbono (CO). Nos ambientes de alta temperatura das atmosferas planetárias ricas em hidrogênio, a formação de CO é fortemente favorecida, atuando como um sumidouro químico que sequestra o elemento menos abundante entre os dois. Este princípio dá origem a dois regimes químicos distintos:

- Regime rico em oxigênio ($C/O < 1$): em um ambiente em que os átomos de oxigênio são mais numerosos que os de carbono, o carbono disponível é preferencialmente aprisionado em moléculas de CO. A quantidade substancial de oxigênio remanescente e não ligado fica então livre para formar outras espécies moleculares, mais notavelmente a água (H_2O). Este cenário é característico do nosso próprio Sistema Solar, no qual o Sol apresenta uma razão C/O de 0,589 ([Asplund et al., 2021](#)). Consequentemente, espera-se que as atmosferas dos planetas formados nesses ambientes sejam ricas em vapor de água. O vapor de água contribui significativamente para o efeito estufa e é uma forte fonte de opacidade em uma ampla gama de comprimentos de onda, desempenhando um papel decisivo no balanço energético e no perfil térmico de um planeta. Sua detecção é um dos objetivos primários na busca por condições habitáveis.
- Regime rico em carbono ($C/O > 1$): inversamente, em um sistema em que os átomos de carbono superam os de oxigênio, o oxigênio disponível é sequestrado em CO. Isso deixa um excedente de átomos de carbono livres, que, em uma atmosfera dominada por hidrogênio, se “hidrogenarão” para formar metano (CH_4) e um conjunto de outras molé-

culas carbonáceas, como acetileno (C_2H_2) e cianeto de hidrogênio (HCN). Neste regime, espera-se que a água seja, na melhor das hipóteses, uma espécie vestigial. A química atmosférica é, em vez disso, dominada por hidrocarbonetos, que podem levar à formação de névoas orgânicas e fuligem, alterando drasticamente a opacidade atmosférica e a aparência espectral em comparação com um mundo rico em oxigênio.

Essa dicotomia química tem implicações para a caracterização de atmosferas exoplanetárias. A composição atmosférica prevista (seja dominada por água ou por metano) determina diretamente a estratégia ótima para observações espectroscópicas. Portanto, determinar a razão C/O de uma estrela hospedeira de planetas constitui um passo preparatório crítico, fornecendo um quadro preditivo para interpretar os espectros complexos de seus planetas em órbita (Öberg et al., 2011; Madhusudhan et al., 2016). Ao medir a razão C/O estelar, mede-se efetivamente as condições químicas iniciais do disco protoplanetário a partir do qual os planetas se formaram. Esta suposição estabelece uma conexão relevante entre a fotosfera estelar e a atmosfera planetária.

Além da própria razão C/O, outras abundâncias relativas podem fornecer informações diagnósticas complementares. A razão de voláteis, como carbono e oxigênio, em relação ao enxofre (S), por exemplo, foi proposta como um traçador adicional do local de formação de um planeta e de sua subsequente história de acreção (Pacetti et al., 2022; Schneider and Bitsch, 2021b; Crossfield, 2023). Entretanto, desafios observacionais podem limitar a aplicação deste diagnóstico. Para as estrelas anãs M, foco deste trabalho, as linhas relevantes de enxofre neutro (S I) na janela espectral da banda H no infravermelho próximo, observadas pelo levantamento APOGEE, estão misturadas ou muito fracas para permitir uma determinação robusta da abundância. Esta limitação prática ressalta a importância estratégica da razão C/O, mais acessível e bem caracterizada, como a principal ferramenta para investigar o contexto químico da formação de planetas em torno dessas estrelas de baixa massa.

A era do JWST inaugurou uma fase de precisão sem precedentes na determinação de abundâncias químicas, possibilitando medir elementos como C, O, Na, S, K e Fe em atmosferas exoplanetárias com incertezas da ordem de 0,1 dex, o que demanda também uma rigorosa caracterização das estrelas hospedeiras (Baburaj et al., 2026). Levantamentos recentes, como o *JWST Exoplanetary Worlds and Elemental Survey* (JEWELS), reforçam essa necessidade ao revelar um complexo panorama químico em estrelas FGK, incluindo casos de enriquecimento em carbono em estrelas pobres em metais, como observado em TOI-561 e GJ 9827 (Sun, 2026).

A conexão entre a fotosfera estelar e a composição planetária é mediada pelos processos de fracionamento químico no disco protoplanetário. Bergin et al. (2024), realizando um estudo de síntese das estimativas existentes das razões gasosas C/O e C/H em discos formadores de planetas, utilizando principalmente dados do *Atacama Large Millimeter Array* (ALMA), e discutindo modelos de formação, apontam que o gás dos discos de sua amostra frequentemente

apresenta razões $C/O \geq 1$, contrastando com as atmosferas de gigantes gasosos de grande separação (> 10 UA), que tendem a manter razões C/O próximas ao valor solar ou ao valor estelar (quando conhecido). Essa evidência sugere que os sólidos contêm a maior parte do carbono e do oxigênio em razão solar, e que a acreção desses sólidos desempenha um papel relevante na definição da composição final da atmosfera exoplanetária em relação ao gás circundante (Bergin et al., 2024).

A integração entre a espectroscopia de alta resolução da estrela e a modelagem da atmosfera do exoplaneta pode contribuir para distinguir diferentes histórias de formação e caminhos de migração. Como a diversidade química estelar está estreitamente associada às condições iniciais do sistema, a análise rigorosa das abundâncias elementares torna-se um poderoso meio de aporte para a tentativa de se determinar se as assinaturas atmosféricas observadas em planetas são resultado de processos de acreção *in situ* ou de uma evolução dinâmica complexa através de diferentes regiões do disco.

5.1 Medidas de abundância de C/O

As abundâncias estelares e as razões C/O para os quatro sistemas alvo estão resumidas na Tabela 4.1 e são detalhadas como se segue: TOI-1685, uma estrela rica em metais com $[Fe/H] = 0,06 \pm 0,18$, possui $C/O = 0,558 \pm 0,027$; TOI-2445, uma estrela pobre em metais com $[Fe/H] = -0,16 \pm 0,09$, apresenta $C/O = 0,526 \pm 0,029$; GJ 436, uma estrela rica em metais com $[Fe/H] = 0,10 \pm 0,20$, exibe $C/O = 0,561 \pm 0,097$; GJ 3470, a estrela mais rica em metais da amostra com $[Fe/H] = 0,25 \pm 0,15$, apresenta $C/O = 0,638 \pm 0,015$. Estes resultados são contextualizados comparando-os com o valor solar canônico de $C/O = 0,589$. Esta comparação revela que três das quatro estrelas (TOI-1685, TOI-2445 e GJ 436) possuem razões C/O subsolares. Em contraste, a estrela mais rica em metais, GJ 3470, apresenta uma razão C/O supersolar. Uma referência cruzada direta desses valores de C/O com suas metalicidades estelares correspondentes ($[Fe/H]$) sugere uma tendência clara nesta pequena, mas significativa, amostra. A estrela com a menor metalicidade, TOI-2445, também apresenta a menor razão C/O. Inversamente, a estrela com a maior metalicidade, GJ 3470, possui a maior razão C/O. Esta relação fornece uma ilustração direta, embora preliminar, da correlação positiva entre C/O e $[Fe/H]$ que será explorada em maior detalhe a seguir.

Embora esta tendência geral seja evidente, os dados também indicam um grau de diversidade. Três das estrelas (TOI-1685, TOI-2445 e GJ 436) têm razões C/O que se agrupam em uma faixa estreitamente definida de 0,52 a 0,56. GJ 3470, no entanto, se destaca com seu valor significativamente mais alto de 0,638. Isso sugere que, embora a metalicidade seja um motor primário da razão C/O, efeitos de segunda ordem, como a idade específica ou a história nucleossintética do ambiente natal de uma estrela, podem introduzir dispersão na relação (Nissen et al., 2014; Amarsi et al., 2019). Além disso, a precisão das medições varia entre as amos-

tras. A incerteza para GJ 436 ($\pm 0,097$) é notavelmente maior do que a dos demais alvos, em particular a de GJ 3470 ($\pm 0,015$). Esta variação na precisão da medição deve ser considerada ao interpretar o posicionamento exato de cada estrela em relação às tendências populacionais mais amplas, o que ressalta a importância de uma análise robusta da incerteza em estudos de abundância química (ver Apêndice A).

5.2 Uma análise comparativa das tendências de C/O em populações estelares

Para interpretar adequadamente o significado das razões C/O derivadas para as quatro estrelas analisadas, é essencial situá-las no contexto mais amplo das populações estelares conhecidas. Nós realizamos essa comparação construindo um diagrama abrangente de C/O versus [Fe/H] (Figura 5.1ⁱ), que combina os novos resultados com um conjunto de dados de estudos anteriores de anãs M e de estrelas mais quentes do tipo FGK.

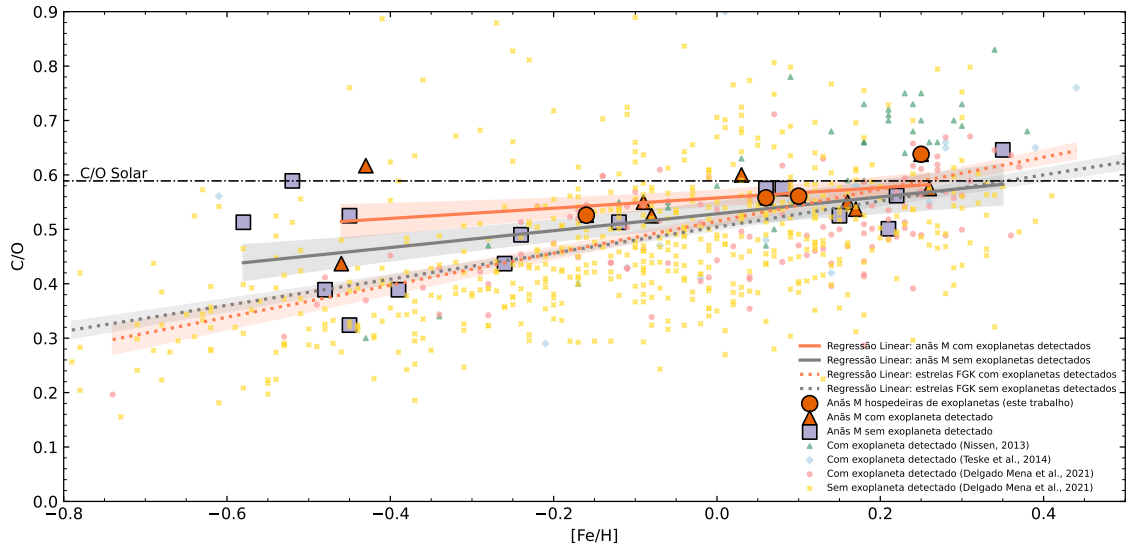


Figura 5.1: Distribuição de C/O versus [Fe/H] para a amostra deste trabalho, bem como para outras anãs M estudadas por Souto et al. (2017, 2018, 2020). Os círculos laranja representam os resultados dos quatro alvos do JWST aqui estudados. Resultados para anãs M de estudos anteriores (todos baseados na mesma metodologia) também são mostrados: triângulos laranja são anãs M com exoplanetas detectados, enquanto os quadrados cinza são anãs M sem detecções de exoplanetas até o momento. Também são apresentados resultados para anãs FGK de Nissen (2013) (triângulos verdes; todos com exoplanetas detectados), Teske et al. (2014) com exoplanetas detectados (losangos azul-claros) e Delgado Mena et al. (2021) com (círculos rosa) e sem exoplanetas detectados (cruzes amarelas). Adicionalmente, quatro curvas (com suas faixas de incerteza associadas) representam as regressões lineares da distribuição para anãs M com exoplanetas detectados (linha laranja contínua), anãs M sem exoplanetas detectados (linha cinza contínua), anãs FGK com exoplanetas detectados (linha laranja tracejada) e anãs FGK sem exoplanetas detectados (linha cinza tracejada).

Em termos estruturais, o diagrama na Figura 5.1 apresenta, no eixo das abscissas, a metalicidade estelar ([Fe/H]), com um intervalo de $-0,8$ a $+0,5$ dex, enquanto o eixo das ordenadas detalha a razão C/O em uma escala de $0,0$ a $0,9$ dex. O valor de referência para a

ⁱ Todas as Figuras elaboradas pelo autor desta Tese foram geradas por meio do uso dos softwares *Matplotlib* (Hunter, 2007) e *Numpy* (Van Der Walt et al., 2011).

razão C/O solar é indicado por uma linha horizontal tracejada posicionada em 0,589. Além dos dados pontuais, a Figura 5.1 exibe quatro modelos de regressão linear (com suas respectivas faixas de incerteza) que sintetizam as tendências globais: as linhas contínuas laranja e cinza representam, respectivamente, as populações de anãs M com e sem exoplanetas conhecidos; de forma análoga, as tendências para as estrelas FGK com e sem exoplanetas são representadas pelas linhas tracejadas laranja e cinza. Esta abordagem comparativa permite a identificação de tendências sistemáticas, deslocamentos e diferenças que podem ser indicativos de processos físicos subjacentes relacionados à formação de planetas e à evolução química Galáctica.

Amostras homogêneas de anãs M

Este grupo compreende estrelas analisadas com uma metodologia homogênea e consistente, minimizando, assim, erros sistemáticos que podem surgir na comparação de resultados de diferentes técnicas analíticas. Ao confiar em uma análise homogênea, quaisquer tendências observadas são mais propensas a refletir fenômenos astrofísicos genuínos do que artefatos metodológicos. Esta amostra inclui os quatro alvos do JWST deste trabalho, representados na Figura 5.1 por círculos laranja, e anãs M adicionais dos estudos de [Souto et al. \(2017, 2018, 2020\)](#). As anãs M adicionais são subdivididas para investigar uma possível correlação com a presença de planetas: anãs M com exoplanetas detectados são representadas por triângulos laranjas, e anãs M sem exoplanetas detectados até o momento são representadas por quadrados cinzas.

Amostras de anãs FGK da literatura

Este grupo constitui uma linha de base astrofísica fundamental. As estrelas FGK são mais quentes e seus espectros ópticos são menos complexos do que os das anãs M, tornando-as a referência para estudos de evolução química. Ao estabelecer as tendências bem compreendidas nessas estrelas do tipo solar, quaisquer desvios observados na população de anãs M tornam-se cientificamente convincentes e exigem uma explicação física. As amostras compiladas da literatura incluem anãs FGK hospedeiras de exoplanetas de [Nissen \(2013\)](#), representadas por triângulos verdes; estrelas com exoplanetas detectados de [Teske et al. \(2014\)](#), representadas por losangos azul-claros; e uma grande amostra de [Delgado Mena et al. \(2021\)](#), que inclui tanto estrelas com exoplanetas detectados (círculos rosa) quanto estrelas sem exoplanetas detectados (cruzes amarelas).

5.3 Evidência sugestiva de uma assinatura de formação planetária nas razões C/O de anãs M

Uma possível assinatura química associada à formação de planetas em anãs M emerge da análise comparativa entre estrelas com e sem exoplanetas detectados no plano C/O versus

[Fe/H]. No entanto, essa evidência é, no presente estágio, estatisticamente marginal. Embora haja uma sugestão visual de separação entre as populações, os testes quantitativos indicam que qualquer diferença entre elas não é robusta. Em particular, a ausência de significância estatística na comparação direta entre os parâmetros das regressões limita a interpretação de um efeito físico inequívoco. Por outro lado, essa possível tendência também não se manifesta de forma distinta na população de estrelas FGK, reforçando a necessidade de cautela na interpretação do comportamento observado em anãs M.

A análise das regressões lineares para anãs M revela comportamentos distintos, porém não estatisticamente incompatíveis entre si. Para estrelas com planetas, a inclinação obtida é $0,094 \pm 0,061$, com coeficiente de correlaçãoⁱⁱ moderado ($r \approx 0,44$) e significância estatística limitada ($p \approx 0,15$), indicando que a correlação entre C/O e [Fe/H] não é estatisticamente significativa. Já para anãs M sem planetas detectados, a inclinação é $0,155 \pm 0,063$, com correlação mais forte ($r \approx 0,56$) e significância marginal ($p \approx 0,03$), sugerindo uma tendência positiva moderadamente suportada pelos dados. Apesar dessa diferença aparente, a comparação direta entre as inclinações resulta em $\Delta\text{slope} \approx -0,061$, com significância de apenas $\sim 0,7\sigma$, o que demonstra que as duas populações são estatisticamente indistinguíveis dentro das incertezas. Assim, qualquer deslocamento observado — da ordem de 0,01 a 0,05 em C/O — é comparável ao erro típico de medição ($\sim 0,03$) e não pode ser considerado conclusivo.

Para estrelas FGK, o comportamento é mais bem definido estatisticamente, mas igualmente não revela diferenças significativas entre hospedeiras e não hospedeiras de planetas. Ambas as populações exibem correlações positivas claras entre C/O e [Fe/H], com inclinações de $0,294 \pm 0,033$ ($p \approx 10^{-15}$) para estrelas com planetas e $0,239 \pm 0,021$ ($p \approx 10^{-27}$) para estrelas sem planetas. Embora essas correlações sejam altamente significativas individualmente, a diferença entre as inclinações corresponde a apenas $\sim 1,4\sigma$, indicando ausência de distinção estatisticamente robusta entre as duas populações. Esse resultado sugere que, no regime de estrelas do tipo solar, a presença de planetas não introduz um efeito detectável na relação entre C/O e metalicidade dentro das incertezas deste trabalho.

Apesar da ausência de significância estatística robusta, a tendência observada em anãs M levanta a hipótese de uma possível conexão entre a composição química estelar e a eficiência de formação planetária em ambientes de baixa massa. Discos protoplanetários em torno de anãs M são tipicamente menos massivos e mais frios do que os ao redor de estrelas FGK (Andrews et al., 2013; Ribas et al., 2015; Pascucci et al., 2016), o que pode tornar o inventário sólido inicial um fator mais crítico na formação de planetas. Nesse contexto, pequenas variações na

ⁱⁱ O coeficiente de correlação r refere-se ao coeficiente de correlação linear de Pearson, que quantifica a força e a direção da relação linear entre duas variáveis, assumindo valores no intervalo $[-1, 1]$. Valores próximos de $|r| = 1$ indicam correlação linear forte, enquanto valores próximos de zero indicam ausência de correlação linear. Valores positivos (negativos) de r indicam correlação direta (inversa) entre as variáveis. O valor p representa a probabilidade de se obter um coeficiente de correlação igual ou mais extremo do que o observado sob a hipótese nula de ausência de correlação linear ($r = 0$). Valores baixos de p indicam maior evidência contra a hipótese nula.

razão C/O poderiam influenciar a disponibilidade de materiais condensáveis, particularmente de espécies ricas em carbono. Todavia, dado que a diferença observada entre as populações é inferior a 1σ , essa interpretação permanece especulativa.

Por fim, é importante considerar as limitações observacionais inerentes à definição das amostras. A classificação de estrelas como “sem planetas detectados” não implica ausência de planetas, especialmente no caso de anãs M, onde a taxa de ocorrência de pequenos planetas é elevada. É altamente provável que muitas estrelas nesta amostra de controle hospedem planetas que permanecem não descobertos devido a limitações nos métodos de detecção atuais (por exemplo, inclinações orbitais desfavoráveis, tamanhos de planetas pequenos ou longos períodos orbitais). A presença de planetas não detectados na amostra de controle tende a diluir possíveis diferenças intrínsecas entre populações. Por conseguinte, mesmo que exista uma assinatura química real associada à formação planetária, sua detecção exige amostras maiores, melhor caracterização observacional e redução das incertezas nas abundâncias químicas.

5.4 Inclinações divergentes de C/O–[Fe/H]: uma potencial assinatura genuína das diferenças entre anãs M e FGK

Além do possível deslocamento associado à presença de planetas, uma descoberta mais proeminente da análise comparativa é a diferença nas inclinações da relação C/O em função de [Fe/H] entre anãs M e FGK. Diferentemente do caso discutido na Seção 5.3, essa divergência apresenta suporte estatístico mais robusto. Com efeito, ao considerar apenas estrelas hospedeiras de planetas, a diferença entre as inclinações atinge um nível de $\sim 2,9\sigma$, indicando uma discrepância estatisticamente relevante entre os dois regimes estelares.

Quantitativamente, as regressões lineares mostram que anãs FGK com planetas apresentam uma inclinação de $0,294 \pm 0,033$, enquanto anãs M com planetas exibem uma inclinação significativamente menor, de $0,094 \pm 0,061$. Essa diferença corresponde a $\Delta\text{slope} \approx -0,200$ com significância de $\sim 2,9\sigma$. Para as amostras sem planetas, a discrepância é menos pronunciada: as anãs FGK apresentam inclinação de $0,239 \pm 0,021$, enquanto as anãs M apresentam $0,155 \pm 0,063$, resultando em uma significância de apenas $\sim 1,3\sigma$. Esses resultados indicam que a evidência mais robusta da divergência entre populações ocorre no subconjunto de estrelas com planetas, enquanto, para estrelas sem planetas, a distinção não é estatisticamente significativa.

Além disso, a Seção 5.3 mostrou que, dentro de cada classe espectral, não há diferença estatisticamente significativa entre estrelas com e sem planetas. Isso indica que a presença de planetas não altera de forma mensurável a inclinação da relação C/O–[Fe/H], reforçando que a divergência observada é primariamente uma propriedade dependente do tipo estelar, e não da presença de sistemas planetários. Uma questão crítica é se essa diferença na inclinação é uma

assinatura astrofísica genuína ou um artefato decorrente de efeitos sistemáticos associados às diferentes metodologias analíticas empregadas. No presente estudo, as abundâncias de anãs M são derivadas a partir de espectroscopia no infravermelho próximo, enquanto as abundâncias de anãs FGK são tipicamente obtidas por espectroscopia no óptico.

O trabalho de [Souto et al. \(2020\)](#) fornece um teste poderoso para abordar tal problemática. Esse estudo realizou uma análise detalhada da abundância química de estrelas em sistemas binários, cada um contendo uma primária FGK mais quente e uma secundária anã M mais fria. Assumindo que estas estrelas nasceram da mesma nuvem molecular, espera-se que tenham composições químicas iniciais idênticas. As primárias FGK foram analisadas por meio de técnicas ópticas bem estabelecidas (como a largura equivalente e a síntese espectral), enquanto as secundárias anãs M foram analisadas com a mesma metodologia empregada nesta Tese.

Os resultados de [Souto et al. \(2020\)](#) não mostraram nenhum deslocamento sistemático discernível nas abundâncias elementares derivadas para as anãs M e suas companheiras FGK co-natais. Esta validação cruzada demonstra que a metodologia do infravermelho próximo recupera com precisão a escala de abundância das anãs M em relação à escala estabelecida para as FGK. Portanto, a diferença observada na inclinação da relação C/O–[Fe/H] no subconjunto de estrelas com planetas ($\sim 2,9\sigma$) é melhor interpretada como uma potencial assinatura física real, refletindo, provavelmente, diferenças nas histórias de enriquecimento químico dessas populações estelares.

5.5 Interpretação física das tendências de C/O observadas e vias para pesquisas futuras

A interpretação das tendências observadas na razão C/O em diferentes populações estelares requer considerar processos estelares e efeitos populacionais que podem alterar as abundâncias fotosféricas e, conseqüentemente, influenciar a forma da relação C/O–[Fe/H]. Um processo estelar potencial que pode alterar as abundâncias é a difusão atômica. Nos envelopes radiativos relativamente estáveis das anãs do tipo FG, o assentamento gravitacional pode fazer com que elementos mais pesados migrem (se difundam) lentamente para camadas internas, abaixo da fotosfera. Esse efeito, que se torna mais pronunciado à medida que a metalicidade estelar diminui e a idade aumenta, poderia, em princípio, alterar as tendências observadas de C/O–[Fe/H]. Esse processo é discutido no contexto de anãs FG por estudos como os de [Souto et al. \(2018, 2019, 2021\)](#) e [Dotter et al. \(2017\)](#).

Não obstante, a difusão atômica é improvável como explicação dominante para as tendências observadas na razão C/O. Como carbono e oxigênio possuem massas atômicas semelhantes, espera-se que ambos sejam afetados de forma comparável por processos difusivos. Conseqüentemente, embora a difusão possa alterar as abundâncias absolutas ([C/H] e [O/H]),

seu impacto na razão [C/O] tende a ser consideravelmente mitigado. Em particular, esse mecanismo não oferece uma explicação natural para a diferença observada na inclinação da relação C/O–[Fe/H] entre anãs M e FGK, cuja significância atinge $\sim 2,9\sigma$ para um subconjunto específico. Assim, a investigação volta-se para fatores relacionados às histórias distintas das próprias populações estelares.

As diferenças observadas poderiam ser parcialmente atribuídas a variações nas distribuições de idade das amostras locais de anãs M e FGK. Estrelas de diferentes idades nasceram em diferentes épocas da história Galáctica e, assim, de gás interestelar com diferentes níveis de enriquecimento químico. Se a população local de anãs M for, em média, mais velha ou mais jovem do que a população local de FGK, isso poderia contribuir para as diferenças químicas observadas.

Uma explicação alternativa, potencialmente mais relevante, está enraizada na cinemática e nas origens Galácticas distintas da população de anãs M. Observa-se que uma fração significativa de anãs M dentro de 100 parsecs do Sol apresenta movimentos próprios mais elevados do que as estrelas do tipo FGK, um resultado apoiado por dados do catálogo RECONS (*REsearch Consortium On Nearby Stars* - RECONS catalog; www.recons.org). Movimentos próprios elevados indicam que muitas dessas anãs M são provavelmente membros transitórios da vizinhança solar, com órbitas que as trazem de diferentes regiões da Galáxia.

Diferentes regiões da Galáxia apresentam histórias de formação estelar distintas e, dessa maneira, taxas de enriquecimento químico distintas ao longo do tempo (Helmi, 2020; Kobayashi, 2025). Uma população estelar deslocada desses ambientes pode, portanto, exibir tendências químicas que diferem das da população mais quiescente e local do disco fino, representada pelas estrelas FGK. Nesse cenário, a inclinação mais rasa da relação C/O–[Fe/H] observada para anãs M — sobretudo quando comparada à de anãs FGK com planetas — pode ser interpretada como uma possível manifestação integrada dessa diversidade de origens. Ainda assim, dado que a significância estatística da diferença global depende da subamostra considerada, essa interpretação deve ser vista como plausível, mas não conclusiva.

A integração dos resultados deste Capítulo sugere que diferentes processos dominam as tendências observadas em escalas distintas. Por um lado, a comparação entre anãs M com e sem planetas não revela diferenças estatisticamente significativas nas inclinações ou na correlação C/O–[Fe/H] (nível $\lesssim 1\sigma$), indicando ausência de evidência robusta de um efeito direto da formação planetária sobre essa relação. De outra parte, a diferença nas inclinações entre anãs M e FGK, especialmente no subconjunto de estrelas com planetas ($\sim 2,9\sigma$), aponta para um possível efeito associado à evolução química e dinâmica das populações estelares. Essa distinção sugere que as tendências observadas são dominadas por propriedades globais das populações, e não por processos locais de formação planetária.

Este quadro indica direções claras para futuras investigações. A confirmação das tendências discutidas requer amostras maiores, com melhor caracterização estatística e menor incerteza nas abundâncias químicas. Em particular, a inclusão de idades estelares precisas e parâmetros cinemáticos completos será essencial para dissociar efeitos de evolução química Galáctica de possíveis assinaturas associadas à formação planetária. Além disso, a expansão de amostras homogêneas de anãs M analisadas com metodologias consistentes permitirá testar de forma mais rigorosa a robustez da diferença na inclinação C/O–[Fe/H]. Tais esforços são fundamentais para estabelecer um panorama autoconsistente no qual a evolução química da Galáxia e os processos de formação planetária possam ser compreendidos de forma articulada.

Este trabalho de Tese se insere no estudo de duas importantes fronteiras da Astrofísica contemporânea: a espectroscopia estelar de alta precisão e a caracterização de atmosferas de exoplanetas. A motivação central foi atender a uma necessidade premente da comunidade científica: fornecer a caracterização estelar mais precisa e abrangente possível de um conjunto de sistemas planetários de alto perfil, selecionados como alvos prioritários para o JWST. O presente Capítulo sintetiza as principais conclusões da Tese, demonstrando como os objetivos propostos foram alcançados, discute criticamente as limitações inerentes ao estudo e, finalmente, delineia os caminhos promissores para pesquisas futuras, com ênfase na sinergia com os dados do JWST.

6.1 Contribuições principais

A contribuição fundamental deste trabalho reside na análise espectroscópica homogênea e de alta precisão de quatro estrelas anãs do tipo M — TOI-1685, GJ 436, TOI-2445 e GJ 3470 — que abrigam sistemas planetários de relevância para observações de caracterização atmosférica com o JWST. Ao propiciar um inventário químico detalhado e parâmetros estelares robustos, este trabalho busca maximizar o retorno científico dos dados do JWST, assegurando que a interpretação dos tênues sinais atmosféricos planetários seja construída sobre a mais sólida base possível.

6.1.1 Derivação de parâmetros estelares e planetários

Adotando uma metodologia consistente, baseada em espectros de alta resolução na banda H do levantamento APOGEE, a análise de síntese espectral de linhas moleculares de vapor de água (H_2O) e de hidroxila (OH) permitiu a derivação dos parâmetros estelares fundamentais. A amostra estudada abrange uma faixa de temperatura efetiva (T_{eff}) entre aproximadamente 3300 K e 3600 K e de gravidade superficial ($\log g$) entre 4,6 e 4,9. Os resultados revelaram a diversidade química da população local de anãs M hospedeiras de exoplanetas, com metalicidades ($[\text{Fe}/\text{H}]$) que variam desde ligeiramente subsolar, como no caso de TOI-2445 ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0,16 \pm 0,09$), até significativamente enriquecidas em metais, como em GJ 3470 ($[\text{Fe}/\text{H}] =$

$+0,25 \pm 0,15$). A precisão aprimorada destes parâmetros estelares, com massas variando entre $0,239 M_{\odot}$ e $0,455 M_{\odot}$ e raios variando entre $0,260 R_{\odot}$ e $0,492 R_{\odot}$, permitiu o refinamento dos parâmetros físicos dos exoplanetas associados.

Um dos aportes mais notáveis desta Tese foi a crucial contribuição para a determinação da massa do planeta TOI-2445 b. Na ausência de medição dinâmica da velocidade radial, as abundâncias estelares de elementos formadores de rochas (Ca/Mg, Si/Mg, Al/Mg e Fe/Mg) e o raio exoplanetário, provenientes deste trabalho, constituíram dados de entrada no código de estrutura interna ExoPlex. Este código, operado por nossa colaboradora Kely Cassiano Murta, previu uma massa de $3,276^{+0,448}_{-0,419} M_{\oplus}$, que, combinada com nosso raio, resulta em uma densidade de $6,793^{+0,005}_{-0,099} \text{ g cm}^{-3}$ e uma fração de massa do núcleo de $0,329^{+0,028}_{-0,049}$. Estes valores indicam uma composição interna dominada por rocha, com uma estrutura notavelmente semelhante à da Terra, sugerindo o poder preditivo da química estelar na caracterização planetária.

6.1.2 Análise da composição química e da razão C/O

A Tese realizou com sucesso a medição das abundâncias de um conjunto de doze elementos-chave (Fe I, Na I, Mg I, Al I, Si I, K I, Ca I, Ti I, V I, Cr I, Mn I e Ni I), fornecendo um inventário químico detalhado para cada estrela hospedeira, conforme resumido na Tabela 4.1. Um foco particular foi dado à razão diagnóstica entre carbono e oxigênio (C/O), para a qual foram determinados valores precisos:

$$\text{TOI-1685 : } \text{C/O} = 0,558 \pm 0,027$$

$$\text{TOI-2445 : } \text{C/O} = 0,526 \pm 0,029$$

$$\text{GJ 436 : } \text{C/O} = 0,561 \pm 0,097$$

$$\text{GJ 3470 : } \text{C/O} = 0,638 \pm 0,015$$

Estes valores fornecem o contexto químico dos discos protoplanetários a partir dos quais se formaram estes mundos. Outrossim, este trabalho ilustra a dualidade da aplicação da química estelar na ciência exoplanetária. Por um lado, as abundâncias detalhadas permitem restringir os modelos de estrutura interna e de composição a sistemas específicos, como demonstrado para TOI-2445 b. Por outro lado, ao integrar estes quatro sistemas a uma amostra mais ampla de anãs M e FGK, tornou-se possível investigar tendências populacionais, ainda que limitadas pelas incertezas estatísticas, fornecendo pistas sobre os processos que governam a formação planetária e a evolução química estelar.

6.1.3 Tendências populacionais e diferenças entre populações estelares

Ao combinar os resultados desta Tese com amostras da literatura analisadas de forma homogênea, foi possível analisar tendências em nível populacional entre estrelas com e sem

exoplanetas detectados. Observa-se um deslocamento na razão C/O, da ordem de 0,01 a 0,05, em direção a valores mais altos para anãs M com planetas. No entanto, essa diferença não é estatisticamente significativa, com uma diferença entre as inclinações inferior a 1σ . Assim, não há evidência robusta de que a presença de planetas altere de forma mensurável a relação C/O–[Fe/H] em anãs M.

Em contrapartida, identifica-se uma diferença mais consistente ao comparar populações estelares de diferentes tipos espectrais. As anãs M apresentam inclinações mais rasas na relação C/O–[Fe/H] (tipicamente $\sim 0,10\text{--}0,15$) em comparação com as estrelas FGK (tipicamente $\sim 0,24\text{--}0,29$). Essa diferença atinge um nível de significância de até $\sim 2,9\sigma$ quando comparadas subamostras homogêneas (em particular, estrelas hospedeiras de planetas), enquanto, em outras comparações, a significância é inferior. Esse resultado sugere que a principal tendência identificada nesta Tese está associada a diferenças intrínsecas entre populações estelares, e não diretamente à presença de planetas.

Em conjunto, esses resultados indicam que a relação entre C/O e metalicidade é dominada por efeitos de evolução química e dinâmica Galáctica, enquanto possíveis assinaturas associadas à formação planetária permanecem, no presente estágio, estatisticamente inconclusivas. Esses achados reforçam a necessidade de amostras maiores, com melhor caracterização das idades e das propriedades cinemáticas, a fim de estabelecer de forma robusta as conexões entre a composição química estelar e a formação de sistemas planetários.

6.1.4 Avaliação da atividade magnética

Nossa análise espectral de TOI-1685, GJ 436, TOI-2445 e GJ 3470 não revelou dobramentos Zeeman significativos nas linhas espectrais estudadas. Embora seja um resultado nulo, esta é uma constatação de grande importância. A ausência de um campo magnético detectável na superfície sugere que a atividade estelar nestas quatro anãs M é provavelmente baixa. Isso tem uma implicação direta e favorável para a caracterização planetária. Um dos maiores desafios no estudo de anãs M é o fenômeno da inflação de raio, em que a forte atividade magnética pode fazer com que a estrela seja fisicamente maior do que o previsto pelos modelos padrão, introduzindo uma fonte significativa de incerteza na determinação de parâmetros exoplanetários. Consequentemente, a confiança nos raios estelares obtidos neste trabalho é reforçada, o que, por sua vez, aumenta a robustez dos raios e das densidades planetárias calculados, tornando-os uma base mais sólida para a interpretação dos dados do JWST.

6.2 Limitações do estudo e fronteiras metodológicas

Uma avaliação crítica e transparente das limitações inerentes a um estudo científico não diminui seus méritos, mas, ao contrário, fortalece a credibilidade de suas conclusões ao definir

claramente seus limites de validade. Este trabalho, apesar de sua metodologia rigorosa, está sujeito a desafios e incertezas que definem as fronteiras do conhecimento atual e apontam o caminho para futuros aprimoramentos.

A principal limitação metodológica reside nos desafios espectroscópicos intrínsecos às anãs frias. Conforme discutido nas Subseções 2.2.2 e 2.3.2, as atmosferas de estrelas com baixa temperatura efetiva são densamente povoadas por moléculas, notadamente vapor de água (H_2O) e hidreto de ferro (FeH) na banda H. A absorção dessas moléculas cria linhas que se sobrepõem e contaminam as linhas atômicas de interesse (processo de *blending*). Este fenômeno complica severamente a determinação de um pseudocontínuo preciso e pode inviabilizar a medição de certas abundâncias elementares, especialmente nas estrelas mais frias da amostra, como TOI-2445 ($T_{\text{eff}} \approx 3318 \text{ K}$). Foi por essa razão que a abundância de silício (Si) não pôde ser determinada para esta estrela, sendo necessária a utilização de uma aproximação para que o código ExoPlex pudesse inferir sua estrutura interna.

Do ponto de vista estatístico, a análise populacional é limitada pelo tamanho da amostra e pelas incertezas associadas às abundâncias químicas. Em especial, a comparação entre anãs M com e sem planetas não revelou diferenças estatisticamente significativas na razão C/O ou na inclinação da relação C/O–[Fe/H], com discrepâncias inferiores a 1σ . O leve deslocamento observado, da ordem de 0,01 a 0,05, é comparável à incerteza típica das medições ($\sim 0,03$), o que impede a identificação de uma tendência robusta. Adicionalmente, a definição da amostra de controle introduz um viés observacional. A classificação de estrelas como “sem planetas detectados” não significa, como já comentamos, ausência de planetas, principalmente no regime de anãs M, onde a taxa de ocorrência de pequenos planetas é elevada.

Finalmente, o arcabouço de modelagem empregado, embora padrão na área, baseia-se em simplificações necessárias. A análise utiliza modelos atmosféricos unidimensionais (1D) e assume a condição de Equilíbrio Termodinâmico Local (LTE). Além disso, adotou-se um valor fixo para a velocidade de microturbulência ($\xi = 1 \text{ km s}^{-1}$), com base em estudos anteriores. Embora a consistência dos resultados sugira que essas aproximações são robustas para os objetivos desta Tese, elas não capturam a complexidade total de uma fotosfera estelar tridimensional e em não-LTE. Estas simplificações representam uma fronteira metodológica, na qual futuros modelos, mais exigentes do ponto de vista computacional, poderão oferecer refinamentos adicionais.

6.3 Perspectivas e a sinergia indispensável com o JWST

Esta Tese, como não poderia deixar de ser, não representa um ponto final, mas sim uma plataforma inicial e promissora para a próxima fase da ciência de exoplanetas, impulsionada pelas capacidades sem precedentes do JWST. Os resultados aqui apresentados abrem caminhos

claros para pesquisas futuras, culminando na sinergia direta e indispensável com as observações do JWST sobre os mesmos alvos estudados.

TOI-1685 b e TOI-2445 b: O JWST buscará determinar se estas super-Terras em órbitas ultracurtas possuem atmosferas secundárias ou se são núcleos rochosos desprovidos de invólucros gasosos. É oportuno frisar que resultados recentes, provenientes de [Luque et al. \(2025\)](#) e baseados em dados do JWST, sugerem a ausência de uma atmosfera capaz de transportar energia para o lado noturno de TOI-1685 b. Este achado encontra suporte em [Fisher et al. \(2026\)](#), também fazendo uso de informações obtidas com o JWST, que concluem que TOI-1685 b provavelmente é uma rocha nua.

Por outro lado, [Fisher et al. \(2026\)](#) avaliam que a detecção de atmosferas secundárias em planetas rochosos, mesmo com o JWST, continua sendo um empreendimento científico desafiador. Esta avaliação torna-se ainda mais interessante ao recordar-se que o JWST possibilitou, de acordo com [Baburaj et al. \(2026\)](#), a determinação de abundâncias, em atmosferas exoplanetárias, de C, O, Fe, S, K e Na com incertezas da ordem de 0,1 dex. Entretanto, apesar desta apreciação de [Fisher et al. \(2026\)](#), os mesmos autores calcularam, com elevado nível de significância estatística $\sim 5\sigma$, um limite inferior para o peso molecular médio, para atmosferas secundárias mais pesadas, de $\gtrsim 10$.

Os resultados obtidos em nosso trabalho para estes exoplanetas fornecem o panorama de composição global essencial para a investigação. As razões C/O estelares, de 0,558 e 0,526, respectivamente, indicam uma química dominada pelo oxigênio, tornando o vapor de água (H_2O) o principal alvo molecular para o JWST, em detrimento de espécies ricas em carbono, como o metano (CH_4).

GJ 436 b: este exoplaneta é o paradigma do *enigma do metano*, com uma atmosfera que parece inexplicavelmente deficiente em metano em comparação com os modelos de equilíbrio químico. A determinação de uma razão C/O estelar de 0,561 nesta Tese é uma peça-chave para resolver este quebra-cabeça. Este valor, que indica um ambiente de formação rico em oxigênio, torna a ausência de metano ainda mais pronunciada. Isso fortalece a hipótese de que processos de desequilíbrio químico, como a convecção vertical intensa (*quenching*) ou a fotoquímica, estão em ação na atmosfera do planeta, uma hipótese que os espectros do JWST estão perfeitamente equipados para testar.

Em verdade, conforme discutido na Subseção 4.3.2, os resultados de [Mukherjee et al. \(2025\)](#), que utilizam um espectro de emissão pancromático do JWST, apoiam a hipótese de uma atmosfera com metalicidade $\geq 80\times$ solar. [Mukherjee et al. \(2025\)](#) consideram que seus achados são melhor explicados por uma modelagem que incorpora a elevada metalicidade e a química de desequilíbrio.

GJ 3470 b: este Netuno quente possui uma atmosfera rica em hidrogênio, cuja composi-

ção detalhada é obscurecida por névoas. Esta Tese revelou que sua estrela hospedeira é a mais rica em metais ($[\text{Fe}/\text{H}] = +0,25$) e possui a maior razão C/O (0,638) da amostra. Estes valores fornecem um *prior* poderoso e restritivo para os modelos de *atmospheric retrieval* com os dados do JWST. Eles implicam que a atmosfera do planeta também deve ser significativamente enriquecida em elementos pesados e possuir uma razão C/O super solar, determinando as abundâncias relativas esperadas de H_2O , CO, CO_2 e CH_4 , que os instrumentos NIRSpec e MIRI do JWST estão aptos a medir.

Com efeito, o estudo de Beatty et al. (2024), usando dados do JWST, obtiveram que GJ 3470 b deve possuir uma metalicidade de aproximadamente 100 vezes a solar, indicando um processo de formação por acréscimo de sólidos ricos em voláteis. Ademais, Beatty et al. (2024) detectaram, com boa significância estatística ($> 3\sigma$), a presença de SO_2 na atmosfera do exoplaneta. Tal detecção de SO_2 representaria uma evidência de fotoquímica de desequilíbrio, já que, conforme os autores, sua produção seria estimulada pela radiação UV proveniente da sua estrela mãe, GJ 3470.

Uma direção futura evidente consiste na expansão da amostra e no aprofundamento da análise populacional. Dado que a comparação realizada neste trabalho não revelou diferenças estatisticamente significativas na razão C/O entre anãs M com e sem planetas, torna-se essencial ampliar a amostra de forma homogênea para aumentar o poder estatístico das análises. Somente com um conjunto de dados mais extenso e preciso será possível testar de forma robusta a existência de eventuais diferenças sutis entre essas populações.

Nesse contexto, estudos futuros devem integrar informações cinemáticas detalhadas, como as fornecidas pela missão *Gaia*, juntamente com estimativas mais precisas de idades estelares, quando disponíveis. Essa abordagem permitirá investigar de forma mais rigorosa a possibilidade discutida no Capítulo 5, segundo a qual a distinta tendência química observada em anãs M — em particular a inclinação mais rasa da relação C/O– $[\text{Fe}/\text{H}]$ — pode refletir uma origem em múltiplos ambientes Galácticos, em vez de estar diretamente associada à presença de exoplanetas.

Por fim, este trabalho apresenta, no Apêndice, um Atlas de incertezas para as abundâncias de anãs M com temperaturas efetivas entre 3200 e 4000 K, obtido a partir de espectros computados entre 1,51 e 1,69 μm , que reúne sensibilidades de abundância e incertezas decorrentes de variações nos parâmetros atmosféricos (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, ξ), do sinal-ruído (SNR) e da definição do pseudocontínuo. O Atlas, contextualizado pela discussão do Capítulo 3, pode viabilizar uma estimativa mais realista das incertezas associadas às abundâncias de estrelas anãs M observadas na banda H.

Esta Tese constitui, em suma, um esforço que procura auxiliar no preenchimento de uma lacuna crucial de conhecimento astrofísico. Ao fornecer a caracterização fundamental das es-

trelas hospedeiras, este trabalho estabelece a base necessária para interpretar uma das próximas grandes fronteiras da astronomia: a análise detalhada de mundos distantes com o JWST e com outras iniciativas futuras, como o ELT/ESO (*Extremely Large Telescope/European Southern Observatory*) e o Observatório de Mundos Habitáveis (*HWO - Habitable Worlds Observatory*).

Referências

- Abdurro'uf, Accetta, K., Aerts, C., Silva Aguirre, V., Ahumada, R., Ajgaonkar, N., Filiz Ak, N., Alam, S., Allende Prieto, C., Almeida, A., Anders, F., Anderson, S. F., Andrews, B. H., Anguiano, B., Aquino-Ortíz, E., Aragón-Salamanca, A., Argudo-Fernández, M., Ata, M., Aubert, M., Avila-Reese, V., Badenes, C., Barbá, R. H., Barger, K., Barrera-Ballesteros, J. K., Beaton, R. L., Beers, T. C., Belfiore, F., Bender, C. F., Bernardi, M., Bershad, M. A., Beutler, F., Bidin, C. M., Bird, J. C., Bizyaev, D., Blanc, G. A., Blanton, M. R., Boardman, N. F., Bolton, A. S., Boquien, M., Borissova, J., Bovy, J., Brandt, W. N., Brown, J., Brownstein, J. R., Brusa, M., Buchner, J., Bundy, K., Burchett, J. N., Bureau, M., Burgasser, A., Cabang, T. K., Campbell, S., Cappellari, M., Carlberg, J. K., Wanderley, F. C., Carrera, R., Cash, J., Chen, Y.-P., Chen, W.-H., Cherinka, B., Chiappini, C., Choi, P. D., Chojnowski, S. D., Chung, H., Clerc, N., Cohen, R. E., Comerford, J. M., Comparat, J., da Costa, L., Covey, K., Crane, J. D., Cruz-Gonzalez, I., Culhane, C., Cunha, K., Dai, Y. S., Damke, G., Darling, J., Davidson, Jr., J. W., Davies, R., Dawson, K., De Lee, N., Diamond-Stanic, A. M., Cano-Díaz, M., Sánchez, H. D., Donor, J., Duckworth, C., Dwelly, T., Eisenstein, D. J., Elsworth, Y. P., Emsellem, E., Eracleous, M., Escoffier, S., Fan, X., Farr, E., Feng, S., Fernández-Trincado, J. G., Feuillet, D., Filipp, A., Fillingham, S. P., Frinchaboy, P. M., Fromenteau, S., Galbany, L., García, R. A., García-Hernández, D. A., Ge, J., Geisler, D., Gelfand, J., Géron, T., Gibson, B. J., Goddy, J., Godoy-Rivera, D., Grabowski, K., Green, P. J., Greener, M., Grier, C. J., Griffith, E., Guo, H., Guy, J., Hadjara, M., Harding, P., Hasselquist, S., Hayes, C. R., Hearty, F., Hernández, J., Hill, L., Hogg, D. W., Holtzman, J. A., Horta, D., Hsieh, B.-C., Hsu, C.-H., Hsu, Y.-H., Huber, D., Huertas-Company, M., Hutchinson, B., Hwang, H. S., Ibarra-Medel, H. J., Chitham, J. I., Ilha, G. S., Imig, J., Jaekle, W., Jayasinghe, T., Ji, X., Johnson, J. A., Jones, A., Jönsson, H., Katkov, I., Khalatyan, Dr., A., Kinemuchi, K., Kisku, S., Knapen, J. H., Kneib, J.-P., Kollmeier, J. A., Kong, M., Kounkel, M., Kreckel, K., Krishnarao, D., Lacerna, I., Lane, R. R., Langglin, R., Lavender, R., Law, D. R., Lazarz, D., Leung, H. W., Leung, H.-H., Lewis, H. M., Li, C., Li, R., Lian, J., Liang, F.-H., Lin, L., Lin, Y.-T., Lin, S., Lintott, C., Long, D., Longa-Peña, P., López-Cobá, C., Lu, S., Lundgren, B. F., Luo, Y., Mackereth, J. T., de la Macorra, A., Mahadevan, S., Majewski, S. R., Manchado, A., Mandeville, T., Maraston, C., Margalef-Bentabol, B., Masseron, T., Masters, K. L., Mathur, S., McDermid, R. M., Mckay, M., Merloni, A., Merrifield, M., Meszaros, S., Miglio, A., Di Mille, F., Minniti, D., Minsley, R., and Monachesi, A. (2022). The Seventeenth Data Release of the Sloan Digital Sky Surveys: Complete Release of MaNGA, MaStar, and APOGEE-2 Data. , 259(2):35.
- Adams, E. R., Seager, S., and Elkins-Tanton, L. (2008). Ocean Planet or Thick Atmosphere: On the Mass-Radius Relationship for Solid Exoplanets with Massive Atmospheres. , 673(2):1160–1164.

- Adibekyan, V., Dorn, C., Sousa, S. G., Santos, N. C., Bitsch, B., Israelian, G., Mordasini, C., Barros, S. C. C., Delgado Mena, E., Demangeon, O. D. S., Faria, J. P., Figueira, P., Hakobyan, A. A., Oshagh, M., Soares, B. M. T. B., Kunitomo, M., Takeda, Y., Jofré, E., Petrucci, R., and Martioli, E. (2021). A compositional link between rocky exoplanets and their host stars. *Science*, 374(6565):330–332.
- Ahumada, R., Allende Prieto, C., Almeida, A., Anders, F., Anderson, S. F., Andrews, B. H., Anguiano, B., Arcodia, R., Armengaud, E., Aubert, M., Avila, S., Avila-Reese, V., Badenes, C., Baland, C., Barger, K., Barrera-Ballesteros, J. K., Basu, S., Bautista, J., Beaton, R. L., Beers, T. C., Benavides, B. I. T., Bender, C. F., Bernardi, M., Bershad, M., Beutler, F., Bidin, C. M., Bird, J., Bizyaev, D., Blanc, G. A., Blanton, M. R., Boquien, M., Borissova, J., Bovy, J., Brandt, W. N., Brinkmann, J., Brownstein, J. R., Bundy, K., Bureau, M., Burgasser, A., Burtin, E., Cano-Díaz, M., Capasso, R., Cappellari, M., Carrera, R., Chabanier, S., Chaplin, W., Chapman, M., Cherinka, B., Chiappini, C., Doohyun Choi, P., Chojnowski, S. D., Chung, H., Clerc, N., Coffey, D., Comerford, J. M., Comparat, J., da Costa, L., Cousinou, M.-C., Covey, K., Crane, J. D., Cunha, K., Ilha, G. d. S., Dai, Y. S., Damsted, S. B., Darling, J., Davidson, Jr., J. W., Davies, R., Dawson, K., De, N., de la Macorra, A., De Lee, N., Queiroz, A. B. d. A., Deconto Machado, A., de la Torre, S., Dell’Agli, F., du Mas des Bourboux, H., Diamond-Stanic, A. M., Dillon, S., Donor, J., Drory, N., Duckworth, C., Dwelly, T., Ebelke, G., Eftekhazadeh, S., Davis Eigenbrot, A., Elsworth, Y. P., Eracleous, M., Erfanianfar, G., Escoffier, S., Fan, X., Farr, E., Fernández-Trincado, J. G., Feuillet, D., Finoguenov, A., Fofie, P., Fraser-McKelvie, A., Frinchaboy, P. M., Fromenteau, S., Fu, H., Galbany, L., Garcia, R. A., García-Hernández, D. A., Garma Oehmichen, L. A., Ge, J., Geimba Maia, M. A., Geisler, D., Gelfand, J., Goddy, J., Gonzalez-Perez, V., Grabowski, K., Green, P., Grier, C. J., Guo, H., Guy, J., Harding, P., Hasselquist, S., Hawken, A. J., Hayes, C. R., Hearty, F., Hekker, S., Hogg, D. W., Holtzman, J. A., Horta, D., Hou, J., Hsieh, B.-C., Huber, D., Hunt, J. A. S., Ider Chitham, J., Imig, J., Jaber, M., Jimenez Angel, C. E., Johnson, J. A., Jones, A. M., Jönsson, H., Jullo, E., Kim, Y., Kinemuchi, K., Kirkpatrick, IV, C. C., Kite, G. W., Klaene, M., Kneib, J.-P., Kollmeier, J. A., Kong, H., Kounkel, M., Krishnarao, D., Lacerna, I., Lan, T.-W., Lane, R. R., Law, D. R., Le Goff, J.-M., Leung, H. W., Lewis, H., Li, C., Lian, J., Lin, L., Long, D., Longa-Peña, P., Lundgren, B., Lyke, B. W., Mackereth, J. T., MacLeod, C. L., Majewski, S. R., Manchado, A., Maraston, C., Martini, P., Masseron, T., Masters, K. L., Mathur, S., McDermid, R. M., Merloni, A., Merrifield, M., Mészáros, S., Miglio, A., Minniti, D., Minsley, R., Miyaji, T., Mohammad, F. G., Mosser, B., Mueller, E.-M., Muna, D., Muñoz-Gutiérrez, A., Myers, A. D., Nadathur, S., Nair, P., Nandra, K., Correa do Nascimento, J., Nevin, R. J., Newman, J. A., Nidever, D. L., Nitschelm, C., Noterdaeme, P., O’Connell, J. E., Olmstead, M. D., Oravetz, D., Oravetz, A., Osorio, Y., Pace, Z. J., Padilla, N., Palanque-Delabrouille, N., and Palicio, P. A. (2020). The 16th Data Release of the Sloan Digital Sky Surveys: First Release from the APOGEE-2 Southern Survey and Full Release of eBOSS Spectra. , 249(1):3.
- Allard, F., Hauschildt, P. H., and Schwenke, D. (2000). TiO and H₂O Absorption Lines in Cool Stellar Atmospheres. , 540(2):1005–1015.
- Allart, R., Bourrier, V., Lovis, C., Ehrenreich, D., Aceituno, J., Guizarro, A., Pepe, F., Sing, D. K., Spake, J. J., and Wyttenbach, A. (2019). High-resolution confirmation of an extended helium atmosphere around WASP-107b. , 623:A58.
- Alonso-Floriano, F. J., Snellen, I. A. G., Czesla, S., Bauer, F. F., Salz, M., Lampón, M., Lara, L. M., Nagel, E., López-Puertas, M., Nortmann, L., Sánchez-López, A., Sanz-Forcada, J.,

- Caballero, J. A., Reiners, A., Ribas, I., Quirrenbach, A., Amado, P. J., Aceituno, J., Anglada-Escudé, G., Béjar, V. J. S., Brinkmüller, M., Hatzes, A. P., Henning, T., Kaminski, A., Kürster, M., Labarga, F., Montes, D., Pallé, E., Schmitt, J. H. M. M., and Zapatero Osorio, M. R. (2019). He I λ 10 830 Å in the transmission spectrum of HD209458 b. , 629:A110.
- Alvarez, R. and Plez, B. (1998). Near-infrared narrow-band photometry of M-giant and Mira stars: models meet observations. , 330:1109–1119.
- Amarsi, A. M., Nissen, P. E., and Skúladóttir, Á. (2019). Carbon, oxygen, and iron abundances in disk and halo stars. Implications of 3D non-LTE spectral line formation. , 630:A104.
- Andrews, S. M., Rosenfeld, K. A., Kraus, A. L., and Wilner, D. J. (2013). The Mass Dependence between Protoplanetary Disks and their Stellar Hosts. , 771(2):129.
- Asplund, M., Amarsi, A. M., and Grevesse, N. (2021). The chemical make-up of the Sun: A 2020 vision. , 653:A141.
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., and Scott, P. (2009). The Chemical Composition of the Sun. , 47(1):481–522.
- Awiphan, S., Kerins, E., Pichadee, S., Komonjinda, S., Dhillon, V. S., Rujopakarn, W., Poshya-chinda, S., Marsh, T. R., Reichart, D. E., Ivarsen, K. M., and Haislip, J. B. (2016). Transit timing variation and transmission spectroscopy analyses of the hot Neptune GJ3470b. , 463(3):2574–2582.
- Baburaj, A., Konopacky, Q. M., Theissen, C. A., Gerasimov, R., and Hoch, K. K. W. (2026). A High-resolution Spectroscopic Survey of Directly Imaged Companion Hosts. II. Diversity in C/O Ratios among Host Stars. , 171(1):21.
- Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Fouesneau, M., Demleitner, M., and Andrae, R. (2021). Estimating Distances from Parallaxes. V. Geometric and Photogeometric Distances to 1.47 Billion Stars in Gaia Early Data Release 3. , 161(3):147.
- Beatty, T. G., Welbanks, L., Schlawin, E., Bell, T. J., Line, M. R., Murphy, M., Edelman, I., Greene, T. P., Fortney, J. J., Henry, G. W., Mukherjee, S., Ohno, K., Parmentier, V., Rauscher, E., Wiser, L. S., and Arnold, K. E. (2024). Sulfur Dioxide and Other Molecular Species in the Atmosphere of the Sub-Neptune GJ 3470 b. , 970(1):L10.
- Benedict, G. F., Henry, T. J., Franz, O. G., McArthur, B. E., Wasserman, L. H., Jao, W.-C., Cargile, P. A., Dieterich, S. B., Bradley, A. J., Nelan, E. P., and Whipple, A. L. (2016). The Solar Neighborhood. XXXVII: The Mass-Luminosity Relation for Main-sequence M Dwarfs. , 152(5):141.
- Benneke, B., Knutson, H. A., Lothringer, J., Crossfield, I. J. M., Moses, J. I., Morley, C., Kreidberg, L., Fulton, B. J., Dragomir, D., Howard, A. W., Wong, I., Désert, J.-M., McCullough, P. R., Kempton, E. M. R., Fortney, J., Gilliland, R., Deming, D., and Kammer, J. (2019). A sub-Neptune exoplanet with a low-metallicity methane-depleted atmosphere and Mie-scattering clouds. *Nature Astronomy*, 3:813–821.
- Benneke, B., Mikal-Evans, T., Acuna, L., Allart, R., Beatty, T. G., Cadieux, C., Cloutier, R., Coulombe, L.-P., Doyon, R., Fortney, J., Knutson, H. A., Komacek, T., Krissansen-Totton, J., Lafreniere, D., MacDonald, R., Miguel, Y., Molliere, P., Piaulet, C., Pierrehumbert, R.,

- Radica, M., Roy, P.-A., Schlichting, H. E., and Welbanks, L. (2023). Exploring the existence and diversity of volatile-rich water worlds. *JWST Proposal. Cycle 2, ID. #4098*.
- Bergin, E. A., Booth, R. A., Colmenares, M. J., and Ilee, J. D. (2024). C/O Ratios and the Formation of Wide-separation Exoplanets. , 969(1):L21.
- Biddle, L. I., Pearson, K. A., Crossfield, I. J. M., Fulton, B. J., Ciceri, S., Eastman, J., Barman, T., Mann, A. W., Henry, G. W., Howard, A. W., Williamson, M. H., Sinukoff, E., Dragomir, D., Vican, L., Mancini, L., Southworth, J., Greenberg, A., Turner, J. D., Thompson, R., Taylor, B. W., Levine, S. E., and Webber, M. W. (2014). Warm ice giant GJ 3470b - II. Revised planetary and stellar parameters from optical to near-infrared transit photometry. , 443(2):1810–1820.
- Bluhm, P., Pallé, E., Molaverdikhani, K., Kemmer, J., Hatzes, A. P., Kossakowski, D., Stock, S., Caballero, J. A., Lillo-Box, J., Béjar, V. J. S., Soto, M. G., Amado, P. J., Brown, P., Cadieux, C., Cloutier, R., Collins, K. A., Collins, K. I., Cortés-Contreras, M., Doyon, R., Dreizler, S., Espinoza, N., Fukui, A., González-Álvarez, E., Henning, T., Horne, K., Jeffers, S. V., Jenkins, J. M., Jensen, E. L. N., Kaminski, A., Kielkopf, J. F., Kusakabe, N., Kürster, M., Lafrenière, D., Luque, R., Murgas, F., Montes, D., Morales, J. C., Narita, N., Passegger, V. M., Quirrenbach, A., Schöfer, P., Reffert, S., Reiners, A., Ribas, I., Ricker, G. R., Seager, S., Schweitzer, A., Schwarz, R. P., Tamura, M., Trifonov, T., Vanderspek, R., Winn, J., Zechmeister, M., and Zapatero Osorio, M. R. (2021). An ultra-short-period transiting super-Earth orbiting the M3 dwarf TOI-1685. , 650:A78.
- Bond, J. C., O’Brien, D. P., and Laretta, D. S. (2010). The Compositional Diversity of Extrasolar Terrestrial Planets. I. In Situ Simulations. , 715(2):1050–1070.
- Bonfils, X., Gillon, M., Udry, S., Armstrong, D., Bouchy, F., Delfosse, X., Forveille, T., Fumel, A., Jehin, E., Lendl, M., Lovis, C., Mayor, M., McCormac, J., Neves, V., Pepe, F., Perrier, C., Pollaco, D., Queloz, D., and Santos, N. C. (2012). A hot Uranus transiting the nearby M dwarf GJ 3470. Detected with HARPS velocimetry. Captured in transit with TRAPPIST photometry. , 546:A27.
- Bourrier, V. (2019). The Most Extreme Case of Atmospheric Escape Detected on the Warm Neptune GJ 3470b with HST. In *AAS/Division for Extreme Solar Systems Abstracts*, volume 51 of *AAS/Division for Extreme Solar Systems Abstracts*, page 404.01.
- Bourrier, V., Lecavelier des Etangs, A., Ehrenreich, D., Sanz-Forcada, J., Allart, R., Ballester, G. E., Buchhave, L. A., Cohen, O., Deming, D., Evans, T. M., García Muñoz, A., Henry, G. W., Kataria, T., Lavvas, P., Lewis, N., López-Morales, M., Marley, M., Sing, D. K., and Wakeford, H. R. (2018). Hubble PanCET: an extended upper atmosphere of neutral hydrogen around the warm Neptune GJ 3470b. , 620:A147.
- Brewer, J. M. and Fischer, D. A. (2016). C/O and Mg/Si Ratios of Stars in the Solar Neighborhood. , 831(1):20.
- Brewer, J. M., Wang, S., Fischer, D. A., and Foreman-Mackey, D. (2018). Compact Multi-planet Systems are more Common around Metal-poor Hosts. , 867(1):L3.
- Buchhave, L. A., Bizzarro, M., Latham, D. W., Sasselov, D., Cochran, W. D., Endl, M., Isaacson, H., Juncher, D., and Marcy, G. W. (2014). Three regimes of extrasolar planet radius inferred from host star metallicities. , 509(7502):593–595.

- Buchhave, L. A., Latham, D. W., Johansen, A., Bizzarro, M., Torres, G., Rowe, J. F., Batalha, N. M., Borucki, W. J., Brugamyer, E., Caldwell, C., Bryson, S. T., Ciardi, D. R., Cochran, W. D., Endl, M., Esquerdo, G. A., Ford, E. B., Geary, J. C., Gilliland, R. L., Hansen, T., Isaacson, H., Laird, J. B., Lucas, P. W., Marcy, G. W., Morse, J. A., Robertson, P., Shporer, A., Stefanik, R. P., Still, M., and Quinn, S. N. (2012). An abundance of small exoplanets around stars with a wide range of metallicities. , 486(7403):375–377.
- Butler, R. P., Vogt, S. S., Marcy, G. W., Fischer, D. A., Wright, J. T., Henry, G. W., Laughlin, G., and Lissauer, J. J. (2004). A Neptune-Mass Planet Orbiting the Nearby M Dwarf GJ 436. , 617(1):580–588.
- Chabrier, G., Gallardo, J., and Baraffe, I. (2007). Evolution of low-mass star and brown dwarf eclipsing binaries. , 472(2):L17–L20.
- Charbonneau, D. and Deming, D. (2007). The Dynamics-Based Approach to Studying Terrestrial Exoplanets. *arXiv e-prints*, page arXiv:0706.1047.
- Cincunegui, C., Díaz, R. F., and Mauas, P. J. D. (2007). $H\alpha$ and the Ca II H and K lines as activity proxies for late-type stars. , 469(1):309–317.
- Cridland, A. J., Pudritz, R. E., and Alessi, M. (2016). Composition of early planetary atmospheres - I. Connecting disc astrochemistry to the formation of planetary atmospheres. , 461(3):3274–3295.
- Cristofari, P. I., Donati, J. F., Folsom, C. P., Masseron, T., Fouqué, P., Moutou, C., Artigau, E., Carmona, A., Petit, P., Delfosse, X., Martioli, E., and the SLS consortium (2023). Constraining atmospheric parameters and surface magnetic fields with ZeeTurbo: an application to SPIRou spectra. , 522(1):1342–1357.
- Crossfield, I. J. M. (2023). Volatile-to-sulfur Ratios Can Recover a Gas Giant’s Accretion History. , 952(1):L18.
- Crossfield, I. J. M., Barman, T., Hansen, B. M. S., and Howard, A. W. (2013). Warm ice giant GJ 3470b. I. A flat transmission spectrum indicates a hazy, low-methane, and/or metal-rich atmosphere. , 559:A33.
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., Beichman, C. A., Carpenter, J. M., Chester, T., Cambresy, L., Evans, T., Fowler, J., Gizis, J., Howard, E., Huchra, J., Jarrett, T., Kopan, E. L., Kirkpatrick, J. D., Light, R. M., Marsh, K. A., McCallon, H., Schneider, S., Stiening, R., Sykes, M., Weinberg, M., Wheaton, W. A., Wheelock, S., and Zacarias, N. (2003). *2MASS All Sky Catalog of point sources*.
- Delgado Mena, E., Adibekyan, V., Santos, N. C., Tsantaki, M., González Hernández, J. I., Sousa, S. G., and Bertrán de Lis, S. (2021). Chemical abundances of 1111 FGK stars from the HARPS GTO planet search program. IV. Carbon and C/O ratios for Galactic stellar populations and planet hosts. , 655:A99.
- Delgado Mena, E., Israelian, G., González Hernández, J. I., Bond, J. C., Santos, N. C., Udry, S., and Mayor, M. (2010). Chemical Clues on the Formation of Planetary Systems: C/O Versus Mg/Si for HARPS GTO Sample. , 725(2):2349–2358.

- Desch, S., Lorenzo, A., and Ko, B. (2016). ExoPlex: A code for calculating interior structure and mineralogy and mass-radius relationships for exoplanets. In *American Astronomical Society Meeting Abstracts #228*, volume 228 of *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, page 316.04.
- Ding, M.-Y., Shi, J.-R., Wu, Y., Jones, H. R. A., Yan, H.-L., Li, C.-Q., Gao, Q., Chen, T.-Y., Zhang, J.-H., Liu, S., Yan, T.-S., and Xie, X.-J. (2022). Stellar Atmospheric Parameters of M-type Stars from LAMOST DR8. , 260(2):45.
- Donati, J. F., Kouach, D., Moutou, C., Doyon, R., Delfosse, X., Artigau, E., Baratchart, S., Lacombe, M., Barrick, G., Hébrard, G., Bouchy, F., Saddlemyer, L., Parès, L., Rabou, P., Micheau, Y., Dolon, F., Reshetov, V., Challita, Z., Carmona, A., Striebig, N., Thibault, S., Martioli, E., Cook, N., Fouqué, P., Vermeulen, T., Wang, S. Y., Arnold, L., Pepe, F., Boisse, I., Figueira, P., Bouvier, J., Ray, T. P., Feugeade, C., Morin, J., Alencar, S., Hobson, M., Castilho, B., Udry, S., Santos, N. C., Hernandez, O., Benedict, T., Vallée, P., Gallou, G., Dupieux, M., Larrieu, M., Perruchot, S., Sottile, R., Moreau, F., Usher, C., Baril, M., Wildi, F., Chazelas, B., Malo, L., Bonfils, X., Loop, D., Kerley, D., Wevers, I., Dunn, J., Pazder, J., Macdonald, S., Dubois, B., Carrié, E., Valentin, H., Henault, F., Yan, C. H., and Steinmetz, T. (2020). SPIRou: NIR velocimetry and spectropolarimetry at the CFHT. , 498(4):5684–5703.
- Dorn, C., Hinkel, N. R., and Venturini, J. (2017). Bayesian analysis of interiors of HD 219134b, Kepler-10b, Kepler-93b, CoRoT-7b, 55 Cnc e, and HD 97658b using stellar abundance proxies. , 597:A38.
- Dorn, C., Khan, A., Heng, K., Connolly, J. A. D., Alibert, Y., Benz, W., and Tackley, P. (2015). Can we constrain the interior structure of rocky exoplanets from mass and radius measurements? , 577:A83.
- Dotter, A., Conroy, C., Cargile, P., and Asplund, M. (2017). The Influence of Atomic Diffusion on Stellar Ages and Chemical Tagging. , 840(2):99.
- Doyon, R., Willott, C. J., Hutchings, J. B., Sivaramakrishnan, A., Albert, L., Lafrenière, D., Rowlands, N., Begoña Vila, M., Martel, A. R., LaMassa, S., Aldridge, D., Artigau, É., Cameron, P., Chayer, P., Cook, N. J., Cooper, R. A., Darveau-Bernier, A., Dupuis, J., Earnshaw, C., Espinoza, N., Filippazzo, J. C., Fullerton, A. W., Gaudreau, D., Gawlik, R., Goudfrooij, P., Haley, C., Kammerer, J., Kendall, D., Lambros, S. D., Ignat, L. I., Maszkiewicz, M., McColgan, A., Morishita, T., Ouellette, N. N.-Q., Pacifici, C., Philippi, N., Radica, M., Ravindranath, S., Rowe, J., Roy, A., Roy, N., Saad, K., Sohn, S. T., Talens, G. J., Touahri, D., Thatte, D., Taylor, J. M., Vandal, T., Volk, K., Wander, M., Warner, G., Zheng, S.-H., Zhou, J., Abraham, R., Beaulieu, M., Benneke, B., Ferrarese, L., Jayawardhana, R., Johnstone, D., Kaltenegger, L., Meyer, M. R., Pipher, J. L., Rameau, J., Rieke, M., Salhi, S., and Sawicki, M. (2023). The Near Infrared Imager and Slitless Spectrograph for the James Webb Space Telescope. I. Instrument Overview and In-flight Performance. , 135(1051):098001.
- Dressing, C. D. and Charbonneau, D. (2015). The Occurrence of Potentially Habitable Planets Orbiting M Dwarfs Estimated from the Full Kepler Dataset and an Empirical Measurement of the Detection Sensitivity. , 807(1):45.
- Drażkowska, J., Bitsch, B., Lambrechts, M., Mulders, G. D., Harsono, D., Vazan, A., Liu, B., Ormel, C. W., Kretke, K., and Morbidelli, A. (2023). Planet Formation Theory in the Era of

- ALMA and Kepler: from Pebbles to Exoplanets. In Inutsuka, S., Aikawa, Y., Muto, T., Tomida, K., and Tamura, M., editors, *Protostars and Planets VII*, volume 534 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 717.
- Egger, J. A., Kubyshkina, D., Alibert, Y., Osborn, H. P., Bonfanti, A., Wilson, T. G., Brandeker, A., Günther, M. N., Lendl, M., Kitzmann, D., Fossati, L., Mordasini, C., Sousa, S. G., Adibekyan, V., Fridlund, M., Pezzotti, C., Gandolfi, D., Ulmer-Moll, S., Alonso, R., Bárczy, T., Barrado Navascues, D., Barros, S. C. C., Baumjohann, W., Benz, W., Billot, N., Borsato, L., Broeg, C., Collier Cameron, A., Correia, A. C. M., Csizmadia, S., Cubillos, P. E., Davies, M. B., Deleuil, M., Deline, A., Demangeon, O. D. S., Demory, B.-O., Derekas, A., Edwards, B., Ehrenreich, D., Erikson, A., Fortier, A., Gazeas, K., Gillon, M., Güdel, M., Heitzmann, A., Helling, C., Isaak, K. G., Kiss, L. L., Korth, J., Lam, K. W. F., Laskar, J., Lecavelier des Etangs, A., Luntzer, A., Luque, R., Magrin, D., Maxted, P. F. L., Merín, B., Munari, M., Nascimbeni, V., Olofsson, G., Ottensamer, R., Pagano, I., Pallé, E., Peter, G., Piazza, D., Piotto, G., Pollacco, D., Queloz, D., Ragazzoni, R., Rando, N., Rauer, H., Ribas, I., Santos, N. C., Scandariato, G., Ségransan, D., Simon, A. E., Smith, A. M. S., Southworth, R., Stalport, M., Sulis, S., Szabó, G. M., Udry, S., Van Grootel, V., Venturini, J., Villaver, E., Walton, N. A., Wolf, S., and Wolter, D. (2025). Searching for hot water world candidates with CHEOPS: Refining the radii and analysing the internal structures and atmospheric lifetimes of TOI-238 b and TOI-1685 b. , 696:A28.
- Estrela, R., Swain, M. R., and Roudier, G. M. (2022). A Temperature Trend for Clouds and Hazes in Exoplanet Atmospheres. , 941(1):L5.
- Figueira, P., Pont, F., Mordasini, C., Alibert, Y., Georgy, C., and Benz, W. (2009). Bulk composition of the transiting hot Neptune around GJ 436. , 493(2):671–676.
- Fischer, D. A. and Valenti, J. (2005). The Planet-Metallicity Correlation. , 622(2):1102–1117.
- Fisher, C., Akin, C. J., Allen, N., Bello-Arufe, A., Borsato, N., Buchhave, L. A., Burgasser, A. J., Demory, B.-O., Diamond-Lowe, H., Espinoza, N., Fortune, M., Gibson, N., Gressier, A., Guzman Mesa, A., Hoeijmakers, J., Hooton, M., Jones, K., Kitzmann, D., Kozakis, T., Lopez-Morales, M., Lueber, A., Meier Valdes, E. A., Mendonca, J. M., Morris, B. M., Prinoth, B., Rathcke, A., and Tian, M. (2023). Constraining the Oxidation State of the Super-Earth TOI-1685 b. JWST Proposal. Cycle 2, ID. #4195.
- Fisher, C. E., Hooton, M. J., Gressier, A., Zraggen, M., Tian, M., Heng, K., Allen, N. H., Chatterjee, R. D., Morris, B. M., Borsato, N. W., Espinoza, N., Kitzmann, D., Meier, T. G., Buchhave, L. A., Burgasser, A. J., Demory, B.-O., Fortune, M., Hoeijmakers, H. J., Luque, R., Meier Valdés, E. A., Mendonça, J. M., Prinoth, B., Rathcke, A. D., and Taylor, J. (2026). JWST NIRSpec finds no clear signs of an atmosphere on TOI-1685 b. , 545(4):staf2187.
- Fukui, A., Narita, N., Kurosaki, K., Ikoma, M., Yanagisawa, K., Kuroda, D., Shimizu, Y., Takahashi, Y. H., Ohnuki, H., Onitsuka, M., Hirano, T., Suenaga, T., Kawauchi, K., Nagayama, S., Ohta, K., Yoshida, M., Kawai, N., and Izumiura, H. (2013). Optical-to-near-infrared Simultaneous Observations for the Hot Uranus GJ3470b: A Hint of a Cloud-free Atmosphere. , 770(2):95.
- Gaia Collaboration (2022). VizieR Online Data Catalog: Gaia DR3 Part 1. Main source (Gaia Collaboration, 2022). VizieR On-line Data Catalog: I/355. Originally published in: doi:10.1051/0004-63.

- Gaidos, E., Haghighipour, N., Agol, E., Latham, D., Raymond, S., and Rayner, J. (2007). New Worlds on the Horizon: Earth-Sized Planets Close to Other Stars. *Science*, 318(5848):210.
- Gazak, J. Z., Johnson, J. A., Tonry, J., Dragomir, D., Eastman, J., Mann, A. W., and Agol, E. (2012). Transit Analysis Package: An IDL Graphical User Interface for Exoplanet Transit Photometry. *Advances in Astronomy*, 2012:697967.
- Ghezzi, L., Cunha, K., Smith, V. V., de Araújo, F. X., Schuler, S. C., and de la Reza, R. (2010). Stellar Parameters and Metallicities of Stars Hosting Jovian and Neptunian Mass Planets: A Possible Dependence of Planetary Mass on Metallicity. , 720(2):1290–1302.
- Giacalone, S., Dressing, C. D., Hedges, C., Kostov, V. B., Collins, K. A., Jensen, E. L. N., Yahalom, D. A., Bieryla, A., Ciardi, D. R., Howell, S. B., Lillo-Box, J., Barkaoui, K., Winters, J. G., Matthews, E., Livingston, J. H., Quinn, S. N., Safonov, B. S., Cadieux, C., Furlan, E., Crossfield, I. J. M., Mandell, A. M., Gilbert, E. A., Kruse, E., Quintana, E. V., Ricker, G. R., Seager, S., Winn, J. N., Jenkins, J. M., Duffy Adkins, B., Baker, D., Barclay, T., Barrado, D., Batalha, N. M., Belinski, A. A., Benkhaldoun, Z., Buchhave, L. A., Cacciapuoti, L., Charbonneau, D., Chontos, A., Christiansen, J. L., Cloutier, R., Collins, K. I., Conti, D. M., Cutting, N., Dixon, S., Doyon, R., Mufti, M. E., Esparza-Borges, E., Essack, Z., Fukui, A., Gan, T., Gary, K., Ghachoui, M., Gillon, M., Girardin, E., Glidden, A., Gonzales, E. J., Guerra, P., Horch, E. P., Helminiak, K. G., Howard, A. W., Huber, D., Irwin, J. M., Isopi, G., Jehin, E., Kagitani, T., Kane, S. R., Kawauchi, K., Kielkopf, J. F., Lewin, P., Luker, L., Lund, M. B., Mallia, F., Mao, S., Massey, B., Matson, R. A., Mireles, I., Mori, M., Murgas, F., Narita, N., O'Dwyer, T., Petigura, E. A., Polanski, A. S., Pozuelos, F. J., Palle, E., Parviainen, H., Plavchan, P. P., Relles, H. M., Robertson, P., Rose, M. E., Rowden, P., Roy, A., Savel, A. B., Schlieder, J. E., Schnaible, C., Schwarz, R. P., Sefako, R., Selezneva, A., Skinner, B., Stockdale, C., Strakhov, I. A., Tan, T.-G., Torres, G., Tronsgaard, R., Twicken, J. D., Vermilion, D., Waite, I. A., Walter, B., Wang, G., Ziegler, C., and Zou, Y. (2022). Validation of 13 Hot and Potentially Terrestrial TESS Planets. , 163(2):99.
- Gillon, M., Pont, F., Demory, B. O., Mallmann, F., Mayor, M., Mazeh, T., Queloz, D., Shporer, A., Udry, S., and Vuissoz, C. (2007). Detection of transits of the nearby hot Neptune GJ 436 b. , 472(2):L13–L16.
- Gonzalez, G. (1997). The stellar metallicity-giant planet connection. , 285(2):403–412.
- Greene, T. P., Beatty, T. G., Rieke, M. J., and Schlawin, E. (2017a). Transit Spectroscopy of Mature Planets. JWST Proposal. Cycle 1, ID. #1185.
- Greene, T. P., Lagage, P.-O., Rieke, M. J., Schlawin, E., and Bell, T. J. (2017b). MIRI observations of transiting exoplanets. JWST Proposal. Cycle 1, ID. #1177.
- Gustafsson, B., Edvardsson, B., Eriksson, K., Jørgensen, U. G., Nordlund, Å., and Plez, B. (2008). A grid of MARCS model atmospheres for late-type stars. I. Methods and general properties. , 486(3):951–970.
- Harrison, J. H. D., Bonsor, A., Kama, M., Buchan, A. M., Blouin, S., and Koester, D. (2021). Bayesian constraints on the origin and geology of exoplanetary material using a population of externally polluted white dwarfs. , 504(2):2853–2867.
- Helmi, A. (2020). Streams, Substructures, and the Early History of the Milky Way. , 58:205–256.

- Henry, T. J., Jao, W.-C., Winters, J. G., Dieterich, S. B., Finch, C. T., Ianna, P. A., Riedel, A. R., Silverstein, M. L., Subasavage, J. P., and Vrijmoet, E. H. (2018). The Solar Neighborhood XLIV: RECONS Discoveries within 10 parsecs. , 155(6):265.
- Hinkel, N. R. and Unterborn, C. T. (2018). The Star-Planet Connection. I. Using Stellar Composition to Observationally Constrain Planetary Mineralogy for the 10 Closest Stars. , 853(1):83.
- Hirano, T., Livingston, J. H., Fukui, A., Narita, N., Harakawa, H., Ishikawa, H. T., Miyakawa, K., Kimura, T., Nakayama, A., Fujita, N., Hori, Y., Stassun, K. G., Bieryla, A., Cadieux, C., Ciardi, D. R., Collins, K. A., Ikoma, M., Vanderburg, A., Barclay, T., Brasseur, C. E., de Leon, J. P., Doty, J. P., Doyon, R., Esparza-Borges, E., Esquerdo, G. A., Furlan, E., Gaidos, E., Gonzales, E. J., Hodapp, K., Howell, S. B., Isogai, K., Jacobson, S., Jenkins, J. M., Jensen, E. L. N., Kawauchi, K., Kotani, T., Kudo, T., Kurita, S., Kurokawa, T., Kusakabe, N., Kuzuhara, M., Lafrenière, D., Latham, D. W., Massey, B., Mori, M., Murgas, F., Nishikawa, J., Nishiumi, T., Omiya, M., Paegert, M., Palle, E., Parviainen, H., Quinn, S. N., Ricker, G. R., Schwarz, R. P., Seager, S., Tamura, M., Tenenbaum, P., Terada, Y., Vanderspek, R. K., Vievard, S., Watanabe, N., and Winn, J. N. (2021). Two Bright M Dwarfs Hosting Ultra-Short-Period Super-Earths with Earth-like Compositions. , 162(4):161.
- Hu, R., Bello-Arufe, A., Zhang, M., Paragas, K., Zilinskas, M., van Buchem, C., Bess, M., Patel, J., Ito, Y., Damiano, M., Scheucher, M., Oza, A. V., Knutson, H. A., Miguel, Y., Dragomir, D., Brandeker, A., and Demory, B.-O. (2024). A secondary atmosphere on the rocky exoplanet 55 Cancri e. , 630(8017):609–612.
- Huber, D. (2017). isoclassify: v1.2.
- Hunter, J. D. (2007). Matplotlib: A 2D Graphics Environment. *Computing in Science and Engineering*, 9(3):90–95.
- Husser, T. O., Wende-von Berg, S., Dreizler, S., Homeier, D., Reiners, A., Barman, T., and Hauschildt, P. H. (2013). A new extensive library of PHOENIX stellar atmospheres and synthetic spectra. , 553:A6.
- Ida, S. and Lin, D. N. C. (2004). Toward a Deterministic Model of Planetary Formation. II. The Formation and Retention of Gas Giant Planets around Stars with a Range of Metallicities. , 616(1):567–572.
- Ishikawa, H. T., Aoki, W., Hirano, T., Kotani, T., Kuzuhara, M., Omiya, M., Hori, Y., Kokubo, E., Kudo, T., Kurokawa, T., Kusakabe, N., Narita, N., Nishikawa, J., Ogihara, M., Ueda, A., Currie, T., Henning, T., Kasagi, Y., Kolecki, J. R., Kwon, J., Machida, M. N., McElwain, M. W., Nakagawa, T., Vievard, S., Wang, J., Tamura, M., and Sato, B. (2022). Elemental Abundances of nearby M Dwarfs Based on High-resolution Near-infrared Spectra Obtained by the Subaru/IRD Survey: Proof of Concept. , 163(2):72.
- Ishikawa, H. T., Aoki, W., Kotani, T., Kuzuhara, M., Omiya, M., Reiners, A., and Zechmeister, M. (2020). Elemental abundances of M dwarfs based on high-resolution near-infrared spectra: Verification by binary systems. , 72(6):102.
- Jofré, P., Heiter, U., and Soubiran, C. (2019). Accuracy and Precision of Industrial Stellar Abundances. , 57:571–616.

- Johns-Krull, C. M. and Valenti, J. A. (1996). Detection of Strong Magnetic Fields on M Dwarfs. , 459:L95.
- Jura, M. (2003). A Tidally Disrupted Asteroid around the White Dwarf G29-38. , 584(2):L91–L94.
- Jura, M. and Young, E. D. (2014). Extrasolar Cosmochemistry. *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 42(1):45–67.
- Kennedy, G. M. and Kenyon, S. J. (2008). Planet Formation around Stars of Various Masses: The Snow Line and the Frequency of Giant Planets. , 673(1):502–512.
- Knutson, H. A., Benneke, B., Deming, D., and Homeier, D. (2014). A featureless transmission spectrum for the Neptune-mass exoplanet GJ436b. , 505(7481):66–68.
- Kobayashi, C. (2025). Nucleosynthesis and the chemical enrichment of galaxies. *arXiv e-prints*, page arXiv:2506.20436.
- Kochukhov, O. (2021). Magnetic fields of M dwarfs. , 29(1):1.
- Koester, D., Gänsicke, B. T., and Farihi, J. (2014). The frequency of planetary debris around young white dwarfs. , 566:A34.
- Koll, D. D. B. and Abbot, D. S. (2016). Temperature Structure and Atmospheric Circulation of Dry Tidally Locked Rocky Exoplanets. , 825(2):99.
- Kollmeier, J. A., Zasowski, G., Rix, H.-W., Johns, M., Anderson, S. F., Drory, N., Johnson, J. A., Pogge, R. W., Bird, J. C., Blanc, G. A., Brownstein, J. R., Crane, J. D., De Lee, N. M., Klaene, M. A., Kreckel, K., MacDonald, N., Merloni, A., Ness, M. K., O’Brien, T., Sanchez-Gallego, J. R., Sayres, C. C., Shen, Y., Thakar, A. R., Tkachenko, A., Aerts, C., Blanton, M. R., Eisenstein, D. J., Holtzman, J. A., Maoz, D., Nandra, K., Rockosi, C., Weinberg, D. H., Bovy, J., Casey, A. R., Chaname, J., Clerc, N., Conroy, C., Eracleous, M., Gänsicke, B. T., Hekker, S., Horne, K., Kauffmann, J., McQuinn, K. B. W., Pellegrini, E. W., Schinnerer, E., Schlafly, E. F., Schwobe, A. D., Seibert, M., Teske, J. K., and van Saders, J. L. (2017). SDSS-V: Pioneering Panoptic Spectroscopy. *arXiv e-prints*, page arXiv:1711.03234.
- Kosiarek, M. R., Crossfield, I. J. M., Hardegree-Ullman, K. K., Livingston, J. H., Benneke, B., Henry, G. W., Howard, W. S., Berardo, D., Blunt, S., Fulton, B. J., Hirsch, L. A., Howard, A. W., Isaacson, H., Petigura, E. A., Sinukoff, E., Weiss, L., Bonfils, X., Dressing, C. D., Knutson, H. A., Schlieder, J. E., Werner, M., Gorjian, V., Krick, J., Morales, F. Y., Astudillo-Defru, N., Almenara, J. M., Delfosse, X., Forveille, T., Lovis, C., Mayor, M., Murgas, F., Pepe, F., Santos, N. C., Udry, S., Corbett, H. T., Fors, O., Law, N. M., Ratzloff, J. K., and del Ser, D. (2019). Bright Opportunities for Atmospheric Characterization of Small Planets: Masses and Radii of K2-3 b, c, and d and GJ3470 b from Radial Velocity Measurements and Spitzer Transits. , 157(3):97.
- Kraus, A. L. and Hillenbrand, L. A. (2007). The Stellar Populations of Praesepe and Coma Berenices. , 134(6):2340–2352.
- Lampón, M., López-Puertas, M., Sanz-Forcada, J., Sánchez-López, A., Molaverdikhani, K., Czesla, S., Quirrenbach, A., Pallé, E., Caballero, J. A., Henning, T., Salz, M., Nortmann, L., Aceituno, J., Amado, P. J., Bauer, F. F., Montes, D., Nagel, E., Reiners, A., and Ribas, I.

- (2021). Modelling the He I triplet absorption at 10 830 Å in the atmospheres of HD 189733 b and GJ 3470 b. , 647:A129.
- Lichtenberg, T., Golabek, G. J., Burn, R., Meyer, M. R., Alibert, Y., Gerya, T. V., and Mordasini, C. (2019). A water budget dichotomy of rocky protoplanets from ^{26}Al -heating. *Nature Astronomy*, 3:307–313.
- Lissauer, J. J. and de Pater, I. (2013). *Fundamental Planetary Science*.
- Luque, R., Bean, J. L., Changeat, Q., Feinstein, A., Kite, E. S., Mansfield, M., Moran, S. E., Pallé, E., and Zhang, M. (2023). The First Atmospheric Study of a Bona Fide Water World. JWST Proposal. Cycle 2, ID. #3263.
- Luque, R., Coy, B. P., Xue, Q., Feinstein, A. D., Ahrer, E.-M., Changeat, Q., Zhang, M., Moran, S. E., Bean, J. L., Kite, E., Weiner Mansfield, M., and Pallé, E. (2025). A Dark, Bare Rock for TOI-1685 b from a JWST NIRSpec G395H Phase Curve. , 170(1):49.
- Luque, R. and Pallé, E. (2022). Density, not radius, separates rocky and water-rich small planets orbiting M dwarf stars. *Science*, 377(6611):1211–1214.
- Lustig-Yaeger, J., Fu, G., May, E. M., Ceballos, K. N. O., Moran, S. E., Peacock, S., Stevenson, K. B., Kirk, J., López-Morales, M., MacDonald, R. J., Mayorga, L. C., Sing, D. K., Sotzen, K. S., Valenti, J. A., Redai, J. I. A., Alam, M. K., Batalha, N. E., Bennett, K. A., Gonzalez-Quiles, J., Kruse, E., Lothringer, J. D., Rustamkulov, Z., and Wakeford, H. R. (2023). A JWST transmission spectrum of the nearby Earth-sized exoplanet LHS 475 b. *Nature Astronomy*, 7:1317–1328.
- Maciejewski, G., Niedzielski, A., Nowak, G., Pallé, E., Tingley, B., Errmann, R., and Neuhäuser, R. (2014). On the GJ 436 Planetary System. , 64(4):323–335.
- Madhusudhan, N. (2012). C/O Ratio as a Dimension for Characterizing Exoplanetary Atmospheres. , 758(1):36.
- Madhusudhan, N., Agúndez, M., Moses, J. I., and Hu, Y. (2016). Exoplanetary Atmospheres—Chemistry, Formation Conditions, and Habitability. , 205(1-4):285–348.
- Madhusudhan, N., Amin, M. A., and Kennedy, G. M. (2014). Toward Chemical Constraints on Hot Jupiter Migration. , 794(1):L12.
- Madhusudhan, N., Sarkar, S., Constantinou, S., Holmberg, M., Piette, A. A. A., and Moses, J. I. (2023). Carbon-bearing Molecules in a Possible Hycean Atmosphere. , 956(1):L13.
- Madhusudhan, N. and Seager, S. (2011). High Metallicity and Non-equilibrium Chemistry in the Dayside Atmosphere of hot-Neptune GJ 436b. , 729(1):41.
- Majewski, S. R., Schiavon, R. P., Frinchaboy, P. M., Allende Prieto, C., Barkhouser, R., Bizyaev, D., Blank, B., Brunner, S., Burton, A., Carrera, R., Chojnowski, S. D., Cunha, K., Epstein, C., Fitzgerald, G., García Pérez, A. E., Hearty, F. R., Henderson, C., Holtzman, J. A., Johnson, J. A., Lam, C. R., Lawler, J. E., Maseman, P., Mészáros, S., Nelson, M., Nguyen, D. C., Nidever, D. L., Pinsonneault, M., Shetrone, M., Smee, S., Smith, V. V., Stolberg, T., Skrutskie, M. F., Walker, E., Wilson, J. C., Zasowski, G., Anders, F., Basu, S., Beland, S., Blanton, M. R., Bovy, J., Brownstein, J. R., Carlberg, J., Chaplin, W., Chiappini,

- C., Eisenstein, D. J., Elsworth, Y., Feuillet, D., Fleming, S. W., Galbraith-Frew, J., García, R. A., García-Hernández, D. A., Gillespie, B. A., Girardi, L., Gunn, J. E., Hasselquist, S., Hayden, M. R., Hekker, S., Ivans, I., Kinemuchi, K., Klaene, M., Mahadevan, S., Mathur, S., Mosser, B., Muna, D., Munn, J. A., Nichol, R. C., O’Connell, R. W., Parejko, J. K., Robin, A. C., Rocha-Pinto, H., Schultheis, M., Serenelli, A. M., Shane, N., Silva Aguirre, V., Sobeck, J. S., Thompson, B., Troup, N. W., Weinberg, D. H., and Zamora, O. (2017). The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE). , 154(3):94.
- Maldonado, J., Micela, G., Baratella, M., D’Orazi, V., Affer, L., Biazzo, K., Lanza, A. F., Maggio, A., González Hernández, J. I., Perger, M., Pinamonti, M., Scandariato, G., Sozzetti, A., Locci, D., Di Maio, C., Bignamini, A., Claudi, R., Molinari, E., Rebolo, R., Ribas, I., Toledo- Padrón, B., Covino, E., Desidera, S., Herrero, E., Morales, J. C., Suárez-Mascareño, A., Pagano, I., Petralia, A., Piotto, G., and Poretti, E. (2020). HADES RV programme with HARPS-N at TNG. XII. The abundance signature of M dwarf stars with planets. , 644:A68.
- Mamajek, E. E. (2009). Initial Conditions of Planet Formation: Lifetimes of Primordial Disks. In Usuda, T., Tamura, M., and Ishii, M., editors, *Exoplanets and Disks: Their Formation and Diversity*, volume 1158 of *American Institute of Physics Conference Series*, pages 3–10. AIP.
- Mamajek, E. E., Prsa, A., Torres, G., Harmanec, P., Asplund, M., Bennett, P. D., Capitaine, N., Christensen-Dalsgaard, J., Depagne, E., Folkner, W. M., Haberreiter, M., Hekker, S., Hilton, J. L., Kostov, V., Kurtz, D. W., Laskar, J., Mason, B. D., Milone, E. F., Montgomery, M. M., Richards, M. T., Schou, J., and Stewart, S. G. (2015). IAU 2015 Resolution B3 on Recommended Nominal Conversion Constants for Selected Solar and Planetary Properties. *arXiv e-prints*, page arXiv:1510.07674.
- Mann, A. W., Dupuy, T., Kraus, A. L., Gaidos, E., Ansdell, M., Ireland, M., Rizzuto, A. C., Hung, C.-L., Dittmann, J., Factor, S., Feiden, G., Martinez, R. A., Ruíz-Rodríguez, D., and Thao, P. C. (2019). How to Constrain Your M Dwarf. II. The Mass-Luminosity-Metallicity Relation from 0.075 to 0.70 Solar Masses. , 871(1):63.
- Mann, A. W., Feiden, G. A., Gaidos, E., Boyajian, T., and von Braun, K. (2015). How to Constrain Your M Dwarf: Measuring Effective Temperature, Bolometric Luminosity, Mass, and Radius. , 804(1):64.
- Masseron, T., Merle, T., and Hawkins, K. (2016). BACCHUS: Brussels Automatic Code for Characterizing High accuracy Spectra. *Astrophysics Source Code Library*, record ascl:1605.004.
- May, E. M., MacDonald, R. J., Bennett, K. A., Moran, S. E., Wakeford, H. R., Peacock, S., Lustig-Yaeger, J., Highland, A. N., Stevenson, K. B., Sing, D. K., Mayorga, L. C., Batalha, N. E., Kirk, J., López-Morales, M., Valenti, J. A., Alam, M. K., Alderson, L., Fu, G., Gonzalez-Quiles, J., Lothringer, J. D., Rustamkulov, Z., and Sotzen, K. S. (2023). Double Trouble: Two Transits of the Super-Earth GJ 1132 b Observed with JWST NIRSpec G395H. , 959(1):L9.
- Mayor, M. and Queloz, D. (1995). A Jupiter-mass companion to a solar-type star. , 378(6555):355–359.
- Mihalas, D. (1978). *Stellar atmospheres*.

- Miller, G. E. and Scalo, J. M. (1979). The Initial Mass Function and Stellar Birthrate in the Solar Neighborhood. , 41:513.
- Mordasini, C., Alibert, Y., Benz, W., Klahr, H., and Henning, T. (2012). Extrasolar planet population synthesis . IV. Correlations with disk metallicity, mass, and lifetime. , 541:A97.
- Mordasini, C., Alibert, Y., Benz, W., and Naef, D. (2009). Extrasolar planet population synthesis. II. Statistical comparison with observations. , 501(3):1161–1184.
- Mordasini, C., van Boekel, R., Mollière, P., Henning, T., and Benneke, B. (2016). The Imprint of Exoplanet Formation History on Observable Present-day Spectra of Hot Jupiters. , 832(1):41.
- Morello, G., Parviainen, H., Murgas, F., Pallé, E., Oshagh, M., Fukui, A., Hirano, T., Ishikawa, H. T., Mori, M., Narita, N., Collins, K. A., Barkaoui, K., Lewin, P., Cadieux, C., de Leon, J. P., Soubkiou, A., Abreu Garcia, N., Crouzet, N., Esparza-Borges, E., Fernández Rodríguez, G. E., Galán, D., Hori, Y., Ikoma, M., Isogai, K., Kagitani, T., Kawauchi, K., Kimura, T., Kodama, T., Korth, J., Kotani, T., Krishnamurthy, V., Kurita, S., Laza-Ramos, A., Livingston, J. H., Luque, R., Madrigal-Aguado, A., Nishiumi, T., Orell-Miquel, J., Puig-Subirà, M., Sánchez-Benavente, M., Stangret, M., Tamura, M., Terada, Y., Watanabe, N., Zou, Y., Benkhaldoun, Z., Collins, K. I., Doyon, R., Garcia, L., Ghachoui, M., Gillon, M., Jehin, E., Pozuelos, F. J., Schwarz, R. P., and Timmermans, M. (2023). TOI-1442 b and TOI-2445 b: Two potentially rocky ultra-short period planets around M dwarfs. , 673:A32.
- Moriarty, J., Madhusudhan, N., and Fischer, D. (2014). Chemistry in an Evolving Protoplanetary Disk: Effects on Terrestrial Planet Composition. , 787(1):81.
- Morley, C. V., Knutson, H., Line, M., Fortney, J. J., Thorngren, D., Marley, M. S., Teal, D., and Lupu, R. (2017). Forward and Inverse Modeling of the Emission and Transmission Spectrum of GJ 436b: Investigating Metal Enrichment, Tidal Heating, and Clouds. , 153(2):86.
- Moses, J. I., Line, M. R., Visscher, C., Richardson, M. R., Nettelmann, N., Fortney, J. J., Barman, T. S., Stevenson, K. B., and Madhusudhan, N. (2013). Compositional Diversity in the Atmospheres of Hot Neptunes, with Application to GJ 436b. , 777(1):34.
- Mukherjee, S., Schlawin, E., Bell, T. J., Fortney, J. J., Beatty, T. G., Greene, T. P., Ohno, K., Murphy, M. M., Parmentier, V., Line, M. R., Welbanks, L., Wiser, L. S., and Rieke, M. J. (2025). A JWST Panchromatic Thermal Emission Spectrum of the Warm Neptune Archetype GJ 436b. , 982(2):L39.
- Nascimbeni, V., Piotto, G., Pagano, I., Scandariato, G., Sani, E., and Fumana, M. (2013). The blue sky of GJ3470b: the atmosphere of a low-mass planet unveiled by ground-based photometry. , 559:A32.
- Nissen, P. E. (2013). The carbon-to-oxygen ratio in stars with planets. , 552:A73.
- Nissen, P. E., Chen, Y. Q., Carigi, L., Schuster, W. J., and Zhao, G. (2014). Carbon and oxygen abundances in stellar populations. , 568:A25.
- Nortmann, L., Pallé, E., Salz, M., Sanz-Forcada, J., Nagel, E., Alonso-Floriano, F. J., Czesla, S., Yan, F., Chen, G., Snellen, I. A. G., Zechmeister, M., Schmitt, J. H. M. M., López-Puertas, M., Casasayas-Barris, N., Bauer, F. F., Amado, P. J., Caballero, J. A., Dreizler, S.,

- Henning, T., Lampón, M., Montes, D., Molaverdikhani, K., Quirrenbach, A., Reiners, A., Ribas, I., Sánchez-López, A., Schneider, P. C., and Zapatero Osorio, M. R. (2018). Ground-based detection of an extended helium atmosphere in the Saturn-mass exoplanet WASP-69b. *Science*, 362(6421):1388–1391.
- Öberg, K. I. and Bergin, E. A. (2016). Excess C/O and C/H in Outer Protoplanetary Disk Gas. , 831(2):L19.
- Öberg, K. I., Murray-Clay, R., and Bergin, E. A. (2011). The Effects of Snowlines on C/O in Planetary Atmospheres. , 743(1):L16.
- Pacetti, E., Turrini, D., Schisano, E., Molinari, S., Fonte, S., Politi, R., Hennebelle, P., Klessen, R., Testi, L., and Lebreuilly, U. (2022). Chemical Diversity in Protoplanetary Disks and Its Impact on the Formation History of Giant Planets. , 937(1):36.
- Pascucci, I., Testi, L., Herczeg, G. J., Long, F., Manara, C. F., Hendler, N., Mulders, G. D., Krijt, S., Ciesla, F., Henning, T., Mohanty, S., Drabek-Maunder, E., Apai, D., Szűcs, L., Sacco, G., and Olofsson, J. (2016). A Steeper than Linear Disk Mass-Stellar Mass Scaling Relation. , 831(2):125.
- Pasegger, V. M., Reiners, A., Jeffers, S. V., Wende-von Berg, S., Schöfer, P., Caballero, J. A., Schweitzer, A., Amado, P. J., Béjar, V. J. S., Cortés-Contreras, M., Hatzes, A. P., Kürster, M., Montes, D., Pedraz, S., Quirrenbach, A., Ribas, I., and Seifert, W. (2018). The CARMENES search for exoplanets around M dwarfs. Photospheric parameters of target stars from high-resolution spectroscopy. , 615:A6.
- Pasegger, V. M., Schweitzer, A., Shulyak, D., Nagel, E., Hauschildt, P. H., Reiners, A., Amado, P. J., Caballero, J. A., Cortés-Contreras, M., Domínguez-Fernández, A. J., Quirrenbach, A., Ribas, I., Azzaro, M., Anglada-Escudé, G., Bauer, F. F., Béjar, V. J. S., Dreizler, S., Guenther, E. W., Henning, T., Jeffers, S. V., Kaminski, A., Kürster, M., Lafarga, M., Martín, E. L., Montes, D., Morales, J. C., Schmitt, J. H. M. M., and Zechmeister, M. (2019). The CARMENES search for exoplanets around M dwarfs. Photospheric parameters of target stars from high-resolution spectroscopy. II. Simultaneous multiwavelength range modeling of activity insensitive lines. , 627:A161.
- Pelletier, S., Benneke, B., Darveau-Bernier, A., Boucher, A., Cook, N. J., Piaulet, C., Coulombe, L.-P., Artigau, É., Lafrenière, D., Delisle, S., Allart, R., Doyon, R., Donati, J.-F., Fouqué, P., Moutou, C., Cadieux, C., Delfosse, X., Hébrard, G., Martins, J. H. C., Martioli, E., and Vandal, T. (2021). Where Is the Water? Jupiter-like C/H Ratio but Strong H₂O Depletion Found on τ Boötis b Using SPIRou. , 162(2):73.
- Petigura, E. A., Marcy, G. W., Winn, J. N., Weiss, L. M., Fulton, B. J., Howard, A. W., Sinukoff, E., Isaacson, H., Morton, T. D., and Johnson, J. A. (2018). The California-Kepler Survey. IV. Metal-rich Stars Host a Greater Diversity of Planets. , 155(2):89.
- Plez, B. (2012). Turbospectrum: Code for spectral synthesis. Astrophysics Source Code Library, record ascl:1205.004.
- Plotnykov, M. and Valencia, D. (2020). Chemical fingerprints of formation in rocky super-Earths’ data. , 499(1):932–947.

- Reiners, A. and Basri, G. (2007). The First Direct Measurements of Surface Magnetic Fields on Very Low Mass Stars. , 656(2):1121–1135.
- Reiners, A., Zechmeister, M., Caballero, J. A., Ribas, I., Morales, J. C., Jeffers, S. V., Schöfer, P., Tal-Or, L., Quirrenbach, A., Amado, P. J., Kaminski, A., Seifert, W., Abril, M., Aceituno, J., Alonso-Floriano, F. J., Ammler-von Eiff, M., Antona, R., Anglada-Escudé, G., Anwand-Heerwart, H., Arroyo-Torres, B., Azzaro, M., Baroch, D., Barrado, D., Bauer, F. F., Becerril, S., Béjar, V. J. S., Benítez, D., Berdinas, Z. M., Bergond, G., Blümcke, M., Brinkmöller, M., del Burgo, C., Cano, J., Cárdenas Vázquez, M. C., Casal, E., Cifuentes, C., Claret, A., Colomé, J., Cortés-Contreras, M., Czesla, S., Díez-Alonso, E., Dreizler, S., Feiz, C., Fernández, M., Ferro, I. M., Fuhrmeister, B., Galadí-Enríquez, D., García-Piquer, A., García Vargas, M. L., Gesa, L., Gómez Galera, V., González Hernández, J. I., González-Peinado, R., Grözing, U., Grohnert, S., Guàrdia, J., Guenther, E. W., Guijarro, A., de Guindos, E., Gutiérrez-Soto, J., Hagen, H. J., Hatzes, A. P., Hauschildt, P. H., Hedrosa, R. P., Helmling, J., Henning, T., Hermelo, I., Hernández Arabí, R., Hernández Castaño, L., Hernández Hernando, F., Herrero, E., Huber, A., Huke, P., Johnson, E. N., de Juan, E., Kim, M., Klein, R., Klüter, J., Klutsch, A., Kürster, M., Lafarga, M., Lamert, A., Lampón, M., Lara, L. M., Laun, W., Lemke, U., Lenzen, R., Launhardt, R., López del Fresno, M., López-González, J., López-Puertas, M., López Salas, J. F., López-Santiago, J., Luque, R., Magán Madinabeitia, H., Mall, U., Mancini, L., Mandel, H., Marfil, E., Marín Molina, J. A., Maroto Fernández, D., Martín, E. L., Martín-Ruiz, S., Marvin, C. J., Mathar, R. J., Mirabet, E., Montes, D., Moreno-Raya, M. E., Moya, A., Mundt, R., Nagel, E., Naranjo, V., Nortmann, L., Nowak, G., Ofir, A., Oreiro, R., Pallé, E., Panduro, J., Pascual, J., Passegger, V. M., Pavlov, A., Pedraz, S., Pérez-Calpena, A., Pérez Medialdea, D., Perger, M., Perryman, M. A. C., Pluto, M., Rabaza, O., Ramón, A., Rebolo, R., Redondo, P., Reffert, S., Reinhart, S., Rhode, P., Rix, H. W., Rodler, F., Rodríguez, E., Rodríguez-López, C., Rodríguez Trinidad, A., Rohloff, R. R., Rosich, A., Sadegi, S., Sánchez-Blanco, E., Sánchez Carrasco, M. A., Sánchez-López, A., Sanz-Forcada, J., Sarkis, P., Sarmiento, L. F., Schäfer, S., Schmitt, J. H. M. M., Schiller, J., Schweitzer, A., Solano, E., Stahl, O., Strachan, J. B. P., Stürmer, J., Suárez, J. C., Taberner, H. M., Tala, M., Trifonov, T., Tulloch, S. M., Ulbrich, R. G., Veredas, G., Vico Linares, J. I., Vilardell, F., Wagner, K., Winkler, J., Wolthoff, V., Xu, W., Yan, F., and Zapatero Osorio, M. R. (2018). The CARMENES search for exoplanets around M dwarfs. High-resolution optical and near-infrared spectroscopy of 324 survey stars. , 612:A49.
- Ribas, Á., Bouy, H., and Merín, B. (2015). Protoplanetary disk lifetimes vs. stellar mass and possible implications for giant planet populations. , 576:A52.
- Ribas, I., Reiners, A., Zechmeister, M., Caballero, J. A., Morales, J. C., Sabotta, S., Baroch, D., Amado, P. J., Quirrenbach, A., Abril, M., Aceituno, J., Anglada-Escudé, G., Azzaro, M., Barrado, D., Béjar, V. J. S., Benítez de Haro, D., Bergond, G., Bluhm, P., Calvo Ortega, R., Cardona Guillén, C., Chaturvedi, P., Cifuentes, C., Colomé, J., Cont, D., Cortés-Contreras, M., Czesla, S., Díez-Alonso, E., Dreizler, S., Duque-Arribas, C., Espinoza, N., Fernández, M., Fuhrmeister, B., Galadí-Enríquez, D., García-López, A., González-Álvarez, E., González Hernández, J. I., Guenther, E. W., de Guindos, E., Hatzes, A. P., Henning, T., Herrero, E., Hintz, D., Huelmo, Á. L., Jeffers, S. V., Johnson, E. N., de Juan, E., Kaminski, A., Kemmer, J., Khaimova, J., Khalafinejad, S., Kossakowski, D., Kürster, M., Labarga, F., Lafarga, M., Lalitha, S., Lampón, M., Lillo-Box, J., Lodieu, N., López González, M. J., López-Puertas, M., Luque, R., Magán, H., Mancini, L., Marfil, E., Martín, E. L., Martín-Ruiz, S., Molaverdikhani, K., Montes, D., Nagel, E., Nortmann, L., Nowak, G., Pallé, E., Passegger, V. M.,

- Pavlov, A., Pedraz, S., Perdelwitz, V., Perger, M., Ramón-Ballesta, A., Reffert, S., Revilla, D., Rodríguez, E., Rodríguez-López, C., Sadegi, S., Sánchez Carrasco, M. Á., Sánchez-López, A., Sanz-Forcada, J., Schäfer, S., Schlecker, M., Schmitt, J. H. M. M., Schöfer, P., Schweitzer, A., Seifert, W., Shan, Y., Skrzypinski, S. L., Solano, E., Stahl, O., Stangret, M., Stock, S., Stürmer, J., Tabernero, H. M., Tal-Or, L., Trifonov, T., Vanaverbeke, S., Yan, F., and Zapatero Osorio, M. R. (2023). The CARMENES search for exoplanets around M dwarfs. Guaranteed time observations Data Release 1 (2016-2020). , 670:A139.
- Ricker, G. R., Winn, J. N., Vanderspek, R., Latham, D. W., Bakos, G. Á., Bean, J. L., Bert-Thompson, Z. K., Brown, T. M., Buchhave, L., Butler, N. R., Butler, R. P., Chaplin, W. J., Charbonneau, D., Christensen-Dalsgaard, J., Clampin, M., Deming, D., Doty, J., De Lee, N., Dressing, C., Dunham, E. W., Endl, M., Fressin, F., Ge, J., Henning, T., Holman, M. J., Howard, A. W., Ida, S., Jenkins, J. M., Jernigan, G., Johnson, J. A., Kaltenegger, L., Kawai, N., Kjeldsen, H., Laughlin, G., Levine, A. M., Lin, D., Lissauer, J. J., MacQueen, P., Marcy, G., McCullough, P. R., Morton, T. D., Narita, N., Paegert, M., Palle, E., Pepe, F., Pepper, J., Quirrenbach, A., Rinehart, S. A., Sasselov, D., Sato, B., Seager, S., Sozzetti, A., Stassun, K. G., Sullivan, P., Szentgyorgyi, A., Torres, G., Udry, S., and Villaseñor, J. (2015). Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS). *Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems*, 1:014003.
- Ros, K. and Johansen, A. (2013). Ice condensation as a planet formation mechanism. , 552:A137.
- Rosenthal, L. J., Fulton, B. J., Hirsch, L. A., Isaacson, H. T., Howard, A. W., Dedrick, C. M., Sherstuyuk, I. A., Blunt, S. C., Petigura, E. A., Knutson, H. A., Behmard, A., Chontos, A., Crepp, J. R., Crossfield, I. J. M., Dalba, P. A., Fischer, D. A., Henry, G. W., Kane, S. R., Kosiarek, M., Marcy, G. W., Rubenzahl, R. A., Weiss, L. M., and Wright, J. T. (2021). The California Legacy Survey. I. A Catalog of 178 Planets from Precision Radial Velocity Monitoring of 719 Nearby Stars over Three Decades. , 255(1):8.
- Roudier, G. M., Swain, M. R., Gudipati, M. S., West, R. A., Estrela, R., and Zellem, R. T. (2021). Disequilibrium Chemistry in Exoplanet Atmospheres Observed with the Hubble Space Telescope. , 162(2):37.
- Roy, P.-A., Benneke, B., Piaulet, C., Gully-Santiago, M. A., Crossfield, I. J. M., Morley, C. V., Kreidberg, L., Mikal-Evans, T., Brande, J., Delisle, S., Greene, T. P., Hardegree-Ullman, K. K., Barman, T., Christiansen, J. L., Dragomir, D., Fortney, J. J., Howard, A. W., Kosiarek, M. R., and Lothringer, J. D. (2023). Water Absorption in the Transmission Spectrum of the Water World Candidate GJ 9827 d. , 954(2):L52.
- Salpeter, E. E. (1955). The Luminosity Function and Stellar Evolution. , 121:161.
- Salz, M., Czesla, S., Schneider, P. C., Nagel, E., Schmitt, J. H. M. M., Nortmann, L., Alonso-Floriano, F. J., López-Puertas, M., Lampón, M., Bauer, F. F., Snellen, I. A. G., Pallé, E., Caballero, J. A., Yan, F., Chen, G., Sanz-Forcada, J., Amado, P. J., Quirrenbach, A., Ribas, I., Reiners, A., Béjar, V. J. S., Casasayas-Barris, N., Cortés-Contreras, M., Dreizler, S., Guenther, E. W., Henning, T., Jeffers, S. V., Kaminski, A., Kürster, M., Lafarga, M., Lara, L. M., Molaverdikhani, K., Montes, D., Morales, J. C., Sánchez-López, A., Seifert, W., Zapatero Osorio, M. R., and Zechmeister, M. (2018). Detection of He I λ 10830 Å absorption on HD 189733 b with CARMENES high-resolution transmission spectroscopy. , 620:A97.

- Salz, M., Schneider, P. C., Czesla, S., and Schmitt, J. H. M. M. (2015). High-energy irradiation and mass loss rates of hot Jupiters in the solar neighborhood. , 576:A42.
- Sánchez-López, A., Alonso-Floriano, F. J., López-Puertas, M., Snellen, I. A. G., Funke, B., Nagel, E., Bauer, F. F., Amado, P. J., Caballero, J. A., Czesla, S., Nortmann, L., Pallé, E., Salz, M., Reiners, A., Ribas, I., Quirrenbach, A., Anglada-Escudé, G., Béjar, V. J. S., Casasayas-Barris, N., Galadí-Enríquez, D., Guenther, E. W., Henning, T., Kaminski, A., Kürster, M., Lampón, M., Lara, L. M., Montes, D., Morales, J. C., Stangret, M., Tal-Or, L., Sanz-Forcada, J., Schmitt, J. H. M. M., Zapatero Osorio, M. R., and Zechmeister, M. (2019). Water vapor detection in the transmission spectra of HD 209458 b with the CARMENES NIR channel. , 630:A53.
- Santos, N. C., Adibekyan, V., Dorn, C., Mordasini, C., Noack, L., Barros, S. C. C., Delgado-Mena, E., Demangeon, O., Faria, J. P., Israelian, G., and Sousa, S. G. (2017). Constraining planet structure and composition from stellar chemistry: trends in different stellar populations. , 608:A94.
- Santos, N. C., Israelian, G., and Mayor, M. (2001). The metal-rich nature of stars with planets. , 373:1019–1031.
- Santos, N. C., Israelian, G., and Mayor, M. (2004). Spectroscopic [Fe/H] for 98 extra-solar planet-host stars. Exploring the probability of planet formation. , 415:1153–1166.
- Schneider, A. D. and Bitsch, B. (2021a). How drifting and evaporating pebbles shape giant planets. I. Heavy element content and atmospheric C/O. , 654:A71.
- Schneider, A. D. and Bitsch, B. (2021b). How drifting and evaporating pebbles shape giant planets. II. Volatiles and refractories in atmospheres. , 654:A72.
- Schulze, J. G., Wang, J., Johnson, J. A., Gaudi, B. S., Unterborn, C. T., and Panero, W. R. (2021). On the Probability That a Rocky Planet’s Composition Reflects Its Host Star. , 2(3):113.
- Schweitzer, A., Passegger, V. M., Cifuentes, C., Béjar, V. J. S., Cortés-Contreras, M., Caballero, J. A., del Burgo, C., Czesla, S., Kürster, M., Montes, D., Zapatero Osorio, M. R., Ribas, I., Reiners, A., Quirrenbach, A., Amado, P. J., Aceituno, J., Anglada-Escudé, G., Bauer, F. F., Dreizler, S., Jeffers, S. V., Guenther, E. W., Henning, T., Kaminski, A., Lafarga, M., Marfil, E., Morales, J. C., Schmitt, J. H. M. M., Seifert, W., Solano, E., Tabernero, H. M., and Zechmeister, M. (2019). The CARMENES search for exoplanets around M dwarfs. Different roads to radii and masses of the target stars. , 625:A68.
- Shields, A. L., Ballard, S., and Johnson, J. A. (2016). The habitability of planets orbiting M-dwarf stars. , 663:1.
- Showman, A. P. and Polvani, L. M. (2011). Equatorial Superrotation on Tidally Locked Exoplanets. , 738(1):71.
- Smith, V. V., Bizyaev, D., Cunha, K., Shetrone, M. D., Souto, D., Allende Prieto, C., Masseron, T., Mészáros, S., Jönsson, H., Hasselquist, S., Osorio, Y., García-Hernández, D. A., Plez, B., Beaton, R. L., Holtzman, J., Majewski, S. R., Stringfellow, G. S., and Sobeck, J. (2021). The APOGEE Data Release 16 Spectral Line List. , 161(6):254.

- Sousa, S. G., Adibekyan, V., Delgado-Mena, E., Santos, N. C., Rojas-Ayala, B., Soares, B. M. T. B., Legoinha, H., Ulmer-Moll, S., Camacho, J. D., Barros, S. C. C., Demangeon, O. D. S., Hoyer, S., Israelian, G., Mortier, A., Tsantaki, M., and Monteiro, M. A. (2021). SWEET-Cat 2.0: The Cat just got SWEETer. Higher quality spectra and precise parallaxes from Gaia eDR3. , 656:A53.
- Souto, D., Allende Prieto, C., Cunha, K., Pinsonneault, M., Smith, V. V., Garcia-Dias, R., Bovy, J., García-Hernández, D. A., Holtzman, J., Johnson, J. A., Jönsson, H., Majewski, S. R., Shetrone, M., Sobeck, J., Zamora, O., Pan, K., and Nitschelm, C. (2019). Chemical Abundances of Main-sequence, Turnoff, Subgiant, and Red Giant Stars from APOGEE Spectra. II. Atomic Diffusion in M67 Stars. , 874(1):97.
- Souto, D., Cunha, K., García-Hernández, D. A., Zamora, O., Allende Prieto, C., Smith, V. V., Mahadevan, S., Blake, C., Johnson, J. A., Jönsson, H., Pinsonneault, M., Holtzman, J., Majewski, S. R., Shetrone, M., Teske, J., Nidever, D., Schiavon, R., Sobeck, J., García Pérez, A. E., Gómez Maqueo Chew, Y., and Stassun, K. (2017). Chemical Abundances of M-dwarfs from the APOGEE Survey. I. The Exoplanet Hosting Stars Kepler-138 and Kepler-186. , 835(2):239.
- Souto, D., Cunha, K., and Smith, V. V. (2021). A Metallicity Study of F, G, K, and M Dwarfs in the Coma Berenices Open Cluster from the APOGEE Survey. , 917(1):11.
- Souto, D., Cunha, K., Smith, V. V., Allende Prieto, C., Burgasser, A., Covey, K., García-Hernández, D. A., Holtzman, J. A., Johnson, J. A., Jönsson, H., Mahadevan, S., Majewski, S. R., Masseron, T., Shetrone, M., Rojas-Ayala, B., Sobeck, J., Stassun, K. G., Terrien, R., Teske, J., Wanderley, F., and Zamora, O. (2020). Stellar Characterization of M Dwarfs from the APOGEE Survey: A Calibrator Sample for M-dwarf Metallicities. , 890(2):133.
- Souto, D., Cunha, K., Smith, V. V., Allende Prieto, C., Covey, K., García-Hernández, D. A., Holtzman, J. A., Jönsson, H., Mahadevan, S., Majewski, S. R., Masseron, T., Pinsonneault, M., Schneider, D. P., Shetrone, M., Stassun, K. G., Terrien, R., Zamora, O., Stringfellow, G. S., Lane, R. R., Nitschelm, C., and Rojas-Ayala, B. (2022). Detailed Chemical Abundances for a Benchmark Sample of M Dwarfs from the APOGEE Survey. , 927(1):123.
- Souto, D., Unterborn, C. T., Smith, V. V., Cunha, K., Teske, J., Covey, K., Rojas-Ayala, B., García-Hernández, D. A., Stassun, K., Zamora, O., Masseron, T., Johnson, J. A., Majewski, S. R., Jönsson, H., Gilhool, S., Blake, C., and Santana, F. (2018). Stellar and Planetary Characterization of the Ross 128 Exoplanetary System from APOGEE Spectra. , 860(1):L15.
- Stefánsson, G., Mahadevan, S., Petrovich, C., Winn, J. N., Kanodia, S., Millholland, S. C., Maney, M., Cañas, C. I., Wisniewski, J., Robertson, P., Ninan, J. P., Ford, E. B., Bender, C. F., Blake, C. H., Cegla, H., Cochran, W. D., Diddams, S. A., Dong, J., Endl, M., Fredrick, C., Halverson, S., Hearty, F., Hebb, L., Hirano, T., Lin, A. S. J., Logsdon, S. E., Lubar, E., McElwain, M. W., Metcalf, A. J., Monson, A., Rajagopal, J., Ramsey, L. W., Roy, A., Schwab, C., Schweiker, H., Terrien, R. C., and Wright, J. T. (2022). The Warm Neptune GJ 3470b Has a Polar Orbit. , 931(2):L15.
- Stevenson, K. B., Harrington, J., Nymeyer, S., Madhusudhan, N., Seager, S., Bowman, W. C., Hardy, R. A., Deming, D., Rauscher, E., and Lust, N. B. (2010). Possible thermochemical disequilibrium in the atmosphere of the exoplanet GJ 436b. , 464(7292):1161–1164.

- Sun, Q. (2026). JWST Exoplanetary Worlds and Elemental Survey (JEWELS). I. High-precision Chemical Abundances of 20 FGK Planet-hosting Stars from JWST Cycle 2. , 282(2):37.
- Teske, J. K. (2024). The Star–Planet Composition Connection. , 62(1):333–368.
- Teske, J. K., Cunha, K., Smith, V. V., Schuler, S. C., and Griffith, C. A. (2014). C/O Ratios of Stars with Transiting Hot Jupiter Exoplanets. , 788(1):39.
- Thiabaud, A., Marboeuf, U., Alibert, Y., Laya, I., and Mezger, K. (2015). Elemental ratios in stars vs planets. , 580:A30.
- Torres, G., Winn, J. N., and Holman, M. J. (2008). Improved Parameters for Extrasolar Transiting Planets. , 677(2):1324–1342.
- Tsuji, T., Nakajima, T., and Takeda, Y. (2015). Near-infrared spectroscopy of m dwarfs. ii. h₂o molecule as an abundance indicator of oxygen†. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 67(2):26.
- Turner, J. D., Pearson, K. A., Biddle, L. I., Smart, B. M., Zellem, R. T., Teske, J. K., Hardegree-Ullman, K. K., Griffith, C. C., Leiter, R. M., Cates, I. T., Nieberding, M. N., Smith, C.-T. W., Thompson, R. M., Hofmann, R., Berube, M. P., Nguyen, C. H., Small, L. C., Guvenen, B. C., Richardson, L., McGraw, A., Raphael, B., Crawford, B. E., Robertson, A. N., Tombleson, R., Carleton, T. M., Towner, A. P. M., Walker-LaFollette, A. M., Hume, J. R., Watson, Z. T., Jones, C. K., Lichtenberger, M. J., Hoglund, S. R., Cook, K. L., Crossen, C. A., Jorgensen, C. R., Romine, J. M., Thompson, A. R., Villegas, C. F., Wilson, A. A., Sanford, B., Taylor, J. M., and Henz, T. N. (2016). Ground-based near-UV observations of 15 transiting exoplanets: constraints on their atmospheres and no evidence for asymmetrical transits. , 459(1):789–819.
- Turrini, D., Schisano, E., Fonte, S., Molinari, S., Politi, R., Fedele, D., Panić, O., Kama, M., Changeat, Q., and Tinetti, G. (2021). Tracing the Formation History of Giant Planets in Protoplanetary Disks with Carbon, Oxygen, Nitrogen, and Sulfur. , 909(1):40.
- Unterborn, C. T., Johnson, J. A., and Panero, W. R. (2015). Thorium Abundances in Solar Twins and Analogs: Implications for the Habitability of Extrasolar Planetary Systems. , 806(1):139.
- Unterborn, C. T. and Panero, W. R. (2017). The Effects of Mg/Si on the Exoplanetary Refractory Oxygen Budget. , 845(1):61.
- Van Der Walt, S., Colbert, S. C., and Varoquaux, G. (2011). The NumPy Array: A Structure for Efficient Numerical Computation. *Computing in Science and Engineering*, 13(2):22–30.
- Wanderley, F., Cunha, K., Kochukhov, O., Smith, V. V., Souto, D., Cao, L., Covey, K., Majewski, S. R., Martinez, C., Muirhead, P. S., Pinsonneault, M., Allende Prieto, C., and Stassun, K. G. (2024). Magnetic Fields in M-dwarf Members of the Pleiades Open Cluster Using APOGEE Spectra. , 971(1):112.
- Wanderley, F., Cunha, K., Souto, D., Smith, V. V., Cao, L., Pinsonneault, M., Allende Prieto, C., Covey, K., Masseron, T., Pascucci, I., Stassun, K. G., Terrien, R., Bergsten, G. J., Bizyaev, D., Fernández-Trincado, J. G., Jönsson, H., Hasselquist, S., Holtzman, J. A., Lane, R. R., Mahadevan, S., Majewski, S. R., Minniti, D., Pan, K., Serna, J., Sobeck, J., and Stringfellow,

- G. S. (2023). Stellar Characterization and Radius Inflation of Hyades M-dwarf Stars from the APOGEE Survey. , 951(2):90.
- Wilson, R. F., Teske, J., Majewski, S. R., Cunha, K., Smith, V., Souto, D., Bender, C., Mahadevan, S., Troup, N., Allende Prieto, C., Stassun, K. G., Skrutskie, M. F., Almeida, A., García-Hernández, D. A., Zamora, O., and Brinkmann, J. (2018). Elemental Abundances of Kepler Objects of Interest in APOGEE. I. Two Distinct Orbital Period Regimes Inferred from Host Star Iron Abundances. , 155(2):68.
- Xu, S., Dufour, P., Klein, B., Melis, C., Monson, N. N., Zuckerman, B., Young, E. D., and Jura, M. A. (2019). Compositions of Planetary Debris around Dusty White Dwarfs. , 158(6):242.
- Yee, S. W., Petigura, E. A., and von Braun, K. (2017). Precision Stellar Characterization of FGKM Stars using an Empirical Spectral Library. , 836(1):77.
- Zeng, L., Jacobsen, S. B., Sasselov, D. D., Petaev, M. I., Vanderburg, A., Lopez-Morales, M., Perez-Mercader, J., Mattsson, T. R., Li, G., Heising, M. Z., Bonomo, A. S., Damasso, M., Berger, T. A., Cao, H., Levi, A., and Wordsworth, R. D. (2019). Growth model interpretation of planet size distribution. *Proceedings of the National Academy of Science*, 116(20):9723–9728.
- Zhang, M., Bean, J. L., Hu, R., Ih, J., and Mansfield, M. (2023). Mapping the atmosphere or surface of a hot ultra-short-period super Earth. JWST Proposal. Cycle 2, ID. #3784.
- Zieba, S., Zilinskas, M., Kreidberg, L., Nguyen, T. G., Miguel, Y., Cowan, N. B., Pierrehumbert, R., Carone, L., Dang, L., Hammond, M., Loudon, T., Lupu, R., Malavolta, L., and Stevenson, K. B. (2022). K2 and Spitzer phase curves of the rocky ultra-short-period planet K2-141 b hint at a tenuous rock vapor atmosphere. , 664:A79.
- Zuckerman, B., Melis, C., Klein, B., Koester, D., and Jura, M. (2010). Ancient Planetary Systems are Orbiting a Large Fraction of White Dwarf Stars. , 722(1):725–736.

APÊNDICES



Atlas de Incertezas e Linhas Espectrais

Este Apêndice apresenta as tabelas referentes ao Atlas de incertezas e às linhas espectrais associadas às abundâncias químicas analisadas nesta Tese e apresentadas no capítulo 3. O Atlas foi construído com base nas incertezas associadas às variações dos parâmetros atmosféricos estelares, do SNR e da definição do pseudocontínuo.

Tabela A.1: Sensibilidade da abundância às mudanças nos parâmetros atmosféricos estelares.

Elemento	T_{eff} (K)				$\log g$ (dex)				$[\text{Fe}/\text{H}]$ (dex)				ξ (km/s)			
	+100	+50	-50	-100	+0,20	+0,10	-0,10	-0,20	+0,20	+0,10	-0,10	-0,20	+0,50	+0,25	-0,25	-0,50
<i>Assumindo $T_{\text{eff}} = 3900$ K</i>																
Fe (FeI)	-0,17	-0,09	0,09	0,18	0,18	0,09	-0,09	-0,17	-0,01	-0,01	0,03	0,05	0,00	0,00	0,00	0,00
Fe (FeH)	0,03	0,01	-0,01	-0,03	0,05	0,03	-0,03	-0,05	0,09	0,04	-0,05	-0,10	-0,03	-0,01	0,01	0,02
C	0,06	0,00	0,00	0,00	0,03	0,02	-0,01	-0,01	0,18	0,09	-0,07	0,02	0,01	0,01	0,00	0,00
O (H ₂ O)	0,1	0,07	-0,02	-0,04	0,00	0,00	0,00	0,00	0,20	0,14	-0,10	-0,21	0,00	0,00	0,00	0,00
O (OH)	0,00	0,00	-0,01	-0,01	0,02	0,01	-0,02	-0,06	0,05	0,00	-0,09	-0,17	-0,02	-0,01	0,01	0,01
Na	-0,20	-0,02	0,00	-0,01	0,15	0,06	-0,04	-0,27	-0,13	-0,18	0,07	0,11	0,00	0,00	0,01	0,00
Mg	-0,30	-0,14	0,12	0,22	0,17	0,09	-0,11	-0,24	-0,11	-0,05	0,03	0,03	0,00	0,00	0,00	0,00
Al	-0,08	-0,03	0,04	0,06	0,06	0,04	-0,04	-0,09	-0,03	-0,01	0,00	-0,01	0,00	0,00	0,01	0,01
Si	-0,24	-0,13	0,12	0,22	0,21	0,11	-0,12	-0,23	-0,05	-0,03	0,03	0,04	-0,01	-0,01	0,00	0,00
K	0,00	-0,01	0,00	0,01	0,05	0,02	-0,03	-0,06	-0,02	-0,02	0,02	0,04	-0,01	0,00	0,00	0,00
Ca	-0,03	-0,02	0,01	0,02	0,09	0,05	-0,06	-0,13	-0,08	-0,04	0,03	0,07	-0,01	0,00	0,00	0,00
Ti	-0,01	0,00	0,02	0,02	0,09	0,05	-0,04	-0,08	0,02	0,01	0,01	0,00	-0,01	0,00	0,01	0,02
V	0,04	0,02	-0,01	-0,03	0,13	0,08	-0,04	-0,08	0,09	0,03	0,02	0,01	0,00	0,00	0,00	0,00
Cr	-0,11	-0,06	0,08	0,15	0,17	0,09	-0,08	-0,13	0,01	-0,01	0,06	0,08	0,00	0,00	0,00	0,00
Mn	-0,14	-0,07	0,08	0,16	0,17	0,09	-0,08	-0,15	0,01	-0,01	0,04	0,07	0,00	0,00	0,00	0,00
Ni	-0,06	-0,01	0,21	0,26	0,43	0,29	-0,14	-0,27	-0,15	-0,08	0,27	0,29	-0,01	0,00	0,01	0,01
<i>Assumindo $T_{\text{eff}} = 3800$ K</i>																
Fe (FeI)	-0,16	-0,09	0,11	0,19	0,19	0,10	-0,09	-0,17	0,00	-0,01	0,04	0,07	0,00	0,00	0,00	0,00
Fe (FeH)	0,04	0,02	-0,02	-0,03	0,04	0,02	-0,03	-0,05	0,10	0,05	-0,06	-0,11	-0,04	-0,02	0,01	0,03
C	0,01	0,01	-0,07	-0,07	0,06	0,03	-0,02	-0,05	0,12	0,03	-0,05	-0,13	-0,01	0,00	0,01	0,00
O (H ₂ O)	0,06	0,03	-0,02	-0,04	0,00	0,01	0,01	0,01	0,30	0,25	-0,10	-0,20	0,01	0,01	0,01	0,01
O (OH)	0,00	0,00	0,00	0,00	0,02	0,01	-0,02	-0,06	0,06	0,00	-0,09	-0,17	-0,02	-0,01	0,01	0,01
Na	-0,15	-0,13	0,06	0,07	0,18	0,10	-0,17	-0,20	-0,04	-0,10	0,13	0,14	-0,13	-0,13	0,00	0,00
Mg	-0,26	-0,13	0,13	0,23	0,17	0,09	-0,10	-0,20	-0,09	-0,04	0,04	0,05	0,00	0,00	0,00	0,00
Al	-0,10	-0,05	0,05	0,09	0,07	0,04	-0,04	-0,10	-0,03	-0,01	0,01	0,00	0,00	0,00	0,01	0,01
Si	-0,24	-0,12	0,15	0,27	0,23	0,12	-0,11	-0,22	-0,05	-0,02	0,06	0,09	0,00	0,00	0,01	0,01
K	0,02	0,01	0,00	0,00	0,04	0,02	-0,03	-0,05	-0,02	-0,01	0,02	0,04	0,00	0,00	0,00	0,00
Ca	-0,03	-0,02	0,02	0,03	0,10	0,05	-0,06	-0,12	-0,08	-0,03	0,04	0,08	0,00	0,00	0,00	0,00
Ti	-0,02	-0,02	0,01	0,02	0,08	0,04	-0,04	-0,08	0,02	0,01	0,00	-0,01	-0,02	-0,01	0,01	0,02
V	0,05	0,03	-0,02	-0,03	0,13	0,07	-0,04	-0,08	0,09	0,04	0,02	0,02	0,00	0,00	0,00	0,00
Cr	-0,10	-0,05	0,08	0,19	0,16	0,09	-0,06	-0,11	0,03	0,01	0,05	0,08	0,00	0,00	0,00	0,00
Mn	-0,12	-0,07	0,09	0,16	0,17	0,09	-0,08	-0,15	0,02	0,00	0,05	0,08	0,00	0,00	0,00	0,00

Tabela A.1 – continuação

Elemento	T_{eff} (K)					$\log g$ (dex)					$[\text{Fe}/\text{H}]$ (dex)					ξ (km/s)				
	+100	+50	-50	-100		+0,20	+0,10	-0,10	-0,20	-0,34	+0,20	+0,10	-0,10	-0,20	+0,50	+0,25	-0,25	-0,50		
Ni	0,08	-0,04	0,14	0,15		0,35	0,24	-0,19	-0,34	-0,13	-0,16	-0,16	0,25	0,22	-0,11	-0,07	0,02	0,05		
<i>Assumindo $T_{\text{eff}} = 3700$ K</i>																				
Fe (FeI)	-0,11	-0,06	0,09	0,20		0,19	0,10	-0,08	-0,15	0,03	0,01	0,06	0,10	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00		
Fe (FeH)	0,05	0,02	-0,02	-0,04		0,03	0,01	-0,02	-0,04	0,11	0,05	-0,06	-0,12	-0,05	-0,05	-0,03	0,02	0,04		
C	0,02	0,01	-0,01	0,00		0,04	0,02	-0,03	-0,05	0,11	0,01	-0,07	-0,15	0,00	0,00	0,00	-0,01	-0,01		
O (H ₂ O)	0,09	0,04	-0,03	-0,06		-0,01	-0,01	0,00	0,00	0,30	0,24	-0,11	-0,21	0,11	0,11	-0,01	0,00	0,00		
O (OH)	0,00	0,00	0,00	0,00		0,02	0,01	-0,01	-0,04	0,06	0,01	-0,08	-0,17	-0,02	-0,02	-0,01	0,01	0,02		
Na	0,01	0,00	-0,01	-0,02		0,12	0,03	-0,02	-0,04	0,24	0,08	0,07	0,16	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00		
Mg	-0,24	-0,13	0,12	0,22		0,15	0,08	-0,08	-0,17	-0,06	-0,03	0,03	0,04	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00		
Al	-0,11	-0,05	0,04	0,09		0,06	0,03	-0,04	-0,09	-0,03	-0,01	0,00	0,00	-0,01	-0,01	0,00	0,00	0,00		
Si	-0,27	-0,14	0,13	0,27		0,23	0,13	-0,12	-0,23	-0,08	-0,04	0,07	0,09	0,03	0,00	0,00	0,01	0,01		
K	0,05	0,03	-0,01	-0,01		0,03	0,02	-0,01	-0,02	0,00	0,00	0,02	0,03	0,00	0,00	0,00	0,01	0,01		
Ca	-0,04	-0,01	0,02	0,04		0,10	0,05	-0,06	-0,12	-0,07	-0,03	0,04	0,08	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00		
Ti	-0,02	-0,01	0,01	0,02		0,07	0,04	-0,04	-0,08	0,04	0,01	-0,01	-0,03	-0,02	-0,02	-0,01	0,01	0,01		
V	0,09	0,05	-0,02	-0,03		0,12	0,07	-0,05	-0,09	0,10	0,04	0,02	0,01	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00		
Cr	-0,12	-0,06	0,09	0,17		0,17	0,09	-0,07	-0,12	0,03	0,00	0,06	0,07	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00		
Mn	-0,08	-0,05	0,06	0,14		0,16	0,08	-0,07	-0,13	0,04	0,01	0,05	0,08	0,00	0,00	0,00	-0,01	0,00		
Ni	0,35	0,08	0,21	0,23		0,31	0,23	-0,06	0,01	0,23	-0,05	0,21	0,26	0,00	0,00	0,00	0,01	0,01		
<i>Assumindo $T_{\text{eff}} = 3600$ K</i>																				
Fe (FeI)	-0,12	-0,06	0,08	0,17		0,18	0,08	-0,06	-0,13	0,05	0,02	0,06	0,10	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00		
Fe (FeH)	0,06	0,03	-0,02	-0,03		0,03	0,01	-0,01	-0,02	0,13	0,07	-0,07	-0,13	-0,05	-0,05	-0,02	0,02	0,04		
C	0,02	0,01	-0,01	-0,02		0,03	0,02	-0,02	-0,05	0,08	-0,01	-0,08	-0,16	0,00	0,00	0,00	0,00	-0,01		
O (H ₂ O)	0,08	0,04	-0,03	-0,06		-0,01	0,00	0,00	0,00	0,02	0,10	-0,10	-0,32	0,00	0,00	-0,01	0,00	0,00		
O (OH)	-0,01	0,00	0,00	0,00		0,01	0,01	-0,02	-0,05	0,06	0,00	-0,09	-0,18	-0,02	-0,02	-0,01	0,00	0,01		
Na	-0,02	-0,01	-0,01	-0,04		0,08	0,02	-0,01	-0,02	0,20	0,09	-0,01	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00		
Mg	-0,21	-0,11	0,11	0,20		0,13	0,07	-0,08	-0,16	-0,04	-0,03	0,02	0,02	-0,01	-0,01	-0,01	0,00	0,00		
Al	-0,13	-0,05	0,06	0,10		0,07	0,03	-0,04	-0,08	-0,01	0,00	0,00	-0,01	0,00	0,00	0,00	0,00	0,01		
Si	-0,27	-0,13	0,16	0,27		0,21	0,11	-0,11	-0,20	-0,02	-0,01	0,04	0,05	-0,02	-0,02	-0,01	0,01	0,02		
K	0,06	0,03	-0,03	-0,04		0,00	0,00	-0,01	-0,02	0,00	0,00	0,00	0,01	-0,01	-0,01	-0,01	0,00	0,00		
Ca	-0,05	-0,02	0,02	0,04		0,10	0,05	-0,05	-0,11	-0,06	-0,03	0,04	0,08	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00		
Ti	-0,03	-0,01	0,02	0,04		0,04	0,02	-0,02	-0,04	0,07	0,03	-0,03	-0,07	-0,01	-0,01	0,00	0,01	0,03		
V	0,10	0,05	-0,02	-0,03		0,13	0,08	-0,05	-0,09	0,11	0,06	0,04	0,02	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00		
Mn	0,11	0,03	0,01	0,02		0,14	0,06	-0,05	-0,09	0,14	0,07	0,07	0,14	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00		

Tabela A.1 – continuação

Elemento	$T_{\text{eff}} \text{ (K)}$				$\log g \text{ (dex)}$				$[\text{Fe}/\text{H}] \text{ (dex)}$				$\xi \text{ (km/s)}$			
	+100	+50	-50	-100	+0,20	+0,10	-0,10	-0,20	+0,20	+0,10	-0,10	-0,20	+0,50	+0,25	-0,25	-0,50
<i>Assumindo $T_{\text{eff}} = 3500 \text{ K}$</i>																
Fe (FeI)	-0,18	-0,09	0,09	0,19	0,09	0,05	-0,07	-0,12	0,00	0,00	-0,01	0,00	0,00	0,00	0,00	-0,01
Fe (FeH)	0,07	0,03	-0,03	-0,06	0,02	0,01	-0,01	-0,01	0,15	0,07	-0,07	-0,15	-0,05	-0,03	0,02	0,05
C	0,01	0,00	-0,01	-0,03	0,01	0,00	-0,02	-0,03	0,06	-0,02	-0,09	-0,18	0,00	0,00	-0,01	-0,01
O (H_2O)	0,07	0,03	-0,03	-0,06	0,00	0,00	-0,01	-0,15	0,02	-0,04	-0,10	-0,20	-0,15	-0,01	0,00	0,00
O (OH)	-0,01	0,00	0,00	0,01	0,02	0,01	-0,04	-0,07	0,06	0,01	-0,08	-0,19	-0,04	-0,02	0,01	0,02
Na	-0,03	-0,01	0,03	0,06	0,05	0,02	0,00	-0,01	0,19	0,09	-0,06	-0,08	0,01	0,01	0,00	0,00
Mg	-0,20	-0,11	0,10	0,20	0,14	0,07	-0,08	-0,15	-0,03	-0,02	0,01	0,02	0,00	0,00	0,00	0,00
Al	-0,14	-0,07	0,06	0,11	0,07	0,04	-0,04	-0,08	0,00	0,00	0,00	-0,02	0,00	0,00	0,01	0,01
Si	-0,29	-0,15	0,19	0,30	0,27	0,14	-0,10	-0,20	-0,05	-0,02	0,06	0,09	-0,01	-0,01	0,02	0,03
K	0,07	0,04	-0,03	-0,06	-0,02	-0,01	0,00	0,00	0,01	0,00	0,00	-0,01	-0,01	-0,01	0,00	0,00
Ca	-0,07	-0,03	0,02	0,04	0,11	0,05	-0,05	-0,11	-0,06	-0,03	0,03	0,07	-0,01	0,00	0,00	0,00
Ti	-0,03	-0,01	0,02	0,03	0,03	0,02	-0,02	-0,04	0,07	0,03	-0,05	-0,10	-0,01	-0,01	0,01	0,02
V	0,10	0,05	-0,04	-0,06	0,16	0,08	-0,07	-0,12	0,12	0,06	0,02	0,04	0,00	0,00	0,00	0,00
Mn	0,13	0,08	-0,02	-0,04	0,09	0,04	-0,03	-0,07	0,26	0,11	0,03	0,14	0,00	0,00	0,01	0,01
<i>Assumindo $T_{\text{eff}} = 3400 \text{ K}$</i>																
Fe (FeI)	-0,18	-0,09	0,10	0,19	0,11	0,05	-0,06	-0,11	0,00	0,00	0,01	0,02	0,00	0,00	0,00	-0,01
Fe (FeH)	0,07	0,04	-0,03	-0,06	0,01	0,00	0,00	0,00	0,15	0,09	-0,07	-0,15	-0,06	-0,03	0,03	0,06
C	0,01	0,01	0,00	-0,01	0,02	0,01	0,00	-0,01	0,06	-0,03	-0,09	-0,18	0,00	0,00	0,00	0,00
O (H_2O)	0,06	0,03	-0,03	-0,05	0,00	0,00	-0,01	-0,01	0,16	0,09	-0,09	-0,19	0,00	0,00	0,00	0,00
O (OH)	-0,02	-0,01	0,00	0,02	0,03	0,02	-0,02	-0,08	0,06	-0,01	-0,08	-0,18	-0,03	-0,01	0,01	0,02
Na	-0,01	-0,03	0,03	0,05	0,04	0,01	-0,07	-0,08	0,04	0,00	-0,07	-0,11	0,01	0,01	-0,04	-0,03
Mg	-0,17	-0,09	0,10	0,21	0,15	0,07	-0,07	-0,14	-0,01	0,00	0,01	0,02	0,00	0,00	-0,01	-0,01
Al	-0,13	-0,06	0,08	0,15	0,08	0,04	-0,03	-0,07	0,02	0,01	-0,01	-0,03	0,00	0,00	0,01	0,02
Si	-0,21	-0,18	0,20	0,33	0,33	0,18	-0,15	-0,24	-0,10	-0,06	0,09	0,15	-0,03	-0,02	0,01	0,03
K	0,10	0,06	-0,03	-0,07	-0,02	-0,01	0,02	0,03	0,03	0,02	-0,01	-0,02	0,00	0,00	0,01	0,01
Ca	-0,10	-0,04	0,04	0,06	0,13	0,06	-0,06	-0,13	-0,06	-0,03	0,03	0,06	0,00	0,00	0,00	0,00
Ti	-0,03	-0,01	0,02	0,04	0,03	0,02	-0,01	-0,03	0,07	0,04	-0,06	-0,12	-0,01	0,00	0,01	0,02
<i>Assumindo $T_{\text{eff}} = 3300 \text{ K}$</i>																
Fe (FeH)	0,08	0,04	-0,03	-0,06	0,00	0,00	0,00	0,01	0,17	0,08	-0,50	-0,16	-0,06	-0,03	0,03	0,06
C	0,01	0,01	0,00	0,00	0,02	0,01	0,00	0,00	0,06	-0,02	-0,08	-0,17	0,00	0,00	0,01	0,01
O (H_2O)	0,05	0,02	-0,03	-0,05	0,01	0,00	0,00	-0,01	0,14	0,09	-0,10	-0,19	0,00	0,00	0,00	0,00
O (OH)	-0,01	-0,01	0,01	0,02	0,02	0,01	-0,02	-0,07	0,06	0,01	-0,09	-0,17	-0,02	-0,01	0,01	0,02

Tabela A.1 – continuação

Elemento	T_{eff} (K)			$\log g$ (dex)			$[\text{Fe}/\text{H}]$ (dex)			ξ (km/s)						
	+100	+50	-50	-100	+0,20	+0,10	-0,10	-0,20	+0,20	+0,10	-0,10	-0,20	+0,50	+0,25	-0,25	-0,50
Na	0,02	0,01	-0,02	0,08	0,06	0,02	-0,02	-0,04	0,08	0,04	-0,03	0,19	-0,02	-0,01	0,00	0,01
Mg	-0,15	-0,08	0,10	0,22	0,16	0,08	-0,06	-0,12	0,02	0,01	0,02	0,03	0,00	0,00	0,00	0,00
Al	-0,14	-0,06	0,07	0,14	0,08	0,04	-0,04	-0,08	0,02	0,00	-0,02	-0,04	0,00	0,00	0,01	0,01
Si	-0,08	-0,09	0,35	0,51	0,63	0,35	-0,09	-0,10	-0,03	-0,05	0,25	0,43	-0,01	0,00	0,00	-0,01
K	0,11	0,05	-0,04	-0,10	-0,06	-0,03	0,02	0,04	0,03	0,02	-0,03	-0,05	-0,01	0,00	0,00	0,00
Ca	-0,12	-0,06	0,05	0,09	0,14	0,07	-0,08	-0,15	-0,05	-0,03	0,02	0,06	0,00	-0,01	0,00	0,00
Ti	-0,04	-0,01	0,02	0,04	0,03	0,01	-0,01	-0,03	0,08	0,04	-0,07	-0,15	-0,01	0,00	0,01	0,02
<i>Assumindo $T_{\text{eff}} = 3200$ K</i>																
Fe (FeH)	0,09	0,05	-0,03	-0,06	0,00	0,00	0,01	0,02	0,18	0,09	-0,08	-0,17	-0,07	-0,03	0,03	0,06
C	0,02	0,01	0,00	0,00	0,01	0,01	0,01	0,00	0,08	0,01	-0,09	-0,18	0,01	0,01	0,01	0,01
O (H ₂ O)	0,05	0,03	-0,03	-0,05	0,00	0,00	0,00	0,00	0,13	0,07	-0,10	-0,19	0,00	0,00	0,00	0,00
O (OH)	0,00	0,00	0,00	-0,01	0,00	0,00	-0,01	-0,07	0,07	0,01	-0,10	-0,18	-0,01	-0,01	0,01	0,01
Na	0,03	0,01	-0,02	-0,03	0,04	0,01	-0,02	-0,04	0,54	0,05	-0,04	-0,02	-0,02	-0,01	0,00	0,00
Mg	-0,14	-0,07	0,08	0,18	0,16	0,07	-0,07	-0,13	0,03	0,01	0,00	0,03	-0,01	-0,01	-0,01	-0,01
Al	-0,15	-0,08	0,07	0,13	0,07	0,04	-0,06	-0,11	0,00	0,00	-0,03	-0,07	-0,02	-0,02	0,00	0,00
Si	0,75	0,00	0,52	0,75	-0,06	-0,03	0,04	0,53	0,10	0,04	-0,15	-0,29	0,02	0,01	-0,02	-0,04
K	0,13	0,06	-0,07	-0,12	-0,08	-0,04	0,03	0,05	0,03	0,02	-0,05	-0,10	-0,02	-0,01	0,00	0,00
Ca	-0,16	-0,08	0,06	0,11	0,15	0,07	-0,10	-0,17	-0,06	-0,03	0,01	0,04	-0,02	-0,02	-0,01	-0,02
Ti	-0,02	-0,01	0,02	0,04	0,01	0,01	0,00	-0,02	0,08	0,04	-0,08	-0,18	-0,01	0,00	0,00	0,01

Tabela A.2: Incertezas devido a mudanças no sinal-ruído (SNR).

SNR	4000K	3900K	3800K	3700K	3600K	3500K	3400K	3300K	3200K
<i>A(Fe) a partir de linhas de Fe I</i>									
40	0,03	0,03	0,03	0,06	0,07	0,10	0,10	0,14	0,20
60	0,02	0,02	0,02	0,04	0,06	0,09	0,07	0,09	0,08
80	0,01	0,01	0,02	0,02	0,04	0,08	0,04	0,06	0,06
100	0,01	0,01	0,01	0,02	0,04	0,07	0,04	0,04	0,05
120	0,01	0,01	0,01	0,02	0,05	0,05	0,03	0,07	0,05
140	0,01	0,01	0,01	0,02	0,05	0,05	0,03	0,05	0,04
160	0,01	0,01	0,01	0,01	0,03	0,05	0,03	0,05	0,04
180	0,01	0,01	0,01	0,01	0,03	0,04	0,02	0,04	0,04
200	0,01	0,01	0,01	0,01	0,04	0,03	0,02	0,03	0,04
220	0,00	0,01	0,01	0,01	0,04	0,04	0,03	0,03	0,03
240	0,00	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02	0,03	0,03
260	0,00	0,00	0,01	0,01	0,02	0,01	0,02	0,03	0,03
280	0,00	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02	0,02	0,03	0,03
300+	0,00	0,00	0,00	0,01	0,02	0,01	0,02	0,03	0,02
<i>A(Fe) a partir de linhas de FeH</i>									
40	0,03	0,03	0,04	0,04	0,04	0,03	0,03	0,03	0,03
60	0,03	0,02	0,03	0,02	0,03	0,03	0,02	0,02	0,02
80	0,02	0,02	0,02	0,01	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02
100	0,02	0,02	0,01	0,01	0,02	0,02	0,02	0,02	0,01
120	0,01	0,02	0,02	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
140	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
160	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
180	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
200	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
220	0,01	0,01	0,01	0,01	0,00	0,01	0,01	0,01	0,01
240	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,00	0,00	0,01	0,01
260	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,00	0,01	0,01	0,01
280	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
300+	0,01	0,01	0,00	0,01	0,01	0,00	0,01	0,00	0,01
<i>A(O) a partir de linhas de OH</i>									
40	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02	0,01	0,02	0,04
60	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02	0,02
80	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01

Continua na próxima página

Tabela A.2 – continuação

SNR	4000K	3900K	3800K	3700K	3600K	3500K	3400K	3300K	3200K
100	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
120	0,01	0,00	0,00	0,00	0,00	0,01	0,01	0,01	0,01
140	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,01	0,01	0,01	0,01
160	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,01	0,01
180	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,01	0,01
200	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,01	0,01
220	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,01
240	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,01
260	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,01	0,00
280	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00
300+	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00
<i>A(O) a partir de linhas de H₂O</i>									
40	0,02	0,02	0,06	0,06	0,03	0,03	0,02	0,02	0,03
60	0,01	0,01	0,05	0,03	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02
80	0,01	0,01	0,03	0,03	0,02	0,01	0,01	0,02	0,01
100	0,01	0,01	0,03	0,02	0,02	0,01	0,01	0,01	0,01
120	0,01	0,01	0,04	0,02	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
140	0,01	0,01	0,02	0,02	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
160	0,01	0,01	0,02	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
180	0,00	0,00	0,02	0,01	0,01	0,01	0,00	0,01	0,01
200	0,00	0,00	0,02	0,01	0,01	0,01	0,00	0,01	0,01
220	0,00	0,00	0,01	0,01	0,01	0,00	0,00	0,01	0,00
240	0,00	0,00	0,01	0,01	0,01	0,00	0,00	0,01	0,00
260	0,00	0,00	0,01	0,01	0,01	0,00	0,01	0,00	0,00
280	0,00	0,00	0,01	0,01	0,01	0,00	0,00	0,00	0,00
300+	0,00	0,00	0,01	0,01	0,00	0,00	0,00	0,00	0,00
<i>A(C) a partir de linhas de CO</i>									
40	0,09	0,08	0,10	0,05	0,05	0,20	0,22	0,16	0,20
60	0,07	0,07	0,08	0,05	0,05	0,11	0,24	0,12	0,24
80	0,06	0,07	0,06	0,03	0,03	0,10	0,15	0,10	0,13
100	0,05	0,06	0,04	0,03	0,03	0,10	0,13	0,07	0,12
120	0,04	0,04	0,05	0,02	0,02	0,08	0,07	0,06	0,11
140	0,05	0,04	0,05	0,01	0,01	0,06	0,05	0,04	0,06
160	0,04	0,04	0,03	0,01	0,01	0,04	0,04	0,05	0,05
180	0,04	0,04	0,04	0,01	0,01	0,03	0,04	0,03	0,04

Continua na próxima página

Tabela A.2 – continuação

SNR	4000K	3900K	3800K	3700K	3600K	3500K	3400K	3300K	3200K
200	0,03	0,03	0,04	0,02	0,02	0,05	0,03	0,04	0,04
220	0,03	0,03	0,02	0,01	0,01	0,05	0,03	0,03	0,04
240	0,02	0,03	0,02	0,01	0,01	0,03	0,03	0,05	0,04
260	0,03	0,03	0,02	0,01	0,01	0,03	0,03	0,03	0,04
280	0,03	0,03	0,03	0,01	0,01	0,03	0,03	0,03	0,04
300+	0,02	0,03	0,02	0,01	0,01	0,03	0,03	0,04	0,03
<i>A(Na) a partir de linhas de Na I</i>									
40	0,16	0,13	0,23	0,26	0,22	0,10	0,15	0,84	0,28
60	0,09	0,12	0,08	0,19	0,12	0,08	0,13	0,26	0,20
80	0,07	0,11	0,09	0,13	0,11	0,09	0,11	0,16	0,14
100	0,07	0,06	0,06	0,12	0,07	0,05	0,03	0,14	0,12
120	0,02	0,06	0,06	0,10	0,06	0,05	0,03	0,12	0,11
140	0,02	0,08	0,02	0,06	0,06	0,03	0,02	0,12	0,08
160	0,01	0,02	0,05	0,07	0,05	0,04	0,03	0,11	0,04
180	0,01	0,02	0,02	0,07	0,04	0,03	0,03	0,09	0,06
200	0,02	0,01	0,02	0,03	0,05	0,02	0,02	0,09	0,04
220	0,01	0,02	0,01	0,04	0,03	0,02	0,02	0,09	0,01
240	0,01	0,01	0,01	0,05	0,03	0,02	0,02	0,08	0,01
260	0,01	0,01	0,01	0,01	0,03	0,02	0,01	0,01	0,01
280	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02	0,01	0,01	0,01
300+	0,01	0,01	0,01	0,03	0,03	0,02	0,01	0,01	0,01
<i>A(Mg) a partir de linhas de Mg I</i>									
40	0,04	0,06	0,05	0,06	0,07	0,06	0,07	0,10	0,14
60	0,04	0,03	0,05	0,04	0,04	0,04	0,05	0,09	0,08
80	0,03	0,03	0,02	0,02	0,03	0,03	0,04	0,08	0,05
100	0,02	0,02	0,03	0,01	0,02	0,02	0,04	0,04	0,05
120	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,03	0,04	0,04
140	0,01	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,03	0,03
160	0,01	0,02	0,01	0,02	0,01	0,02	0,02	0,03	0,03
180	0,01	0,01	0,02	0,01	0,01	0,02	0,02	0,02	0,03
200	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02	0,02	0,03
220	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02
240	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02	0,02
260	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02
280	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01

Continua na próxima página

Tabela A.2 – continuação

SNR	4000K	3900K	3800K	3700K	3600K	3500K	3400K	3300K	3200K
300+	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02
<i>A(Al) a partir de linhas de Al I</i>									
40	0,04	0,03	0,04	0,05	0,05	0,05	0,05	0,06	0,06
60	0,02	0,02	0,03	0,03	0,05	0,03	0,04	0,03	0,04
80	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,03	0,03	0,04	0,03
100	0,02	0,01	0,02	0,02	0,02	0,02	0,03	0,03	0,02
120	0,01	0,01	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,01
140	0,01	0,01	0,01	0,02	0,01	0,01	0,02	0,01	0,02
160	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,01	0,02
180	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
200	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
220	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
240	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
260	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
280	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
300+	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
<i>A(Si) a partir de linhas de Si I</i>									
40	0,04	0,06	0,05	0,07	0,10	0,19	0,20	0,32	0,91
60	0,02	0,03	0,03	0,07	0,08	0,12	0,11	0,23	0,22
80	0,02	0,03	0,03	0,04	0,07	0,07	0,13	0,26	0,23
100	0,02	0,02	0,02	0,03	0,07	0,06	0,10	0,16	0,20
120	0,01	0,01	0,02	0,02	0,03	0,05	0,09	0,15	0,18
140	0,01	0,01	0,02	0,03	0,03	0,07	0,07	0,15	0,16
160	0,01	0,01	0,02	0,03	0,05	0,04	0,06	0,15	0,16
180	0,01	0,01	0,02	0,02	0,04	0,05	0,05	0,14	0,16
200	0,01	0,01	0,01	0,02	0,03	0,04	0,07	0,13	0,13
220	0,01	0,01	0,02	0,02	0,03	0,03	0,06	0,13	0,13
240	0,01	0,01	0,02	0,01	0,03	0,03	0,05	0,12	0,12
260	0,01	0,01	0,01	0,01	0,03	0,03	0,05	0,13	0,12
280	0,01	0,01	0,01	0,01	0,03	0,03	0,04	0,13	0,12
300+	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,03	0,05	0,11	0,12
<i>A(K) a partir de linhas de K I</i>									
40	0,04	0,04	0,04	0,04	0,04	0,05	0,05	0,04	0,05
60	0,03	0,03	0,03	0,03	0,04	0,04	0,04	0,02	0,02

Continua na próxima página

Tabela A.2 – continuação

SNR	4000K	3900K	3800K	3700K	3600K	3500K	3400K	3300K	3200K
80	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,03	0,03	0,02	0,02
100	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,03	0,02
120	0,02	0,01	0,01	0,02	0,01	0,02	0,02	0,02	0,02
140	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02
160	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,01	0,01	0,01	0,01
180	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
200	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
220	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
240	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
260	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
280	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
300+	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
<i>A(Ca) a partir de linhas de Ca I</i>									
40	0,03	0,04	0,04	0,05	0,04	0,05	0,06	0,07	0,09
60	0,02	0,03	0,04	0,03	0,02	0,04	0,05	0,04	0,07
80	0,01	0,03	0,02	0,02	0,02	0,02	0,03	0,04	0,03
100	0,01	0,02	0,01	0,02	0,02	0,02	0,03	0,02	0,04
120	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02	0,02	0,03	0,02
140	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02	0,02
160	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02	0,02
180	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02	0,02
200	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02
220	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02
240	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
260	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
280	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
300+	0,01	0,00	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
<i>A(Ti) a partir de linhas de Ti I</i>									
40	0,03	0,04	0,04	0,04	0,05	0,03	0,05	0,05	0,05
60	0,03	0,03	0,03	0,03	0,03	0,03	0,04	0,03	0,04
80	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,03	0,04
100	0,01	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,03
120	0,01	0,01	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,01	0,02
140	0,01	0,01	0,01	0,02	0,01	0,01	0,02	0,02	0,02
160	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02

Continua na próxima página

Tabela A.2 – continuação

SNR	4000K	3900K	3800K	3700K	3600K	3500K	3400K	3300K	3200K
180	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02
200	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
220	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
240	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,02
260	0,01	0,00	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
280	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
300+	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01
<i>A(V) a partir de linhas de V I</i>									
40	0,15	0,14	0,12	0,11	0,11	0,22			
60	0,09	0,09	0,10	0,11	0,11	0,18			
80	0,06	0,07	0,06	0,06	0,06	0,10			
100	0,06	0,07	0,04	0,09	0,09	0,08			
120	0,05	0,07	0,04	0,05	0,05	0,08			
140	0,04	0,03	0,03	0,06	0,06	0,07			
160	0,04	0,04	0,04	0,04	0,04	0,06			
180	0,03	0,04	0,03	0,03	0,03	0,05			
200	0,03	0,03	0,03	0,03	0,03	0,05			
220	0,02	0,02	0,02	0,03	0,03	0,05			
240	0,03	0,03	0,01	0,03	0,03	0,06			
260	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02	0,05			
280	0,02	0,02	0,01	0,03	0,03	0,04			
300+	0,02	0,03	0,02	0,03	0,03	0,03			
<i>A(Cr) a partir de linhas de Cr I</i>									
40	0,11	0,14	0,07	0,20	0,20				
60	0,07	0,08	0,07	0,10	0,10				
80	0,05	0,05	0,07	0,07	0,07				
100	0,05	0,04	0,06	0,07	0,07				
120	0,03	0,02	0,04	0,06	0,06				
140	0,03	0,04	0,04	0,06	0,06				
160	0,03	0,03	0,03	0,04	0,04				
180	0,03	0,03	0,04	0,04	0,04				
200	0,02	0,03	0,02	0,04	0,04				
220	0,02	0,04	0,03	0,03	0,03				
240	0,02	0,02	0,03	0,03	0,03				
260	0,02	0,01	0,02	0,03	0,03				

Continua na próxima página

Tabela A.2 – continuação

SNR	4000K	3900K	3800K	3700K	3600K	3500K	3400K	3300K	3200K
280	0,02	0,02	0,02	0,02	0,02				
300+	0,01	0,02	0,02	0,03	0,03				
<i>A(Mn) a partir de linhas de Mn I</i>									
40	0,04	0,05	0,05	0,11	0,11				
60	0,04	0,03	0,04	0,05	0,05				
80	0,02	0,03	0,03	0,03	0,03				
100	0,02	0,02	0,02	0,03	0,03				
120	0,02	0,02	0,03	0,03	0,03				
140	0,01	0,02	0,02	0,02	0,02				
160	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02				
180	0,01	0,01	0,02	0,02	0,02				
200	0,01	0,01	0,01	0,02	0,02				
220	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01				
240	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01				
260	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01				
280	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01				
300+	0,01	0,01	0,01	0,01	0,01				
<i>A(Ni) a partir de linhas de Ni I</i>									
40	0,12	0,14	0,15	0,22					
60	0,08	0,08	0,11	0,14					
80	0,07	0,10	0,11	0,13					
100	0,05	0,11	0,11	0,11					
120	0,04	0,06	0,08	0,13					
140	0,04	0,06	0,08	0,07					
160	0,03	0,06	0,06	0,07					
180	0,03	0,05	0,05	0,11					
200	0,02	0,05	0,07	0,06					
220	0,02	0,05	0,05	0,06					
240	0,02	0,04	0,05	0,05					
260	0,02	0,04	0,04	0,05					
280	0,02	0,03	0,05	0,04					
300+	0,01	0,03	0,05	0,04					

300+ indica que um SNR maior que 300 também pode adotar os valores.

Tabela A.3: Incertezas devido a deslocamentos do pseudocontínuo.

Deslocamento	4000K	3900K	3800K	3700K	3600K	3500K	3400K	3300K	3200K
<i>A(Fe) a partir de linhas de Fe I</i>									
-2%	-0,147	-0,181	-0,209	-0,335	-0,287	-0,334	-0,227	-0,316	-0,316
-1%	-0,072	-0,088	-0,098	-0,160	-0,135	-0,163	-0,113	-0,155	-0,155
+1%	0,072	0,084	0,088	0,119	0,119	0,136	0,111	0,085	0,085
+2%	0,137	0,157	0,168	0,209	0,206	0,226	0,211	0,156	0,156
<i>A(Fe) a partir de linhas de FeH</i>									
-2%	-0,224	-0,226	-0,227	-0,252	-0,226	-0,190	-0,196	-0,202	-0,177
-1%	-0,124	-0,119	-0,118	-0,132	-0,115	-0,112	-0,107	-0,098	-0,099
+1%	0,100	0,099	0,098	0,101	0,079	0,083	0,083	0,099	0,078
+2%	0,178	0,177	0,176	0,180	0,137	0,144	0,143	0,175	0,158
<i>A(O) a partir de linhas de OH</i>									
-2%	-0,033	-0,031	-0,027	-0,033	-0,040	-0,057	-0,056	-0,055	-0,065
-1%	-0,015	-0,015	-0,012	-0,016	-0,023	-0,030	-0,024	-0,024	-0,029
+1%	0,027	0,026	0,028	0,037	0,036	0,022	0,017	0,030	0,025
+2%	0,060	0,061	0,072	0,081	0,075	0,062	0,059	0,068	0,056
<i>A(O) a partir de linhas de H₂O</i>									
-2%		-0,087	-0,087	-0,073	-0,068	-0,049	-0,049	-0,039	-0,039
-1%		-0,020	-0,020	-0,019	-0,016	-0,021	-0,021	-0,013	-0,013
+1%		0,037	0,037	0,019	0,014	0,013	0,013	0,021	0,021
+2%		0,100	0,100	0,063	0,048	0,043	0,043	0,056	0,056
<i>A(C) a partir de linhas de CO</i>									
-2%	0,024	-0,107	-0,363	-0,123	-0,093	-0,099	-0,082	-0,070	-0,011
-1%	-0,001	-0,131	-0,132	-0,059	-0,047	-0,043	-0,031	-0,024	-0,007
+1%	0,018	0,017	0,018	0,046	0,046	0,047	0,034	0,023	0,009
+2%	0,034	0,033	0,035	0,075	0,079	0,096	0,084	0,062	0,023
<i>A(Na) a partir de linhas de Na I</i>									
-2%	-0,455	-0,428	-0,417	-0,199	-0,199	-0,199	-0,417	-0,111	-0,067
-1%	-0,223	-0,170	-0,172	-0,138	-0,138	-0,138	-0,172	-0,073	-0,039
+1%	0,061	0,064	0,063	0,099	0,099	0,099	0,063	0,145	0,064
+2%	0,111	0,116	0,117	0,139	0,139	0,139	0,117	0,295	0,162
<i>A(Mg) a partir de linhas de Mg I</i>									
-2%	-0,108	-0,088	-0,113	-0,201	-0,172	-0,184	-0,246	-0,224	-0,328

Continua na próxima página

Tabela A.3 – continuação

Deslocamento	4000K	3900K	3800K	3700K	3600K	3500K	3400K	3300K	3200K
-1%	-0,028	-0,026	-0,021	-0,041	-0,084	-0,090	-0,103	-0,114	-0,139
+1%	0,061	0,094	0,112	0,010	0,081	0,105	0,090	0,093	0,103
+2%	0,122	0,158	0,182	0,088	0,156	0,205	0,170	0,192	0,190
<i>A(Al) a partir de linhas de Al I</i>									
-2%	-0,110	-0,127	-0,117	-0,143	-0,157	-0,126	-0,223	-0,156	-0,177
-1%	-0,058	-0,062	-0,071	-0,089	-0,076	-0,042	-0,056	-0,092	-0,083
+1%	0,057	0,054	0,059	0,061	0,071	0,048	0,048	0,021	0,042
+2%	0,106	0,112	0,121	0,129	0,141	0,087	0,090	0,068	0,100
<i>A(Si) a partir de linhas de Si I</i>									
-2%	-0,140	-0,103	-0,071	-0,177	-0,226	-0,284	-0,447	-0,224	-0,224
-1%	-0,071	-0,080	-0,032	-0,074	-0,115	-0,146	-0,211	-0,099	-0,099
+1%	0,072	0,084	0,092	0,124	0,106	0,133	0,192	0,093	0,093
+2%	0,131	0,118	0,162	0,211	0,196	0,240	0,325	0,192	0,192
<i>A(K) a partir de linhas de K I</i>									
-2%	-0,101	-0,105	-0,111	-0,118	-0,103	-0,103	-0,099	-0,098	-0,093
-1%	-0,050	-0,051	-0,055	-0,057	-0,050	-0,050	-0,048	-0,048	-0,046
+1%	0,047	0,049	0,052	0,055	0,048	0,048	0,047	0,046	0,045
+2%	0,091	0,096	0,102	0,107	0,095	0,095	0,092	0,091	0,088
<i>A(Ca) a partir de linhas de Ca I</i>									
-2%	-0,070	-0,083	-0,082	-0,096	-0,080	-0,099	-0,123	-0,139	-0,106
-1%	-0,040	-0,040	-0,039	-0,047	-0,043	-0,053	-0,066	-0,081	-0,100
+1%	0,029	0,040	0,040	0,046	0,039	0,050	0,052	0,061	0,093
+2%	0,068	0,082	0,082	0,094	0,082	0,103	0,111	0,136	0,201
<i>A(Ti) a partir de linhas de Ti I</i>									
-2%	-0,147	-0,150	-0,152	-0,166	-0,137	-0,126	-0,129	-0,134	-0,138
-1%	-0,073	-0,074	-0,075	-0,082	-0,070	-0,063	-0,065	-0,069	-0,070
+1%	0,060	0,063	0,063	0,070	0,067	0,062	0,066	0,068	0,070
+2%	0,115	0,119	0,121	0,132	0,128	0,119	0,127	0,132	0,136
<i>A(V) a partir de linhas de V I</i>									
-2%	-0,265	-0,265	-0,281	-0,338	-0,365	-0,336			
-1%	-0,124	-0,125	-0,135	-0,192	-0,209	-0,185			
+1%	0,084	0,089	0,099	0,164	0,157	0,232			
+2%	0,139	0,147	0,162	0,253	0,237	0,394			

Continua na próxima página

Tabela A.3 – continuação

Deslocamento	4000K	3900K	3800K	3700K	3600K	3500K	3400K	3300K	3200K
<i>A(Cr) a partir de linhas de Cr I</i>									
-2%	-0,193	-0,219	-0,267	-0,310					
-1%	-0,091	-0,103	-0,126	-0,208					
+1%	0,074	0,083	0,099	0,169					
+2%	0,130	0,144	0,168	0,261					
<i>A(Mn) a partir de linhas de Mn I</i>									
-2%	-0,146	-0,172	-0,212	-0,306	-0,427	-0,541			
-1%	-0,071	-0,083	-0,101	-0,143	-0,190	-0,265			
+1%	0,064	0,072	0,085	0,104	0,122	0,140			
+2%	0,121	0,137	0,156	0,180	0,208	0,245			
<i>A(Ni) a partir de linhas de Ni I</i>									
-2%	-0,500	-0,456	-0,490	-0,574					
-1%	-0,345	-0,272	-0,304	-0,342					
+1%	0,223	0,277	0,264	0,248					
+2%	0,321	0,398	0,411	0,327					



Atividades Acadêmicas no Laboratório de Propulsão a Jato (JPL) da NASA

Entre os meses de maio e outubro de 2024, foram realizadas atividades de pesquisa junto ao *Jet Propulsion Laboratory* (JPL), centro de pesquisa e desenvolvimento da NASA gerenciado pelo *California Institute of Technology* (Caltech), em Pasadena, Califórnia. O estágio de doutorado sanduíche foi viabilizado pelo Programa Institucional de Doutorado Sanduíche no Exterior (PDSE) da CAPES (Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior), no âmbito do *Jet Propulsion Laboratory Visiting Student Research Program* (JVS RP). Sob a supervisão direta do Dr. Mark Swain e da Dra. Raissa Estrela, o trabalho integrou-se ao projeto de pesquisa intitulado “*Towards Characterizing Earth-like Exoplanets Atmospheres*”.

B.1 *Towards Characterizing Earth-like Exoplanets Atmospheres*

Este projeto teve como objetivo geral estudar a caracterização atmosférica de exoplanetas de baixa massa e pequeno raio, com grande potencial para serem semelhantes à Terra. Por meio de técnicas observacionais avançadas e modelagem computacional, o propósito era tentar determinar as composições químicas e as principais assinaturas atmosféricas que sugerem novos mundos habitáveis. Isso abriria caminho para futuras pesquisas em exoplanetas, ampliando nossa compreensão de ambientes propícios à vida. Este projeto multidisciplinar reconheceu os papéis cruciais de diversos parâmetros exoplanetários e estelares na criação e manutenção de atmosferas exoplanetárias, em consonância com esta Tese.

Durante o programa de estágio, pretendeu-se alcançar os seguintes objetivos:

- Dominar o uso do código EXCALIBUR (*Exoplanet CALibration with Bayesian Unified Retrieval*): desenvolver proficiência na utilização do código EXCALIBUR para reduzir e modelar espectros de exoplanetas. Isso incluiu compreender suas funcionalidades e aplicá-lo de forma eficaz na análise de dados. Em particular, utilizou-se os espectros exoplanetários obtidos com o *pipeline* EXCALIBUR do JPL. O catálogo EXCALIBUR de espectros de exoplanetas é processado de forma uniforme, o que significa que todos os

dados foram tratados pelo mesmo *pipeline* e analisados com o mesmo código de recuperação espectral atmosférica (Roudier et al., 2021; Estrela et al., 2022). O catálogo contém diversos planetas pequenos (< 3 raios terrestres) orbitando anãs M, observados com o Telescópio Espacial Hubble/WFC3 no infravermelho próximo, incluindo TRAPPIST-1 b–g, LHS 1140 b, GJ 1132 b, K2-18 b, TOI-270 b e L 98-59 b.

- Identificar exoplanetas semelhantes à Terra com espectros de transmissão disponíveis: aplicar critérios para selecionar exoplanetas que apresentem características semelhantes às da Terra e que possuam espectros de transmissão acessíveis para estudo aprofundado. Isso envolvia pesquisar e escolher alvos adequados para análise.
- Investigar a abundância química das estrelas hospedeiras: explorar a composição química das estrelas hospedeiras associadas aos exoplanetas selecionados. Avaliar como variações nas propriedades estelares influenciam os modelos e impactam a interpretação dos espectros exoplanetários. Essa etapa visava aprofundar a compreensão da interconexão entre estrelas hospedeiras e atmosferas exoplanetárias.
- Contribuir para publicações científicas: participar ativamente do processo de pesquisa e contribuir para a publicação de artigos científicos. Compartilhar resultados sobre a composição química tanto dos exoplanetas quanto de suas estrelas hospedeiras, fornecendo contribuições relevantes para a comunidade científica.

B.2 Observações

Infelizmente, problemas técnicos relacionados ao funcionamento do EXCALIBUR e do código de recuperação atmosférica CERBERUS, utilizado pelo grupo (*Exoplanet Atmospheres*) liderado pelo Dr. Swain, acarretaram um atraso considerável do projeto inicial, levando a mudanças substanciais da proposta inicial como expressa no projeto *Towards Characterizing Earth-like Exoplanets Atmospheres*. Por outro lado, a política de controle e direito em relação ao trabalho científico/acadêmico produzido no âmbito do JPL impediu que o conhecimento gerado durante o JVS RP pudesse ser adequadamente usado nesta Tese.

Adicionalmente, devido ao atraso já citado, parte importante da pesquisa ainda precisava de desenvolvimento significativo, o que também só poderia ser feito no ambiente do JPL, seja físico ou virtual. Toda a pesquisa produzida no JPL se verificou em notebook fornecido pela própria instituição, o qual teve que ser devolvido ao fim do JVS RP, sem a possibilidade de retirar quaisquer dados. Com efeito, mesmo a apresentação final obrigatória para os estudantes do JVS RP foi feita em sessão fechada, não sendo permitida a presença de quaisquer indivíduos externos ao JPL, o que incluiu meu orientador, Prof. Dr. Diogo Martins Souto. Em face do exposto, portanto, não podemos incluir a pesquisa desenvolvida realizada no PDSE nesta Tese. Não obstante, alguns resultados relevantes foram atingidos e podem ser mencionados, uma vez

que integram o parecer da minha supervisora no JPL, Dra. Raissa Estrela, para a CAPES. Este conteúdo consta na próxima Seção.

B.3 Resultados

Investiguei se a seleção de parâmetros orbitais planetários e estelares, obtidos de diferentes fontes da literatura, impactava o ajuste das curvas de trânsito planetário. Em seguida, conduzi um estudo sobre a amplitude do espectro de transmissão no infravermelho próximo, utilizando dados do Telescópio Espacial Hubble processados pelo pipeline EXCALIBUR do JPL. A análise buscou identificar possíveis correlações entre a amplitude espectral e diferentes propriedades do planeta, como a temperatura de equilíbrio, e sua relação com a presença de nuvens ou aerossóis na atmosfera. O seminário final para o grupo de pesquisa do JPL tratou dos resultados desta pesquisa.



Declaração de Uso de Inteligência Artificial

Durante a elaboração desta Tese, o autor utilizou as ferramentas CHATGPT (versão gratuita), GEMINI 3 (versão gratuita) e DEEPSEEK (versão gratuita) com o objetivo de auxiliar na construção de códigos em *python* para gerar figuras, tabelas e análises; efetuar exploração supervisionada de material acadêmico e aperfeiçoar a redação acadêmica. Após o uso destas ferramentas, o autor revisou e editou o conteúdo conforme necessário e assume total responsabilidade pelo teor da publicação.