



Observatório
Nacional

DISSERTAÇÃO DE MESTRADO

DETERMINAÇÃO DE PARÂMETROS ATMOSFÉRICOS DE ESTRELAS ANÃS M
PERTENCENTES AO AGLOMERADO ABERTO DE PRESÉPIO: UM ESTUDO
COMPARATIVO UTILIZANDO OS LEVANTAMENTOS DESI E APOGEE

MADALENA NAIR COSTA MAIA

RIO DE JANEIRO

2025

Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovações e Comunicações

Observatório Nacional

Programa de Pós-Graduação

Dissertação de Mestrado

DETERMINAÇÃO DE PARÂMETROS ATMOSFÉRICOS DE ESTRELAS ANÃS M
PERTENCENTES AO AGLOMERADO ABERTO DE PRESÉPIO: UM ESTUDO
COMPARATIVO UTILIZANDO OS LEVANTAMENTOS DESI E APOGEE

por

Madalena Nair Costa Maia

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

Orientador: Dr. Katia Maria Leite da Cunha

Rio de Janeiro, RJ – Brasil

Agosto de 2025

C111

Costa Maia, Madalena Nair

Determinação de Parâmetros Atmosféricos de Estrelas Anãs M Pertencentes ao Aglomerado Aberto de Presépio: Um Estudo Comparativo Utilizando os Levantamentos DESI e APOGEE [Rio de Janeiro] 2025.

xxiv, 150 p. 29,7 cm: graf. il. tab.

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

1. Estrelas anãs M. 2. Parâmetros Atmosféricos Estelares. 3. Metalicidade. 4. Aglomerados Abertos. 5. Espectro Infravermelho. 6. *Pipeline*. I. Observatório Nacional. II. Título.

CDU 000.000.000

“DETERMINAÇÃO DE PARÂMETROS ATMOSFÉRICOS DE ESTRELAS ANÃS M
PERTENCENTES AO AGLOMERADO ABERTO DE PRESÉPIO: UM ESTUDO
COMPARATIVO UTILIZANDO OS LEVANTAMENTOS DESI E APOGEE”

MADALENA NAIR COSTA MAIA

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

Aprovada por:

Dr. Katia Maria Leite da Cunha – ON/MCTI
(Orientador)

Dr. Helio Dotto Perottoni – ON/MCTI

Dr. Carlos Allende Prieto – IAC, Espanha

RIO DE JANEIRO, RJ – BRASIL

5 DE AGOSTO DE 2025

*“Porque se chamavam homens
Também se chamavam sonhos
E sonhos não envelhecem
Em meio a tantos gases
lacrimogênios
Ficam calmos, calmos [...]”
E lá se vai mais um dia
E basta contar compasso
E basta contar consigo
Que a chama não tem pavio [...]”
Clube da Esquina Nº 2 - Milton
Nascimento e Lô Borges.*

Agradecimentos

À Dra. Katia Cunha, minha orientadora, que foi mais do que fundamental para a minha trajetória acadêmica. Muito obrigado por manter e criar um ambiente aberto, sempre propondo diálogos e trocas, que foram, e são, essenciais para a expansão do meu conhecimento e do meu desenvolvimento acadêmico e pessoal.

Aos membros do grupo da Dra. Katia Cunha, especialmente ao Dr. Fábio Wanderley e ao Dr. Diogo Souto, por todo o auxílio em diversos momentos críticos da minha pesquisa.

Aos professores do Observatório Nacional, cujo ensino foi fundamental para a ampliação do meu conhecimento e formação científica.

À Capes e ao Observatório Nacional pelo auxílio financeiro que possibilitou este trabalho e a minha permanência na carreira acadêmica.

As amigas que construí no Rio de Janeiro, especialmente a Ronald Patrick e Jonatã Arcas-Silva, que me apoiaram e me ajudaram a me estabelecer em outro estado. Agradeço também aos meus amigos que, mesmo de longe, sempre estiveram por perto, em especial à Camila Paganini, por todo o apoio e carinho.

À minha família do Rio de Janeiro que me acolheu e apoiou durante todo o período do mestrado, sou extremamente grata por me fazerem sentir em casa, mesmo tão longe da minha cidade natal. À Edilamar Ribeiro, Djuliete Nair, Edjan Ribeiro, Douglas Ponciano, Janivaldo Bispo e Marcela Martin.

À minha família que está a 1627 km de mim. A meu pai, Nailton Maia, e meus avôs Ailta Costa e Pedro Costa, que sempre me apoiaram e constantemente incentivam meu sonho de ser cientista. À minha mãe, Simone Cristina Costa Maia, me faltam palavras para descrever o suporte, confiança, afeto e cuidado incondicional que recebo, e por isso serei eternamente grata. Por fim, a estrela α da minha constelação, minha irmã, Helena Maia.

DETERMINAÇÃO DE PARÂMETROS ATMOSFÉRICOS DE ESTRELAS ANÃS M
PERTENCENTES AO AGLOMERADO ABERTO DE PRESÉPIO: UM ESTUDO
COMPARATIVO UTILIZANDO OS LEVANTAMENTOS DESI E APOGEE

RESUMO

Estrelas anãs M constituem a classe estelar mais numerosa da Via Láctea. Contudo, devido à complexidade de seus espectros, ricos em linhas moleculares, são o tipo espectral menos estudado na literatura. Neste trabalho realizamos uma análise espectroscópica detalhada de 19 estrelas anãs M pertencentes ao aglomerado aberto de Presépio, utilizando espectros infravermelhos em alta resolução do levantamento Galáctico SDSS/APOGEE. A modelagem espectral foi conduzida em equilíbrio termodinâmico local, com foco em linhas moleculares de OH e H₂O, por meio de uma metodologia previamente validada que deriva parâmetros atmosféricos e metalicidades com alta precisão. Obtivemos uma metalicidade média para Presépio de $\langle [M/H] \rangle = 0.14 \pm 0.07$ dex, que concorda com estudos ópticos em alta resolução para estrelas anãs G e K, e gigantes vermelhas, e está em acordo com a premissa da homogeneidade química de aglomerados abertos. Determinamos que o aglomerado aberto de Presépio apresenta $\langle [O/M] \rangle = -0.02 \pm 0.03$ dex, resultado consistente com o esperado para um aglomerado aberto do disco fino da Galáxia. Comparando os nossos resultados com os parâmetros derivados pelo APOGEE ASPCAP, constatamos que os valores de $\log g$ não calibrados derivados pelo ASPCAP são fisicamente impossíveis, e que o ASPCAP sistematicamente determina $[M/H]$ menores do que as obtidas por este trabalho. Ao compararmos os parâmetros estelares obtidos neste trabalho com aqueles derivados pelos *pipelines* SP e RVS da componente Galáctica do levantamento DESI, verificamos que, especialmente o SP, apresenta estimativas que divergem significativamente dos valores previstos por modelos teóricos. Encontramos diferenças sistemáticas entre os resultados obtidos pelo RVS e nossos resultados para todos os parâmetros analisados. Constatamos que o SP deriva $[M/H]$ e $\log g$ sistematicamente maiores do que as obtidas por este trabalho, entretanto, os valores de T_{eff} derivados pelo SP são consistentes com os que determinamos. Identificamos que o RVS obtém valores para $[M/H]$ que são independentes da razão sinal-ruído (SNR) dos espectros DESI das estrelas de nossa amostra; já os resultados do SP exibem uma tendência com SNR, encontrando valores mais consistentes para $[M/H]$ e menores dispersões para espectros com maiores SNR. Este trabalho não só fornece uma base de referência precisa para anãs M, como também demonstra que existem problemas nos resultados de parâmetros estelares derivados para anãs M disponíveis nos dados públicos do APOGEE e do DESI. Indicando a presença de limitações relevantes nos

pipelines de derivação de parâmetros para essa classe estelar. Nossos resultados poderão ser usados como referência para futuras melhorias nos *pipelines* do DESI e do APOGEE.

DETERMINATION OF ATMOSPHERIC PARAMETERS FOR M DWARF STARS IN
THE PRAESEPE OPEN CLUSTER: A COMPARATIVE STUDY USING THE DESI
AND APOGEE SURVEYS

ABSTRACT

M dwarf stars constitute the most numerous stellar class in the Milky Way. However, due to the complexity of their spectra, which are rich in molecular lines, they remain the least studied spectral type in the literature. In this work, we perform a detailed spectroscopic analysis of 19 M dwarf stars belonging to the Praesepe open cluster, using spectra from the Galactic survey SDSS/APOGEE. The spectral modeling was conducted in local thermodynamic equilibrium, focusing on molecular lines of OH and H₂O, through a previously validated methodology that derives atmospheric parameters and metallicities with high precision. We obtained a mean metallicity for Praesepe of $\langle[M/H]\rangle = 0.14 \pm 0.07$ dex, in agreement with high-resolution optical studies of G and K dwarf stars, as well as red giants, and consistent with the premise of chemical homogeneity in open clusters. We determined that the Praesepe open cluster has $\langle[O/M]\rangle = -0.02 \pm 0.03$ dex, a result consistent with expectations for an open cluster belonging to the Galactic thin disk. When comparing our results with the parameters derived by the APOGEE ASPCAP pipeline, we find that the uncalibrated values of $\log g$ are physically implausible, and that ASPCAP systematically underestimates $[M/H]$ relative to our results. Furthermore, when comparing the stellar parameters obtained in this work with those derived by the SP and RVS pipelines from the DESI Milky Way Survey, we note that, especially for SP, the estimates deviate significantly from values predicted by theoretical models. We identify systematic differences between the RVS results and ours for all analyzed parameters. The SP pipeline derives systematically higher values of $[M/H]$ and $\log g$ compared to our determinations, however, its T_{eff} values are consistent with those we determined. We also find that the RVS pipeline retrieves $[M/H]$ values that are independent of the signal-to-noise ratio (SNR) of the DESI spectra in our sample, whereas the SP pipeline shows a trend with SNR, yielding more consistent $[M/H]$ values and lower dispersions for spectra with higher SNR. This work not only provides a precise reference for M dwarfs, but also demonstrates that there are significant issues in the stellar parameter results for M dwarfs in the publicly available APOGEE and DESI data releases. These findings highlight important limitations in current parameter derivation pipelines for this stellar class. Our results may serve as a benchmark for future improvements in the DESI and APOGEE pipelines.

Lista de Figuras

| | | |
|------|--|----|
| 1.1 | Diagrama cor-magnitude absoluta (M_V vs. $V - K_S$) para as 449 estrelas localizadas até 15 pc estudadas por WARD-DUONG <i>et al.</i> (2015). | 6 |
| 1.2 | Sequência de espectros de anãs M, ilustrando as variações na intensidade de linhas e bandas moleculares com o tipo espectral. | 7 |
| 1.3 | Espectros de anãs M que fazem parte de um mesmo sistema estelar múltiplo estudadas por LEINERT <i>et al.</i> (2000). | 8 |
| 1.4 | Diagrama HR mostrando trajetórias evolutivas MIST para estrelas com massas de $0.1 M_\odot$, $1 M_\odot$ e $10 M_\odot$ | 10 |
| 1.5 | Função de massa inicial proposta por vários autores mediante comparações com dados estelares Galácticos. | 11 |
| 1.6 | Taxa de multiplicidade estelar em relação ao tipo espectral. | 13 |
| 1.7 | Representação esquemática do transporte de energia para diferentes estrelas. | 14 |
| 1.8 | Diagrama HR na região do <i>gap</i> encontrado por JAO <i>et al.</i> (2018). | 15 |
| 1.9 | Fração de estrelas ativas por <i>bin</i> com relação ao índice de cor $G - G_{RP}$ | 17 |
| 1.10 | Distribuição de energia espectral normalizada do óptico ao infravermelho para diferentes tipos estelares. | 18 |
| 1.11 | Comparações das metalicidades determinadas com espectros em alta resolução no infravermelho por ÖNEHAG <i>et al.</i> (2012) e LINDGREN <i>et al.</i> (2016), com metalicidades obtidas por calibrações fotométricas. | 20 |
| 1.12 | O aglomerado aberto de Presépio na constelação de Câncer. | 22 |
| 1.13 | Mapa de contorno da densidade superficial, evidenciando as subestruturas do aglomerado aberto de Presépio. | 24 |
| 1.14 | Função de distribuição de luminosidade em raios-X com relação à luminosidade em raios-X para estrelas anãs K e M de Presépio e das Híades. | 25 |
| 2.1 | Cobertura espacial do levantamento APOGEE ao término do DR17. | 28 |

| | | |
|------|--|----|
| 2.2 | Mapa de cor demonstrando a resolução instrumental por fibra e comprimento de onda para os três detectores do APOGEE. | 29 |
| 2.3 | Densidade de estrelas observadas pelo DESI MWS EDR e DR1 para uma dada ascensão reta e declinação. | 36 |
| 2.4 | Distribuição das diferenças entre as metalicidades brutas e calibradas obtidas pelos <i>pipelines</i> do DESI MWS em comparação com os resultados obtidos pelo APOGEE ASPCAP. | 39 |
| 2.5 | Imagem da cobertura, em coordenadas galácticas, do APOGEE DR17, DESI MWS DR1 e das estrelas anãs M em comum encontradas entre os levantamentos. | 40 |
| 2.6 | Gráficos ilustrando um conjunto de dados fabricados pelo Scikit-learn após ser aplicado o HDBSCAN. | 42 |
| 2.7 | Gráficos de saída do algoritmo desenvolvido para os campos do APOGEE de NGC2632. | 45 |
| 2.8 | Propriedades das estrelas candidatas a membros do aglomerado aberto NGC2632. | 47 |
| 2.9 | Diagrama cor-magnitude para o aglomerado aberto de Presépio. | 48 |
| 2.10 | Distribuição da razão sinal-ruído dos espectros DESI E APOGEE. | 49 |
| 3.1 | Espectros sintéticos calculados utilizando a lista de linhas do APOGEE DR17 somente com moléculas de H ₂ O e de OH. | 56 |
| 3.2 | A abundância de oxigênio derivada a partir de linhas de OH e H ₂ O em função da temperatura efetiva e da gravidade superficial para a estrela anã M 2M06312373+0036445 estudada por SOUTO <i>et al.</i> (2020). | 58 |
| 3.3 | Pressões parciais de CO, H ₂ O, O I, SiO, OH, e demais espécies contendo oxigênio e carbono, em função da profundidade óptica. | 59 |
| 3.4 | Fluxograma do processo iterativo de análise espectroscópica para determinação de parâmetros estelares desenvolvido neste trabalho. | 61 |
| 3.5 | Pressões parciais de CO e H ₂ O em função da profundidade óptica considerando diferentes razões C/O. | 65 |
| 3.6 | Gráficos diagnósticos da rotina espectral desenvolvida neste trabalho para a segunda iteração da estrela 2M08423943+1924520. | 66 |
| 3.7 | Comparações entre os espectros observados pelo APOGEE e os espectros sintéticos obtidos como melhor ajuste por este trabalho. | 67 |

| | | |
|------|---|----|
| 3.8 | Espectros observados pelo DESI comparados aos modelos obtidos pelo RVS e SP para a estrela 2M08372705+1858360. | 70 |
| 3.9 | spectros sintéticos calculados com o TurboSpectrum utilizando a lista de linhas do DESI MWS com todas as linhas disponibilizadas e para a lista de linhas do DESI MWS sem moléculas de TiO. | 71 |
| 3.10 | Descrição dos parâmetros de entrada das listas de linhas dos programas <i>synple</i> e TurboSpectrum. | 72 |
| 4.1 | Diagrama de Kiel para as diferentes abordagens empregadas neste trabalho. | 74 |
| 4.2 | Metalicidade como função da temperatura efetiva para as diferentes abordagens de análise de espectral empregadas neste trabalho. | 76 |
| 4.3 | Comparação das metalicidades obtidas por este trabalho por meio de diferentes abordagens espectroscópicas. | 77 |
| 4.4 | Abundância de oxigênio em função da metalicidade para as estrela estudadas neste trabalho. | 79 |
| 4.5 | Abundância de oxigênio em função da metalicidade para este trabalho em comparação com resultados para aglomerados estelares abertos determinados pelo projeto OCCAM e por outros estudos da literatura. | 80 |
| 4.6 | Metalicidade em função do raio galactocêntrico para este trabalho em comparação com resultados para aglomerados estelares abertos determinados pelo projeto OCCAM. | 82 |
| 4.7 | Comparação dos parâmetros estelares derivados por este trabalho com a relação fotométrica para temperatura efetiva proposta por MANN <i>et al.</i> (2015). | 83 |
| 4.8 | Distribuição da metalicidade para as estrelas anãs M pertencentes a Pré-sépio deste trabalho em comparação com a literatura. | 84 |
| 4.9 | Diagrama de Kiel para resultados derivados por este trabalho e pelo APOGEE ASPCAP. | 86 |
| 4.10 | Comparação dos parâmetros estelares derivados neste trabalho com os dados brutos do ASPCAP. | 87 |
| 4.11 | Comparação dos parâmetros estelares derivados neste trabalho com os dados calibrados do ASPCAP. | 88 |
| 4.12 | Diagrama de Kiel para resultados derivados por este trabalho e pelo DESI MWS. | 89 |

| | | |
|------|--|-----|
| 4.13 | Comparação dos parâmetros estelares derivados neste trabalho com os dados determinados pelo <i>pipeline</i> RVS do DESI MWS. | 91 |
| 4.14 | Comparação dos parâmetros estelares derivados neste trabalho com os parâmetros determinados pelo <i>pipeline</i> SP do DESI MWS. | 92 |
| 4.15 | Comparação dos parâmetros estelares derivados neste trabalho com os dados determinados pelo <i>pipeline</i> RVS e SP em relação ao sinal ruído dos espectros DESI. | 97 |
| 4.16 | Diferença entre as metalicidades obtidas por este trabalho e pelo levantamento DESI MWS em função da razão sinal-ruído dos espectros DESI. . . | 98 |
| 4.17 | Metalicidade em função da temperatura efetiva para os resultados derivados pelos <i>pipelines</i> SP, RVS e ASPCAP, para as estrelas de nossa amostra. . . | 98 |
| 4.18 | Distribuição das metalicidades derivadas para as estrelas anãs M de Pré-sépio deste trabalho em comparação com os resultados de metalicidades obtidos para as mesmas estrelas no APOGEE DR17 e DESI MWS DR1. . . | 99 |
| 4.19 | Comparações entre os espectros observados pelo APOGEE com espectros sintéticos calculados utilizando os parâmetros estelares determinados neste trabalho e pelo <i>pipeline</i> SP do DESI MWS para as estrelas 2M08413569+1844350, e 2M08392244+2004548. | 100 |
| 4.20 | Comparações entre os espectros observados pelo APOGEE com espectros sintéticos calculados utilizando os parâmetros estelares determinados neste trabalho e pelo <i>pipeline</i> RVS do DESI MWS para as estrelas 2M08413569+1844350, e 2M08392244+2004548. | 101 |
| 4.21 | Comparações entre os espectros observados pelo DESI com espectros sintéticos calculados utilizando os parâmetros estelares determinados neste trabalho e pelo <i>pipeline</i> SP do DESI MWS para as estrelas 2M08413569+1844350, e 2M08392244+2004548. | 102 |
| 4.22 | Comparações entre os espectros observados pelo DESI com espectros sintéticos calculados utilizando os parâmetros estelares determinados neste trabalho e pelo <i>pipeline</i> RVS do DESI MWS para as estrelas 2M08413569+1844350, e 2M08392244+2004548. | 103 |
| A.1 | Representação esquemática da definição da intensidade específica. | 130 |
| A.2 | Figura ilustrativa demonstrando a formação das linhas espectrais para um meio homogêneo. | 136 |
| A.3 | Ilustração esquemática da definição da profundidade da linha. | 138 |

| | | |
|-----|--|-----|
| A.4 | Ilustração esquemática da definição da largura equivalente/intensidade da linha. | 138 |
| B.1 | Melhores ajustes obtidos por este trabalho para as estrelas 2M08442321+2013557 e 2M08413235+1840107. | 142 |
| B.2 | Melhores ajustes obtidos por este trabalho para as estrelas 2M08405844+1850463 e 2M08405397+2005243. | 143 |
| B.3 | Melhores ajustes obtidos por este trabalho para as estrelas 2M08395316+1924037 e 2M08392244+2004548. | 144 |
| B.4 | Melhores ajustes obtidos por este trabalho para as estrelas 2M08385776+1846309 e 2M08380800+2003505. | 145 |
| B.5 | Melhores ajustes obtidos por este trabalho para as estrelas 2M08360896+1909309 e 2M08353967+1907364. | 146 |
| B.6 | Melhores ajustes obtidos por este trabalho para as estrelas 2M08372705+1858360 e 2M08445724+1948559. | 147 |
| B.7 | Melhores ajustes obtidos por este trabalho para as estrelas 2M08350623+1849246 e 2M08401520+2005140. | 148 |
| B.8 | Melhores ajustes obtidos por este trabalho para as estrelas 2M08413569+1844350 e 2M08432029+2004456. | 149 |
| B.9 | Melhor ajuste obtido por este trabalho para a estrela 2M08423943+1924520. | 150 |

Lista de Tabelas

| | | |
|-----|---|----|
| 1.1 | Características de alguns tipos espectrais de anãs M em comparação com Sol. | 5 |
| 1.2 | Metalicidades, distâncias, idades, avermelhamento e movimentos próprios determinados pela literatura para o aglomerado aberto de Presépio. | 23 |
| 2.1 | Probabilidades de pertencimento para as estrelas anãs M do aglomerado aberto de Presépio que estão simultaneamente presentes nos levantamentos DESI MWS e APOGEE. | 46 |
| 2.2 | Parâmetros fotométricos, espectroscópicos e astrométricos do APOGEE DR17 e Gaia DR3 referentes a amostra final composta por 19 estrelas anãs M analisadas neste trabalho. | 51 |
| 2.3 | Parâmetros fotométricos e espectroscópicos do DESI MWS SP DR1 referentes a amostra final de estrelas anãs M analisadas neste trabalho. | 52 |
| 2.4 | Parâmetros espectroscópicos do DESI MWS RVS DR1 referentes às estrelas anãs M que compõem a amostra final deste estudo. | 53 |
| 3.1 | Linhas espectrais empregadas na rotina de análise espectral deste trabalho. | 64 |
| 3.2 | Parâmetros finais obtidos para as 19 estrelas anãs M pertencentes a nossa amostra. | 68 |
| 4.1 | Valores médios da abundância de oxigênio e metalicidade para os estudos presentes na Figura 4.5. | 81 |
| 4.2 | Metalicidade média e erros de 1σ para a $[M/H]$ derivada pelo RVS e SP para as estrelas de nossa com e sem corte para o sinal-ruído dos espetros DESI. | 93 |
| 4.3 | Parâmetros estelares determinados por este trabalho, pelo SP e pelo RVS para as estrelas 2M08413569+1844350 e 2M08392244+2004548. | 96 |

Sumário

| | |
|--|------------|
| Lista de Figuras | xv |
| Lista de Tabelas | xxi |
| 1 Introdução | 1 |
| 1.1 Propriedades Gerais das Estrelas Anãs M | 4 |
| 1.2 Características Demográficas de Estrelas Anãs M | 10 |
| 1.3 Estrutura Interna de Estrelas anãs M | 13 |
| 1.4 Metalicidade de Estrelas Anãs M | 18 |
| 1.5 O Aglomerado Aberto de Presépio | 21 |
| 2 Definição da Amostra | 27 |
| 2.1 Os Levantamentos SDDS APOGEE e DESI | 27 |
| 2.1.1 SDDS APOGEE | 27 |
| 2.1.2 DESI | 32 |
| 2.1.3 O Levantamento Galáctico do DESI | 34 |
| 2.2 Definindo Amostra | 38 |
| 2.2.1 <i>Crossmatch</i> entre os Levantamentos DESI e APOGEE | 38 |
| 2.2.2 Utilizando HDBSCAN para Encontrar Anãs M <i>Benchmarks</i> | 41 |
| 2.2.3 Amostra Final | 45 |
| 3 Metodologia: Determinação de Parâmetros Estelares | 55 |
| 3.1 Parâmetros Estelares Utilizando Espectros APOGEE | 55 |
| 3.1.1 Análise Espectral | 60 |
| 3.2 Cálculo de Espectros Sintéticos para Espectros DESI | 69 |

| | | |
|----------|--|------------|
| 4 | Resultados e Discussão | 73 |
| 4.1 | Parâmetros e Metalicidades Estelares | 73 |
| 4.2 | Abundâncias de Presépio no Contexto Galáctico | 78 |
| 4.3 | Comparações com Parâmetros Estelares da Literatura | 82 |
| 4.4 | Parâmetros Estelares dos Grandes Levantamentos | 85 |
| 4.4.1 | APOGEE | 85 |
| 4.4.2 | DESI | 88 |
| 5 | Conclusões e Perspectivas Futuras | 105 |
| | Referências Bibliográficas | 109 |
| A | Formação de Linhas na Atmosfera Estelar | 129 |
| A.0.1 | Fundamentos da Transferência Radiativa | 129 |
| A.0.2 | Formação de Linhas de Absorção e Emissão | 133 |
| A.0.3 | Medidas e Análise do Perfil | 137 |
| B | Melhores Ajustes Obtidos | 141 |

Capítulo 1

Introdução

A astronomia é considerada a mais antiga das ciências. Em seu primórdio, a observação astronômica se dava por motivos práticos, por exemplo, os povos originários do Brasil, como os povos Tembés, Tupinambas e Guaranis, observavam os céus como forma de conceber o tempo, planejar o seu cotidiano e colheitas, contemplar suas crenças e de percorrer o território brasileiro ([GALDINO, 2011](#)). O avanço desta ciência possibilitou a evolução da compreensão da humanidade sobre o universo no qual estamos inseridos e como ele nos afeta. A título de exemplo, Aristóteles de Estagira (384–322 a.C.) explicou as fases da lua percebendo que elas dependem do quão iluminada pelo Sol está a face da Lua voltada para a Terra; Nicolau Copérnico (1473 – 1543) desenvolveu a teoria heliocêntrica ([COPÉRNICO 1543](#)), primeiramente proposta por Aristarco de Samos (310 – 230 a.C.), que diz que a Terra e os planetas orbitam ao redor do Sol, e Johannes Kepler (1571 – 1630) descreveu as três leis que regem o movimento planetário ([KEPLER 1609, 1619](#)).

Em 1704, Sir Isaac Newton (1643 – 1727) descobriu que a luz pode ser decomposta em componentes, chamando essa luz decomposta de “espectro” ([NEWTON 1704](#)). Observando o espectro solar, Joseph von Fraunhofer (1787 – 1826) descobriu diversas linhas escuras, que posteriormente ficariam conhecidas como “Linhas de Fraunhofer” ([FRAUNHOFER 1817](#)). Robert von Bunsen (1811 – 1899) e Gustav Kirchhoff (1824 – 1887) descobriram que as linhas de Fraunhofer coincidiam com linhas em emissão de elementos químicos conhecidos e deduziram que as linhas de Fraunhofer eram linhas em absorção desses elementos ([KIRCHHOFF 1860a](#); [KIRCHHOFF e BUNSEN 1860](#); [BUNSEN e KIRCHHOFF 1863](#)). Com esta descoberta, Bunsen e Kirchhoff encontraram uma maneira de determinar a composição química de estrelas por meio da análise de seus espectros. Kirchhoff também desenvolveu as “Três Leis de Kirchhoff”¹ ([KIRCHHOFF 1860b](#)), que

¹I. Um corpo quente e opaco (sólido, líquido ou gasoso) emite um espectro contínuo. Por exemplo, uma estrela; II. Um gás transparente (*i.e.*, pouco denso) quando excitado produz um espectro de linhas brilhantes em emissão. O número e a posição dessas linhas dependem dos elementos químicos presente no gás; III. Se um espectro contínuo passar por um gás a temperatura mais baixa, o gás frio causa a

estabeleceu a relação entre a matéria e a formação de linhas de absorção, emissão e do contínuo. A compreensão do fenômeno físico por trás da formação de linhas espectrais se deu em 1913 por Niels Bohr (1885 – 1962), que descobriu a quantização de energia da órbita eletrônica (BOHR 1913). Bohr constatou que a radiação é emitida (transição eletrônica de um nível de maior energia para um de menor energia) ou absorvida (transição de um nível de menor energia para um de maior energia) devido às transições orbitais feitas pelos elétrons, sendo que a energia envolvida na transição está relacionada à diferença de energia entre as órbitas.

A constante evolução da física por trás da espectroscopia nos possibilitou estudar os mais diversos objetos astrofísicos para além de estrelas, como asteroides do Sistema Solar, exoplanetas e galáxias. Especificamente no contexto da Astrofísica Estelar, percebemos que o espectro de uma estrela nos concede diversas informações físicas e químicas sobre a atmosfera estelar. Por exemplo, além de compreender a composição química detalhada do gás que formou as estrelas, com o espectro estelar também podemos identificar a temperatura efetiva, gravidade superficial e velocidade de rotação das estrelas. Portanto, de certo modo é como se os espectros estelares representassem o “DNA” de uma estrela, carregando informações cruciais para a sua caracterização e entendimento. Annie Jump Cannon (1863 – 1941) estabeleceu, no início do século XX, um sistema de classificação espectral conhecido como Classificação Espectral de Harvard (CANNON e PICKERING 1921), que classifica o espectro estelar segundo a força das linhas de hidrogênio, utilizando as letras O, B, A, F, G, K e M em sua classificação. Posteriormente, Cecilia Payne (1900 – 1979) constatou que essa classificação segue uma sequência de temperatura estelar (PAYNE 1925), sendo O as estrelas mais quentes e M as estrelas mais frias.

Estrelas anãs do tipo espectral M são estrelas da sequência principal que apresentam pequenos raios, baixas massas e baixas temperaturas efetivas. A anã M mais próxima de nós é, coincidentemente, também a estrela mais próxima do Sol: Proxima Centauri/ α Centauri C. Entretanto, dado seu pequeno tamanho, ela apresenta uma baixa luminosidade, o que a torna imperceptível ao olho humano (como todas as anãs M). Descoberta em 1915 pelo astrônomo britânico Robert Thorburn (1861 – 1933) e localizada a cerca de 4.24 anos-luz (1.30 pc) do Sol (HENRY *et al.*, 2018) na constelação de Centauro, Proxima Centauri faz parte de um sistema estelar triplo, sendo suas companheiras (Rigel Kentaurus/ α Centauri A, e Toliman/ α Centauri B) do tipo solar. Proxima Centauri também é o sistema planetário mais próximo do Sol, contando, atualmente², com um planeta do tamanho da Terra: Proxima b (ANGLADA-ESCUDE *et al.* 2016).

As baixas temperaturas de estrelas anãs M favorecem a formação e manutenção de mo-

presença de linhas escuras de absorção, que também depende dos elementos químicos presentes no gás. Por exemplo, as estrelas e suas atmosferas.

²Proxima Centauri apresenta dois planetas candidatos reportados pela literatura (DAMASSO *et al.* 2020; FARIA *et al.* 2022) que ainda não foram confirmados.

léculas diatômicas e triatômicas (*e.g.*, H₂O, TiO, VO, FeH, entre outras) em suas atmosferas. De modo que os espectros dessas estrelas são dominados por bandas moleculares, que, além de reduzir o seu contínuo consideravelmente, impossibilitam a determinação de parâmetros estelares por meio da análise por largura equivalente³. Todos esses desafios dificultam um estudo preciso das características de estrelas anãs M, fazendo com que elas sejam o tipo estelar menos estudado na literatura.

Todavia, essa classe espectral apresenta grandes potenciais científicos. Dadas suas baixas massas, estrelas anãs do tipo M apresentam menores taxas evolutivas, que se traduzem em pequenas mudanças em seus parâmetros atmosféricos durante as suas trajetórias evolutivas na sequência principal. Por conseguinte, anãs M mantêm quase inalteradas as características químicas da região interestelar na qual se formaram, sendo, portanto, ótimos indicadores para o estudo da evolução química e de estruturas da vizinhança solar e da Via Láctea (KOTONEVA *et al.* 2002; BOCHANSKI *et al.* 2007; SCHLESINGER *et al.* 2012; VRIJMOET *et al.* 2020). Contudo, atualmente, estrelas anãs M ganharam mais interesse e destaque devido aos seus potenciais na área de astrobiologia e exoplanetologia. Estrelas anãs do tipo M hospedam recorrentemente exoplanetas do tipo Terra (TUOMI *et al.* 2014; HIRANO *et al.* 2018), sendo que estes estão comumente inseridos nas zonas habitáveis dessas estrelas (TUOMI *et al.* 2014). Todavia, devido à alta taxa de atividade estelar de anãs M, discute-se na literatura se elas permitiriam a proliferação da vida como a conhecemos.

Em anãs M, os indicadores de atividade estelar mais relevantes estão presentes na região do óptico do espectro eletromagnético (*i.e.*, as linhas H α , $\lambda 6562.8\text{\AA}$, e Ca II H e K, $\lambda 3933.7\text{\AA}$ e $\lambda 3968.5\text{\AA}$, respectivamente). Adicionalmente, devido à suas baixas temperaturas, estrelas anãs do tipo M emitem mais na região do infravermelho. Assim sendo, levantamentos que cobrem as regiões do espectro eletromagnético citadas são essenciais para estudar esse tipo estelar. O projeto *Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment* (APOGEE; MAJEWSKI *et al.* 2017) é um levantamento espectroscópico de alta resolução no infravermelho próximo. Iniciado em 2011 como parte do SDSS-III, continuando no SDSS-IV e integrando atualmente o *Milky Way Mapper* (MWM; J. A. Johnson *et al.*, 2025; em preparação) no SDSS-V, esse levantamento compilou um extenso repositório de espectros em alta resolução para milhões de estrelas pertencentes a diferentes componentes da Via Láctea. Já o *Dark Energy Spectroscopic Instrument* (DESI; DESI COLLABORATION *et al.* 2016a) é um levantamento espectroscópico cosmológico multi-fibras (≈ 5000) na região do óptico que observa estrelas da Via Láctea em seu sublevantamento *DESI Milky Way Survey* (COOPER *et al.* 2023). O DESI MWS representa

³Em suma, no método da largura equivalente mede-se a intensidade de uma linha espectral, seja ela de absorção ou emissão. A largura equivalente representa a largura de um retângulo que, com a mesma altura do contínuo do espectro, teria a mesma área da linha espectral. Ela é geralmente usada em estrelas quentes nas quais o contínuo é facilmente identificado e as linhas espectrais não estão sobrepostas.

um imenso avanço científico, medindo parâmetros estelares, abundâncias e velocidades radiais para mais de 4 milhões de estrelas somente no seu primeiro *data release*.

Neste trabalho, derivaremos temperaturas efetivas, gravidades superficiais, metalicidades, e abundâncias de oxigênio, para uma amostra de estrelas anãs M que estão presentes simultaneamente nos levantamentos DESI e APOGEE. O objetivo principal desta Dissertação é realizar uma análise espectroscópica para estrelas anãs M *benchmarks*, determinando seus parâmetros de maneira precisa. Como objetivo secundário, avaliaremos a performance dos algoritmos de determinação de parâmetros dos levantamentos DESI e APOGEE, propondo, caso necessário, os resultados obtidos por este trabalho como calibração para os *pipelines* de ambos *surveys*. Esta Dissertação está organizada da seguinte maneira: nas próximas seções deste capítulo trataremos das propriedades gerais que caracterizam estrelas anãs do tipo M (Seções 1.1, 1.2, 1.3 e 1.4), ao final deste capítulo discutiremos brevemente sobre o aglomerado aberto no qual as estrelas de nossa amostra pertencem: o aglomerado aberto de Presépio (Seção 1.5). No Capítulo 2 discorreremos sobre os levantamentos que serão utilizados neste trabalho, como também, explicaremos como foi feita a definição de nossa amostra. No Capítulo 3 descreveremos a metodologia empregada neste trabalho, que utilizou espectros APOGEE em alta resolução. No Capítulo 4 apresentaremos e discutiremos os resultados encontrados por este trabalho. E por fim, no Capítulo 5 apresentaremos as conclusões do nosso estudo.

1.1 Propriedades Gerais das Estrelas Anãs M

Inicialmente observada por Nicolas-Louis de La Caille (Lacaille; 1713 – 1762) em 1752, acredita-se que Lacaille 9352/GJ 887, que é o décimo sistema estelar mais próximo ao Sol, foi a primeira estrela do tipo M a ser catalogada, por mais que na época de sua descoberta o tipo espectral M ainda não tivesse sido classificado. Foi somente no início do século XIX que a designação “estrela tipo M” foi instituída, sendo inicialmente utilizada por Williamina Fleming (1857 – 1911) e seu grupo de cientistas que trabalhavam em Harvard, conhecidas como “Computadores de Harvard”, ao classificar espectros estelares para o catálogo de Henry Draper (CANNON e PICKERING, 1921).

Estrelas do tipo M são caracterizadas por serem frias, possuírem uma baixa luminosidade e por apresentarem diversas bandas de absorção moleculares em seus espectros. A nomenclatura “estrelas do tipo M” engloba todas as estrelas com as características citadas anteriormente, independente se elas estão em um estágio mais evoluído ou não. Por exemplo, Betelgeuse/ α Orionis é classificada como uma supergigante vermelha do tipo M, já que sua temperatura superficial é muito baixa e em seu espectro encontram-se bandas de absorção de várias moléculas, principalmente TiO. Deste modo, por mais que, como ficará

claro ao decorrer do texto, anãs M demorem um tempo maior que a idade do Universo para saírem da sequência principal (*i.e.*, estrelas que estão na fase de queima do hidrogênio) estrelas de outros tipos podem, ao evoluir, mudar sua classe espectral para o tipo M. Todavia, neste trabalho estudaremos somente estrelas do tipo M que se encontram na sequência principal, conhecidas como anãs M/anãs vermelhas.

Estrelas anãs M são estrelas com massas e raios entre $0.61 M_{\odot} \geq M_{\star} \geq 0.075 M_{\odot}$ e $0.6 R_{\odot} \geq R_{\star} \geq 0.1 R_{\odot}$, respectivamente, abrangendo os tipos espectrais de M0.0V à M9.0V, que cobrem temperaturas efetivas de 3900 K – 2400 K (HENRY e JAO 2024; DELFOSSE *et al.* 2000), veja Tabela 1.1. Essas estrelas estão localizadas na parte inferior direita do diagrama Hertzsprung-Russell (diagrama HR), como demonstrado na Figura 1.1. O número romano “V” após a classificação espectral se refere à classe de luminosidade da estrela (baseada no sistema M-K; Morgan e Keenan), que neste caso indica que a estrela pertence à sequência principal. Enquanto trabalhavam na criação da classificação espectral de Harvard, Annie Jump Cannon juntamente com Edward C. Pickering adicionaram os sufixos “a”, “b” e “c” aos tipos espectrais M para indicar o aumento da força de absorção das bandas de TiO. Posteriormente, Walter S. Adam ao calcular magnitudes e paralaxes para 410 estrelas do tipo M utilizou o sufixo “e” para designar linhas em emissão (ADAMS *et al.* 1926), mas especificamente a linha $H\alpha$ ($\lambda 6562.8 \text{ \AA}$). Por fim, em 1947 Alfred H. Joy no seu trabalho sobre velocidades radiais e tipos espectrais de 181 anãs (JOY 1947), introduziu “meio tipos” à classe espectral M, deste modo, por exemplo, uma estrela poderia ser classificada como M2.0V ou M2.5V.

Tabela 1.1 Tabela com características de alguns tipos espectrais de anãs M em comparação com Sol. Tabela extraída de HENRY e JAO (2024).

| Características | Sol (G2V) | M0.0V | M3.0V | M6.0V | M9.0V |
|------------------------------|-----------|-------|-------|-------|-------|
| Massa (M_{\odot}) | 1.00 | 0.61 | 0.28 | 0.11 | 0.09 |
| Luminosidade (L_{\odot}) | 1 | 0.06 | 0.03 | 0.005 | 0.002 |
| Temperatura (T_{eff}) | 5800 | 3900 | 3600 | 3000 | 2400 |

A temperatura da atmosfera de anãs M é baixa o suficiente para poder ocorrer a formação e manutenção de moléculas triatômicas e diatômicas em suas atmosferas (*e.g.*, MgH, SiH, FeH, CaH, TiO, VO, OH, CaOH, H₂O, CrH e CO), sendo seus espectros dominados por bandas de absorção moleculares. No óptico (6400 – 6900 Å) destacam-se os óxidos metálicos, principalmente TiO e VO (geralmente dominante em estrelas com tipo espectral maior que M5.0V). Essas moléculas, juntamente com hidretos (*e.g.*, FeH, CaH, e, entre outros), são as maiores fontes de opacidade em estrelas anãs M. Já no infravermelho (9600–17100 Å), as principais características espectrais são dominadas por linhas de metais neutros, bem como por bandas moleculares de H₂O, FeH, CO e OH.

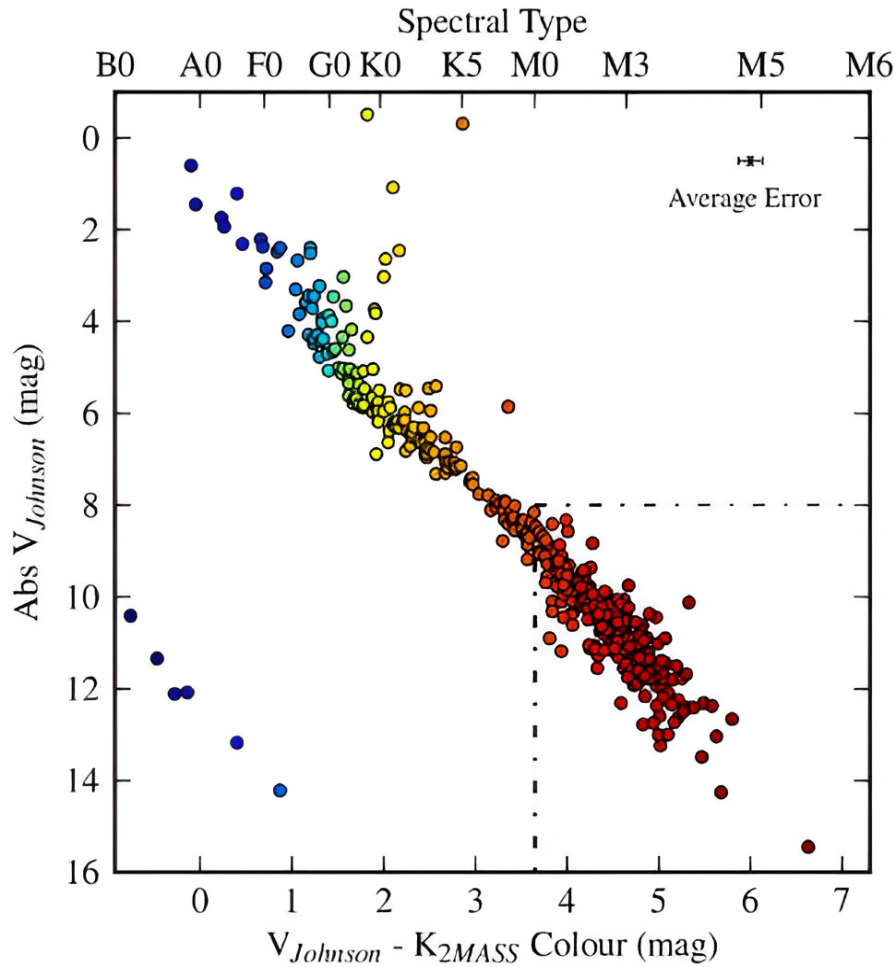


Figura 1.1 Diagrama cor-magnitude absoluta (M_V vs. $V - K_S$) para as 449 estrelas localizadas até 15 pc estudadas por [WARD-DUONG *et al.* \(2015\)](#). As linhas tracejadas delimitam a região do diagrama utilizada para a seleção da amostra de 245 anãs M ($V - K_S \geq 3.65$ e $M_V > 8$). As estrelas estão codificadas de cor de acordo com seus tipos espectrais, sendo que, segundo os autores, a escassez de anãs M de menor massa em maiores distâncias se deve ao limite de sensibilidade do catálogo Hipparcos. No canto superior direito da figura é apresentado um exemplo do tamanho típico das barras de erro. Note que, estrelas anãs M são as estrelas mais abundantes ($\approx 54.57\%$ da amostra) na vizinhança solar até 15 pc. Figura extraída de [WARD-DUONG *et al.* \(2015\)](#).

A opacidade gerada por moléculas ajuda a diminuir a temperatura da atmosfera estelar, o que, em princípio, acelera a formação de novas moléculas (criando um “feedback” positivo). A Figura 1.2 ilustra uma sequência de espectros de anãs M, desde as estrelas mais quentes (M0.0V) às mais frias (M9.0V). Nesta figura encontram-se destacadas algumas das linhas e bandas moleculares mais características do espectro de anãs M. É nítido pela figura que, ao passo que a temperatura da estrela diminui, o espectro apresenta bandas de absorção mais intensas.

Algumas moléculas como TiO e VO têm um comportamento interessante, a intensidade das bandas moleculares desses elementos diminui com o aumento do tipo espectral.

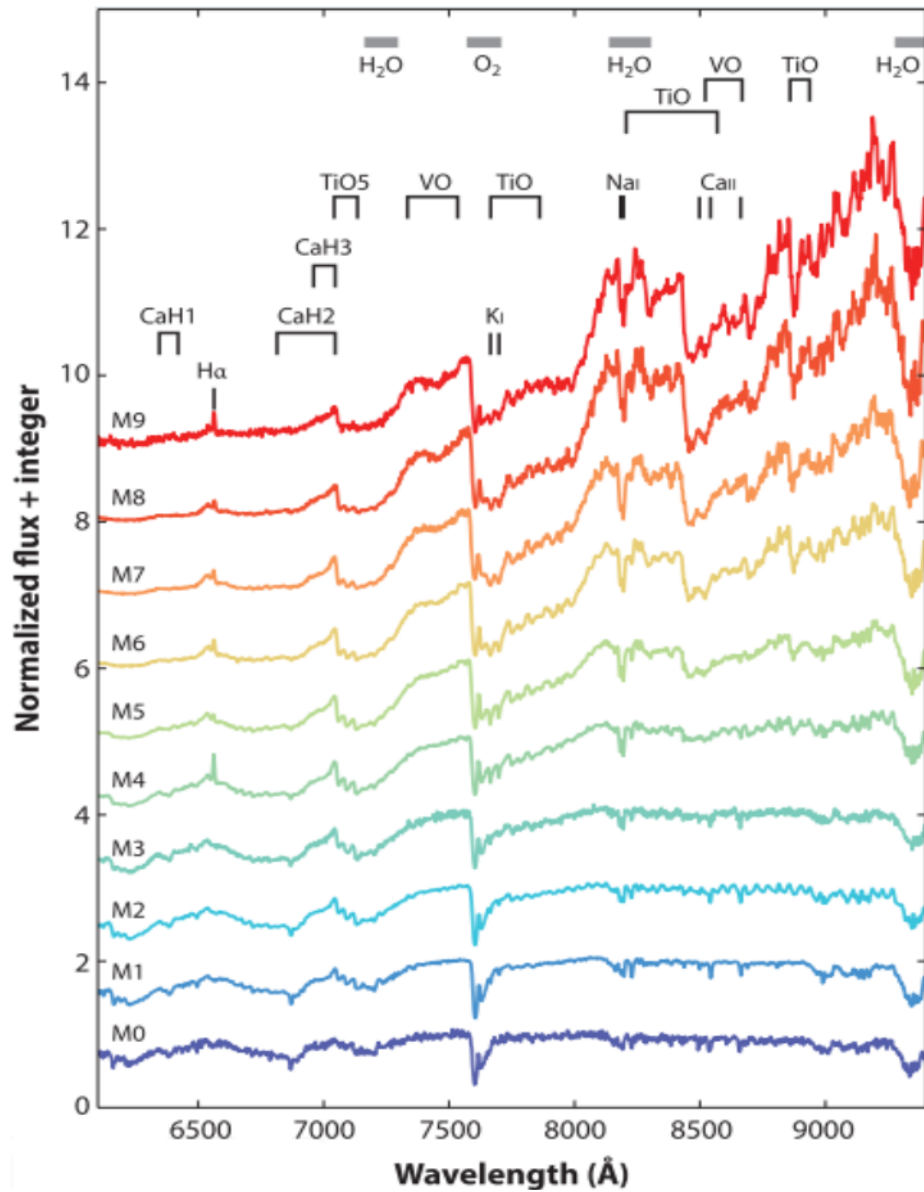


Figura 1.2 Sequência de espectros de anãs M, ilustrando as variações na intensidade de linhas e bandas moleculares com o tipo espectral. O eixo Y mostra o fluxo normalizado com um deslocamento inteiro para facilitar a visualização e separação dos espectros. As principais características espectrais utilizadas na definição da sequência estão indicadas na parte superior da figura, com as regiões de absorção telúrica (*i.e.*, absorção de radiação eletromagnética pela atmosfera terrestre, principalmente devido à presença de moléculas de água, oxigênio e ozônio) mais proeminentes destacadas em cinza. As estrelas mais quente estão dispostas em azul e as mais frias em vermelho. Imagem extraída de [HENRY e JAO \(2024\)](#).

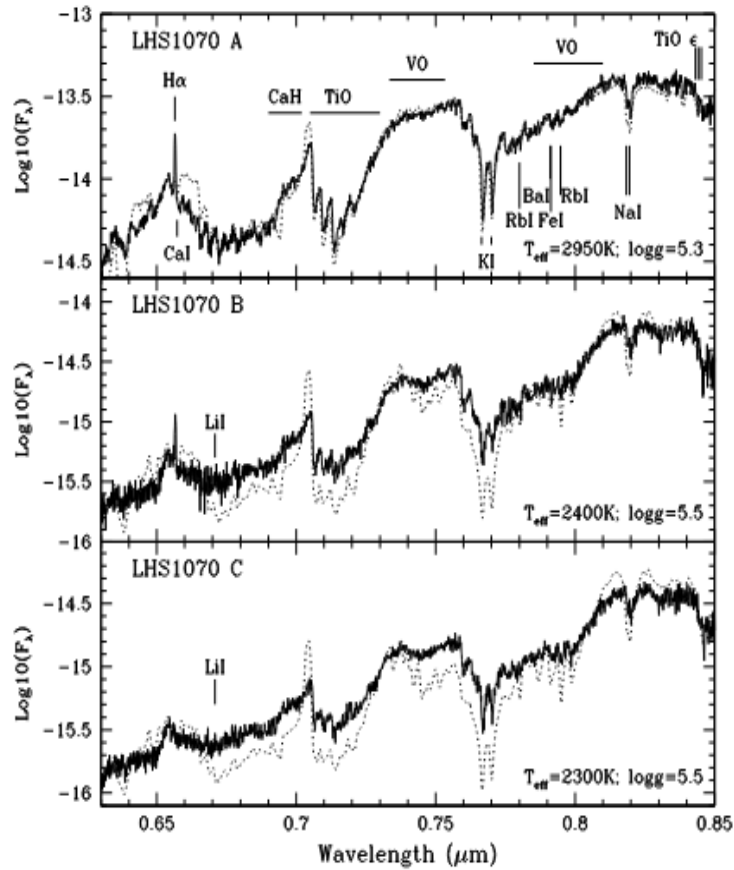


Figura 1.3 Espectros de anãs M que fazem parte de um mesmo sistema estelar múltiplo estudadas por LEINERT *et al.* (2000). A linha sólida representa o espectro observado obtido pelo *Hubble Space Telescope* (HST) com o espectrógrafo *Faint Object Spectrograph* (FOS). A linha pontilhada se refere ao melhor ajuste encontrado por LEINERT *et al.* (2000) incluindo grãos de poeira. Algumas características espectrais importantes, como também o nome e os melhores parâmetros atmosféricos obtidos, encontram-se destacados. Os painéis estão organizados de modo que a estrela mais quente se encontra no painel superior e mais fria no inferior. Note que ao passo que a temperatura efetiva diminui a banda de TiO $\lambda 7140$ Å diminui, essa saturação é um possível sinal da formação de grãos de poeira na atmosfera dessas estrelas. Imagem extraída de LEINERT *et al.* (2000).

A Figura 1.3 ilustra este comportamento, nela estão dispostos os espectros observados (linhas sólidas) de anãs M que fazem parte de um sistema estelar múltiplo comparado com o melhor ajuste do espectro sintético (linha pontilhada). É perceptível que há uma diminuição da intensidade das bandas moleculares de TiO $\lambda 7140$ Å e de VO $\lambda 7430$ Å à medida que a temperatura efetiva da estrela diminui. Para explicar este fato TSUJI *et al.* (1996a) notou que em anãs M com temperaturas menores que 2800 K o ambiente é propício para a formação de grãos de poeira, tais como Al_2O_3 (coríndon) e MgSiO_3 (enstatita)⁴. De fato, somente um ano depois foi confirmado por JONES e TSUJI (1997) a formação de grãos de poeira em anãs M frias.

⁴Ambas consideradas pedras preciosas na Terra.

Grãos de poeira atuam diminuindo a abundância de moléculas na atmosfera estelar, já que estas são utilizadas para a sua formação, por exemplo, TiO é utilizado para a formação de CaTiO_3 , titanato de cálcio (LEINERT *et al.* 2000). Entretanto, há outra causa para a menor intensidade de bandas moleculares em estrelas frias. Como grãos de poeira são ótimos absorvedores de calor, eles causam uma espécie de efeito estufa na atmosfera da estrela, aumentando sua temperatura. Com temperaturas mais altas, além de menos moléculas se formarem, algumas são desassociadas, como, por exemplo, as moléculas de água e CO (LEINERT *et al.* 2000), conseqüentemente, a absorção molecular diminui. Contudo, esse efeito também afeta os grãos de poeira, que também serão formados cada vez menos. Segundo TSUJI *et al.* (1996a), por fim, um equilíbrio é atingido entre as espécies, sendo que a concentração de grãos de poeira é muito inferior à concentração molecular⁵. Desta forma, a redução da intensidade das bandas de absorção moleculares com a diminuição da temperatura se deve à formação de grãos de poeira na atmosfera de anãs M frias.

Ademais, estrelas de baixa massa apresentam baixas pressões internas em seus núcleos, o que resulta em uma taxa mais lenta das reações de fusão do hidrogênio em hélio por meio da cadeia próton-próton. Adicionalmente, anãs M apresentam núcleos, praticamente, totalmente convectivos (para uma explicação mais detalhada ver a Seção 1.3) o que promove o constante abastecimento de combustível ao núcleo. Portanto, estrelas anãs do tipo M apresentam um longo tempo de vida, alcançando até 10^{13} anos na sequência principal (LAUGHLIN *et al.* 1997). Deste modo, nenhuma anã vermelha evoluiu significativamente desde o início do Universo⁶. A Figura 1.4 demonstra trajetórias evolutivas para estrelas com massas de $0.1 M_{\odot}$ (vermelho), $1 M_{\odot}$ (laranja) e $10 M_{\odot}$ (azul). Os símbolos ao longo da trajetória evolutiva mostram a idade da estrela naquele ponto. Note que, enquanto a estrela com $M = 0.1 M_{\odot}$ começa sua vida na sequência principal com 2 Gano, a estrela com $M = 1 M_{\odot}$ está saindo da sequência principal, e a estrela com $M = 10 M_{\odot}$ já completou toda sua trajetória evolutiva. Neste contexto, dadas suas baixas taxas evolutivas, anãs M são ótimas traçadoras das estruturas da Via Láctea, como também da sua história e evolução química.

⁵Grãos de poeira são mais abundantes e têm um papel crucial em atmosferas de anãs marrons (TSUJI *et al.* 1996b).

⁶Os “fósseis” Galácticos mais velhos se encontram numa subclasse das anãs vermelhas conhecida como subanãs M, identificadas pelo prefixo “sd”. Localizadas entre a sequência principal e a região das anãs brancas, essas estrelas são caracterizadas por suas baixas metalicidades ($[Fe/H] \leq -1$), baixas luminosidade, por serem velhas (BOCHANSKI *et al.* 2013; JAO *et al.* 2008), e, por pertencerem ao halo e disco espesso da Via Láctea (DIGBY *et al.* 2003; MONTEIRO *et al.* 2006; BOCHANSKI *et al.* 2013).

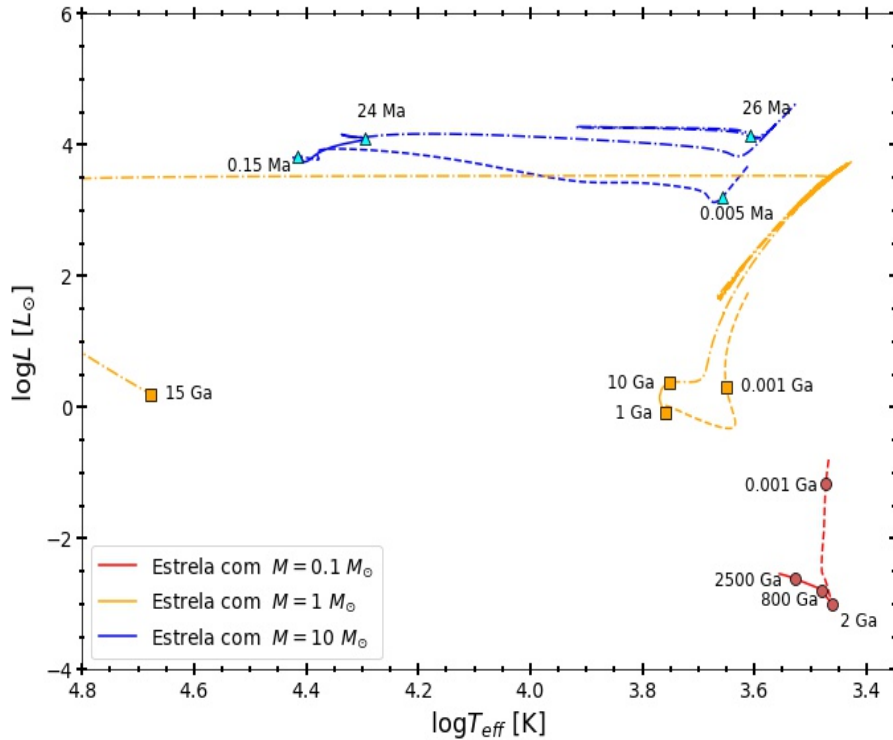


Figura 1.4 Diagrama HR mostrando trajetórias evolutivas MIST (CHOI *et al.* 2016; DOTTER 2016) para estrelas com massas de $0.1 M_{\odot}$ (vermelho), $1 M_{\odot}$ (laranja) e $10 M_{\odot}$ (azul). As curvas mostram a evolução da luminosidade ($\log L$) em função da temperatura efetiva ($\log T_{eff}$). Os símbolos ao longo da trilha evolutiva demonstram a idade da estrela naquele ponto. Para todas as estrelas, a pré-sequência principal é representada por linhas tracejadas, a sequência principal por linhas sólidas, e, a evolução pós-sequência principal é representada por linhas tracejadas pontilhadas.

1.2 Características Demográficas de Estrelas Anãs M

Com a teoria de formação estelar é possível prever a quantidade de estrelas formadas em cada intervalo de massa como resultado de um colapso de uma nuvem molecular, o que chamamos de função de massa inicial (FMI). Normalmente ela é aproximada por uma lei de potência⁷:

$$dN(M) \propto M^{\alpha} dM ; \quad (1.1)$$

na qual $dN(M)$ é o número de estrelas no intervalo de massa M a $M + dM$. Na vizinhança solar $\alpha = -1.35$ (SALPETER 1955), portanto, na vizinhança solar houve mais formação de estrelas de baixa massa, o que está em acordo com outros resultados da literatura (MILLER e SCALO 1979; REID *et al.* 2002; HENRY *et al.* 2006; MCKEE *et al.* 2015; WINTERS *et al.* 2019).

⁷Na realidade o que é medido para se obter a FMI é a luminosidade das estrelas em certo intervalo de massa (chamada de função de luminosidade) que então é convertida em massas estelares.

Diversas formulações matemáticas para a FMI⁸ foram feitas ao longo dos anos. Contudo, independentemente da formulação matemática, no geral, na literatura é bem estabelecido que no universo local a FMI é de certo modo universal (GILMORE 2001; OFFNER *et al.* 2014; HENNEBELLE e GRUDIĆ 2024), formando comumente mais estrelas de baixa massa⁹. A Figura 1.5 a) ilustra as formulações distintas da FMI segundo diversos autores, note que, independentemente da formulação, mais estrelas de baixa massa são formadas. Já a Figura 1.5 b) mostra a estimativa da FMI para oito regiões de formação estelar da Galáxia, demonstrando a universalidade da FMI na Via Láctea. Sendo assim, não é de se espantar que cerca de metade da massa do disco da Galáxia se deva a estrelas anãs do tipo M (BOCHANSKI *et al.* 2010; MCKEE *et al.* 2015) e que na vizinhança solar somente anãs M correspondem a 51.80% do número total de estrelas, incluindo remanescentes estelares (MCKEE *et al.* 2015).

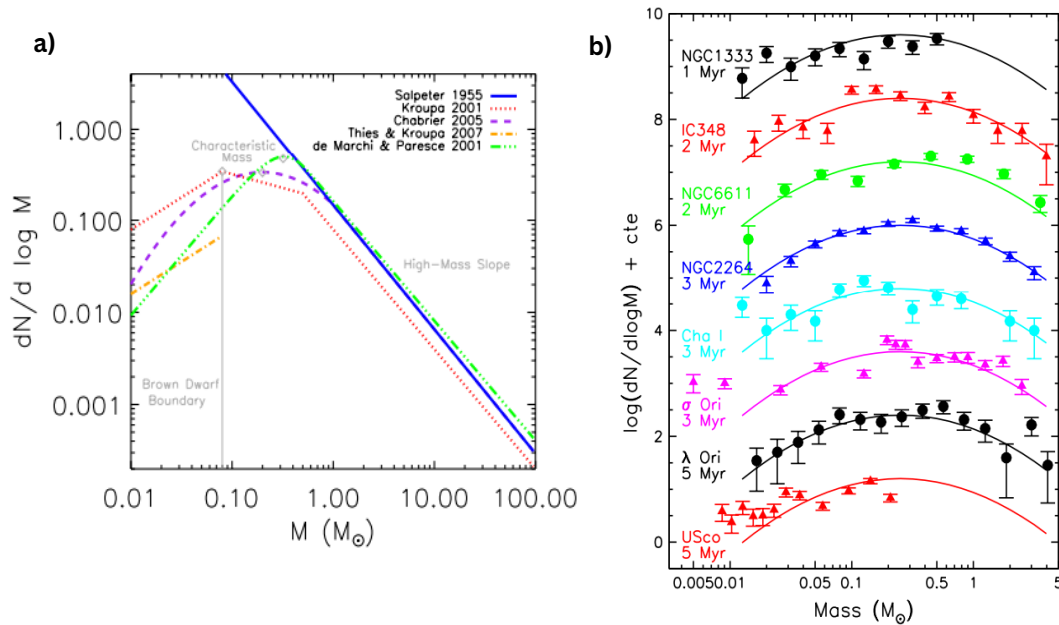


Figura 1.5 a) Função de massa inicial proposta por vários autores mediante comparações com dados estelares Galácticos. Na figura mostra-se o limite de formação de anãs marron (linha vertical), a região de formação de estrelas de alta massa e a massa característica, que está demarcada por um losango cinza e que se refere a massa na qual o maior número de estrelas são formadas. Perceba que, para todas as formulações da FMI mostradas na figura, as estrelas que mais se formam são as de baixa massa. b) Estimativa da FMI para oito regiões de formação estelar da Galáxia. As curvas representam a formulação da FMI proposta por CHABRIER (2005), que foi normalizada de maneira a melhor seguir os dados observacionais. A massa características para essas regiões está entre 0.2 – 0.3 M_{\odot} (OFFNER *et al.* 2014). Figura extraída de OFFNER *et al.* (2014).

⁸Para revisões do assunto sugerimos a leitura de: Bonnell *et al.* (2007); Kroupa *et al.* (2013); Offner *et al.* (2014); Lee *et al.* (2020) e Hennebelle e Grudić 2024.

⁹Como anãs vermelhas não evoluíram significativamente desde do início do Universo, a função de massa atual determinada através dessas estrelas representa a função de massa inicial.

Colocando as anãs M da vizinhança solar em contexto, o *Research Consortium On Nearby Stars*¹⁰ (RECONS) estuda a vizinhança solar buscando caracterizar todos os objetos em um raio 25 pc do Sol por meio de fotometria e espectroscopia no óptico e no infravermelho. Com os dados precisos do RECONS, especialmente a paralaxe, WINTERS *et al.* (2019) conseguiram uma amostra uniforme (*i.e.*, sem direções preferenciais) de 1120 estrelas anãs M em um raio de 25 pc do Sol.

Procurando companheiras para as anãs M da amostra com separação de $2'' - 300''$, WINTERS *et al.* (2019) encontraram uma taxa de multiplicidade (TM, *i.e.*, a porcentagem de sistemas que são múltiplos, independente se ele é duplo, triplo ou de ordem maior, contudo, em todos eles a estrela primária, a estrela de maior massa, deve ser uma anã M) de $26.8 \pm 1.4\%$, resultado coerente com os encontrados anteriormente na literatura (JANSON *et al.* 2012; JANSON *et al.* 2014; WARD-DUONG *et al.* 2015). Portanto, comumente anãs M fazem parte de sistemas estelares. WINTERS *et al.* (2019) também encontraram que os sistemas estelares com anãs vermelhas comumente apresentam menores separações (ver também WARD-DUONG *et al.* 2015).

O resultado obtido por WINTERS *et al.* (2019) também corrobora com o fato de que a multiplicidade é uma função do tipo espectral, ou, mais especificamente, que a taxa de multiplicidade é uma função da massa. Isto é, estrelas massivas têm mais chance de serem múltiplas do que as de menor massa, o que é facilmente perceptível pela Figura 1.6. Adicionalmente, eles também encontraram que anãs vermelhas mais velhas têm uma menor taxa de multiplicidade do que as anãs M mais jovens¹¹. Outra característica de sistemas múltiplos, no qual a estrela primária é uma anã M, é que a distribuição da razão das massas das estrelas é basicamente uniforme (DELFOSSÉ *et al.* 2004; WARD-DUONG *et al.* 2015; WINTERS *et al.* 2019), isto é, não há uma massa preferencial para a estrela companheira. Porém, sabe-se que estrelas anãs M em sistemas binários com períodos curtos são mais comumente encontradas em sistemas com alta razão de distribuição de massa (REID e GIZIS 1997).

Finalmente, outro aspecto relevante das anãs M é que por elas serem pequenas e pouco luminosas, elas são alvos perfeitos para a descoberta de exoplanetas. A alta razão entre a massa da estrela e do exoplaneta favorece a detecção de planetas extrassolares por meio do método da velocidade radial, visto que um exoplaneta perturbará mais uma estrela de baixa massa do que uma de alta massa. Por exemplo, considerando que a Terra orbitasse uma estrela do tipo M8.0V o sinal detectado pelo método da velocidade radial seria de 4.4 m/s , enquanto orbitando o Sol o valor é de 0.18 m/s (CHARBONNEAU

¹⁰<https://www.astro.gsu.edu/RECONS/index.htm>.

¹¹GONZÁLEZ-PAYO *et al.* (2021) encontraram uma TM de $1.00\%_{-1.00\%}^{+2.00\%}$ para subanãs M, resultado que possivelmente reforça que para anãs M a TM diminui com a idade estelar. Além disso, como subanãs são extremamente pobres em metais, esse resultado também pode indicar que a metalicidade influencia a TM. Entretanto, infelizmente, ainda não há muitos estudos sobre o assunto.

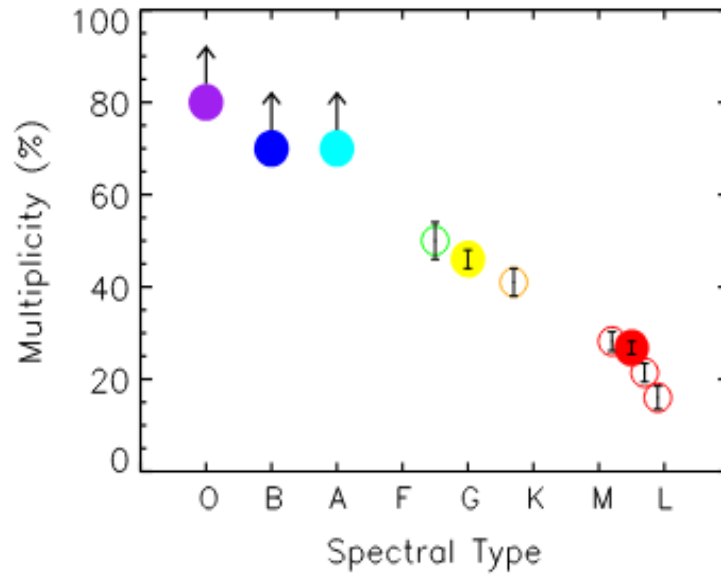


Figura 1.6 Taxa de multiplicidade estelar em relação ao tipo espectral. Em vermelho é apresentada a TM para anãs M, o círculo cheio representa o valor corrigido e os vazios os valores não corrigidos encontrados por [WINTERS *et al.* \(2019\)](#). Os círculos verde e laranja são as subamostras reportadas por [RAGHAVAN *et al.* \(2010\)](#), e o círculo amarelo é a média da TM para essas duas subamostras. O restante dos dados foram coletados de [MASON *et al.* \(2009\)](#) e [DUCHÊNE e KRAUS \(2013\)](#). A seta indica que as TM encontradas pelos autores são possivelmente limites inferiores. Note como a TM é função decrescente da massa. Imagem extraída de [WINTERS *et al.* \(2019\)](#).

e [DEMING 2007](#)). Além disso, o contraste entre anãs vermelhas e seus exoplanetas é maior, favorecendo os métodos de trânsito e o imageamento direto. Por fim, como a razão entre o tamanho dos objetos é alta, há uma maior probabilidade de ocorrência de trânsitos (2.7% para uma estrela do tipo M4.0V e 0.47% para o Sol para um planeta tipo Terra; [CHARBONNEAU e DEMING 2007](#)) para estrelas anãs M, além deles serem mais profundos e frequentes, visto que, somando-se a maior razão entre os tamanhos, exoplanetas orbitando anãs M apresentam semi-eixo maior menores.

1.3 Estrutura Interna de Estrelas anãs M

De forma simplificada, a estrutura de uma estrela pode ser descrita por seu interior e sua atmosfera. O interior estelar é onde ocorre a fusão nuclear, e é dividido em: zona central (onde ocorre a fusão), zona convectiva e zona radiativa ¹². Já a atmosfera é subdividida em: fotosfera, cromosfera e coroa. A fotosfera é uma camada fina de onde emanam os fótons que observamos, a cromosfera é uma região rarefeita de transição entre a fotosfera

¹²Essas zonas variam de estrela para estrela, por exemplo, a zona radiativa é maior que a zona convectiva em estrelas quentes comparado a estrelas frias.

e a coroa, e a coroa é a região mais externa da atmosfera estelar, sendo caracterizada por ser extremamente rarefeita e quente. Essas regiões não têm um limite específico e variam de estrela para estrela.

O transporte de energia em uma estrela depende da opacidade e da temperatura do meio. A taxa de produção de energia de estrelas massivas é alta, portanto o núcleo dessas estrelas apresenta uma maior temperatura. Conseqüentemente, a região central da estrela apresenta uma maior opacidade, visto que as altas temperaturas promovem a ionização dos elementos presentes, o que também aumenta o espalhamento eletrônico. Sendo assim, para manter o equilíbrio hidrostático, o único meio de irradiar energia efetivamente se dá pelo transporte convectivo. Em estrelas massivas, nas camadas superiores ao núcleo, o meio é pouco opaco, pois a maioria dos elementos estão ionizados, e, portanto, a energia é transportada radiativamente.

Deste modo, estrelas de alta massa apresentam núcleos convectivos e camadas superiores radiativas. O oposto acontece para estrelas de baixa massa; elas apresentam núcleos radiativos e camadas superiores convectivas. Os núcleos dessas estrelas são pouco opacos e frios, de maneira que os fótons não são tão absorvidos e o efeito do espalhamento eletrônico é mínimo, o que favorece o transporte radiativo. Já suas camadas externas apresentam temperaturas baixas, o que permite a formação e manutenção de elementos simples ou até moléculas (no caso das anãs M), aumentando a opacidade das camadas externas da estrela. Portanto, para estrelas de baixa massa, o transporte nas camadas acima do núcleo se dá por meio convectivo (veja a Figura 1.7).

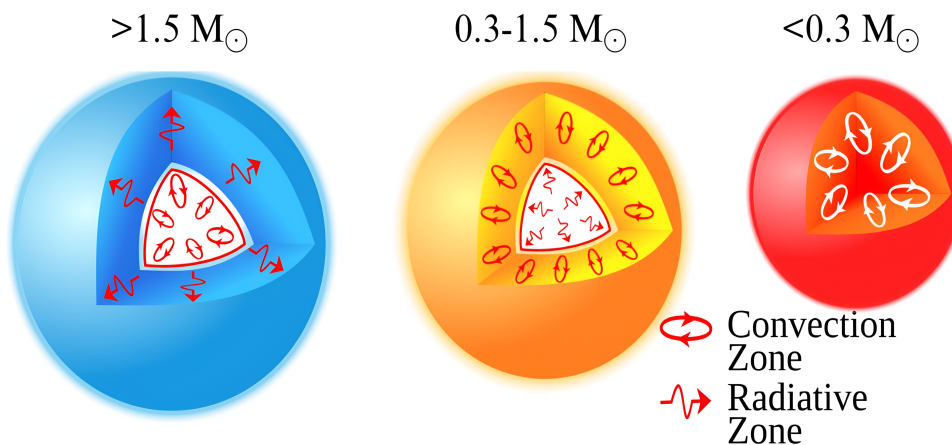


Figura 1.7 Representação esquemática do transporte de energia para diferentes estrelas. A elipse representa o transporte convectivo e a seta o transporte radiativo. Imagem extraída e adaptada de <https://rb.gy/hf1xjh>.

Por conseguinte, estrelas anãs M apresentam em seus interiores um núcleo radiativo e

um envelope convectivo, que, comparado aos de estrelas mais massivas, abrange quase todo o interior estelar. No século passado, vários pesquisadores utilizaram essa estrutura para estudar interiores de anãs M, porém não obtiveram bons resultados para anãs vermelhas de mais baixa massa. A título de exemplo, STROMGREN (1952) em seu trabalho discutiu a necessidade de investigar a extensão de zonas convectivas em estrelas de baixa massa. Segundo STROMGREN (1952) dada a baixa massa e temperatura da estrela Kruger 60A (estrela do tipo M3.0V a 4.00 pc do Sol; HENRY e JAO 2024), sua equação de estado, de opacidade e de produção de energia precisariam ser reavaliadas. Com o avanço teórico e observacional, foi descoberto que, na realidade, anãs vermelhas compreendem estrelas com três tipos distintos de interiores. Anãs M com massas entre $0.4 - 0.6 M_{\odot}$ têm interiores com núcleos radiativos e zonas externas convectivas, já aquelas com massas entre $0.3 - 0.4 M_{\odot}$ estão em uma zona de transição entre estrelas parcial e totalmente convectivas, por isso seus interiores são instáveis, mudando constantemente sua estrutura. Por fim, anãs vermelhas com massas entre $0.3 - 0.075 M_{\odot}$ são completamente convectivas.

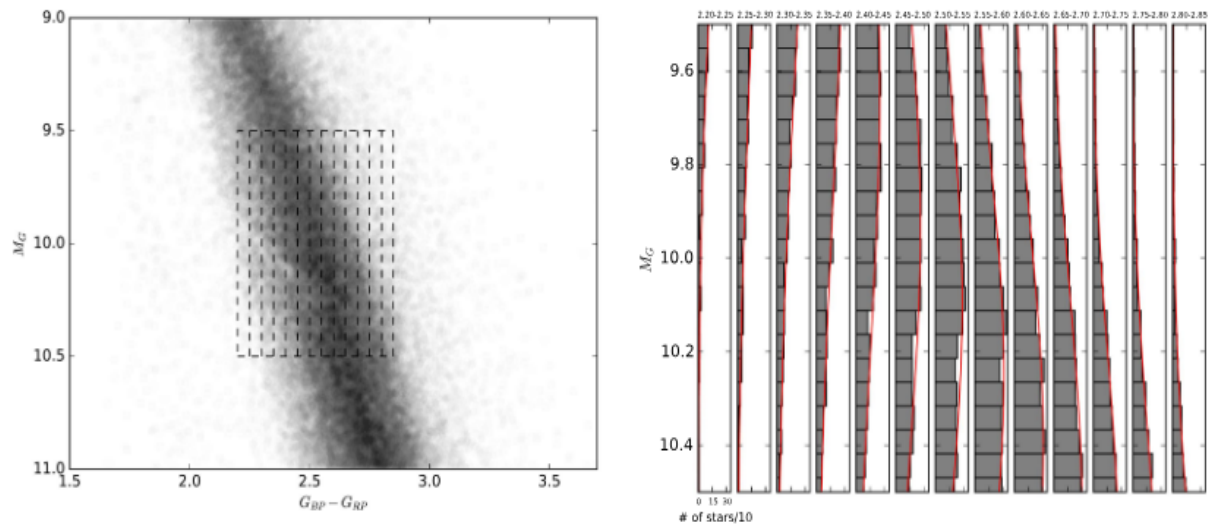


Figura 1.8 No painel da esquerda é mostrado o diagrama HR na região do *gap* encontrado por JAO *et al.* (2018), as linhas pontilhadas representam cortes feitos na cor $G_{BP} - G_{RP}$. No painel à direita temos a distribuição dos números de estrelas em cada tira especificada no painel da esquerda, ajustes gaussianos estão em vermelho. Imagem extraída de JAO *et al.* (2018).

Os dados fotométricos e paralaxes precisas obtidas pelo *Gaia Data Release 2*¹³ (GAIA COLLABORATION *et al.* 2016b; COLLABORATION *et al.* 2018) revelaram uma nova estrutura no diagrama HR: um *gap* na sequência principal para anãs M com tipo M3.0V (JAO *et al.* 2018). A Figura 1.8 ilustra o diagrama HR para estrelas anãs M, é perceptível a presença de um *gap* a partir de $M_G \approx 10$. JAO *et al.* (2018) discorrem que essa estrutura é causada pela transição de interiores parcialmente convectivos para interiores completamente convectivos. Antes mesmo da detecção desta estrutura, VAN SADERS e

¹³<https://gea.esac.esa.int/archive/>.

PINSONNEAULT (2012) descobriram uma instabilidade perto do limite no qual estrelas se tornam totalmente convectivas ($\approx 0.35 M_{\odot}$, que equivale a estrelas do tipo M3.0V), eles chamaram essa instabilidade de *convective kissing instability*, causada pela produção e mistura de ${}^3\text{He}$. Atualmente o porquê da existência deste *gap* está bem sedimentado graças aos trabalhos de BARAFFE e CHABRIER (2018), MACDONALD e GIZIS (2018) e FEIDEN *et al.* (2021).

Estrelas pouco massivas têm boa parte da sua energia gerada pela cadeia próton-próton I (PPI), que tem como produto ${}^3\text{He}$. O ${}^3\text{He}$ também é utilizado para a produção de energia, especialmente em estrelas de baixa massa. Durante sua queima, um núcleo convectivo é gerado, o qual é separado do envelope convectivo da estrela por uma pequena zona radiativa. Enquanto o ${}^3\text{He}$ não está em equilíbrio, sua abundância aumenta com a temperatura, portanto, o núcleo aumenta com o tempo até o ponto em que ele alcança o envelope convectivo. Nesse momento a estrela se torna completamente convectiva. As células de convecção levam o ${}^3\text{He}$ da região central para camadas superiores, diminuindo a abundância central desse elemento. Com isso a taxa de produção de energia diminui, e a estrela retorna a ter um núcleo convectivo cercado por uma zona radiativa. Esses episódios continuam em *looping* até a abundância de ${}^3\text{He}$ em toda estrela ser alta o suficiente para manter a estrela totalmente convectiva, correspondendo a mudanças de poucos por cento no raio e luminosidade da estrela (VAN SADERS e PINSONNEAULT 2012).

Portanto, o *gap* na Figura 1.8 é uma consequência observacional da instabilidade causada pelo ${}^3\text{He}$. Nesta mesma figura, é perceptível que o *gap* é mais evidente para cores azuis do que para cores vermelhas. Como cores mais azuis implicam em uma menor presença de metais, a instabilidade do ${}^3\text{He}$ provavelmente depende da metalicidade estelar. Segundo FEIDEN *et al.* (2021), um modelo com menor metalicidade demora mais para acumular ${}^3\text{He}$ suficiente para que a fusão nuclear comece. Consequentemente, o período e a amplitude de pulsação são maiores, produzindo um *gap* mais visível. Acima do *gap*, as anãs M não sofrem a *convective kissing instability*, apresentando um núcleo radiativo e um envelope convectivo. Enquanto isso, abaixo dessa estrutura, as anãs vermelhas são completamente convectivas. Combinando a localização do *gap* com a função de massa estelar, é esperado que cerca de 50% de todas as anãs M sejam totalmente convectivas (HENRY e JAO 2024).

É aceito na literatura que as variações observadas nas regiões externas à fotosfera estelar (*i.e.*, atividade estelar, como manchas estelares, *flares* e proeminências¹⁴) são uma

¹⁴Manchas estelares são regiões que, devido ao fluxo intenso de campo magnético, tem a convecção inibida, apresentando uma temperatura menor do que seu entorno (exibindo uma aparência escura). Proeminências são estruturas filamentosas que emergem da fotosfera estelar em virtude do emaranhamento do campo magnético. Flares são erupções localizadas de radiação eletromagnética na atmosfera estelar, que ocorre devido a eventos de reconexão magnética que acelera as partículas carregadas no plasma circundante. Comumente *flares* estão associadas a ejeção de massa.

direta consequência da presença de campos magnéticos fortes e variáveis. O mecanismo por trás da formação de campos magnéticos em anãs M não é totalmente compreendido. No entanto, espera-se que seja semelhante ao efeito dínamo (PARKER 1955) experimentado por estrelas mais massivas, cuja origem está na interação entre a rotação da estrela e suas camadas convectivas profundas. Na literatura é consolidado que estrelas anãs M mais tardias¹⁵ são mais ativas do que estrelas menos tardias (HAWLEY *et al.* 2000; WEST *et al.* 2011). Essa propriedade é atribuída à camada convectiva dessas estrelas, que, dada a menor temperatura e, por consequência, maior opacidade, são mais desenvolvidas e turbulentas, o que provavelmente aumenta a taxa de processos magnetohidrodinâmicos e, portanto, a atividade estelar.

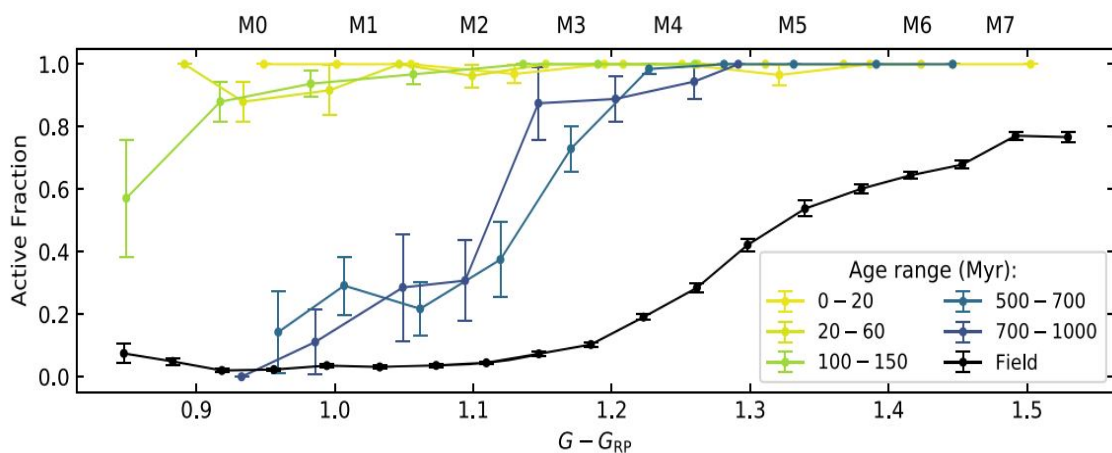


Figura 1.9 Fração de estrelas ativas por *bin* com relação ao índice de cor $G - G_{RP}$. Quanto mais clara a cor dos elementos, mais nova é a estrela, sendo que as estrelas do campo estão representadas em preto. Perceba que a atividade estelar diminui com a idade, e que esse decréscimo depende da massa da estrela, quanto mais massiva menor a atividade estelar. Imagem extraída de KIMAN *et al.* (2021).

Levando em consideração a idade de anãs vermelhas ao analisarmos sua atividade, encontramos a chamada relação idade-atividade (*age-activity relation*; STAUFFER e HARTMANN 1986, KIRAGA e STEPIEN 2007, BOOTH *et al.* 2017, KIMAN *et al.* 2021). Segundo essa relação, anãs M mais novas são mais ativas do que anãs vermelhas mais velhas, o que pode ser facilmente verificado na Figura 1.9. Ademais, as estrelas anãs M mais ativas estão concentradas no plano Galáctico, diminuindo consideravelmente sua concentração ao se afastar dessa região (KIRAGA e STEPIEN 2007; WEST *et al.* 2008; PINEDA *et al.* 2013). Acredita-se que, pelo menos em parte, esse comportamento se deva à rotação estelar. Foi encontrado que estrelas anãs vermelhas que rotacionam mais rápido são mais novas do que as que rotacionam devagar (NEWTON *et al.* 2017; WRIGHT *et al.* 2018; WANDERLEY *et al.* 2024). Como a rotação estelar afeta diretamente o efeito

¹⁵Normalmente a denominação tardia/*late-type* é atribuída as estrelas com tipos espectrais maiores do que M4.0V, e *early-type* a estrelas com tipo espectrais entre M0.0V-M4.0V.

dínamo, tal resultado está encapsulado nas teorias já estabelecidas, de modo que, julga-se haver na realidade uma relação idade-atividade-rotação (KIRAGA e STEPIEN 2007).

1.4 Metalicidade de Estrelas Anãs M

A nucleossíntese primordial deu origem a dois elementos principais: hidrogênio e hélio (e um pouco de lítio). Os outros elementos mais pesados foram criados através da fusão nuclear que ocorre na região central das estrelas, que retornam ao meio interestelar em eventos como explosões de supernova e nebulosas planetárias, e, por outros processos astrofísicos, como os processos de captura de nêutrons r , s , e p , que ocorrem durante o ramo assintótico das gigantes. Todos esses processos astrofísicos fazem com que o meio interestelar seja constantemente enriquecido, de maneira que cada geração de estrelas é em princípio um pouco mais enriquecida em metais do que a anterior, aumentando, portanto, sua metalicidade. Neste trabalho utilizamos a seguinte definição para a metalicidade:

$$[M/H] = \log \left(\frac{N_M}{N_H} \right)_* - \log \left(\frac{N_M}{N_H} \right)_\odot ; \quad (1.2)$$

onde N_M é o número de todos os átomos mais pesados que hidrogênio e hélio e N_H é o número de átomos de hidrogênio.

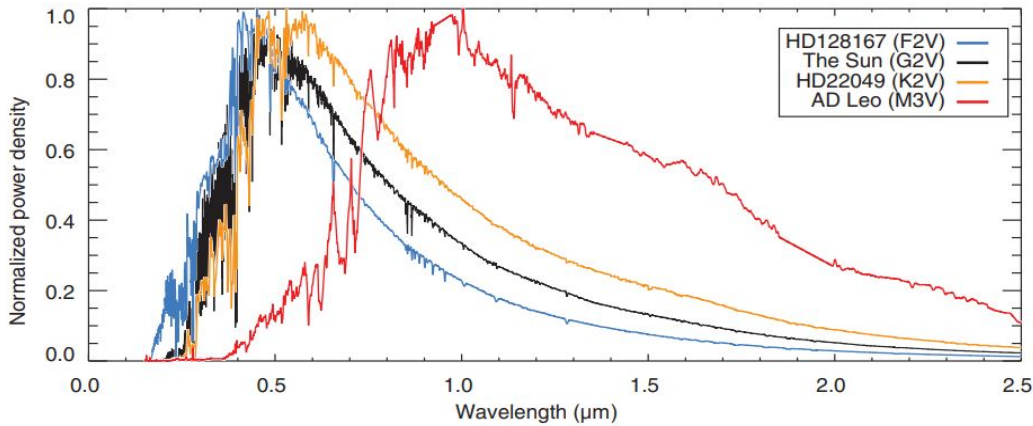


Figura 1.10 Distribuição de energia espectral normalizada do óptico ao infravermelho para diferentes tipos estelares. Em azul para uma estrela do tipo F2V, em preto o espectro solar (G2V), em laranja para uma estrela do tipo K2V e em vermelho para uma anã M do tipo M3.0V. Imagem extraída de SHIELDS *et al.* (2013).

A maior dificuldade no estudo na determinação das metalicidades de estrelas anãs M se dá pela complexidade de seus espectros. Caracterizados pela abundante presença de linhas e bandas moleculares, que são mais presentes na região do óptico do que na região do infravermelho do espectro eletromagnético (ALLARD *et al.* 2000; TSUJI *et al.* 2015).

A Figura 1.10 mostra a distribuição espectral de energia do óptico ao infravermelho para estrelas do tipo F2V (azul), G2V/tipo solar (preto), K2V (amarelo) e M3.0V (vermelho). É nítido para todas as estrelas, especialmente para a anã M, que as linhas e bandas moleculares afetam mais o espectro em menores comprimentos de onda (região do óptico) do que em comprimentos de onda maiores (região do infravermelho). Ademais, podemos ver que o pico da intensidade luminosa de anãs M ocorre no infravermelho. Ambas as características citadas favorecem a análise de anãs vermelhas nesta região.

Dados os desafios em se determinar as metalicidades de estrelas anãs M, diversos autores optaram por estudar estas estrelas em sistemas binários, partindo do pressuposto de que tais sistemas compartilham da mesma composição química. Nessa metodologia, as estrelas primárias são quentes (as estrelas do tipo F, G, e K, são as mais empregadas nessa análise, visto que seu estudo químico é bem estabelecido na literatura) e as companheiras são anãs M. O objetivo, portanto, é derivar as metalicidades das binárias e construir calibrações fotométricas, de modo que a metalicidade das anãs M possa ser estimada a partir de sua cor. Para uma dada massa estelar, quanto maior for a metalicidade, menor a temperatura efetiva, e, portanto, menor será a luminosidade da estrela¹⁶. O trabalho pioneiro desta técnica foi desenvolvido por BONFILS *et al.* (2005), que posteriormente foi ampliado e melhorado por diversos autores (*e.g.*, JOHNSON e APPS 2009, SCHLAUFMAN e LAUGHLIN 2010, NEVES *et al.* 2012, e DITTMANN *et al.* 2016).

Ao longo dos anos, outras calibrações fotométricas e relações empíricas para outros parâmetros, como temperatura efetiva, raio e massa de anãs M, foram sendo desenvolvidas (CASAGRANDE *et al.* 2008; ROJAS-AYALA *et al.* 2010; MANN *et al.* 2015, 2019; SCHMIDT *et al.* 2016; VEYETTE *et al.* 2017). Todavia, dado o desafio observacional de estrelas anãs M, como a determinação de distâncias precisas para o cálculo da magnitude absoluta, os estudos fotométricos muitas vezes não apresentam um bom acordo entre si e com estudos espectroscópicos (ÖNEHAG *et al.* 2012; LINDGREN *et al.* 2016; SOUTO *et al.* 2020, COSTA-ALMEIDA *et al.* 2021).

ÖNEHAG *et al.* (2012) e LINDGREN *et al.* (2016) mostraram ser possível utilizar espectros em alta resolução na banda J ($\approx 1.2 \mu\text{m}$) para determinar metalicidades de anãs M por meio de linhas de Fe I. Ambos os trabalhos apresentam metodologias semelhantes, que consistem na obtenção da metalicidade a partir de síntese espectral e modelos de atmosferas MARCS (GUSTAFSSON *et al.* 2008). Na Figura 1.11 ilustramos as metalicidades obtidas por ÖNEHAG *et al.* (2012), painel à esquerda, e LINDGREN *et al.* (2016), painel à direita, comparadas com metalicidades obtidas por calibrações fotométricas e resultados espectroscópicos. Como comentado anteriormente, é perceptível que não há bom acordo entre as metalicidades apresentadas. Por exemplo, é nítido que a calibração

¹⁶Maiores metalicidades implicam em uma maior opacidade na atmosfera estelar, que diminui drasticamente o caminho médio livre dos fótons (*i.e.*, impede que o fóton escape da atmosfera estelar).

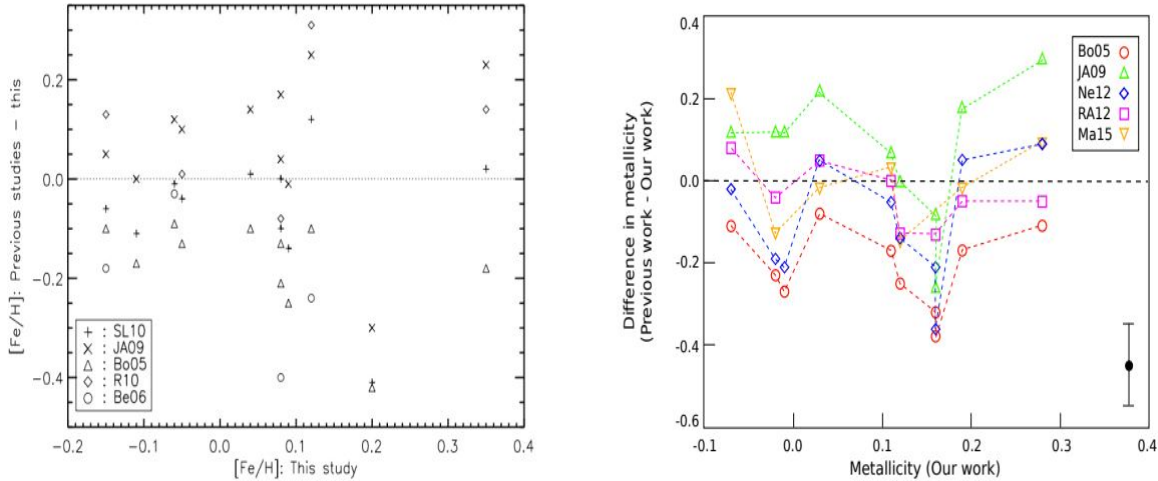


Figura 1.11 Comparações das metalicidades determinadas com espectros em alta resolução no infravermelho por ÖNEHAG *et al.* (2012), painel à esquerda, e LINDGREN *et al.* (2016), painel à direita, com metalicidades obtidas por calibrações fotométricas (Bo05 - BONFILS *et al.* 2005; JA09 - JOHNSON e APPS 2009; SL10 - SCHLAUFMAN e LAUGHLIN 2010; Ne12 - NEVES *et al.* 2012; Ma15 - MANN *et al.* 2015) e espectroscópicas (Be06 - BEAN *et al.* 2006; RA10/RA12 - ROJAS-AYALA *et al.* 2010, 2012). Imagem extraída e adaptada de ÖNEHAG *et al.* (2012) e LINDGREN *et al.* (2016).

fotométrica de JOHNSON e APPS (2009) subestima as metalicidades, enquanto as de BONFILS *et al.* (2005) as sobrestimam. Dado o alto espalhamento entre as metalicidades da literatura para anãs M, independentemente do método empregado, usualmente a metalicidade de anãs vermelhas é determinada e comparada com sua companheira binária quente (e.g., ÖNEHAG *et al.* 2012; SOUTO *et al.* 2020, 2022) ou utilizam-se aglomerados estelares (e.g., SOUTO *et al.* 2021; WANDERLEY *et al.* 2023) para a comparação e calibração.

Anãs M também podem ser estudadas por meio de análises espectroscópicas em baixa e média resolução (e.g., ROJAS-AYALA *et al.* 2010, 2012; HEJAZI *et al.* 2022). Devido ao menor tempo observacional, esta abordagem permite observar uma abundante quantidade de estrelas. Contudo, em espectros de baixa resolução, as linhas de absorção presentes no espectro de anãs M ficam ainda mais sobrepostas. Deste modo, o estudo espectroscópico de anãs M em alta resolução se mostra a forma mais promissora para a determinação de parâmetros estelares desses objetos. Além de ser um método confiável, é o único que permite a determinação de abundâncias individuais para anãs M (ÖNEHAG *et al.* 2012).

A determinação das metalicidades de uma amostra de estrelas anãs M, cobrindo um intervalo em temperatura efetiva, e pertencentes a aglomerados abertos apresenta algumas vantagens. Uma delas é que se pode investigar a consistência das metalicidades determinadas como função da temperatura efetiva e da massa estelar. Além disso, muitos dos aglomerados abertos próximos já foram bastante estudados na literatura a partir de espec-

tros ópticos em alta resolução de estrelas mais quentes do tipo F, G e K, o que possibilita a validação das metalicidades obtidas para as estrelas anãs M, e, conseqüentemente, da metodologia adotada na determinação dos parâmetros estelares e das metalicidades. Na próxima seção faremos uma breve introdução ao aglomerado aberto de Presépio, que será estudado neste trabalho.

1.5 O Aglomerado Aberto de Presépio

Um grupo de estrelas que esteja em um volume que não seja dominado por matéria escura, que contenha no mínimo doze estrelas e que tenha uma densidade grande o suficiente para resistir ao rompimento causado por forças de marés (KRUMHOLZ *et al.* 2019) é chamado de aglomerado estelar. Aglomerados estelares podem ser unidos gravitacionalmente, divididos em aglomerados abertos e globulares, ou não, os quais chamamos de associações estelares¹⁷. Aglomerados globulares são caracterizados por apresentarem alta densidade estelar, serem massivos ($> 10^5 M_{\odot}$), e velhos (> 1 Ga) (KRAUSE *et al.* 2020). Eles são representantes das primeiras formações estelares do Universo¹⁸, e, portanto, possuem baixas metalicidades, sendo caracterizados, tipicamente, por uma população estelar do tipo II. Em nossa Galáxia, são encontrados no bojo e halo em uma distribuição praticamente esférica em relação ao centro Galáctico.

Em contrapartida, aglomerados abertos são frutos de uma formação estelar mais recente ($\lesssim 1$ Ga), apresentando baixas massas ($\lesssim 10^5 M_{\odot}$) e uma menor densidade estelar (KRAUSE *et al.* 2020). Aglomerados abertos são encontrados no disco da Via Láctea, sendo que os mais novos estão mais próximos a essa região do que os aglomerados abertos mais velhos. Além disso, os aglomerados abertos menos ricos em metais se encontram em regiões mais externas ao disco Galáctico, quando comparados aos com maiores abundâncias. No geral, aglomerados abertos são mais ricos em metais do que os aglomerados globulares, correspondendo a uma população estelar do tipo III. Ademais, praticamente todos os aglomerados abertos apresentam uma única população estelar, isto é, uma única sequência principal no diagrama cor-magnitude, enquanto em aglomerados globulares são comumente encontradas populações múltiplas (GRATTON *et al.* 2001; GRATTON *et al.* 2011; BASTIAN e LARDO 2018), caracterizadas por diferentes abundâncias¹⁹.

O aglomerado aberto de Presépio, também conhecido como M44, NGC2632, Melotte

¹⁷As associações estelares apresentam características semelhantes aos aglomerados abertos, são compostos por estrelas jovens (comumente estrelas do tipo O, A e estrelas T Tauri) e têm uma densidade estelar baixa, com as estrelas bem separadas uma das outras

¹⁸Na Via Láctea, o aglomerado globular mais velho tem idade maior que 13 Ga (O'MALLEY *et al.* 2017), o que fornece um limite importante para a idade do Universo.

¹⁹Entretanto, na literatura ainda é debatido se diferentes populações de estrelas são realmente a causa das abundâncias distintas para alguns grupos estelares de aglomerados globulares (BASTIAN e LARDO 2018).



Figura 1.12 O aglomerado aberto de Presépio na constelação de Câncer. Imagem extraída de <https://earthsky.org/clusters-nebulae-galaxies/praesepe-beehive-cluster/>.

88 e Enxame (*Beehive*), é um aglomerado jovem com ≈ 750 milhões de anos (BOSSINI *et al.*, 2019), que contém cerca de 1000 estrelas (ADAMS *et al.* 2002) e está localizado na constelação de Câncer. O conhecimento sobre a existência e a observação do aglomerado aberto de Presépio remonta à antiguidade. Em condições boas de observação, NGC2632 é facilmente observável a olho nu, no entanto, sem o uso de equipamentos astronômicos, é impossível resolver individualmente suas estrelas (veja a Figura 1.12). Por isso, Hiparcos e Ptolomeu, ao observarem Presépio, o identificaram como uma pequena nuvem ou nebulosa. Foi somente no século XVII que NGC2632 foi resolvido espacialmente por Galileo Galilei, que o identificou como um grupo de 40 estrelas.

Presépio é um dos aglomerados abertos mais próximos ao Sol, se encontrando a ≈ 185.50 pc (CANTAT-GAUDIN *et al.*, 2018). Sendo assim, como discutido na Seção 1.2 é esperado que NGC2632 apresente uma distribuição de estrelas semelhantes à da vizinhança solar. E, de fato, é bem estabelecido na literatura que a população estelar de Presépio é composta em sua maioria por estrelas frias e de baixa massa (anãs M e K; KLEIN WASSINK 1927; UPGREN *et al.* 1979; KRAUS e HILLENBRAND 2007; WANG *et al.* 2014). Ademais, Presépio apresenta uma estrutura esférica em seu núcleo e uma forma elíptica em regiões externas (ADAMS *et al.* 2002), sendo que estrelas de baixa massa são preferencialmente encontradas na região externa ao núcleo, com as massas das estrelas diminuindo cerca de 30% ao passo que nos afastamos da região central (ADAMS *et al.* 2002; KRAUS e HILLENBRAND 2007; WANG *et al.* 2014; GAO 2019). Trabalhos

da literatura indicam que Presépio apresenta uma metalicidade um pouco acima da solar, o que é consistente com o fato dele se encontrar relativamente próximo ao Sol. As características do aglomerado aberto de Presépio determinadas por alguns autores na literatura estão sumarizadas na Tabela 1.2.

Tabela 1.2 Metalicidades, distâncias, idades, avermelhamento e movimentos próprios com relação a ascensão reta (μ_α) e declinação (μ_δ) determinados pela literatura para o aglomerado aberto de Presépio. TA06 - TAYLOR 2006a; AN07 - AN *et al.* 2007; CP11 - CARRERA e PANCINO 2011; BB13 - BOESGAARD *et al.* 2013; NP14 - NETOPIL *et al.* 2016; YA15 - YANG *et al.* 2015; CG18 - CANTAT-GAUDIN *et al.* 2018; YN18 - YEN *et al.* 2018; GA19 - GAO 2019; GE19 - GEBRAN *et al.* 2019; DO20 - D'ORAZI *et al.* 2020; AL23 - ALFONSO e GARCÍA-VARELA 2023.

| Trabalhos | [Fe/H] | Distância [pc] | Idade [Manos] | E(B-V) [mag] | μ_α [mas a^{-1}] | μ_δ [mas a^{-1}] |
|-----------|--------|----------------|---------------|--------------|------------------------------|------------------------------|
| TA06 | - | - | - | 0.027 | - | - |
| AN07 | 0.11 | - | - | - | - | - |
| CP11 | 0.16 | - | - | - | - | - |
| BB13 | 0.12 | - | - | - | - | - |
| NP14 | 0.16 | - | 730 | - | - | - |
| YA15 | 0.15 | - | - | - | - | - |
| CG18 | - | 185.50 | - | - | - | - |
| YN18 | - | 183.00 | 794 | 0.010 | -36.03 | -12.86 |
| GA19 | - | 187.0 | - | - | -36.136 | -12.950 |
| GE19 | 0.16 | - | - | - | - | - |
| DO20 | 0.21 | - | - | - | - | - |
| AL23 | - | 184.72 | 759 | - | - | - |

HOLLAND *et al.* (2000) e FRANCIOSINI *et al.* (2003) encontraram evidências de que Presépio pode ser, na verdade, a fusão de dois aglomerados de diferentes idades. A Figura 1.13 mostra o mapa de contorno da densidade superficial estelar para Presépio, é nítida a presença de duas regiões mais densas no aglomerado. A região mais densa contém $630 M_\odot$ se estendendo a 12.1 pc (consistente com resultados da literatura; *e.g.*, ADAMS *et al.* 2002) enquanto a região menos densa tem $30 M_\odot$ e está a 3 pc do centro do aglomerado (HOLLAND *et al.*, 2000). Ademais, foi reportado em HOLLAND *et al.* (2000) que há um excesso de energia cinética em Presépio (alta o suficiente para fazer com que Presépio desintegre rapidamente no futuro), o que pode ser um resultado direto da colisão entre as regiões com sobredensidades. FRANCIOSINI *et al.* (2003) sugeriram que as duas estruturas presentes em NGC2632 teriam idades diferentes devido à maior atividade estelar encontrada para as estrelas pertencentes ao subaglomerado. Entretanto, nenhuma diferença cinemática significativa foi reportada entre as duas estruturas (ADAMS *et al.* 2002).

É discutido na literatura se o aglomerado aberto das Híades e Presépio nasceram de

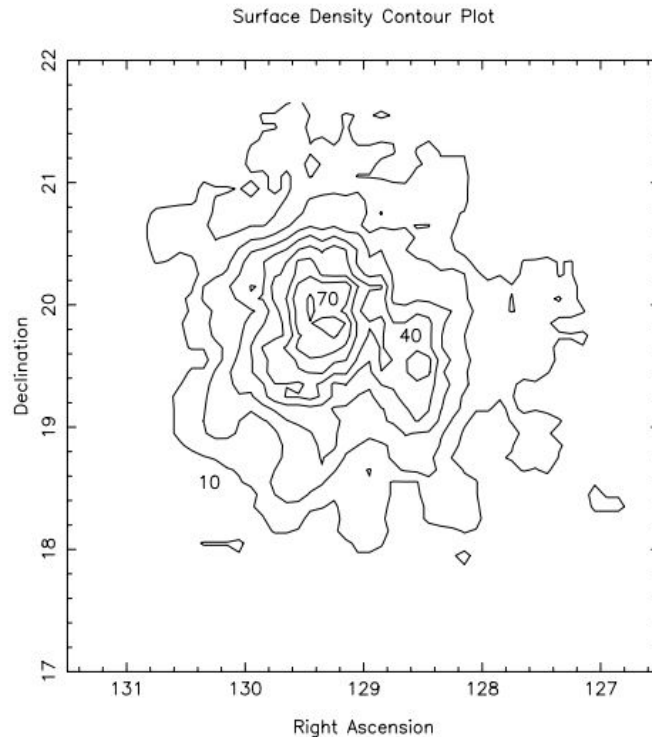


Figura 1.13 Mapa de contorno da densidade superficial, evidenciando as subestruturas do aglomerado aberto de Presépio. Cada linha de contorno representa um incremento de 10 estrelas/ pc^2 . Os níveis de densidade de 10, 40 e 70 estrelas pc^2 estão indicados como referência. Imagem extraída de [HOLLAND *et al.* \(2000\)](#).

uma mesma nuvem molecular gigante, já que, estes apresentam idades, metalicidades e propriedades cinemáticas similares ([EGGEN 1992](#); [PERCIVAL *et al.* 2003](#); [FRANCIOSINI *et al.* 2003](#); [BOESGAARD *et al.* 2013](#)). Entretanto, há diferenças substanciais entre eles, como, por exemplo, a diferença entre as suas funções de massa ([BOUDREAU *et al.* 2010](#)). Ademais, o nível de atividade estelar medido em raio-X (atividade coronal) em estrelas F,G e K de Presépio é menor do que a taxa de detecção nas Híades ([RANDICH e SCHMITT 1995](#); [STERN *et al.* 1995](#)). [Y NAVASCUÉS *et al.* \(1998\)](#) atribuem essa distinção a uma possível diferença orbital entre as binárias dos aglomerados, com as estrelas binárias de Presépio apresentando um maior período orbital do que as estrelas binárias das Híades. Interessantemente, as estrelas anãs M de Presépio fogem dessa lógica. As anãs M pertencentes a Presépio apresentam uma maior atividade cosmo-férica e coronal do que as estrelas anãs M pertencentes às Híades ([Y NAVASCUÉS *et al.*, 1998](#)). Na Figura 1.14 mostramos essa diferença. Nela apresentamos os resultados obtidos por [FRANCIOSINI *et al.* \(2003\)](#) para a função de distribuição de luminosidade em raios-X *vs.* luminosidade em raios-X para estrelas anãs K e M de Presépio e das Híades.

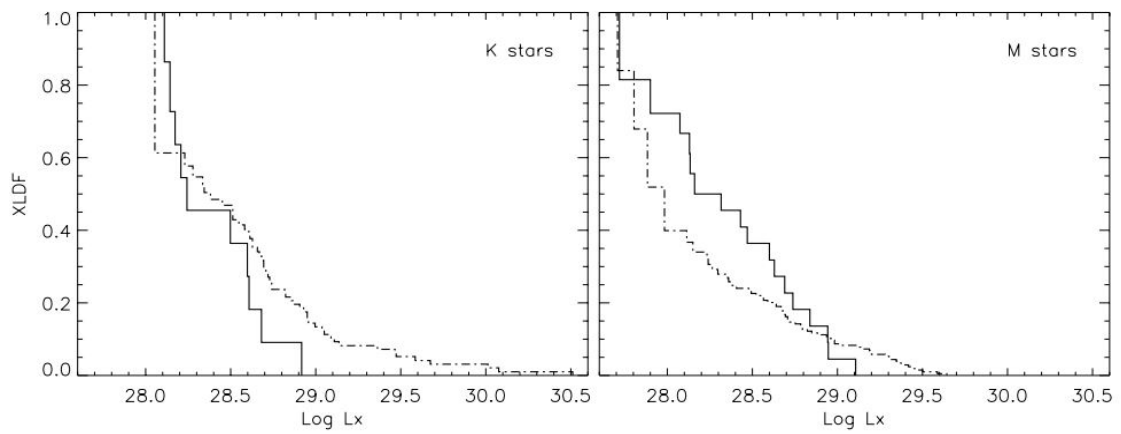


Figura 1.14 Função de distribuição de luminosidade em raios-X (*X-ray luminosity distribution functions*, XLDF) com relação à luminosidade em raios-X para estrelas anãs K e M de Presépio (linhas sólidas) e Híades (linhas pontilhadas). Imagem extraída de [FRANCIOSINI *et al.* \(2003\)](#).

Capítulo 2

Definição da Amostra

Neste capítulo discutiremos como a amostra de estrelas anãs M estudada nesta Dissertação foi definida. Inicialmente, faremos uma breve descrição dos levantamentos APOGEE e DESI, enfatizando como funcionam os seus *pipelines* de determinação de parâmetros estelares. Em seguida, discutiremos como foi feita a definição da amostra deste trabalho utilizando um algoritmo de aprendizado de máquina não supervisionado. E, por fim, apresentaremos a amostra final, analisando suas propriedades.

2.1 Os Levantamentos SDDS APOGEE e DESI

2.1.1 SDDS APOGEE

O *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS; [CASTANDER 1998](#), [LOVEDAY 2002](#)) é um levantamento que tem realizado um mapeamento fotométrico e espectroscópico de objetos astronômicos. Tendo começado suas operações em 1998, o levantamento SDSS observa galáxias, quasares, estrelas e outros corpos continuamente. O SDSS passou por diversas fases de operação: SDSS-I (2000-2005), SDSS-II (2005-2008), SDSS-III (2008-2014), SDSS-IV (2014-2021) e, mais recentemente, o SDSS-V (2021-), que ainda está em andamento e que teve o seu primeiro *data release* (DR) em 2023. Nas três primeiras fases do SDSS, as observações foram realizadas com o telescópio de 2.5m instalado no *Apache Point Observatory* (APO), localizado no Novo México, Estados Unidos. A partir da fase SDSS-IV, o levantamento foi expandido para o hemisfério sul, incorporando um telescópio adicional, também com abertura de 2.5m, situado no *Las Campanas Observatory* (LCO) no Deserto do Atacama, no Chile, concretizando, portanto, o SDSS como um levantamento que consegue observar toda a esfera celeste.

As diferentes fases do SDSS são compostas por diferentes levantamentos, com objetivos científicos diversos. A fase SDSS-IV foi composta pelos levantamentos: eBOSS, MaNGA

e APOGEE. O eBOSS (*extended Baryon Oscillation Spectroscopic Survey*) foi um levantamento cosmológico que realizou medições de *redshifts* de quasares e galáxias, com o propósito de investigar a expansão do universo; por sua vez, o levantamento MaNGA (*Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory*) observou a estrutura interna de galáxias próximas, visando compreender sua história e evolução. Já o levantamento *Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment* buscou, através do estudo dinâmico e químico de estrelas de diferentes populações galácticas, mapear a Via Láctea via espectroscopia de alta resolução no infravermelho próximo. O APOGEE teve sua primeira fase durante o SDSS-III, conhecida como APOGEE-1. Durante o SDSS-IV, o APOGEE esteve em sua segunda fase, desta vez contando com observações em ambos os hemisférios, APOGEE-2S e APOGEE-2N (veja a Figura 2.1, onde é mostrada a cobertura do levantamento em termos de coordenadas galácticas). Ao encerramento da quarta fase do SDSS, seu último *data release*, o DR17, foi publicado em 3 de dezembro de 2021. Assim como os demais *data releases* do SDSS, o DR17 é cumulativo, ou seja, incorpora os dados das versões anteriores, devidamente atualizados. Todos os DR's publicados são de acesso público e encontram-se disponíveis no próprio site do SDSS¹.

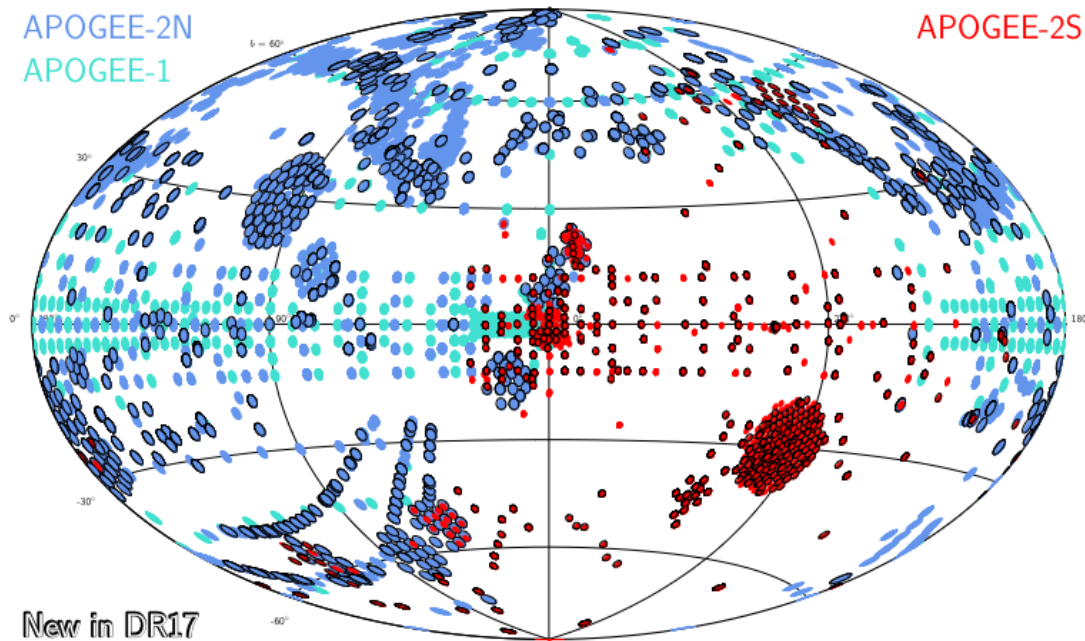


Figura 2.1 Cobertura espacial do levantamento APOGEE ao término do DR17. Os campos observacionais estão categorizados conforme o levantamento: APOGEE-1 em ciano, APOGEE-2N em azul e APOGEE-2S em vermelho. Os campos incluídos nas observações do DR17 encontram-se delimitados em preto. Imagem extraída de [ABDURRO'UF et al. \(2022\)](#).

Os dados espectrais obtidos pelo APOGEE são provenientes de dois espectrógrafos criogênicos que foram montados nos telescópios de 2.5 m do APO e LCO ([BOWEN](#)

¹<https://www.sdss4.org/science/data-release-publications>.

e VAUGHAN JR 1973; GUNN *et al.* 2006; WILSON *et al.* 2019). Os espectrógrafos APOGEE utilizam três detectores *Teledyne Imaging Sensors Hawaii-2RG²* (H2RG) com cobertura de 2048×2048 píxeis com espaçamento de $18 \mu m$. Com uma resolução espectral de $R = \lambda/\Delta\lambda \approx 22500$, os espectrógrafos APOGEE operam na banda *H*, especificamente entre $1.51 - 1.70 \mu m$, sendo que os três detectores estão nos seguintes comprimentos de onda: $1.514 - 1.581 \mu m$ (chip azul), $1.585 - 1.644 \mu m$ (chip verde) e $1.647 - 1.696 \mu m$ (chip vermelho) (MAJEWSKI *et al.* 2017; WILSON *et al.* 2019). A resolução espectral do APOGEE é uma função do comprimento de onda e da fibra que foi utilizada para a observação de uma dada estrela. Portanto, a resolução espectral varia de espectro para espectro. A Figura 2.2 ilustra a resolução instrumental por fibra e comprimento de onda para os três espectrógrafos APOGEE. Cada espectro APOGEE está associado a uma *line spread function* (LSF) que mapeia o alargamento instrumental para cada comprimento de onda do espectro observado (NIDEVER *et al.* 2015; WILSON *et al.* 2019).

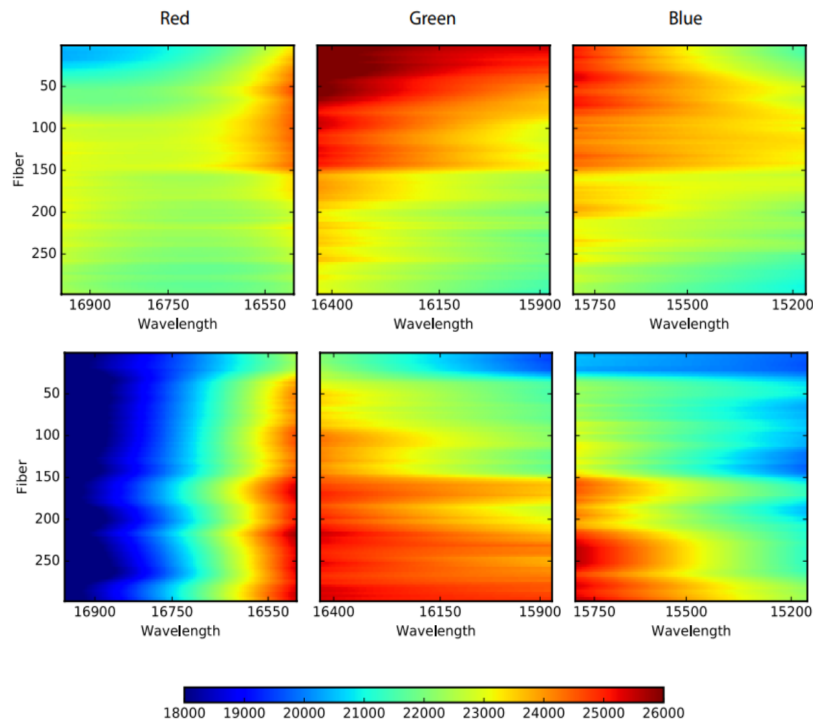


Figura 2.2 Mapa de cor demonstrando a resolução instrumental por fibra e comprimento de onda para os três detectores do APOGEE-S (painel inferior) e APOGEE-N (painel superior). Imagem extraída de WILSON *et al.* (2019).

O espectrógrafo APOGEE é multi-fibras, contendo 300^3 fibras, de modo que o APOGEE consegue obter espectros de cerca de 300 estrelas simultaneamente a cada visita. Adicionalmente, por operar no infravermelho próximo, o APOGEE consegue penetrar

²O H2RG são sensores infravermelhos de alto desempenho que se destacam pelo seu baixo sinal ruído. Mais detalhes sobre os detectores podem ser encontrados em Beletic *et al.* (2008) e Wilson *et al.* (2019).

³Destas, 230 são aplicadas para a ciência, 35 são utilizadas para estrelas telúricas, e 35 são empregues para a obtenção de campo escuro.

regiões da Galáxia com alto avermelhamento (*i.e.*, regiões com alta densidade de gás e poeira), o que possibilitou, pela primeira vez, a realização de um estudo completo, uniforme e de alta precisão de regiões obscurecidas da Via Láctea.

As estrelas gigantes vermelhas da Via Láctea foram os alvos principais do APOGEE, elas foram selecionadas com base em diagramas cor-magnitude, utilizando magnitudes intrínsecas do *Two Micron All Sky Survey*⁴ (2MASS), *i.e.*, $(J - K_s)$ por H_0 (ZASOWSKI *et al.* 2013). Todavia, além das estrelas gigantes vermelhas, o APOGEE também contou com projetos auxiliares nos quais outras classes espectrais foram observadas. Com o projeto OCCAM (*Open Cluster Chemical Abundance and Mapping*; FRINCHABOY *et al.* 2013; MYERS *et al.* 2022) o APOGEE observou 150 aglomerados abertos pertencentes ao disco da Galáxia. Anãs M também foram observadas em programas auxiliares. O primeiro deles observou mais de 1400 estrelas anãs M com o intuito de detectar companheiras via medidas de variação na velocidade radial (DESHPANDE *et al.* 2013; ZASOWSKI *et al.* 2013). Já durante o APOGEE-2, mais de 5000 anãs M foram observadas. Boa parte dessas estrelas foram selecionadas para determinar parâmetros estelares e abundâncias químicas precisas para estrelas hospedeiras de planetas detectados com a missão Kepler e K2 (HOWELL *et al.* 2014; KOCH *et al.* 2010; SMITH 2016). Ademais, anãs M também foram observadas com o intuito de completar as fibras disponíveis em cada placa de observação.

O Pipeline do APOGEE: ASPCAP

A base de dados do APOGEE no DR17 contém 2, 659, 178 espectros individuais de 657, 135 estrelas observadas pelo levantamento (ABDURRO'UF *et al.* 2022). Esses espectros foram processados pelo *pipeline* de análise de dados do APOGEE, o *APOGEE Stellar Parameter and Chemical Abundances Pipeline* (ASPCAP; GARCÍA PÉREZ *et al.* 2016). Esse *pipeline* deriva parâmetros como a temperatura efetiva (T_{eff}), a gravidade superficial ($\log g$) das estrelas, bem como a abundância de 20 elementos: C, Cl, N, O, Na, Mg, Al, Si, S, K, Ca, Ti, TiII, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni e Ce (ABDURRO'UF *et al.* 2022). Como o APOGEE possui alta resolução e espectros com elevada razão sinal-ruído ($\langle SNR \rangle \geq 100$; WILSON *et al.* 2019), os dados derivados dos espectros possuem baixa incerteza. Estimados como sendo cerca de $\approx 0.05 dex$ de precisão nas abundâncias, $\approx 50 K$ em T_{eff} e $\approx 0.10 dex$ em $\log g$ (GARCÍA PÉREZ *et al.* 2016).

A redução dos dados analisados pelo ASPCAP ocorre por meio de um *pipeline* cuja descrição detalhada está publicada em NIDEVER *et al.* (2015). Em suma, há duas etapas no processo de redução de dados do APOGEE. No primeiro estágio (denominado APRED)

⁴O 2MASS foi um levantamento fotométrico e astrométrico que operava no infravermelho próximo, nas bandas J ($1.25 \mu m$), H ($1.65 \mu m$) e K_s ($2.16 \mu m$), e que cobriu cerca de 99.998% da esfera celeste (SKRUTSKIE *et al.* 2006).

há a redução bruta dos dados, isto é, a informação dos detectores é extraída e transformada em píxel. Inicialmente, a imagem captada (3D) é transformada em um espectro 2D no qual várias correções são aplicadas⁵. Posteriormente, os espectros são convertidos para 1D e são aplicadas calibrações de fluxo e comprimento de onda. Por fim, os espectros para uma mesma estrela são combinados e calibrações atmosféricas são feitas para, finalmente, ocorrer a determinação inicial da velocidade radial. A segunda e última etapa do *pipeline* de redução de dados do APOGEE é chamada APSTAR, e consiste em determinar a velocidade radial de cada visita e a velocidade radial absoluta (*i.e.*, a velocidade radial dos espectros combinados) de cada estrela, com uma precisão de $\approx 0.1 \text{ km s}^{-1}$ (NIDEVER *et al.* 2015).

Após a redução dos dados, o ASPCAP determina os parâmetros estelares em duas etapas. Primeiramente, ele utiliza o código escrito em Fortran FERRE (ALLENDE PRIETO *et al.* 2006, 2014) que compara os espectros observados a uma biblioteca de mais de um milhão de espectros sintéticos, obtendo 8 parâmetros estelares simultaneamente: T_{eff} , $\log g$, $[M/H]$, $[C/M]$, $[N/M]$, $[\alpha/M]$, ξ (velocidade de microturbulência) e $v \sin i$ (velocidade rotacional projetada) para estrelas anãs ou v_{mac} (velocidade de macroturbulência) para estrelas gigantes. O melhor ajuste entre o espectro observado e sintético é obtido por meio do método dos mínimos quadrados (χ^2), de modo que o *bestfit* é alcançado quando o menor valor de χ^2 é encontrado, sendo que:

$$\chi^2 = \sum_{\lambda} \frac{(O_{\lambda} - F_{\lambda})^2}{\sigma_{\lambda}^2}, \quad (2.1)$$

onde $1/\sigma_{\lambda}^2$ é o peso relacionado às incertezas (ou desvio padrão), O_{λ} é o espectro observado e F_{λ} é o espectro sintético.

Determinado o *bestfit* e os 8 parâmetros iniciais na primeira iteração, a próxima iteração (segundo estágio) determina as abundâncias individuais para cada elemento, utilizando os parâmetros atmosféricos e metalicidades obtidos no primeiro passo. Assim como na primeira etapa, a determinação das abundâncias é feita a partir da minimização do χ^2 (equação 2.1), utilizando o FERRE, porém, nesse estágio a minimização é feita em janelas espectrais específicas, enquanto no passo anterior o espectro sintético inteiro era comparado ao observado. Importante salientar que as janelas espectrais do APOGEE foram otimizadas para a análise de estrelas gigantes vermelhas. Assim sendo, é possível que os resultados do APOGEE ASPCAP para estrelas anãs M apresentem problemas conforme

⁵Uma delas é a correção de persistência, que é um erro comum em detectores *Teledyne* H2RG que inserem uma luminosidade adicional no espectro estelar, geralmente associado a observação de um campo muito brilhante. No APOGEE esse efeito afeta uma parcela considerável dos espectros observados, sendo que as estrelas mais afetadas são as menos brilhantes, e, com relação a detectores, o chip azul é o mais afetado. Todavia, notamos que todas as estrelas apresentadas neste trabalho não apresentam sinais de persistência.

mostrado nos trabalhos de SOUTO *et al.* (2017, 2020, 2021, 2022), WANDERLEY *et al.* (2023) e MELO *et al.* (2024).

Para o APOGEE DR17, foi calculada uma biblioteca de espectros sintéticos com os códigos Synspec (HUBENY e LANZ 2017; HUBENY *et al.* 2021) e TurboSpectrum (ALVAREZ e PLEZ 1997; PLEZ 2012), ambos utilizando modelos de atmosfera MARCS⁶ (GUSTAFSSON *et al.* 2008) para estrelas com $T_{eff} < 8000 K$ (ABDURRO'UF *et al.* 2022). Deste modo, o APOGEE DR17 tem tabelas de parâmetros físicos estelares diferentes para cada biblioteca. As duas grades têm uma diferença fundamental, pois a biblioteca referente ao Synspec tem as abundâncias dos elementos Na, Mg, K e Ca calculadas em não-ETL, fora do equilíbrio termodinâmico local⁷, em contraste com a grade do TurboSpectrum, na qual todos os elementos estão em equilíbrio termodinâmico local. Neste trabalho, utilizamos os resultados do ASPCAP determinados pelo TurboSpectrum em uma geometria plano-paralela unidimensional.

Mesmo com baixa incerteza interna, os parâmetros estelares derivados pelo ASPCAP apresentam efeitos sistemáticos espúrios. A análise de possíveis efeitos sistemáticos nos parâmetros obtidos é geralmente feita utilizando estrelas que são membros de aglomerados estelares, abertos ou globulares, ou estrelas para as quais resultados da asterosismologia estão disponíveis. Isso reforça a relevância da inclusão desses objetos em levantamentos astronômicos, pois podem ser utilizados como *benchmarks* fundamentais para a calibração de parâmetros estelares. Para contornar o efeito sistemático encontrado, o time do APOGEE decidiu fazer uma calibração para as temperaturas efetivas e gravidades superficiais derivadas pelo ASPCAP.

2.1.2 DESI

O *Dark Energy Spectroscopic Instrument* (DESI COLLABORATION *et al.* 2016a,b) é um levantamento cosmológico espectroscópico que busca estudar a oscilação acústica de bárions e a distribuição de matéria escura, ou de maneira mais abrangente, mapear a estrutura do Universo em grandes escalas. O DESI começou sua operação em 2021 com previsão de duração de 5 anos, com a estimativa de obter durante esse período cerca de 40 milhões de espectros de galáxias e quasares com uma cobertura de 14000 deg^2 (DESI COLLABORATION *et al.* 2016a,b). Segundo DESI COLLABORATION *et al.* (2022),

⁶<https://marcs.astro.uu.se/>.

⁷Para um sistema estar em equilíbrio termodinâmico (ET) ele deve estar simultaneamente em equilíbrio mecânico (pressão constante), térmico (temperatura constante) e químico (composição química constante). Em ET um campo de radiação é descrito por um único valor de temperatura, logo, o campo de radiação é isotrópico. As estrelas emitem radiação, portanto, o campo de radiação não é isotrópico. Contudo, ao analisar pequenas porções da atmosfera, o ET pode ser válido contanto que: o livre caminho médio das partículas seja menor do que as distâncias para as quais verificam-se variações na temperatura. Caso essa condição for válida, então temos o equilíbrio termodinâmico local (ETL).

em uma noite clara, o DESI observa cerca de 80000 quasares e galáxias, fazendo com que somente em seu primeiro ano 15 milhões de *redshifts* extragalácticos fossem medidos. Tornando o DESI o maior *survey* espectroscópico já conduzido.

O poder observacional do DESI se deve a três fatores principais: o grande número de espectros obtidos por observação, possibilitado pelo uso de milhares de fibras ópticas distribuídas em múltiplos espectrógrafos; o curto tempo de exposição necessário para atingir o objetivo de SNR proposto pelo levantamento, graças ao uso de um telescópio de grande abertura; e a diminuição do tempo de reconfiguração do dispositivo entre as exposições (conhecido como tempo de inter-exposição). Ao todo, o DESI tem 10 espectrógrafos, cada um com 3 braços (também chamados de pétalas) e 3 detectores CCDs que cobrem $360 - 593 \text{ nm}$ (chip azul), $560 - 772 \text{ nm}$ (chip vermelho) e $747 - 980 \text{ nm}$ (chip infravermelho próximo). Cada chip tem uma resolução diferente, sendo: $R = 2000 - 3000$ para o chip azul, $R = 3500 - 4500$ para o detector vermelho e $R = 4000 - 5000$ para o chip no infravermelho próximo (DESI COLLABORATION *et al.* 2022), o que consolida o DESI como um *survey* de baixa a média resolução. Os detectores azuis são do tipo STA4150⁸ com cobertura de 4096×4096 píxeis com um espaçamento de $15 \mu\text{m}$. Já os detectores no vermelho e infravermelho próximo foram desenvolvidos especialmente para o DESI, ambos com uma cobertura de 4114×4128 píxeis. Os 10 espectrógrafos estão dispostos em 2 linhas em uma estrutura denominada Rack, que por sua vez está instalada em um ambiente fechado e extremamente controlado denominado Shack⁹. Cada pétala contém 500 fibras e 502¹⁰ posicionadores robóticos de fibras, portanto, considerando todas as pétalas, o DESI consegue observar 5000 espectros em 1000 s (sua exposição nominal), e, graças aos posicionadores robóticos, só requer aproximadamente 2 min para mudar seu posicionamento entre os campos que serão estudados. Toda essa instrumentação está instalada no telescópio de 4 m (Nicholas U. Mayall) no *Kitt Peak National Observatory* localizado no Arizona, nos Estados Unidos, operado pelo *U.S. National Science Foundation National Optical-Infrared Astronomy Research Laboratory*¹¹ (NOIRLab).

Em dezembro de 2020, após um breve período de comissionamento, o DESI começou um programa de 5 meses denominado *survey validation* (SV), que tinha como objetivo principal testar o desempenho do instrumento e verificar os algoritmos de seleção de alvos e redução de dados. O SV foi dividido em três campanhas, SV1 e SV2, que focaram em otimizar a seleção dos alvos e em rebuscar as estratégias do levantamento, e o SV3, que conduziu o *One-Percent Survey*. O *One-Percent Survey* observou 1% dos 14000 deg^2 da cobertura do DESI, porém com completude muito maior entre diferentes classes de alvos

⁸<http://www.sta-inc.net/sta4150/>.

⁹O Shack e o Rack são estruturas bem grandes com, respectivamente, $10.7 \text{ m} \times 4.7 \text{ m}$ e $8.5 \text{ m} \times 1 \text{ m}$.

¹⁰Os 2 posicionadores de fibras restantes são dedicados a um projeto de monitoramento contínuo do céu.

¹¹<https://noirlab.edu/public/>.

(DESI COLLABORATION *et al.* 2024a). Todos os dados obtidos durante o SV foram tornados públicos em junho de 2023 como parte do DESI *Early Data Release*¹² (EDR; DESI COLLABORATION *et al.* 2024a,b), que contou com 1,712,004 (DESI COLLABORATION *et al.* 2024a,b) dados espectrais de diferentes objetos astrofísicos. O levantamento principal começou a operar em maio de 2021, todos os dados obtidos nos primeiros 13 meses de operação, como também todos os dados reprocessados do SV, foram recém-publicados no primeiro *data release* do DESI, o DESI DR1¹³ (DESI COLLABORATION *et al.* 2025). Os dados observados pelo DESI são reduzidos por um *pipeline* chamado *DESI spectroscopic data reduction pipeline* (DRP), que, além de calibrar e converter os dados brutos obtidos pelos detectores em espectros, também deriva o *redshift* de cada alvo e o classifica, com as devidas estimativas de erro e *flags* (o DRP encontra-se descrito detalhadamente em DESI COLLABORATION *et al.* 2016b; GUY *et al.* 2023).

2.1.3 O Levantamento Galáctico do DESI

Durante condições nas quais a observação de galáxias em alto *redshift* esteja inviabilizada, o DESI conduz o *Bright Galaxy Survey* (BGS; HAHN *et al.* 2023), que pretende mapear > 10 milhões de galáxias até $z \approx 0.4$ visando medir a oscilação acústica de bárions e distorções espaciais de *redshift* (DESI COLLABORATION *et al.* 2016a,b). Contudo, o número de fibras disponíveis no instrumento excede o número de alvos observáveis pelo levantamento BGS (DESI COLLABORATION *et al.* 2016a,b), então, para garantir a eficiência científica do DESI, um novo levantamento foi criado para empregar as fibras não utilizadas pelo BGS, o levantamento Galáctico do DESI: o DESI *Milky Way Survey* (MWS; COOPER *et al.* 2023).

O MWS visa entender a história da formação estelar, a química e a dinâmica da Galáxia. Ademais, pretende identificar espacialmente e cinematicamente as estruturas em grande escala da Via Láctea. Para isso, o levantamento pretende observar milhões de estrelas (COOPER *et al.* 2023) que serão selecionadas com base nas magnitudes g e r obtidas pelo *Legacy Surveys*¹⁴ e dados astrométricos do Gaia. Os alvos principais estão agrupados em três categorias que combinadas cobrem $16 < r < 19$: *main-blue*, *main-red* e *main-broad*. O grupo *main-blue* se refere a objetos com $g - r < 0.7$, sendo composto majoritariamente por estrelas pobres em metais da sequência principal, e por estrelas sub-gigantes azuis (COOPER *et al.* 2023). Já as estrelas com $g - r > 0.7$ são estrelas frias e vermelhas, que são dispostas na categoria *main-red* se os dados astrométricos do

¹²<https://data.desi.lbl.gov/doc/releases/edr/>.

¹³<https://data.desi.lbl.gov/doc/releases/dr1/>.

¹⁴Levantamento fotométrico (<https://www.legacysurvey.org/>) que coletou cerca de 2 bilhões de dados nas bandas do óptico g ($0.40 - 0.55 \mu\text{m}$), r ($0.57 - 0.71 \mu\text{m}$) e z ($0.85 - 1.00 \mu\text{m}$), além de quatro bandas no infravermelho em 3.4, 4.6, 12 e 22 μm , que foram observadas pelo *Wide-field Infrared Survey Explorer* (DEY *et al.* 2019).

Gaia indicarem que elas pertencem ao halo Galáctico (uma tentativa de selecionar somente estrelas gigantes vermelhas); caso contrário, elas integram o grupo *main-broad* (COOPER *et al.* 2023).

As categorias *main-blue* e *main-red* têm maiores prioridades de observação visando à seleção de mais alvos que auxiliem o estudo das estruturas em larga escala da Galáxia. Todavia, dada a importância científica, quatro subprojetos do MWS apresentam alta prioridade de observação para quatro tipos estelares distintos, são eles: anãs brancas (MWS-WD), estrelas frias a 100 *pc* do Sol (MWS-NEARBY), estrelas variáveis RR Lyrae (MWS-RRLYR) e estrelas pertencentes ao ramo horizontal (MWS-BHB)¹⁵. Portanto, o MWS observa estrelas anãs M tanto na categoria *main-broad* como no MWS-NEARBY. Deste modo, como o DESI cobre os maiores indicadores de atividade estelar de anãs M (as linhas H α , $\lambda 6562.8\text{\AA}$, e Ca II H e K, $\lambda 3933.7\text{\AA}$ e $\lambda 3968.5\text{\AA}$, respectivamente) será possível investigar em detalhe a atividade dessas estrelas. Além disso, o grande volume de dados permitirá a realização de estudos estatísticos robustos sobre a atividade de anãs vermelhas. Pela mesma razão, será viável estudar, com uma amostra significativa, a composição química, a dinâmica e a função de massa inicial (FMI) tanto da vizinhança solar quanto da Via Láctea.

O MWS¹⁶ segue o DR do DESI, sendo assim, tal como o DESI, os dados do MWS publicados no EDR foram reprocessados para o DR1. A Figura 2.3 mostra a densidade de estrelas observadas para uma dada ascensão reta e declinação para o DESI MWS EDR (painel superior) e DESI MWS DR1 (painel inferior). No painel inferior é mostrada a densidade estelar para cada programa do DESI. O programa *dark* é o projeto principal do DESI, o qual observa galáxias e quasares. Já o *bright* é o programa em que o MWS e BGS atuam. Por fim, o programa *backup* é utilizado quando as condições do céu não estão favoráveis nem mesmo para a observação pelo programa *bright*. Por esse motivo, este projeto foca em observar estrelas luminosas da Via Láctea. É perceptível na Figura 2.3 que a quantidade de estrelas observadas aumentou dramaticamente do EDR para o DR1, de $\approx 400,000$ (KOPOSOV *et al.* 2024) estrelas observadas no EDR para ≈ 4 milhões de estrelas observadas no DR1 (KOPOSOV *et al.* 2025). Neste trabalho, utilizaremos primariamente os dados do DESI MWS DR1.

Os dados do MWS são inicialmente processados pelo DRP (assim como os dados do BGS e de outro *sub-surveys* do DESI) que em seguida utiliza o espectro extraído pelo *pipeline* do DESI para determinar parâmetros estelares. O MWS contém três *pipelines* de análise espectral: RVS, SP e WD. O RVS deriva velocidade radial e parâmetros atmosféricos estelares, enquanto o SP determina somente características atmosféricas e completa

¹⁵Uma descrição detalhada de todos os alvos, bem como dos *pipelines* de análise de dados e objetivos científicos do MWS estão dispostos em COOPER *et al.* (2023).

¹⁶<https://data.desi.lbl.gov/doc/releases/dr1/vac/mws/>.

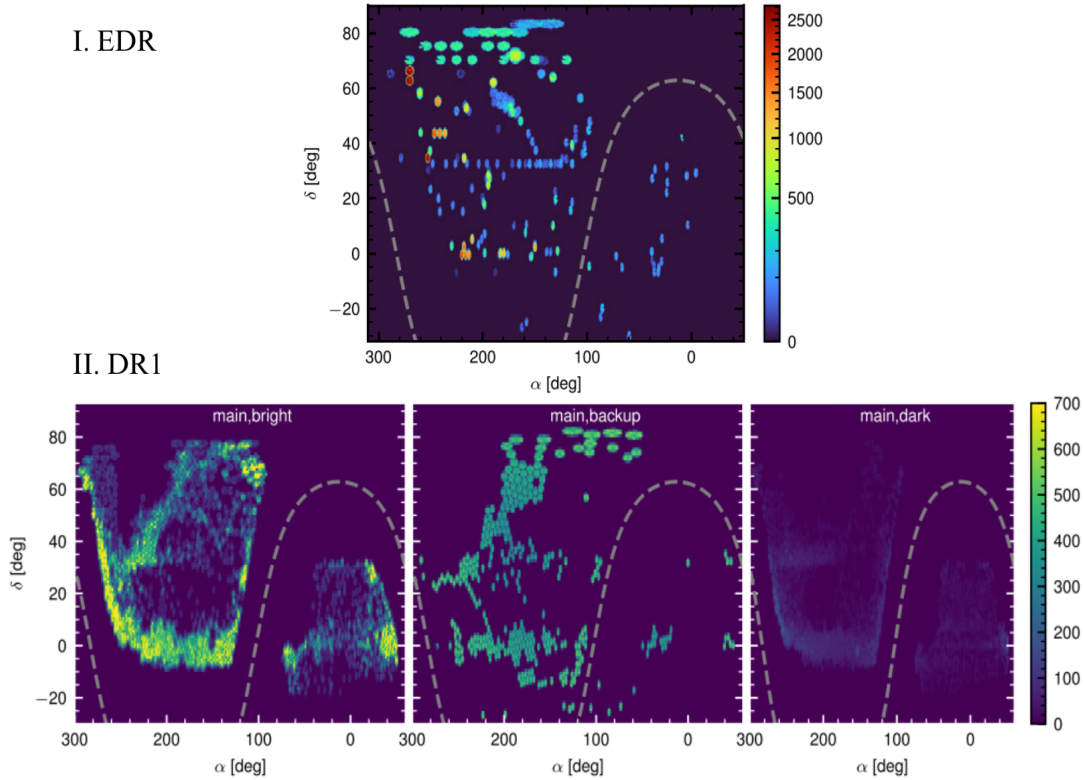


Figura 2.3 Densidade de estrelas observadas para uma dada ascensão reta e declinação. O painel superior se refere às estrelas observados pelo DESI MWS EDR e no painel inferior às estrelas observadas pelo DESI MWS DR1. A densidade é dada por objeto por grau quadrado, e, a linha traceja representa o plano Galáctico. Cada figura do painel inferior se refere a um programa do DESI, o programa *bright* é utilizado pelo MWS e BGS, enquanto o *dark* é o programa principal do DESI utilizado para observar galáxias e quasares. Por fim, o *backup* é um programa usado para observar estrelas luminosas. Imagem extraída e adaptada de [KOPOSOV et al. \(2024\)](#) e [KOPOSOV et al. \(2025\)](#).

o RVS determinando a abundância de certos elementos. Por fim, o WD foca em derivar diversos parâmetros para estrelas anãs brancas. Nas seções seguintes, discutiremos brevemente os dois *pipelines* importantes para este trabalho: SP e RVS.

MWS RVS Pipeline

O RVS utiliza o código RVSpecFit¹⁷ ([KOPOSOV 2019](#)) baseado em [KOPOSOV et al. \(2011\)](#), no qual espectros estelares, sem calibração de fluxo, são ajustados por modelos multiplicados por um contínuo polinomial. Os modelos estelares são descritos por ([KOPOSOV et al. 2011](#)):

$$M(\lambda|v, \phi) = \left(\sum_i a_i P_i(\lambda) \right) \times S(\lambda(1 + v/c)|\phi) ; \quad (2.2)$$

¹⁷<https://github.com/segasai/rvspecfit>.

sendo $P_i(\lambda)$ polinômios ou outra equação em função do comprimento de onda, v a velocidade radial, a_i constantes e $S(\lambda|\phi)$ o modelo da estrela para os parâmetros estelares ϕ ($\log g$, T_{eff} , $[M/H]$, $[\alpha/M]$ e $v \sin i$).

Os modelos do RVS são baseados nos espectros sintéticos pré-calculados da biblioteca PHOENIX (ALLARD e HAUSCHILDT 1995; HUSSER *et al.* 2013), que têm uma cobertura de $2300 K \leq T_{eff} \leq 12000 K$ para a temperatura efetiva, de $0.0 \leq \log g \leq 6.0$ para a gravidade superficial, de $-4.0 \leq [Fe/H] \leq 1.0$ para a metalicidade, e de $-0.2 \leq [\alpha/M] \leq 1.2$ (HUSSER *et al.* 2013) para $[\alpha/M]$. Inicialmente, no EDR, a interpolação entre os modelos era feita linearmente (KOPOSOV *et al.* 2024), o que acarretou em uma concentração maior de parâmetros nos nós da grade dos modelos interpolados. Para evitar esse comportamento, no DESI DR1 a interpolação foi feita usando redes neurais que cobrem todo o espaço de parâmetros (KOPOSOV *et al.* 2025). Após convoluir o espectro sintético com a FWHM (largura à meia altura, do inglês *full width at half maximum*)¹⁸ das três partes do espectro DESI¹⁹, o RVS obtém a velocidade radial, a velocidade de rotação, T_{eff} , $\log g$, $[M/H]$ e $[\alpha/M]$, determinando a *maximum likelihood estimation* (MLE). As incertezas associadas aos parâmetros estelares são derivadas da matriz Hessiana da função *log-likelihood*, enquanto as incertezas na velocidade radial são obtidas a partir da distribuição posterior unidimensional.

MWS SP Pipeline

Como o SP²⁰ corrige o espectro observado para a velocidade radial, somente os espectros que foram devidamente processados pelo RVS são analisados. Assim como APOGEE ASPCAP, o SP (*Stellar Parameter pipeline*) utiliza o FERRE (ALLENDE PRIETO *et al.* 2006, 2014) para determinar parâmetros estelares, empregando basicamente o mesmo algoritmo de duas etapas explicado na seção 2.1.1. Contudo, diferentemente do ASPCAP, o SP utiliza três bibliotecas de modelos espectrais distintas: PHOENIX (HUSSER *et al.* 2013) para estrelas com $2300 K \leq T_{eff} \leq 5100 K$, Kurucz²¹ATLAS9 (KURUCZ 1979; ALLENDE PRIETO *et al.* 2018; MÉSZÁROS *et al.* 2012) para estrelas com $3500 K \leq T_{eff} \leq 30000 K$, e Koester (KOESTER 2010) para anãs brancas (COOPER *et al.* 2023; KOPOSOV *et al.* 2025).

Os parâmetros determinados na primeira iteração do SP são: T_{eff} , $\log g$, microturbulências, $[M/H]$ e $[\alpha/M]$. Na segunda iteração, é derivada a abundância de outros elementos. No EDR, somente C, Mg, Ca e Fe tinham suas abundâncias determinadas. Contudo,

¹⁸A FWHM representa a largura de uma curva na metade de seu valor máximo e mede essencialmente o quanto o pico está espalhado. Por isso é comumente empregada para quantificar a resolução espectral.

¹⁹Toda a modelagem do RVS é feita simultaneamente para as três partes do espectro DESI.

²⁰<https://github.com/callendeprieto/piferre>.

²¹<http://kurucz.harvard.edu/>.

no DR1 foram adicionados mais sete elementos: Si, Na, Cr, Ni, Al e Ti. Todavia, somente as abundâncias de Fe, Mg e Ca são confiáveis (KOPOSOV *et al.* 2025). Ademais, diferentemente do RVS que usa os três detectores do DESI simultaneamente para todos os alvos, o SP ignora o detector B para analisar estrelas frias, dada a alta razão sinal-ruído para esse detector, que aumentava significativamente os erros dos parâmetros determinados (COOPER *et al.* 2023).

Os resultados obtidos pelo RVS e SP foram calibrados para compensar as discrepâncias que eles apresentam ao serem comparados com outros levantamentos. A Figura 2.4 apresenta a comparação entre as abundâncias de [Fe/H] determinadas pelo APOGEE ASPCAP e as abundâncias não calibradas (painel superior) e calibradas (painel inferior) obtidas por ambos os *pipelines*. É nítido o impacto da calibração na determinação de [Fe/H]. Entretanto, os dados calibrados não estão disponibilizados no DR1, sendo necessário utilizar o código *feh_correct*, que está disponível publicamente²² para realizar a calibração. Importante ressaltar que a calibração mencionada é aplicável somente para estrelas com $0 < \log g < 5.1$ e $4000 K < T_{eff} < 6600$ para o SP, e para estrelas com $1.8 < \log g < 5.5$ e $4200 K < T_{eff} < 6600$ ²³ para o RV (KOPOSOV *et al.* 2025). Portanto, as anãs M analisadas neste estudo não sofreram nenhuma calibração. Ademais, mesmo que o SP seja executado para estrelas frias, segundo (KOPOSOV *et al.*, 2025, p. 4–5, tradução livre): “Assim como os dados do EDR, os resultados ajustados com os modelos atmosféricos do Kurucz (Kurucz 2005) devem ser usados, evitando aqueles ajustados por modelos PHOENIX”²⁴. Desse modo, por mais que o DESI MWS apresente uma ótima oportunidade científica para o estudo de anãs M, seus *pipelines* ainda não foram otimizados para o estudo de estrelas frias.

2.2 Definindo Amostra

2.2.1 *Crossmatch* entre os Levantamentos DESI e APOGEE

O primeiro passo para a definição da nossa amostra consistiu na realização de um *crossmatch* entre os levantamentos DESI MWS e APOGEE. Como ambos os *surveys* apresentam estrelas observadas pelo Gaia, realizamos o *crossmatch* entre os levantamentos de duas maneiras distintas: usando a identificação para os objetos do Gaia (*source_id*), e utilizando a ascensão reta (*RA*) e declinação (*DEC*) determinadas por ambos *sur-*

²²https://github.com/desimilkyway/dr1_vac_code/.

²³A faixa de gravidade superficial e temperatura efetiva correspondem a estrelas que estão simultaneamente no DESI, GALAH e APOGEE, que correspondem aos levantamentos (juntamento com o Gaia) no qual o estudo comparativo foi feito. Para mais informações veja KOPOSOV *et al.* (2025).

²⁴“As with the EDR data, the results that were fitted with Kurucz model atmospheres (Kurucz 2005) should be used, avoiding those fit with PHOENIX models” (KOPOSOV *et al.* 2025, p. 4–5).

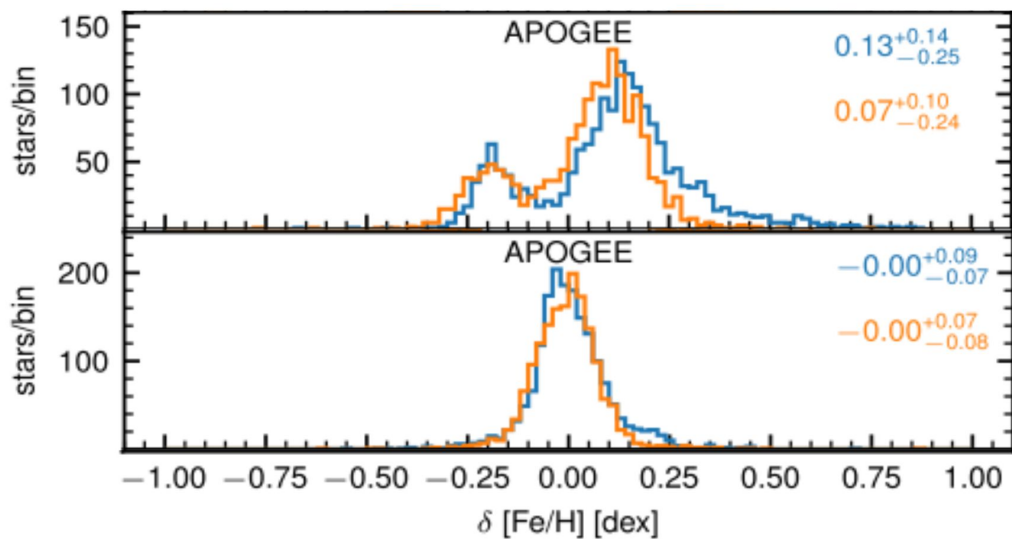


Figura 2.4 Distribuição das diferenças entre as metalicidades não calibradas (painel superior) e calibradas (painel inferior) obtidas pelos *pipelines* do DESI MWS em comparação com os resultados obtidos pelo APOGEE ASPCAP. Cada painel exibe o histograma de $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{DESI}} - [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{APOGEE}}$. As curvas em laranja e azul correspondem às medições obtidas pelo SP e RVS, respectivamente. As estatísticas apresentadas em cada painel indicam a mediana e os percentis 16° e 84° das distribuições. Imagem adaptada e extraída de KOPOSOV *et al.* (2025).

veys. Importante ressaltar que o APOGEE utiliza a identificação Gaia EDR3 (GAIA COLLABORATION *et al.* 2020a) enquanto o DESI MWS utiliza o Gaia DR3 (GAIA COLLABORATION *et al.* 2023j). Todavia, como DR3 e EDR3 possuem exatamente os mesmos alvos, eles têm a mesma identificação.

No *crossmatch* com o *source_id* do Gaia usamos a linguagem de programação Python e uma de suas bibliotecas, Pandas²⁵ (PANDAS DEVELOPMENT TEAM 2024, WES MCKINNEY 2010), encontrando 16,878 estrelas em comum entre os *surveys*. Para a análise com as coordenadas espaciais utilizamos o software TOPCAT²⁶ (*Tool for OPerations on Catalogues And Tables*; TAYLOR 2005, TAYLOR 2006b), empregando uma busca simples pela esfera celeste. Na qual, para cada fonte no catálogo A, são retornadas as fontes do catálogo B que se encontram a uma distância angular inferior a um raio θ da posição da fonte em A. No nosso caso empregamos $\theta = 5 \text{ arcsec}$. Executando o TOPCAT tanto para a ida quanto para a volta do *crossmatch* (*i.e.*, DESIXAPOGEE e APOGEEEXDESI), e, usando a identificação do APOGEE para fazer um *crossmatch* entre as respectivas tabelas de dados, encontramos 15,011 estrelas em comum entre os levantamentos. Por fim, fizemos uma correspondência entre as estrelas em comum encontradas pelos dois métodos citados, resultando numa amostra de 14,749 estrelas em ambos DESI

²⁵<https://pandas.pydata.org/docs/index.html>.

²⁶<https://www.star.bris.ac.uk/mbt/topcat/faq.html>.

MWS e APOGEE.

Para separar as anãs M da amostra, aplicamos um corte na temperatura efetiva e gravidade superficial derivadas pelo ASPCAP. Visto que os parâmetros determinados pelo APOGEE/ASPCAP foram mais verificados por trabalhos da literatura, e os desvios sistemáticos são bem conhecidos. Foi reportado na literatura (SOUTO *et al.* 2020, 2021) que o ASPCAP não apresenta bons resultados para o $\log g$ de estrelas frias (veja também a Seção 4.4.1 do Capítulo 4). Portanto, para incluir o máximo de possíveis anãs M em nossa amostra inicial, empregamos um corte de $4.00 \text{ dex} \leq \log g \leq 6.00 \text{ dex}$ e $3000 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 4000 \text{ K}$. Aplicamos também os cortes de qualidade propostos por KOPOSOV *et al.* (2025), sendo estes: $\text{RR_SPECTYPE} = \text{STAR}$, para selecionar somente objetos que foram definidos como estrelas pelo *pipeline* principal do DESI; $\text{RVS_WARN} = 0$, que indica que o RVS conseguiu ajustar o espectro sintético ao espectro observado corretamente, e $v \sin i < 30 \text{ kms}^{-1}$. Tais cortes resultaram em uma amostra final de 1995 anãs M presentes em ambos levantamentos. A Figura 2.5 ilustra como a amostra de anãs M encontrada (em vermelho) está disposta na esfera celeste em comparação com a cobertura do DESI MWS DR1 (em azul-escuro) e APOGEE DR17 (em ciano).

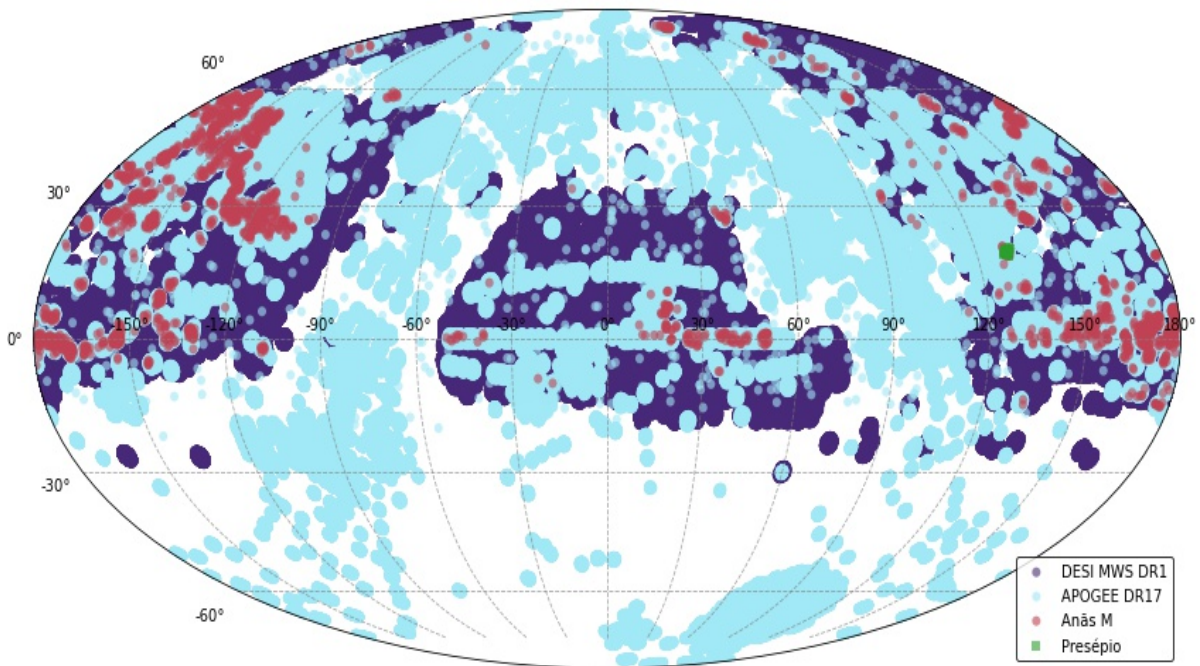


Figura 2.5 Imagem da cobertura, em coordenadas galácticas, do APOGEE DR17, em ciano, e DESI MWS DR1, em azul-escuro. Os campos em vermelho se referem as estrelas anãs M encontradas em ambos os levantamentos. Destacado em verde está as anãs M que serão analisadas por esse estudo (veja Seção 2.2.2 e 2.2.3).

2.2.2 Utilizando HDBSCAN para Encontrar Anãs M *Benchmarks*

Nesta Dissertação, selecionamos uma amostra de estrelas anãs M *benchmarks* identificando, dentre as 1995 anãs M da amostra total, aquelas pertencentes a aglomerados abertos. Empregamos um algoritmo desenvolvido com a linguagem de programação Python que utiliza o *Hierarchical Density-Based Spatial Clustering of Applications with Noise*²⁷ (HDBSCAN; CAMPELLO *et al.* 2013, CAMPELLO *et al.* 2015), NumPy²⁸ (HARRIS *et al.* 2020), Scikit-learn²⁹ (PEDREGOSA *et al.* 2011) e Pandas, para avaliar o pertencimento das estrelas a aglomerados abertos. Nas seções seguintes, faremos uma síntese de como o HDBSCAN funciona e explicaremos o *pipeline* utilizado (MAIA e SOUTO 2022), para, por fim, apresentarmos a amostra final.

O HDBSCAN é um algoritmo de agrupamento/*clustering* não supervisionado que identifica grupos/*clusters* em um conjunto de dados ao focar em suas regiões mais densas (*i.e.*, as regiões que possuem mais parâmetros correlacionados), sendo que pontos não associados a um agrupamento são considerados como ruído. O HDBSCAN utiliza uma análise hierárquica que permite a detecção de agrupamentos com densidades variadas, o que representa um desafio para outros algoritmos do mesmo tipo, tais como K-Means e DBSCAN.

Para entender como o HDBSCAN opera, dois conceitos são fundamentais: a *core distance* (CD) e a *mutual reachability distance* (MRD). A CD mede a distância de um ponto ao seu *k*-ésimo vizinho mais próximo, oferecendo uma estimativa da densidade local: quanto menor essa distância, maior a densidade na vizinhança do ponto. Já a MRD ajusta a distância entre dois pontos, levando em conta a densidade de suas respectivas regiões. De modo que ela garante que uma conexão será considerada “curta” somente se ambos os pontos estiverem em áreas densas, permitindo ao algoritmo lidar melhor com variações de densidade e ruído.

Inicialmente o HDBSCAN calcula a CD, e em seguida, a MRD para todos os pontos do conjunto de dados. Com base nessas distâncias, o algoritmo constrói uma representação de conectividade entre os pontos, e, a partir dela, gera um dendrograma (*i.e.*, representação hierárquica de como os pontos se agrupam em diferentes níveis de densidade). Esse dendrograma é crucial, pois é dele que o HDBSCAN extrai os agrupamentos. Para isso, o algoritmo utiliza o conceito de estabilidade, que quantifica a persistência de um grupo de pontos em diferentes níveis de densidade. O HDBSCAN avalia a relação entre *clusters* “pai” (maiores) e “filho” (subgrupos) no dendrograma. Ele compara a estabilidade de

²⁷<https://hdbscan.readthedocs.io/en/latest/index.html>.

²⁸<https://numpy.org/>.

²⁹<https://scikit-learn.org/stable/#>.

um *cluster* pai com a soma das estabilidades de seus filhos. Se a soma da estabilidade dos filhos for maior, esses subgrupos são selecionados como os agrupamentos verdadeiros. Caso contrário, o *cluster* pai é mantido (ver Figura 2.6). Pontos que não são atribuídos a nenhum agrupamento estável são classificados como ruído.

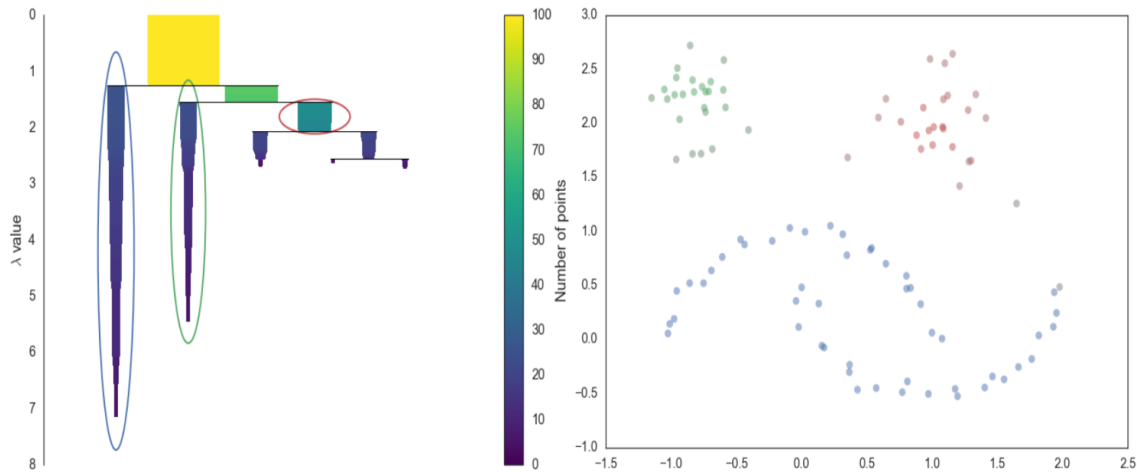


Figura 2.6 O painel à esquerda ilustra um dendrograma feito com um conjunto de dados fabricados pelo Scikit-learn. O painel à direita retrata o mesmo conjunto de dados após ser aplicado o HDBSCAN. As cores dos *clusters* do painel à direita se referem aos *clusters* circulado na imagem à esquerda. Note que o HDBSCAN consegue facilmente agrupar formas complexas, como as “meias-luas”. Imagens extraídas de https://hdbscan.readthedocs.io/en/latest/how_hdbscan_works.html.

O HDBSCAN admite, como qualquer algoritmo, vários parâmetros para o seu funcionamento (para uma lista completa dos parâmetros veja: <https://hdbscan.readthedocs.io/en/latest/api.html>), contudo, os mais relevantes são o *minimum cluster size* (MCS) e o *minimum samples* (MS). O MCS define o número mínimo de pontos que um grupo deve conter para ser reconhecido como um agrupamento válido. Esse parâmetro atua na fase final de seleção, controlando a granularidade dos *clusters*. Se um agrupamento potencial no dendrograma tiver menos pontos que o MCS, ele é descartado como um *cluster* verdadeiro, e seus pontos são tratados como ruído ou incorporados a um agrupamento maior e mais estável. A escolha do MCS é crucial para focar em grupos substanciais ou detectar agrupamentos menores, dependendo do objetivo da análise.

Em contrapartida, o MS é fundamental na fase inicial de seleção. Ele determina o número mínimo de vizinhos que um ponto deve ter para que sua CD seja calculada, influenciando diretamente como o algoritmo percebe a densidade local dos dados. Um MS alto torna o algoritmo mais conservador, exigindo que os pontos estejam em regiões muito densas, o que pode unir agrupamentos distintos ou classificar muitos pontos como ruído. Por outro lado, um MS muito baixo pode torná-lo excessivamente sensível a flutuações de densidade e ruído, levando à fragmentação de agrupamentos maiores ou à criação de

agrupamentos muito pequenos. Portanto, a determinação ideal do MS, assim como do MCS, não é simples, sendo a escolha desses parâmetros extremamente dependente das características intrínsecas de cada conjunto de dados.

Algoritmo de Busca de Membros

Para analisar se as estrelas anãs M pertencentes a nossa amostra inicial são membros de aglomerados abertos, desenvolvemos um algoritmo automático utilizando o HDBSCAN. Os dados do APOGEE e Gaia DR3 foram utilizados para treinar e executar o algoritmo. Inicialmente, dividimos a amostra por campos de observação do APOGEE, então prosseguimos com a análise do campo todo, já que a amostra de anãs M por campo de observação era muito pequena para o HDBSCAN funcionar corretamente.

Para todos os campos, os parâmetros adotados para o estudo de pertencimento/*membership* foram: velocidade radial (v_r), coordenadas espaciais e seus movimentos próprios, e paralaxe (P_π). Inicialmente, selecionamos os campos que seriam de maior interesse para este trabalho. Priorizamos campos que continham uma maior concentração de estrelas anãs M presentes em nossa amostra, e que continham aglomerados abertos bem estudados na literatura. Para cada um dos campos selecionados, após a análise e redução dos dados, empregamos uma análise do MS e MCS visando compreender como esses parâmetros afetariam o agrupamento (*i.e.*, treinamos o algoritmo). Seguimos a definição de aglomerados abertos proposta por KRUMHOLZ *et al.* (2019) para estabelecer um valor mínimo de MCS igual a 12. O valor máximo de MCS variou conforme o campo analisado. Contudo, evitamos a adoção de valores muito elevados, a fim de reduzir a inclusão de ruído (*i.e.*, estrelas do campo) na amostra do aglomerado. Quanto ao MS, adotamos uma abordagem conservadora, visando fazer com que o algoritmo priorizasse regiões de maior densidade estelar.

Com base no comportamento do conjunto de dados para diferentes combinações de MCS e MS, selecionamos a faixa de valores que apresentaram o desempenho mais consistente para cada parâmetro. Em seguida, prosseguimos com a execução do HDBSCAN para cada par de valores de MCS e MS dentro dessa faixa selecionada. Por exemplo, considerando os conjuntos $MCS = \{12, 13, 14\}$ e $MS = \{20, 21, 22\}$, o algoritmo executaria um total de 9 iterações. Em cada execução, os agrupamentos identificados foram analisados individualmente, visando descartar aqueles que não correspondiam a um aglomerado estelar.

Para essa filtragem, assumimos que, em um aglomerado aberto, a distribuição das grandezas mencionadas anteriormente se assemelha a uma distribuição normal (ver Figura 2.7). Assim, ao ajustar uma Gaussiana a cada distribuição, consideramos como candidato do aglomerado real aquele agrupamento que apresentou o menor desvio padrão em todas as

variáveis analisadas. As grandezas utilizadas nesta etapa foram a v_r , P_π , e as coordenadas celestes³⁰. O agrupamento que contém o menor desvio padrão para todos esses parâmetros é considerado o aglomerado estelar do campo para aquela iteração. Em todas as iterações realizadas, o algoritmo foi capaz de identificar corretamente o aglomerado estelar presente no campo analisado.

Um dos parâmetros de saída do HDBSCAN é a probabilidade de pertencimento (PP) ao agrupamento (*membership probability*; MB), que representa a probabilidade de um ponto pertencer ao *cluster* ao qual foi atribuído. Pontos com maior estabilidade ao longo da hierarquia de densidade apresentam maior valor de PP, enquanto pontos que são incorporados tardiamente ou que transitam entre diferentes agrupamentos tendem a ter estabilidade reduzida, refletindo-se em valores mais baixos de PP. Assim, pontos com PP = 0 são classificados como ruído, ao passo que valores próximos de 1 indicam alta confiabilidade para o agrupamento realizado.

Após cada iteração, extraímos a PP do agrupamento identificado como o aglomerado estelar do campo analisado, e a somamos com os valores correspondentes das iterações anteriores. Ao final, dividimos o somatório total (PP_{Total}) pelo número de iterações, obtendo, assim, a média da probabilidade de pertinência para cada estrela do campo em estudo, o que conclui o estudo de pertencimento para o campo em questão.

Concluído o estudo de pertencimento para os campos selecionados, priorizamos neste trabalho a análise do aglomerado aberto que continha o maior número de anãs M classificadas como membros na amostra inicial composta por 1995 estrelas: o aglomerado aberto de Presépio; que foi analisado utilizando os campos NGC2632 e K2_C5_206+32³¹ do APOGEE. A Figura 2.7 apresenta alguns dos gráficos de saída do algoritmo para os campos de NGC2632. Observa-se que o algoritmo desenvolvido teve um desempenho satisfatório na identificação e alocação de membros pertencentes ao aglomerado aberto de Presépio. As médias obtidas, considerando somente as estrelas com PP $\geq 60\%$, para velocidade radial, distância, movimentos próprios e coordenadas espaciais, foram, respectivamente, $\langle v_r \rangle = 35.45 \pm 0.74 \text{ kms}^{-1}$, $\langle d \rangle = 184.85 \pm 4.37 \text{ pc}$ / $\langle P_\pi \rangle = 5.41 \pm 0.13 \text{ mas}$, $\langle \mu_\alpha \rangle = -35.93 \pm 0.77 \text{ masa}^{-1}$, $\langle \mu_\delta \rangle = -12.91 \pm 0.66 \text{ masa}^{-1}$, $\langle \alpha \rangle = 130.00 \pm 0.62^\circ$, e, $\langle \delta \rangle = 19.63 \pm 0.57^\circ$, que, correspondem muito bem com os valores previamente estabelecidos na literatura: $\langle v_r \rangle = 36.20 \pm 15.00 \text{ kms}^{-1}$ (MADSEN *et al.* 2002), $\langle d \rangle = 185.50 \text{ pc}$ / $\langle P_\pi \rangle = 5.49 \text{ mas}$ (CANTAT-GAUDIN *et al.* 2018; VAN LEEUWEN 2009), $\langle \mu_\alpha \rangle = -35.81 \text{ masa}^{-1}$ (VAN LEEUWEN 2009), $\langle \mu_\delta \rangle = -12.85 \text{ masa}^{-1}$ (VAN LEEUWEN 2009), $\langle \alpha \rangle = 130.20^\circ$ (MADSEN *et al.* 2002), e, $\langle \delta \rangle = 19.60^\circ$ (MADSEN *et al.* 2002); veja também a Tabela 1.2 do Capítulo 1.

³⁰Com o intuito de reduzir a complexidade computacional, os parâmetros de movimento próprio foram desconsiderados nesta etapa.

³¹K2_C5_206+32 é a denominação do campo do aglomerado aberto de Presépio observado pela missão K2.

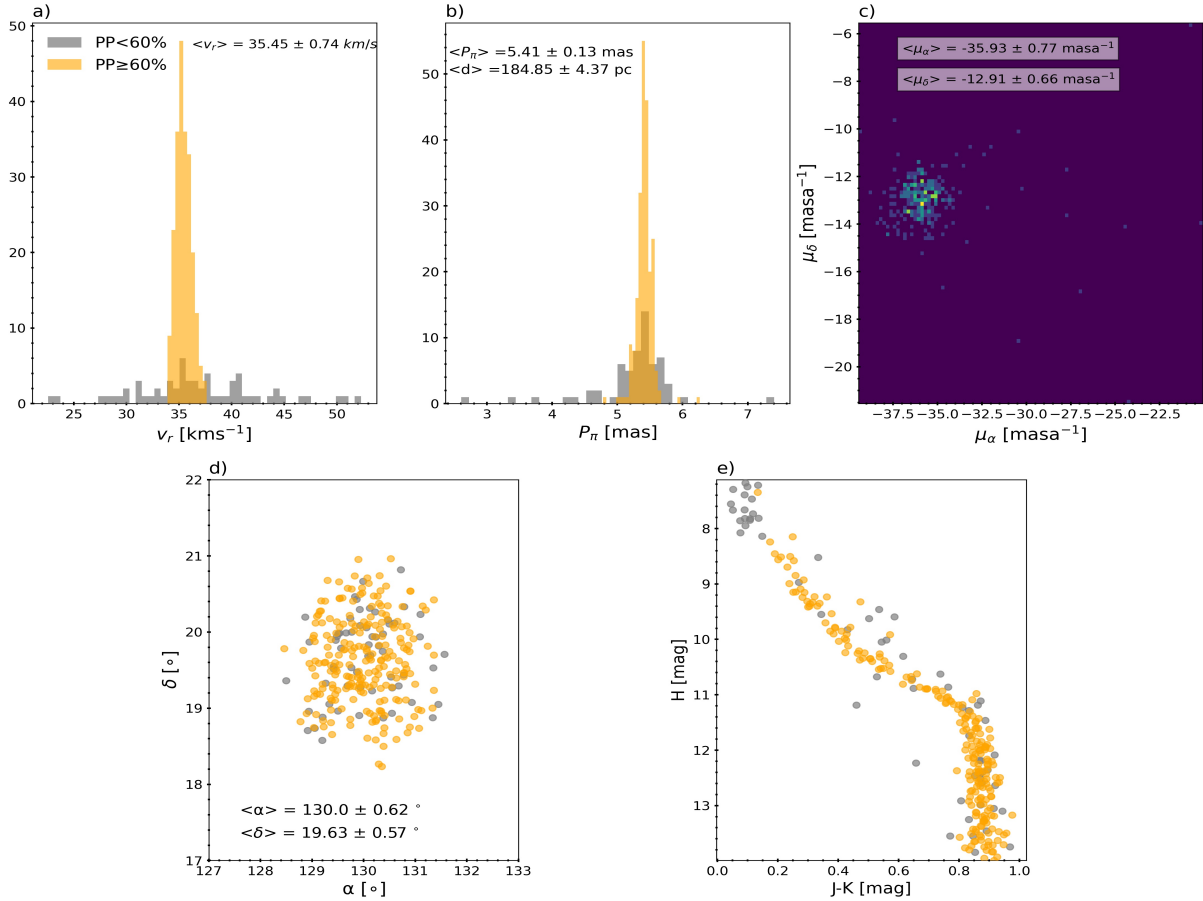


Figura 2.7 Gráficos de saída do algoritmo desenvolvido para os campos do APOGEE de NGC2632. Todos os painéis correspondem à amostra de estrelas que o algoritmo identificou como pertencentes ao aglomerado aberto de Presépio. Em todos os gráficos, exceto no painel c), as estrelas com $PP < 60\%$ são representadas em cinza, enquanto aquelas com $PP \geq 60\%$ estão destacadas em amarelo. Os painéis a), e b) mostram, respectivamente, os histogramas da velocidade radial, e paralaxe das estrelas classificadas como membros. O painel c) apresenta um histograma bidimensional do movimento próprio da ascensão reta *versus* movimento próprio da declinação, no qual as cores mais claras indicam maior densidade de objetos. Já os painéis d) e e) exibem, respectivamente, a distribuição espacial (ascensão reta *versus* declinação) e o diagrama cor-magnitude para os filtros do 2MASS. Nota-se que, nos histogramas a), e b), as estrelas com maior PP apresentam menor dispersão nos parâmetros, indicando maior coerência interna no agrupamento.

2.2.3 Amostra Final

A Tabela 2.1 apresenta os valores de PP obtidos neste trabalho comparados com os disponibilizados na literatura (CANTAT-GAUDIN *et al.* 2018; DIAS *et al.* 2021; HUNT e REFFERT 2024; KRAUS e HILLENBRAND 2007). Nota-se que, no geral, as probabilidades obtidas concordam com outros resultados da literatura. Contudo, notamos que para as estrelas 2M08423943+1924520 e 2M08442321+2013557 as PP determinadas foram muito menores do que as encontradas na literatura. Especificamente para a estrela

2M08423943+1924520 encontramos $PP = 0.00$, que pode ser explicada pela alta velocidade radial dessa estrela, $v_r = 56.70 \text{ kms}^{-1}$ (ver a Tabela 2.2 e o painel inferior esquerdo da Figura 2.8), que difere muito da média encontrada para o Presépio de $\langle v_r \rangle = 35.45 \text{ kms}^{-1}$. Contudo, considerando que, segundo a literatura, essas duas estrelas são inequivocamente pertencentes ao aglomerado de Presépio e dadas as suas localizações no diagrama cor-magnitude (veja a Figura 2.9), optamos por incluí-las em nossa amostra.

Tabela 2.1 Probabilidades de pertencimento para as estrelas anãs M do aglomerado aberto de Presépio que estão simultaneamente presentes nos levantamentos DESI MWS e APOGEE. Os valores de PP obtidos neste trabalho são comparados com os disponibilizados na literatura por CANTAT-GAUDIN *et al.* 2018 (CG18), DIAS *et al.* 2021 (D21), HUNT e REFFERT 2024 (H24) e KRAUS e HILLENBRAND 2007 (K07).

| APOGEE ID | K07 | H24 | D21 | CG18 | Este Trabalho |
|--------------------|-------|-------|-------|-------|---------------|
| 2M08350623+1849246 | 0.993 | 0.776 | 1.000 | 1.000 | 0.763 |
| 2M08353967+1907364 | 0.995 | 0.680 | 0.900 | 0.900 | 0.782 |
| 2M08360896+1909309 | 0.996 | 0.942 | 1.000 | 1.000 | 0.908 |
| 2M08372705+1858360 | 0.994 | 0.761 | 1.000 | 1.000 | 0.943 |
| 2M08380800+2003505 | 0.999 | 0.861 | 1.000 | 1.000 | 0.994 |
| 2M08385776+1846309 | 0.995 | 0.786 | 1.000 | 1.000 | 0.841 |
| 2M08392244+2004548 | 0.999 | 0.747 | 1.000 | 1.000 | 0.724 |
| 2M08395316+1924037 | 0.823 | 1.000 | 1.000 | 1.000 | 0.982 |
| 2M08401520+2005140 | 0.997 | 0.867 | 1.000 | 1.000 | 0.813 |
| 2M08405397+2005243 | 0.998 | 0.776 | 1.000 | 1.000 | 0.776 |
| 2M08405844+1850463 | 0.993 | 0.995 | 1.000 | 1.000 | 0.905 |
| 2M08410689+1926370 | 0.997 | 0.762 | 1.000 | 1.000 | 0.995 |
| 2M08413235+1840107 | 0.646 | 0.970 | 1.000 | 1.000 | 0.864 |
| 2M08413569+1844350 | 0.989 | 1.000 | 1.000 | 1.000 | 0.823 |
| 2M08381655+1859287 | - | 0.892 | 1.000 | 1.000 | 0.993 |
| 2M08445724+1948559 | - | 0.840 | 1.000 | 1.000 | 0.883 |
| 2M08432029+2004456 | 0.995 | 0.598 | 1.000 | 1.000 | 0.875 |
| 2M08423943+1924520 | 0.991 | 0.825 | 1.000 | 1.000 | 0.000 |
| 2M08442321+2013557 | 0.995 | 0.564 | 0.900 | 0.900 | 0.554 |

A amostra final de estrelas anãs M pertencentes ao aglomerado aberto de Presépio que estão presentes simultaneamente nos levantamentos DESI MWS e APOGEE é composta por 19 objetos. Informações fotométricas, astrométricas e espectroscópicas da amostra estão dispostas nas Tabelas 2.2, 2.3 e 2.4, sendo as informações referentes a, respectivamente, APOGEE/ASPCAP, DESI MWS SP e DESI MWS RVS. Com essa amostra de estrelas, temos as seguintes médias relativas aos parâmetros característicos de Presépio: $\langle v_r \rangle = 36.65 \pm 4.91 \text{ kms}^{-1}$, $\langle P_\pi \rangle = 5.42 \pm 0.09 \text{ mas}$, $\langle \mu_\alpha \rangle = -36.00 \pm 0.86 \text{ masa}^{-1}$, $\langle \mu_\delta \rangle = -12.85 \pm 0.56 \text{ masa}^{-1}$, $\langle \alpha \rangle = 130.01 \pm 0.70^\circ$, e, $\langle \delta \rangle = 19.41 \pm 0.56^\circ$.

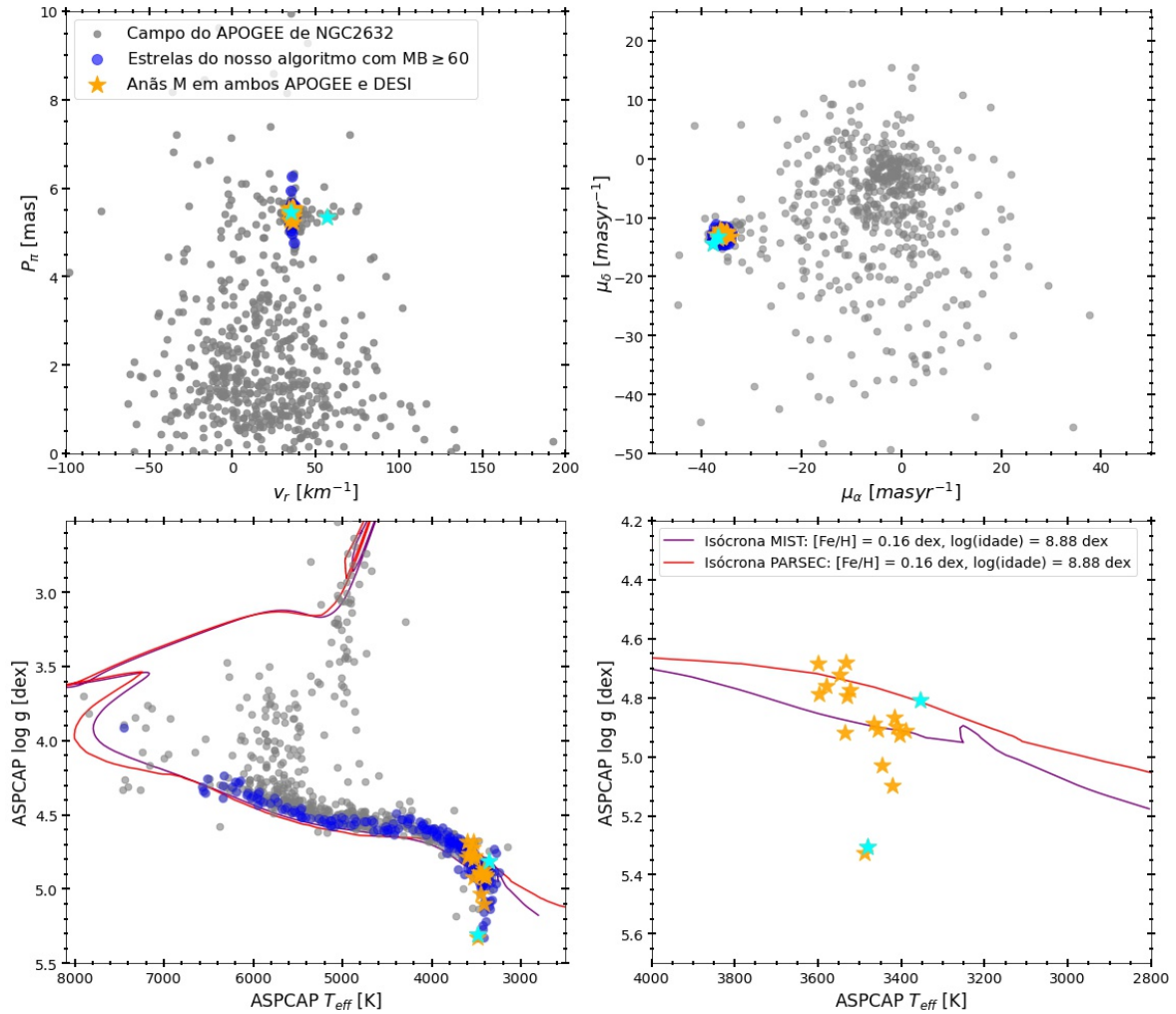


Figura 2.8 Propriedades das estrelas candidatas a membros do aglomerado aberto NGC2632. O painel superior esquerdo exibe o diagrama paralaxe *vs.* velocidade radial, enquanto o painel direito mostra o diagrama de movimento próprio (μ_δ *vs.* μ_α). Em todos os painéis as estrelas do campo são representadas por pontos cinza, enquanto as estrelas identificadas como membros do aglomerado pelo nosso algoritmo ($PP \geq 60\%$) estão indicadas em azul. As anãs M pertencentes simultaneamente aos levantamentos APOGEE e DESI MWS estão destacadas em amarelo, e as duas estrelas com menor PP são mostradas em ciano. Nos gráficos inferiores, as linhas vermelha e roxa correspondem às isócronas dos modelos MIST (CHOI *et al.* 2016; DOTTER 2016) e PARSEC (BRESSAN *et al.* 2012), respectivamente, ambas com idade $\log(\text{idade}) = 8.88$ dex (aproximadamente 759 milhões de anos), $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.16$ dex e $A_v = 0.00$ mag. O painel inferior esquerdo apresenta o diagrama de Kiel ($\log g$ *vs.* T_{eff}) para todas as estrelas presentes no campo NGC2632. O painel inferior direito é um zoom na região que contém a amostra final deste trabalho.

As Figuras 2.8, 2.9 e 2.10 apresentam algumas propriedades das estrelas da nossa amostra. A Figura 2.8 mostra o diagrama de Kiel (painéis inferiores), o diagrama $P_\pi \times v_r$ (painel superior esquerdo) e o diagrama de movimento próprio (μ_δ *vs.* μ_α ; painel superior direito), considerando tanto as estrelas de campo (em cinza) quanto as estrelas classificadas como membros pelo nosso algoritmo com $PP \geq 60\%$ (em azul). A amostra

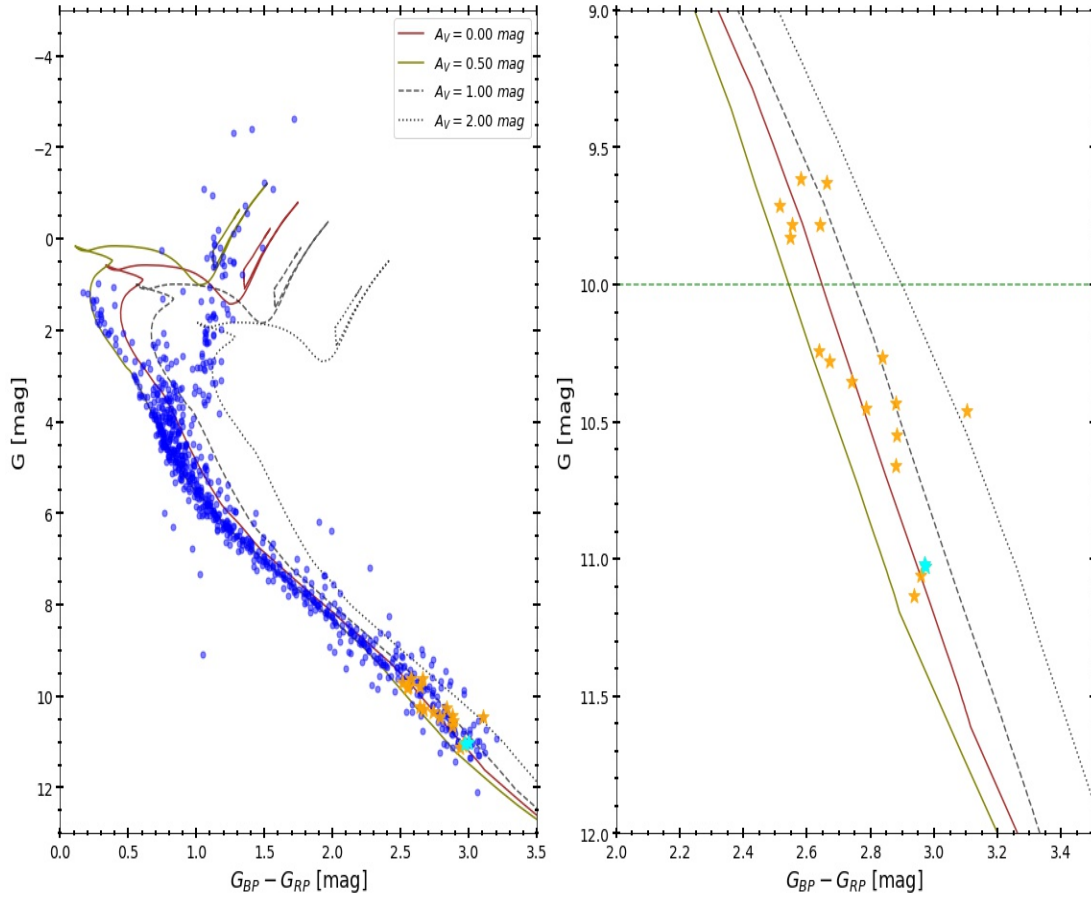


Figura 2.9 Diagrama cor-magnitude para o aglomerado aberto de Presépio. As cores dos pontos seguem a mesma codificação adotada na Figura 2.8. As linhas contínuas (vinho, verde-oliva, cinza tracejada e cinza pontilhada) representam isócronas do modelo PARSEC, calculadas com os mesmos parâmetros da Figura 2.8, porém considerando diferentes valores de extinção (A_V) de 0.00, 0.50, 1.00 e 2.00 magnitudes, respectivamente. O painel da esquerda exibe o diagrama cor-magnitude para todas as estrelas com $PP \geq 60\%$, e para as duas anãs M com menor PP. Já o painel da direita mostra exclusivamente a amostra final adotada neste trabalho. A linha tracejada verde, sobreposta ao painel da direita, indica a magnitude na qual [JAO *et al.* \(2018\)](#) identificou o *gap* entre estrelas parcial e totalmente convectivas. As magnitudes e cores estão no sistema fotométrico do Gaia DR3.

final composta por 19 anãs M está destacada em amarelo, enquanto as duas estrelas com menor PP aparecem em ciano. No diagrama de Kiel, que inclui duas isócronas com idades de aproximadamente 759 milhões de anos e $[Fe/H] = 0.16$. Observa-se que, à medida que a temperatura efetiva diminui, o ASPCAP (valores calibrados) tende a atribuir valores mais elevados para o $\log g$, o que demonstra que o ASPCAP não foi adequadamente calibrado para anãs M. Ademais, a distribuição em ambos os painéis superiores da Figura 2.8 segue o padrão esperado para membros de um aglomerado em contraste com as estrelas de campo.

A Figura 2.9 apresenta o diagrama cor-magnitude para o aglomerado aberto de Presépio, utilizando o sistema fotométrico do Gaia DR3. As cores dos pontos seguem a mesma

codificação de cores adotada na Figura 2.8. O painel da esquerda, além de evidenciar a eficiência do nosso algoritmo na seleção dos membros do aglomerado aberto de Presépio, também demonstra, como esperado, que Presépio apresenta baixos níveis de extinção (ver também Tabelas 1.2 e 2.2). Já o painel da direita apresenta o diagrama cor-magnitude somente para a amostra final deste trabalho, nele também está demarcado o *gap* encontrado por JAO *et al.* (2018), linha tracejada verde, referente à transição de estrelas anãs M parciais para totalmente convectivas. Com a análise desse gráfico, nota-se que a nossa amostra final é constituída principalmente por estrelas totalmente convectivas (correspondendo a 68.42% da amostra). Portanto, no geral, nossas estrelas são de tipo espectral mais tardio. Isto implica, como discutido na Seção 1.3, que a amostra final estudada neste trabalho é composta por estrelas anãs M, que, possivelmente, apresentam bastante atividade estelar (*i.e.*, apresentam campos magnéticos intensos).

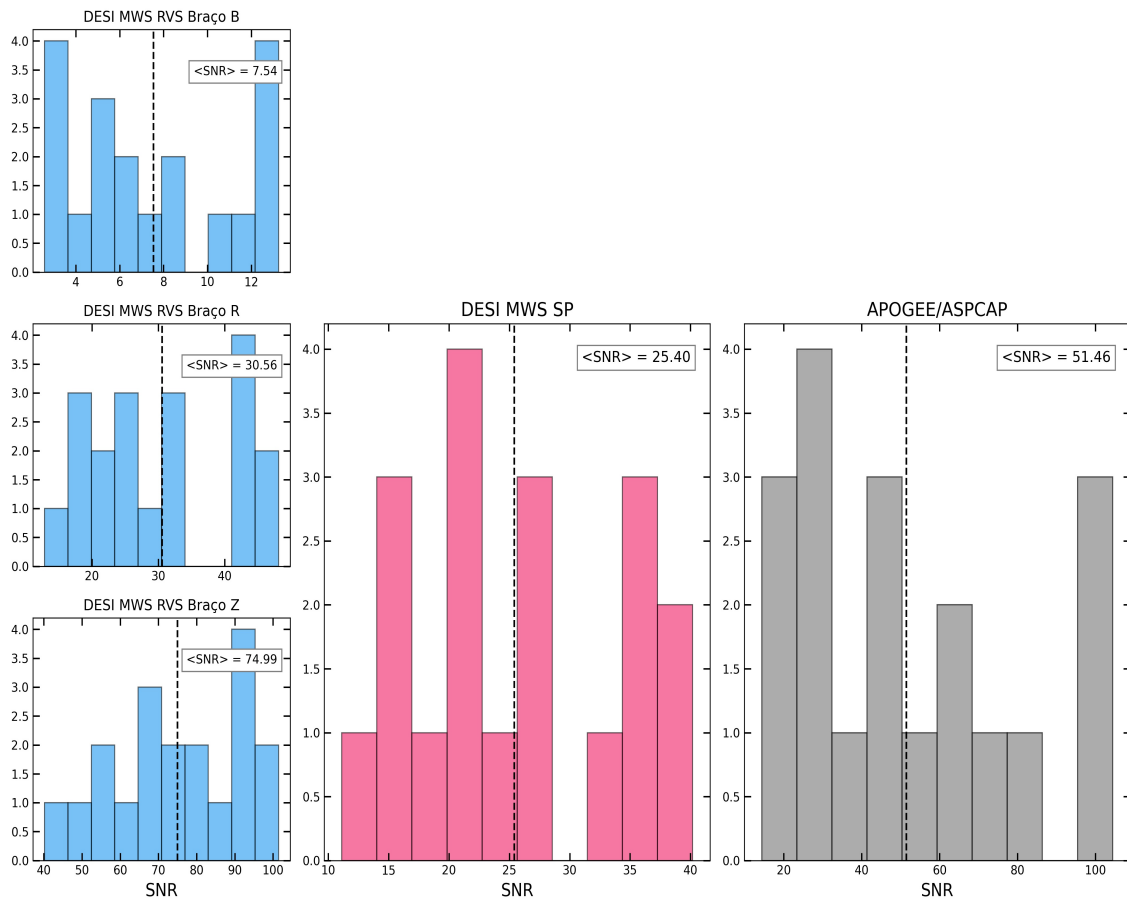


Figura 2.10 Distribuição da razão sinal-ruído dos espectros DESI E APOGEE. Os painéis à direita mostram a distribuição de SNR para o DESI MWS RVS nos braços B, R e Z. Os painéis do meio e da esquerda exibem, respectivamente, a distribuição de SNR para o DESI MWS SP e APOGEE. As linhas tracejadas pretas em cada histograma indicam o valor médio do SNR para a respectiva distribuição.

Por fim, a Figura 2.10 apresenta a distribuição da razão sinal-ruído para os espectros das estrelas da nossa amostra. Por mais que o SP e RVS utilizem os mesmos espectros em

suas rotinas de análise espectral, o SP disponibiliza a SNR dos espectros de cada braço do espectrógrafo DESI combinados, enquanto o RVS disponibiliza a SNR por braço. Na Figura 2.10, a SNR combinada dos espectros DESI está apresentada em rosa, a razão sinal-ruído por braço está em azul e a SNR dos espectros APOGEE está em cinza. Observe que, para espectros DESI, a razão sinal-ruído aumenta conforme o comprimento de onda aumenta. A média da razão sinal-ruído para os espectros das estrelas de nossa amostra é de $\langle SNR \rangle = 51.46$ para espectros APOGEE, e de $\langle SNR \rangle = 25.40$ para espectros DESI.

Tabela 2.2 Parâmetros fotométricos, espectroscópicos e astrométricos da amostra final composta por 19 estrelas anãs M analisadas neste trabalho. Os dados desta tabela foram retirados do APOGEE DR17 e do Gaia DR3 (GAIA COLLABORATION *et al.* 2023j).

| APOGEE ID | SOURCE ID | G | G_{BP} | G_{RP} | E(B-V) | J | H | K | T_{eff} | $\log g$ | [M/H] | v_r | $v \sin i$ | P_π | RA | DEC | SNR |
|--------------------|--------------------|-------|----------|----------|--------|-------|-------|-------|-----------|----------|-------|-------|------------|---------|--------|-------|--------|
| 2M08350623+1849246 | 659729417871499392 | 16.79 | 18.44 | 15.56 | 0.03 | 13.84 | 13.23 | 12.95 | 3344.80 | 4.81 | 0.13 | 36.18 | 3.43 | 5.35 | 128.78 | 18.82 | 45.58 |
| 2M08353967+1907364 | 662744210035689728 | 16.03 | 17.51 | 14.84 | 0.03 | 13.23 | 12.50 | 12.29 | 3470.30 | 4.68 | 0.16 | 36.22 | 3.57 | 5.24 | 128.92 | 19.13 | 61.51 |
| 2M08360896+1909309 | 659765598675979904 | 16.09 | 17.55 | 14.91 | 0.03 | 13.27 | 12.61 | 12.38 | 3461.40 | 4.65 | 0.11 | 36.23 | 3.82 | 5.47 | 129.04 | 19.16 | 28.02 |
| 2M08372705+1858360 | 659744295638254336 | 16.06 | 17.45 | 14.90 | 0.03 | 13.31 | 12.74 | 12.47 | 3515.10 | 4.34 | -0.11 | 36.00 | 2.62 | 5.55 | 129.36 | 18.98 | 21.57 |
| 2M08380800+2003505 | 664335684397673472 | 17.39 | 19.11 | 16.15 | 0.03 | 14.40 | 13.71 | 13.48 | 3344.80 | 5.12 | -0.00 | 35.38 | 14.11 | 5.42 | 129.53 | 20.06 | 25.43 |
| 2M08385776+1846309 | 659680072990872704 | 16.55 | 18.11 | 15.27 | 0.03 | 13.54 | 12.92 | 12.71 | 3342.40 | 4.67 | 0.04 | 36.66 | 9.07 | 5.53 | 129.74 | 18.78 | 19.84 |
| 2M08392244+2004548 | 664329946321463168 | 16.07 | 17.44 | 14.92 | 0.03 | 13.36 | 12.75 | 12.51 | 3515.10 | 4.50 | -0.10 | 36.18 | 4.05 | 5.34 | 129.84 | 20.08 | 95.51 |
| 2M08395316+1924037 | 661264679702825344 | 16.79 | 18.36 | 15.79 | 0.03 | 13.90 | 13.31 | 13.01 | 3386.70 | 4.72 | -0.04 | 35.62 | 4.59 | 5.39 | 129.97 | 19.40 | 77.93 |
| 2M08401520+2005140 | 661325393360354688 | 16.75 | 18.57 | 15.46 | 0.03 | 13.57 | 12.97 | 12.69 | 3394.40 | 5.39 | -0.27 | 33.95 | 15.47 | 5.53 | 130.06 | 20.09 | 57.90 |
| 2M08405397+2005243 | 661418405170762368 | 16.55 | 18.57 | 15.46 | 0.03 | 13.80 | 13.19 | 12.88 | 3437.70 | 4.32 | -0.29 | 34.99 | 4.43 | 5.46 | 130.22 | 20.09 | 100.36 |
| 2M08405844+1850463 | 660996330144479616 | 16.98 | 18.62 | 15.74 | 0.02 | 13.99 | 13.43 | 13.13 | 3313.00 | 4.76 | -0.01 | 36.40 | 8.51 | 5.44 | 130.24 | 18.85 | 48.58 |
| 2M08410689+1926370 | 661239390935361024 | 16.63 | 18.15 | 15.41 | 0.03 | 13.75 | 13.09 | 12.85 | 3385.90 | 4.75 | 0.07 | 35.81 | 3.79 | 5.56 | 130.28 | 19.44 | 74.03 |
| 2M08413235+1840107 | 660978669238963200 | 16.60 | 18.08 | 15.41 | 0.02 | 13.80 | 13.18 | 12.92 | 3435.00 | 4.54 | -0.16 | 34.64 | 3.29 | 5.44 | 130.38 | 18.67 | 14.33 |
| 2M08413569+1844350 | 660981349298550272 | 15.95 | 17.37 | 14.79 | 0.02 | 13.16 | 12.54 | 12.32 | 3472.50 | 4.53 | 0.00 | 34.60 | 4.31 | 5.39 | 130.40 | 18.74 | 66.43 |
| 2M08432029+2004456 | 661383770554619136 | 17.53 | 19.21 | 16.27 | 0.03 | 14.46 | 13.81 | 13.56 | 3361.90 | 5.09 | -0.12 | 34.59 | 6.10 | 5.27 | 130.83 | 20.08 | 30.51 |
| 2M08381655+1859287 | 659703957305493632 | 16.15 | 17.53 | 14.98 | 0.03 | 13.40 | 12.84 | 12.57 | 3502.00 | 4.52 | -0.02 | 35.44 | 2.44 | 5.44 | 129.57 | 18.99 | 104.42 |
| 2M08445724+1948559 | 661173317156579328 | 16.88 | 18.52 | 15.64 | 0.03 | 13.89 | 13.29 | 13.01 | 3336.70 | 4.95 | 0.12 | 35.51 | 17.82 | 5.42 | 131.24 | 19.82 | 48.08 |
| 2M08423943+1924520 | 661229701489213824 | 17.38 | 19.11 | 16.14 | 0.03 | 14.35 | 13.77 | 13.50 | 3269.40 | 4.57 | -0.14 | 56.70 | 8.33 | 5.35 | 130.66 | 19.41 | 24.04 |
| 2M08442321+2013557 | 661391982532062848 | 17.34 | 19.21 | 16.27 | 0.03 | 14.32 | 13.74 | 13.35 | 3409.20 | 5.33 | 0.07 | 35.24 | 9.62 | 5.45 | 131.10 | 20.23 | 33.77 |

Tabela 2.3 Parâmetros fotométricos e espectroscópicos da amostra final de estrelas anãs M analisadas neste trabalho. Os dados apresentados foram extraídos do DESI MWS SP DR1.

| TARGET ID | SOURCE ID | T_{eff} | $\log g$ | [M/H] | SNR |
|-------------------|--------------------|-----------|----------|-------|-------|
| 39628232319831701 | 659729417871499392 | 3300 | 5.30 | 0.80 | 19.89 |
| 39628243766086830 | 662744210035689728 | 3527 | 5.25 | 0.36 | 36.42 |
| 39628243770278680 | 659765598675979904 | 3519 | 5.30 | 0.37 | 34.22 |
| 39628238057636583 | 659744295638254336 | 3524 | 4.89 | 0.16 | 36.76 |
| 39628260878848416 | 664335684397673472 | 3301 | 5.44 | 0.77 | 15.62 |
| 39628232336606759 | 659680072990872704 | 3343 | 5.36 | 0.86 | 28.05 |
| 39628260887232992 | 664329946321463168 | 3576 | 4.91 | 0.15 | 37.76 |
| 39628249495502959 | 661264679702825344 | 3411 | 5.23 | 0.17 | 21.14 |
| 39628260887237643 | 661325393360354688 | 3236 | 5.17 | 0.11 | 20.02 |
| 39628260891429466 | 661418405170762368 | 3518 | 5.14 | 0.12 | 27.34 |
| 39628232344995013 | 660996330144479616 | 3301 | 5.31 | 0.74 | 20.41 |
| 39628249499698010 | 661239390935361024 | 3456 | 5.20 | 0.25 | 24.27 |
| 39628232344997984 | 660978669238963200 | 3532 | 5.11 | 0.22 | 26.63 |
| 39628232344998277 | 660981349298550272 | 3568 | 5.27 | 0.37 | 40.18 |
| 39628238057641094 | 659703957305493632 | 3607 | 5.06 | 0.31 | 35.34 |
| 39628255216533820 | 661173317156579328 | 3184 | 5.13 | 0.57 | 18.58 |
| 39628260899819781 | 661383770554619136 | 3199 | 4.86 | 0.50 | 11.12 |
| 39628266591486357 | 661391982532062848 | 3300 | 5.31 | 0.74 | 14.45 |
| 39628249503894423 | 661229701489213824 | 3300 | 5.39 | 0.82 | 14.45 |

Tabela 2.4 Parâmetros espectroscópicos referentes às estrelas anãs M que compõem a amostra final deste estudo. Todas as informações foram extraídas do catálogo DESI MWS RV DR1.

| TARGET ID | SOURCE ID | T_{eff} | $\log g$ | [M/H] | v_r | SNR _B | SNR _Z | SNR _R |
|-------------------|--------------------|-----------|----------|-------|-------|------------------|------------------|------------------|
| 39628232319831701 | 659729417871499392 | 3219 | 4.92 | 0.03 | 37.55 | 5.60 | 69.12 | 24.13 |
| 39628243766086830 | 662744210035689728 | 3325 | 4.89 | 0.03 | 36.75 | 12.84 | 98.86 | 43.49 |
| 39628243770278680 | 659765598675979904 | 3306 | 4.91 | -0.05 | 37.13 | 10.89 | 92.68 | 41.17 |
| 39628238057636583 | 659744295638254336 | 3420 | 4.73 | -0.02 | 36.49 | 12.93 | 94.20 | 44.10 |
| 39628260878848416 | 664335684397673472 | 3194 | 4.97 | -0.05 | 37.47 | 3.47 | 53.37 | 17.90 |
| 39628232336606759 | 659680072990872704 | 3259 | 4.99 | 0.09 | 36.52 | 8.44 | 83.92 | 33.88 |
| 39628260887232992 | 664329946321463168 | 3447 | 4.82 | -0.00 | 36.74 | 12.47 | 92.69 | 48.08 |
| 39628249495502959 | 661264679702825344 | 3239 | 4.87 | -0.16 | 35.57 | 6.02 | 65.90 | 25.77 |
| 39628260887237643 | 661325393360354688 | 3148 | 5.04 | 0.10 | 37.93 | 5.59 | 78.00 | 24.46 |
| 39628260891429466 | 661418405170762368 | 3290 | 4.55 | -0.26 | 35.45 | 8.45 | 77.49 | 32.96 |
| 39628232344995013 | 660996330144479616 | 3186 | 4.89 | -0.05 | 37.08 | 4.53 | 63.38 | 23.32 |
| 39628249499698010 | 661239390935361024 | 3251 | 4.88 | -0.17 | 35.17 | 6.42 | 75.39 | 28.86 |
| 39628232344997984 | 660978669238963200 | 3282 | 4.66 | -0.23 | 34.56 | 6.89 | 73.16 | 32.35 |
| 39628232344998277 | 660981349298550272 | 3383 | 4.98 | 0.07 | 34.78 | 13.24 | 101.43 | 48.08 |
| 39628238057641094 | 659703957305493632 | 3418 | 4.72 | -0.02 | 34.71 | 11.21 | 89.58 | 42.58 |
| 39628255216533820 | 661173317156579328 | 3198 | 5.06 | 0.06 | 33.42 | 5.10 | 68.50 | 22.79 |
| 39628260899819781 | 661383770554619136 | 3162 | 4.87 | 0.01 | 35.41 | 2.58 | 40.21 | 12.87 |
| 39628266591486357 | 661391982532062848 | 3170 | 4.92 | -0.03 | 36.38 | 3.11 | 51.60 | 16.70 |
| 39628249503894423 | 661229701489213824 | 3197 | 4.96 | -0.03 | 25.29 | 3.42 | 55.26 | 17.12 |

Capítulo 3

Metodologia: Determinação de Parâmetros Estelares

Informações sobre a composição química e física das estrelas encontram-se codificadas em seus espectros. A interpretação das assinaturas espectrais requer modelos realistas das atmosferas estelares e dos processos de formação de linhas espectrais. Atualmente, a grande maioria dos estudos espectroscópicos sobre estrelas anãs M baseia-se em modelos atmosféricos unidimensionais (1D), hidrostáticos, e na suposição de equilíbrio termodinâmico local.

Neste capítulo, descreveremos os procedimentos adotados para a análise espectroscópica das estrelas anãs M presentes em nossa amostra. Empregamos uma metodologia previamente validada na literatura para derivar propriedades atmosféricas estelares e metalicidades com alta precisão. Este capítulo está organizado da seguinte forma: inicialmente, apresentaremos a metodologia de análise espectral aplicada; em seguida, descreveremos o algoritmo desenvolvido para a análise espectral, expondo os resultados obtidos. Por fim, explicaremos os procedimentos empregados para analisar os espectros DESI.

3.1 Parâmetros Estelares Utilizando Espectros APO-GEE

Diferentemente de elementos simples, moléculas admitem níveis de energia vibracionais e rotacionais, que, em aliança com a grande presença de moléculas na atmosfera de estrelas frias, acarretam na sobreposição das linhas de absorção moleculares, criando bandas de absorção nos espectros dessas estrelas. Além das bandas de absorção moleculares mascararem parcialmente as linhas individuais de outros elementos, elas rebaixam consideravelmente o contínuo de estrelas anãs M. Por conseguinte, o método de análise espectral

por largura equivalente é ineficaz para essas estrelas, sendo a análise via síntese espectral (*i.e.*, método de comparação direta entre o espectro observado com um espectro sintético calculado) o método comumente aplicado para caracterizar o espectro de anãs M.

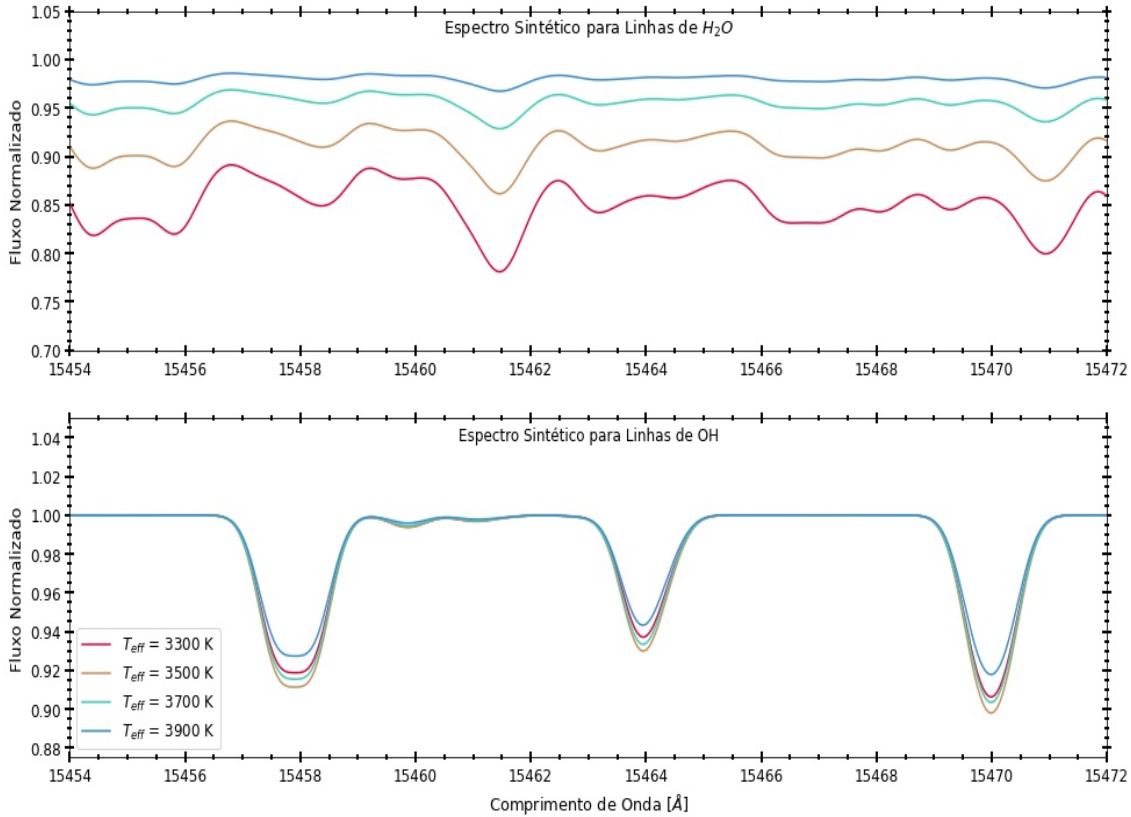


Figura 3.1 Espectros sintéticos calculados utilizando a lista de linhas do APOGEE DR17 (SMITH *et al.*, 2021) somente com moléculas de H_2O , painel superior, e somente com moléculas de OH , painel inferior. Os espectros de ambos painéis estão codificados de maneira que o espectro mais quente está em azul e o mais frio em vermelho. A sensibilidade a temperatura efetiva é maior para moléculas de água do que as de OH . As bandas de H_2O estão presentes em todo o espectro infravermelho de anãs M, sendo a principal responsável pelo rebaixamento do contínuo nessa região.

A metodologia aplicada neste trabalho segue o método empregado por SOUTO *et al.* (2017) e SOUTO *et al.* (2020), que determinaram T_{eff} , $A(O)$ (*i.e.*, abundância de oxigênio) e $\log g$, utilizando uma metodologia baseada em medidas de linhas de H_2O e OH presentes no espectro APOGEE de estrelas anãs M. SOUTO *et al.* (2017) foram os primeiros a notar que, mesmo que tanto H_2O quanto o OH sejam traçadores da abundância de oxigênio (TSUJI *et al.* 2015, VEYETTE *et al.* 2016), as linhas de H_2O são mais sensíveis a T_{eff} do que as linhas de OH , que são praticamente insensíveis a mudanças na temperatura efetiva. A Figura 3.1 apresenta um trecho de espectros sintéticos calculados utilizando a lista de linhas do APOGEE DR17 (SMITH *et al.*, 2021) somente com moléculas de H_2O (painel superior) e somente com moléculas de OH (painel inferior). Os espectros sintéticos foram calculados para temperaturas efetivas de 3900 K (em azul), 3700 K (em

ciano), 3500 K (em mostarda) e 3300 K (em vermelho); todas tendo sido calculadas para $\log g = 4.99$ dex e $[M/H] = 0.07$ dex. Fica claro pela figura o comportamento distinto de ambos os traçadores com relação a T_{eff} . As linhas de OH apresentam mudanças pequenas com T_{eff} e, de certo modo, não muito óbvias. Já para moléculas de água, o espectro sintético muda consideravelmente com a temperatura efetiva, de modo que, quanto menor T_{eff} maior é o impacto da H_2O no espectro estelar. Ademais, as moléculas de água são as principais responsáveis pela redução do contínuo na região do infravermelho. Dada essa propriedade, é comumente dito que estrelas anãs M apresentam um pseudocontínuo, que é mais baixo para estrelas com menores T_{eff} e maiores metalicidades (VEYETTE *et al.* 2016).

Graças a essa diferença de comportamento, as linhas de H_2O e OH podem ser utilizadas para determinar a temperatura efetiva de estrelas anãs M. Para isso, basta definir o par $T_{eff} - A(O)$ no qual a abundância de oxigênio de ambas as linhas entre em acordo. A diferença de comportamento ocorre porque as linhas de OH são provenientes de níveis de energia com baixo nível de excitação, enquanto as linhas de H_2O são oriundas de níveis de excitação com maiores energias. Adicionalmente, a pressão parcial¹ das linhas de água é mais afetada pela variação da temperatura efetiva do que as das linhas de OH. Esta última característica possibilita a determinação da gravidade superficial de uma maneira semelhante à determinação de T_{eff} : definimos um par $\log g - A(O)$ em que a $A(O)$ encontrada para as linhas de água e OH seja a mesma (SOUTO *et al.* 2020).

Portanto, com a metodologia descrita, conseguimos determinar de forma unívoca e precisa a temperatura efetiva, gravidade superficial e abundância de oxigênio em estrelas anãs M. A Figura 3.2 ilustra o método empregado neste trabalho. Em ambos os painéis, as linhas sólidas e tracejadas se referem, respectivamente, a abundância de oxigênio medidas pela linha de OH e H_2O obtidas por SOUTO *et al.* (2020). Nos dois gráficos, o ponto no qual as abundâncias determinadas por meio de cada linha se cruzam define univocamente os parâmetros analisados. Note que a abundância de oxigênio determinada por ambos os métodos coincide, o que era esperado, visto que os dados pertencem à mesma estrela. Indicando novamente a robustez dessa metodologia.

Algumas das principais fontes de opacidade na atmosfera de estrelas anãs M contém átomos de oxigênio, *e.g.*, H_2O , TiO, CO e VO. No infravermelho, as moléculas de água e CO são as fontes dominantes de opacidade, enquanto no óptico TiO assume esse papel. Em uma atmosfera típica de uma anã M, o equilíbrio molecular é atingido quando todo o carbono está preso em moléculas de CO e quando o oxigênio atinge uma concentração semelhante à concentração desta molécula (BURROWS e SHARP 1999). Em regimes de baixas temperaturas efetivas ($T_{eff} < 3300$ K) o oxigênio restante é utilizado prin-

¹A pressão parcial de uma espécie em uma mistura corresponde à pressão que seria exercida por um gás composto unicamente por essa espécie, mantidos a mesma densidade e temperatura.

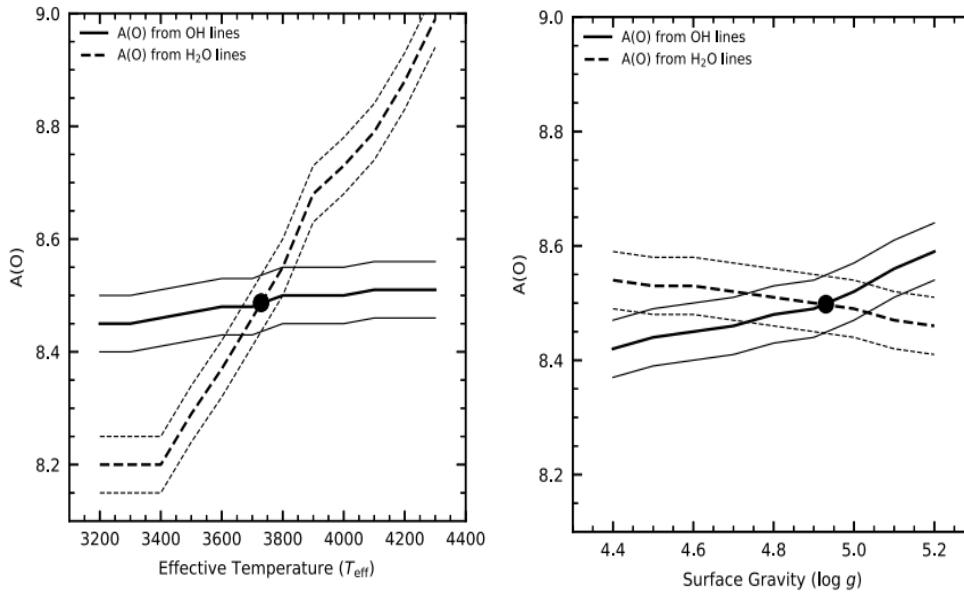


Figura 3.2 Os painéis mostram a abundância de oxigênio derivada a partir de linhas de OH e H₂O em função da temperatura efetiva (painel esquerdo), e da gravidade superficial (painel direito) para a estrela anã M 2M06312373+0036445 estudada por [SOUTO *et al.* \(2020\)](#). Os círculos preenchidos indicam os pares T_{eff} -A(O) e $\log g$ -A(O) para os quais há concordância entre os dois indicadores de abundância, permitindo, assim, a determinação unívoca da temperatura efetiva e da gravidade superficial da estrela anã M. As linhas sólidas correspondem às abundâncias de oxigênio obtidas a partir de linhas de OH, enquanto as linhas tracejadas representam os valores derivados com linhas de H₂O. Imagem extraída de ([SOUTO *et al.*, 2020](#)).

principalmente na formação de H₂O, enquanto que, em temperaturas efetivas mais altas, o oxigênio é encontrado predominantemente em moléculas de SiO, O I e OH ([VEYETTE *et al.* 2016](#)).

A Figura 3.3 apresenta as pressões parciais, e, por consequência, as abundâncias relativas, para CO, H₂O, O I, SiO, OH, e demais espécies contendo oxigênio (incluindo TiO) e carbono, em função da profundidade óptica, para os modelos atmosféricos BT-Settl ([ALLARD *et al.*, 2012](#)), os quais consideram diferentes valores de T_{eff} . Nota-se que à medida que a temperatura efetiva aumenta a concentração de H₂O (linha tracejada vermelha) diminui para todas as profundidades óticas, como já havíamos discutido para a Figura 3.1. Por sua vez, a concentração de OH (linha tracejada amarela) aumenta com a temperatura efetiva até o ponto em que ela começa a diminuir novamente, pois outras espécies com oxigênio, como o oxigênio neutro (O I) têm sua formação priorizada frente à disponibilidade de oxigênio, o que explica o comportamento das linhas de OH na Figura 3.1. Contudo, note que, mesmo com essas mudanças, a concentração de OH não sofre variações muito bruscas.

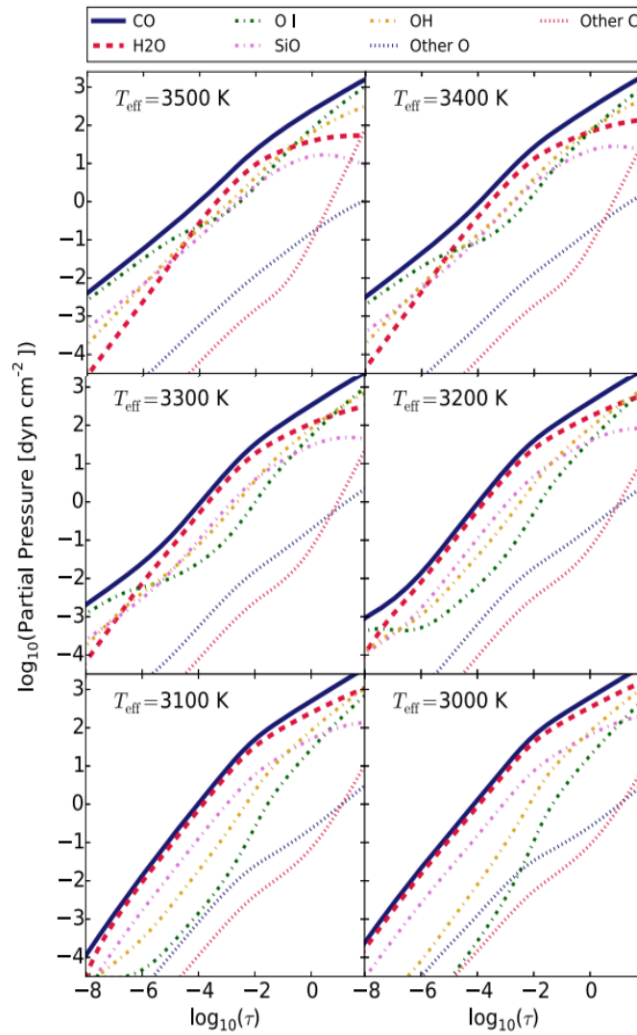


Figura 3.3 Pressões parciais de CO, H₂O, O I, SiO, OH, e demais espécies contendo oxigênio e carbono, em função da profundidade óptica, para modelos atmosféricos com abundâncias solares e diferentes valores de T_{eff} . Note que, o CO retém praticamente todo o carbono e a maior parte do oxigênio presente na atmosfera de anãs M, sendo que nos modelos com $T_{eff} < 3300 K$ a maior fração do oxigênio remanescente encontra-se predominantemente na forma de H₂O. Já nos modelos com $T_{eff} > 3300 K$ o oxigênio se encontra principalmente em outros elementos, especialmente em sua forma neutra e em moléculas de OH. Imagem extraída de [VEYETTE et al. \(2016\)](#).

Portanto, diante do discutido acima (Figuras 3.1 e 3.3), é esperado que a metodologia empregada para o cálculo de T_{eff} se torne menos efetiva para temperaturas mais altas (*i.e.*, regime em que as linhas de H₂O são muito mais fracas), apresentando, entretanto, um ótimo desempenho para estrelas com $T_{eff} \leq 3850 K$ ([SOUTO et al. 2017](#)). Como as estrelas anãs M pertencentes à nossa amostra apresentam temperaturas efetivas menores do que o limite citado, espera-se que uma boa performance deste método seja atingida.

3.1.1 Análise Espectral

Para o cálculo dos espectros sintéticos utilizamos modelos de atmosfera MARCS (GUSTAFSSON *et al.* 2008) com geometria plano-paralela 1D em equilíbrio termodinâmico local. Para interpolar os modelos (dada uma certa T_{eff} , $\log g$ e $[M/H]$) usamos uma das funções do BACCHUS² (*Brussels Automated Code for Characterizing High accuracy Spectra*; MASSERON *et al.* 2016). O código de transferência radiativa empregado para o cálculo do espectro sintético foi o TurboSpectrum (ALVAREZ e PLEZ 1997; PLEZ 2012) com a lista de linhas do APOGEE DR17 (SHETRONE *et al.* 2015; SMITH *et al.* 2021).

A lista de linhas do APOGEE DR17 cobre o intervalo espectral de $\lambda = 15000\text{--}17000 \text{ \AA}$ (ligeiramente superior à cobertura do detector do espectrógrafo APOGEE). Essa lista consiste em uma combinação de linhas atômicas e moleculares, com parâmetros derivados de fontes laboratoriais, teóricas e astrofísicas. As intensidades de oscilador e as constantes de amortecimento foram calibradas por meio de espectros em alta resolução e alta razão sinal-ruído do Sol e de Arcturus (SMITH 2016). Em comparação aos DR's anteriores, destaca-se a adição de linhas moleculares de H_2O e FeH , bem como a expansão da lista de linhas atômicas em um fator de ~ 4 , incluindo um número significativamente maior de transições com desdobramento hiperfino (SMITH *et al.* 2021). Mais detalhes da lista de linhas do APOGEE DR17 podem ser encontrados em SMITH *et al.* (2021).

O TurboSpectrum³ é um código de transferência radiativa elaborado especialmente para analisar estrelas frias, sendo seu fator de destaque a possibilidade de incluir moléculas triatômicas em sua lista de linhas, como, por exemplo, H_2O que é um componente crucial no espectro de estrelas anãs M no infravermelho. Assim como o TurboSpectrum, o modelo atmosférico MARCS também foi desenvolvido com o intuito de descrever estrelas frias convectivas, sendo um dos seus maiores diferenciais a adoção de listas de linhas do TiO e H_2O . Comparada à lista de linhas anteriores, a lista de linhas do APOGEE DR17 apresenta uma melhora significativa para o estudo de estrelas anãs M, dada a adição de linhas de FeH e H_2O . A atualização foi motivada pelo trabalho de SOUTO *et al.* (2017), que demonstrou que com a inclusão de linhas de H_2O e FeH era possível utilizar o espectro APOGEE para obter parâmetros estelares e abundâncias químicas precisas para estrelas anãs M. Adicionalmente, SOUTO *et al.* (2017) demonstraram que estrelas anãs M apresentam baixa sensibilidade à velocidade de microturbulência, sendo $\xi = 1 \text{ km s}^{-1}$ o valor que melhor ajustou as observações, portanto, adotamos $\xi = 1 \text{ km s}^{-1}$ para todas

²O BACCHUS (<http://www.astro.ulb.ac.be/pmwiki/Spectro/Bacchus>) é um programa que deriva parâmetros estelares, larguras equivalentes, e, abundâncias, ao comparar o espectro sintético ao observado. Por mais que ele tenha sido especialmente desenvolvido para estrelas frias, escolhemos não utilizá-lo na caracterização da nossa amostra, pois queríamos ter um maior controle na determinação dos parâmetros.

³A versão do TurboSpectrum utilizada neste trabalho é a versão modificada pelo Dr. Fábio Wanderley e colaboradores, que adicionaram um código de convolução com a LSF ao TurboSpectrum para melhor descrever os espectros APOGEE.

as estrelas de nossa amostra.

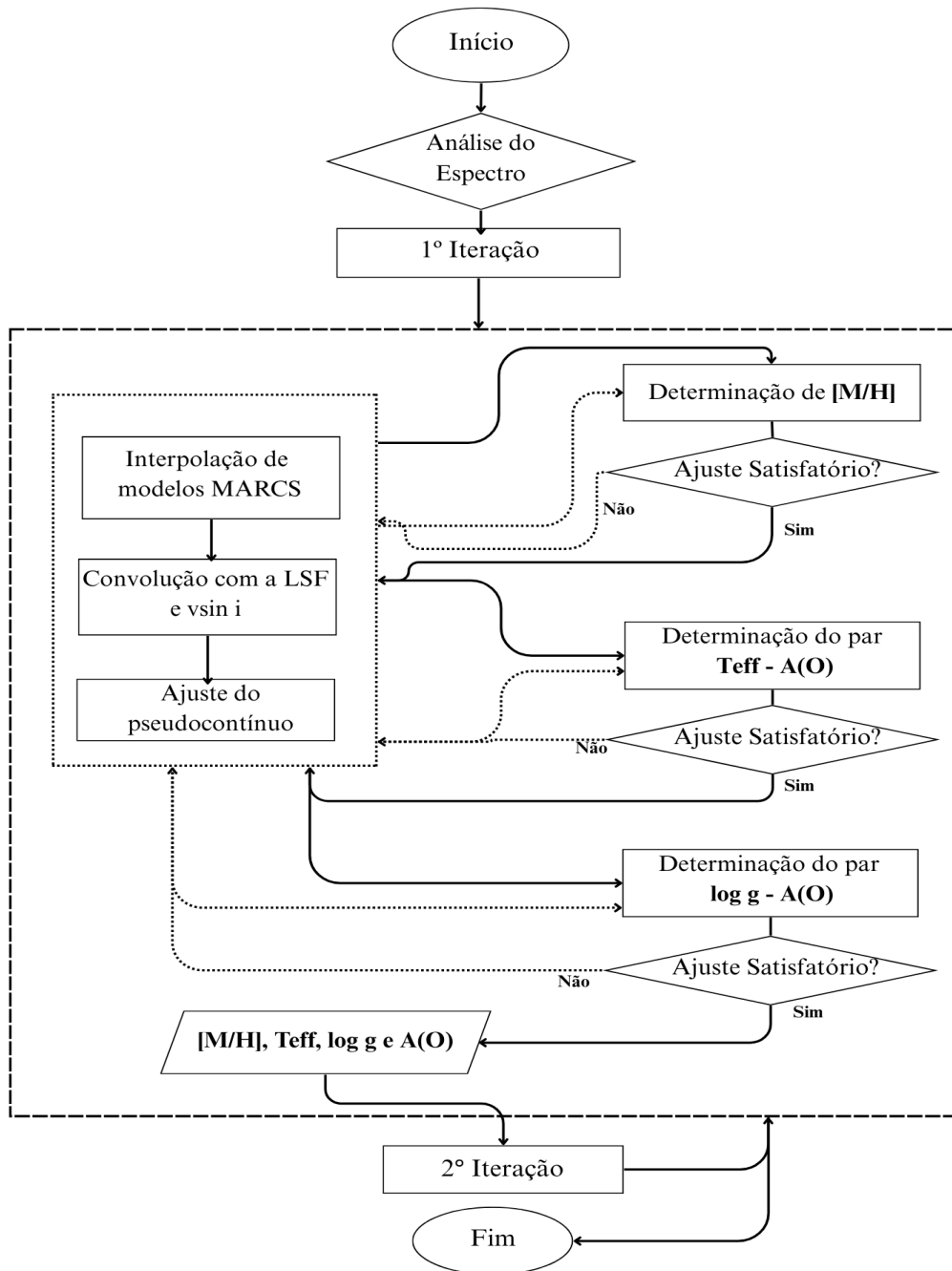


Figura 3.4 Fluxograma do processo iterativo de análise espectroscópica para determinação de parâmetros estelares desenvolvido neste trabalho. As formas ovais representam o início e o fim do processo. Os retângulos indicam etapas de processamento automático, enquanto, os losangos simbolizam pontos de decisão nos quais há a necessidade de inspeção visual. As setas contínuas representam o fluxo principal do processo, e, as setas tracejadas indicam retornos para a realização de uma nova iteração. O bloco tracejado maior delimita as etapas que compõem uma única iteração do algoritmo.

A Figura 3.4 apresenta o fluxograma da rotina desenvolvida para a determinação de parâmetros das estrelas estudadas. Inicialmente, inspecionamos visualmente cada es-

pectro observado, visando excluir da amostra espectros de má qualidade. Em seguida, utilizamos como estimativas iniciais dos parâmetros a T_{eff} determinada pelo ASPCAP DR17 e o $\log g$ calculado por meio de isócronas MIST (CHOI *et al.* 2016; DOTTER 2016). Estes valores são empregados na interpolação de modelos atmosféricos, os quais variam a metalicidade entre $-0.30 \leq [M/H] \leq 0.30$ em um passo de 0.025 dex. Nesta primeira etapa, determinamos o primeiro parâmetro da iteração: a metalicidade⁴.

Utilizamos o TurboSpectrum para convoluir o espectro sintético com a LSF do APOGEE (ver Seção 2.1.1 do Capítulo 2) e a velocidade projetada de rotação ($v \sin i$) determinada pelo ASPCAP. O processo de determinação de parâmetros estelares começa com o ajuste do pseudocontínuo. Neste passo, dividimos o espectro observado em janelas de 20 Å, multiplicando cada janela por uma série de multiplicadores e calculando o χ^2 com relação ao espectro sintético para cada multiplicador. O multiplicador que admitir o menor χ^2 é utilizado para executar o ajuste do pseudocontínuo para tal janela. Quando esse ajuste é feito para todas as janelas, obtemos, por fim, o ajuste do pseudocontínuo do espectro observado.

Neste trabalho, a metalicidade foi calculada de três maneiras distintas: utilizando linhas de Fe I e linhas de FeH, e utilizando todo o espectro observado APOGEE (que será discutido primeiramente). Contudo, salientamos que, independentemente do método adotado, a etapa de determinação da metalicidade no fluxograma é a mesma. Para se obter o melhor ajuste entre todo o espectro observado e o espectro sintético, utilizamos o método dos mínimos quadrados, de maneira análoga ao descrito na Seção 2.1.1 para o algoritmo implementado pelo ASPCAP. Em seguida, o valor encontrado para $[M/H]$ é refinado aplicando uma variação de ± 0.1 dex em um passo de 0.01 dex, e o χ^2 é novamente calculado para cada síntese interpolada, sendo que a metalicidade com menor χ^2 representa o melhor ajuste. Ao final desta etapa, realizamos uma inspeção visual do ajuste obtido, e caso o ajuste não seja satisfatório, o processo é reiniciado com outros parâmetros até que o espectro observado apresente o melhor ajuste possível ao espectro sintético.

MARTINEZ e CUNHA (2019) identificaram que os espectros APOGEE de algumas anãs M exibiam um alargamento anômalo em determinadas linhas espectrais. Posteriormente, foi constatado que esse alargamento excessivo devia-se à presença de perfis Zeeman em linhas sensíveis ao campo magnético, como as linhas de Fe I na banda H. O efeito Zeeman consiste na separação de uma linha espectral em múltiplos componentes na presença de um campo magnético externo. Nem todas as linhas espectrais são significativamente afetadas pelo efeito Zeeman. A intensidade com a qual uma linha espectral é afetada depende da sua sensibilidade ao campo magnético, sendo determinada pelo deslocamento do comprimento de onda central da linha e pelo fator de Landé (g), que descreve a sensi-

⁴Vale notar que caso a metalicidade determinada ultrapasse a faixa mencionada acima aumentamos o seu limite, e recomeçamos a primeira iteração com a nova faixa de metalicidade.

bilidade de cada linha à presença de um campo magnético externo. Teoricamente, temos que,

$$\Delta\lambda = \frac{e}{4\pi m_e c^2} \lambda^2 g B ; \quad (3.1)$$

sendo e e m_e a carga e a massa do elétron, respectivamente, c a velocidade da luz e B o campo magnético externo. Segundo a equação, quanto maior for o fator de Landé e o comprimento de onda da linha, mais ela será afetada pela presença de campos magnéticos externos. Isso significa que os espectros APOGEE, por estarem no infravermelho, são particularmente sensíveis ao efeito Zeeman. No espectro estelar, o efeito Zeeman é percebido como uma fonte extra de alargamento, que pode aumentar significativamente a largura equivalente da linha, fenômeno chamado de intensificação Zeeman. De modo geral, o efeito Zeeman é mais detectável em anãs frias, como as do tipo espectral K e M, devido à convecção profunda nos interiores dessas estrelas, que favorece a formação de campos magnéticos intensos.

A intensificação Zeeman pode levar a uma possível sobre-estimativa da abundância dos elementos que tenham linhas espectrais afetadas pela presença de campos magnéticos (STIFT e LEONE 2003; BORRERO 2008). Visando evitar efeitos sistemáticos, decidimos excluir linhas de Fe I nas determinações de metalicidades feitas a partir do ajuste global. Visto que, como discutido no Capítulo 1, as estrelas anãs M pertencentes ao aglomerado aberto de Presépio podem apresentar campos magnéticos significativos. As linhas de Fe I foram obtidas dos trabalhos de SOUTO *et al.* (2017) e SOUTO *et al.* (2021), sendo posteriormente analisadas, de maneira que as linhas de Fe I mais afetadas e, portanto, excluídas, foram: λ 15207.526, 15294.560, 15490.882, 15621.654, 15631.948, 15602.842, 15699.334, 15334.847, 15543.758, e 15715.573 Å. Em particular, WANDERLEY *et al.* (2024) mostraram que linhas de Fe I sofriam alargamento Zeeman em estrelas do aglomerado aberto jovem das Plêiades. Este trabalho utilizou com sucesso quatro linhas de Fe I para determinar campos magnéticos médios de estrelas anãs M observadas pelo APOGEE.

Adicionalmente, determinamos também as metalicidades usando linhas diagnósticas de Fe I e FeH, visando avaliar posteriormente possíveis diferenças sistemáticas entre as metalicidades obtidas. Após a determinação da metalicidade, os próximos parâmetros obtidos, em ordem são, a temperatura efetiva e gravidade superficial, sendo que cada parâmetro previamente determinado é utilizado como *input* para o cálculo do próximo. A metodologia empregada na determinação de T_{eff} , $\log g$ e $A(O)$ foi a discutida na seção anterior, e os passos para a sua determinação são os mesmos que os explicados acima para a metalicidade. Na interpolação inicial, os parâmetros foram variados, em: $T_{eff} = \pm 300 K$ em passos de 100 K, $\log g = \pm 0.50$ dex com passos de 0.25 dex, e $A(O) = \pm 0.50$ em passos de 0.10 dex. Enquanto na segunda interpolação variamos o par $T_{eff} - A(O)$ em

Tabela 3.1 Linhas espectrais empregadas na rotina de análise espectral deste trabalho.

| Elemento | Linhas Espectrais [Å] | Referências |
|------------------|---|---|
| H ₂ O | 15255-15261, 15269-15272, 15314-15319, 15352-15355, 15359-15362, 15446-15450, 15455-15457, 15459-15463, 15502-15505 | WANDERLEY <i>et al.</i> 2023 |
| OH | 15266.168, 15372.539, 15391.205, 15407.294, 15409.170, 15505.324, 15505.746, 15558.017, 15560.245, 15565.815, 15566.000, 15568.782, 15572.084 | WANDERLEY <i>et al.</i> 2023 |
| FeI | 15207.500, 15219.500, 15294.600, 15621.700, 15632.000, 15723.500 | SOUTO <i>et al.</i> 2017; MELO <i>et al.</i> 2024 |
| FeH | 15965.000, 16009.600, 16018.500, 16108.100, 16114.000, 16245.700, 16271.800, 16284.700, 16299.400, 16377.004, 16546.800, 16548.800, 16557.200, 16574.800, 16889.600, 16892.900, 16935.100 | SOUTO <i>et al.</i> 2017; MELO <i>et al.</i> 2024 |

$\pm 100 K - \pm 0.1$ dex com passos de $1 K - 0.01$ dex, e o par $\log g - A(O)$ em ± 0.10 dex com passos de 0.01 dex, para ambos os parâmetros.

Como discutido na seção anterior, moléculas de monóxido de carbono têm um papel fundamental na concentração de oxigênio presente na atmosfera estelar. A Figura 3.5 apresenta as pressões parciais de CO e H₂O em função da profundidade óptica para modelos atmosféricos com $T_{eff} = 3000 K$ e $\log g = 5.0$ dex, considerando diferentes razões C/O. Nesta figura fica claro que, à medida que a razão de C/O aumenta, uma maior quantidade de oxigênio é incorporada ao monóxido de carbono. Consequentemente, haverá menos oxigênio disponível para a formação de H₂O. Já para menores razões de C/O (*i.e.*, maior concentração de O), o H₂O se torna o principal reservatório de oxigênio (VEYETTE *et al.* 2016). Portanto, para evitar a mitigação da formação de moléculas de água, que é um elemento essencial em nossa análise, A(O) foi mantida maior que A(C) em toda a análise. O valor mínimo permitido para A(O) foi o valor adotado para a abundância de carbono. Nos testes nos quais não empregamos limites para a abundância de oxigênio, os parâmetros encontrados apresentaram resultados com grandes variações, especialmente a metalicidade, que diferiu consideravelmente da metalicidade conhecida de Presépio.

Em nossa análise, adotamos um valor inicial solar para as abundâncias de C e O: A(C)= 8.39 dex e A(O)= 8.66 dex (GREVESSE *et al.* 2007); que são as mesmas adotadas pelo levantamento APOGEE. As abundâncias de oxigênio e carbono, dadas como *input* na primeira iteração do par $T_{eff} - A(O)$, foram calculadas da seguinte maneira: A(E)=A(E) + [M/H], para [M/H] ≥ 0 ; e, A(E)=A(E) + |[M/H] $\times -0.4$ | para [M/H] < 0 (seguindo a tendência Galáctica; NISSEN *et al.* 2014), sendo E um dos elementos analisados (oxigênio ou carbono). A equação anterior é calculada somente uma vez para A(O) (na primeira

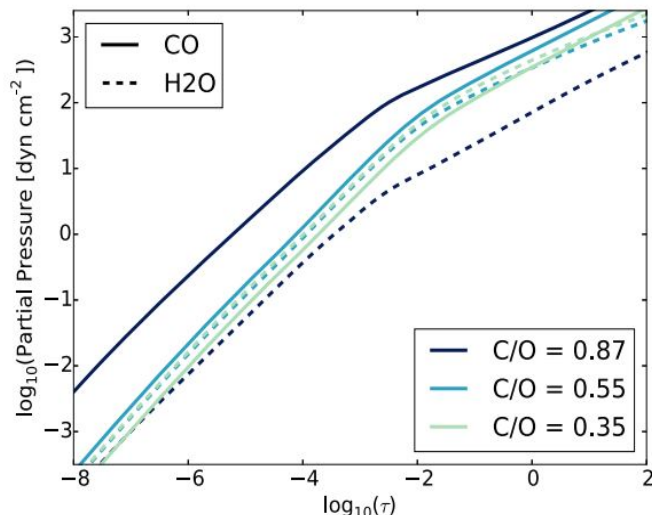


Figura 3.5 Pressões parciais de CO (linha sólida) e H₂O (linha tracejada) em função da profundidade óptica para modelos atmosféricos com $T_{eff} = 3000 K$ e $\log g = 5.00$, considerando diferentes razões C/O. Perceba que para uma dada profundidade óptica, quanto maior for a concentração de C/O, menor é a concentração de H₂O, sendo que o oposto ocorre para menores razões de C/O. Imagem extraída de VEYETTE *et al.* (2016).

iteração), mas é calculada em cada iteração para $A(C)$, com o intuito de definir o limite inferior para a abundância de oxigênio para tal iteração.

Terminada a primeira iteração, os valores encontrados para $[M/H]$, T_{eff} , $\log g$ e $A(O)$, são dados como *input* para a segunda iteração, que realiza os mesmos passos que a primeira. Finalizada a segunda iteração, a metalicidade, temperatura efetiva, gravidade superficial e abundância de oxigênio finais são obtidas (veja a Tabela 3.2). Importante ressaltar que todo o processo descrito nesta seção foi repetido três vezes, já que escolhemos determinar a metalicidade de três formas distintas. Mais detalhes sobre a performance de cada análise podem ser encontrados no Capítulo 4.

Output da Rotina de Análise Espectral

A Figura 3.6 ilustra os gráficos diagnósticos que obtivemos a cada iteração do nosso algoritmo de análise espectral. Esta figura corresponde aos parâmetros determinados na segunda iteração da estrela 2M08423943+1924520⁵. Já a Figura 3.7 exemplifica os melhores ajustes obtidos por meio da análise descrita nesta seção para duas estrelas de nossa amostra, 2M08381655+1859287, painel superior, e 2M08410689+1926370, painel inferior (o Apêndice B contém o melhor ajuste encontrado para cada uma das estrelas de nossa

⁵A diferença entre o valor de χ^2 na determinação de T_{eff} e $\log g$ em relação a $[M/H]$ se deve ao modo com o qual o ajuste é feito. Para computar T_{eff} , $\log g$ e $A(O)$, utilizamos linhas espectrais específicas, como disposto na Tabela 3.1. Em contrapartida, a metalicidade derivada na Figura 3.6 é encontrada com o ajuste com o espectro APOGEE completo.

amostra). Por fim, a Tabela 3.2 contém os parâmetros atmosféricos e metalicidades obtidos para todas as estrelas deste estudo.

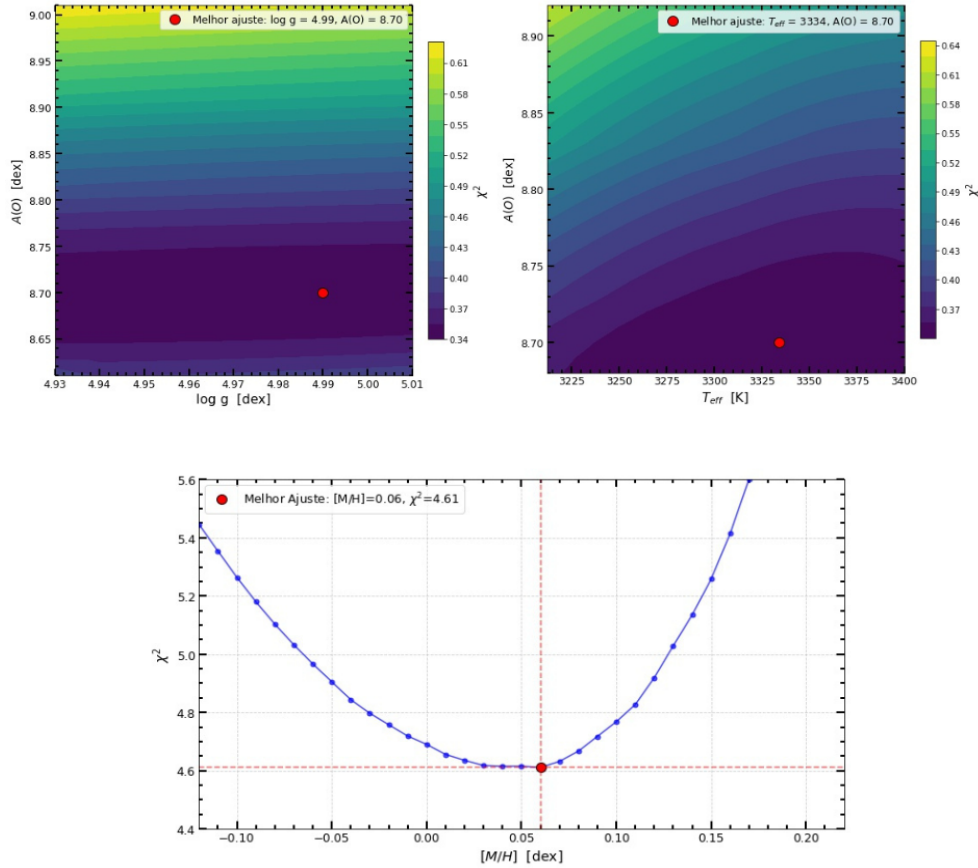


Figura 3.6 Gráficos diagnósticos da rotina espectral desenvolvida neste trabalho para a segunda iteração da estrela 2M08423943+1924520. Os gráficos no painel superior apresentam mapas de contorno para o espaço $\log g - A(O)$ (à esquerda) e $T_{eff} - A(O)$ (à direita) ambos os gráficos estão codificados conforme o valor de χ^2 . O painel inferior ilustra o valor de χ^2 em função da metalicidade para os diferentes espectros sintéticos analisados. Em todos os painéis, o melhor ajuste é aquele que minimiza o valor de χ^2 e está destacado como um círculo vermelho.

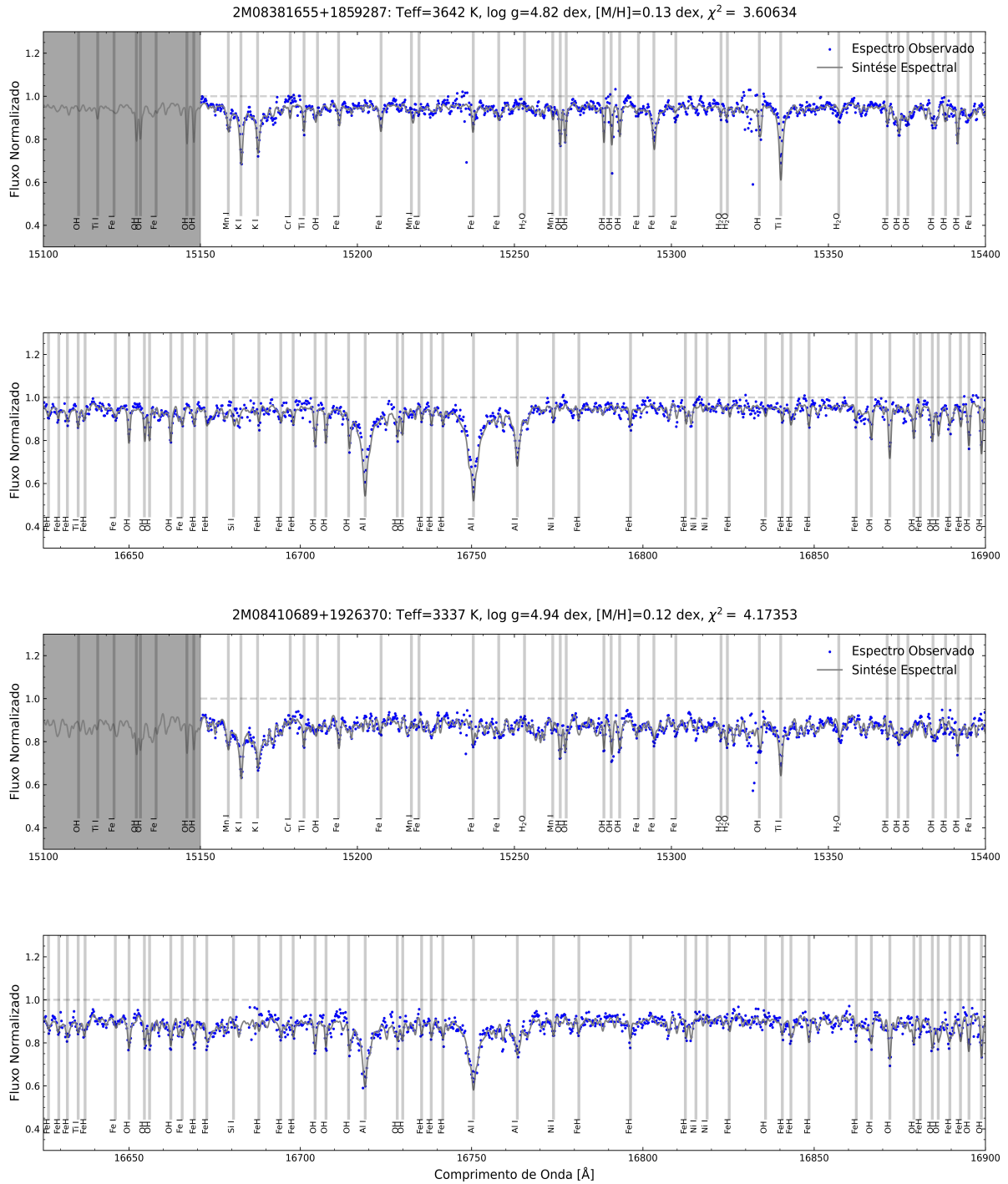


Figura 3.7 Comparações entre os espectros observados do APOGEE (pontos azuis) e os espectros sintéticos (linhas cinza) obtidos como melhor ajuste por este trabalho. Os espectros cobrem uma região de 300Å dentro da janela espectral do APOGEE, para as estrelas 2M08381655+1859287 (painel superior), e 2M08410689+1926370 (painel inferior). O melhor ajuste obtido para cada estrela, com seu devido χ^2 , está destacado na parte superior de cada painel.

Tabela 3.2 Parâmetros finais obtidos para as 19 estrelas anãs M pertencentes a nossa amostra.

| Identificação da Estrela (APOGEE ID/ DESI ID) | Todo Espectro | | | Linhas de Fe I | | | Linhas de FeH | | | | | |
|--|---------------|-----------|----------|----------------|-------|-----------|---------------|-------|-----------|----------|------|------|
| | [M/H] | T_{eff} | $\log g$ | A(O) | [M/H] | T_{eff} | $\log g$ | [M/H] | T_{eff} | $\log g$ | A(O) | |
| 2M08442321+2013557/ 39628266591486357 | 0.15 | 3263 | 5.03 | 8.75 | 0.34 | 3226 | 5.09 | 8.91 | 0.19 | 3278 | 4.97 | 8.79 |
| 2M08413235+1840107/ 39628232344997984 | 0.07 | 3455 | 4.90 | 8.74 | 0.20 | 3376 | 5.03 | 8.77 | 0.02 | 3408 | 4.94 | 8.66 |
| 2M08410689+1926370/ 39628249499698010 | 0.12 | 3337 | 4.94 | 8.76 | 0.14 | 3360 | 4.95 | 8.76 | 0.24 | 3318 | 4.96 | 8.85 |
| 2M08405844+1850463/ 39628232344995013 | 0.14 | 3351 | 4.99 | 8.81 | 0.19 | 3291 | 4.97 | 8.83 | 0.3 | 3290 | 4.99 | 8.93 |
| 2M08405397+2005243/ 39628260891429466 | 0.10 | 3357 | 5.00 | 8.69 | 0.17 | 3371 | 4.93 | 8.75 | 0.17 | 3345 | 4.96 | 8.75 |
| 2M08395316+1924037/ 39628249495502959 | 0.07 | 3361 | 4.99 | 8.71 | 0.26 | 3299 | 5.04 | 8.86 | 0.21 | 3317 | 4.96 | 8.81 |
| 2M08392244+2004548/ 39628260887232992 | 0.04 | 3581 | 4.88 | 8.68 | 0.24 | 3418 | 4.88 | 8.82 | 0.14 | 3500 | 4.88 | 8.74 |
| 2M08385776+1846309/ 39628232336606759 | 0.22 | 3424 | 4.94 | 8.87 | 0.23 | 3335 | 5.09 | 8.94 | 0.29 | 3349 | 4.99 | 8.93 |
| 2M08381655+1859287/ 39628238057641094 | 0.13 | 3642 | 4.82 | 8.77 | 0.29 | 3518 | 4.9 | 8.89 | 0.26 | 3558 | 4.88 | 8.88 |
| 2M08380800+2003505/ 39628260878848416 | 0.18 | 3245 | 5.03 | 8.76 | 0.03 | 3343 | 5.05 | 8.64 | 0.25 | 3210 | 4.98 | 8.81 |
| 2M08360896+1909309/ 39628243770278680 | 0.25 | 3480 | 4.84 | 8.86 | 0.27 | 3438 | 4.88 | 8.88 | 0.24 | 3431 | 4.93 | 8.85 |
| 2M08353967+1907364/ 39628243766086830 | 0.25 | 3579 | 4.87 | 8.93 | 0.20 | 3490 | 4.90 | 8.85 | 0.28 | 3500 | 4.88 | 8.92 |
| 2M08372705+1858360/ 39628238057636583 | 0.08 | 3547 | 4.86 | 8.69 | 0.27 | 3400 | 4.98 | 8.87 | 0.04 | 3463 | 4.94 | 8.62 |
| 2M08445724+1948559/ 39628255216533820 | 0.11 | 3375 | 4.95 | 8.78 | 0.09 | 3370 | 4.97 | 8.76 | 0.34 | 3369 | 4.97 | 8.98 |
| 2M08350623+1849246/ 39628232319831701 | 0.19 | 3483 | 4.89 | 8.86 | 0.25 | 3492 | 4.90 | 8.90 | 0.26 | 3424 | 4.92 | 8.89 |
| 2M08401520+2005140/ 39628260887237643 | 0.20 | 3192 | 5.04 | 8.89 | 0.24 | 3148 | 5.05 | 8.81 | 0.29 | 3126 | 5.06 | 8.85 |
| 2M08413569+1844350/ 39628232344998277 | 0.06 | 3485 | 4.93 | 8.67 | 0.18 | 3432 | 4.91 | 8.77 | 0.06 | 3567 | 4.87 | 8.68 |
| 2M08432029+2004456/ 39628260899819781 | 0.24 | 3263 | 5.03 | 8.81 | 0.25 | 3392 | 4.94 | 8.79 | 0.31 | 3225 | 5.04 | 8.86 |
| 2M08423943+1924520/ 39628249503894423 | 0.06 | 3334 | 4.99 | 8.70 | 0.32 | 3288 | 5.05 | 8.92 | 0.18 | 3286 | 5.05 | 8.89 |

3.2 Cálculo de Espectros Sintéticos para Espectros DESI

Para analisarmos se os resultados obtidos neste trabalho, através da análise espectroscópica feita na região do infravermelho com espectros APOGEE, produzem bons resultados na região do óptico, e vice-versa, calculamos espectros sintéticos com a lista de linhas do DESI MWS. A Figura 3.8 apresenta o espectro DESI para uma das estrelas de nossa amostra, os painéis da esquerda se referem a espectros disponibilizados pelo RVS, enquanto os painéis da direita se referem aos espectros disponibilizados pelo SP. Note que, em contraste com o RVS, o SP disponibiliza o espectro normalizado das estrelas. Em ambos os painéis, os três gráficos se referem aos braços do espectrógrafo DESI: braço azul (λ 360 – 593 nm; gráfico superior), braço vermelho (λ 560 – 772 nm; gráfico do meio) e braço infravermelho (λ 747 – 980 nm; gráfico inferior). O melhor ajuste de ambos os *pipelines* obtidos para a estrela 39628238057636583 (ID APOGEE = 2M08372705+1858360) está representado por linhas sólidas, enquanto o espectro observado está representado por círculos pretos. Percebe-se que, ao passo que o comprimento de onda aumenta, o espectro é menos afetado por bandas moleculares.

Para efetuar a análise de espectros DESI no TurboSpectrum, traduzimos a lista de linhas do DESI MWS para o formato aceito no TurboSpectrum. A lista de linhas espectrais do DESI MWS é baseada na lista de linhas contida no algoritmo de síntese espectral *synple*⁶, que por sua vez, é baseada na lista de linhas do Kurucz⁷ (KURUCZ 1970; KURUCZ 2017). O *synple* é um *wrapper*⁸ escrito em Python criado pelo Dr. Carlos Allende-Prieto que busca tornar mais simples e eficiente o código de síntese espectral Synspec⁹ (HUBENY e LANZ 2011; HUBENY *et al.* 2021), escrito em Fortran. Por ser um software generalista, o *synple* possui uma lista de linhas extensa, contendo 309 elementos que correspondem a ≈ 1.40 Gb de dados, referentes a aproximadamente 26.52 milhões de linhas. Destas, $\approx 31.42\%$ (cerca de 8.33 milhões de linhas) são referentes somente a linhas de TiO, o que é extremamente relevante para estrelas anãs M na região do óptico. Na Figura 3.9 é demonstrado como a ausência de moléculas de TiO afeta o espectro de anãs M. É perceptível que as bandas de absorções produzidas pelas moléculas de TiO afetam todo o espectro óptico de estrelas anãs M, especialmente em menores comprimentos de onda, abaixando consideravelmente o pseudocontínuo e impossibilitando a distinção de uma linha espectral específica para este elemento na região do óptico.

Somente alguns ajustes foram necessários para converter a lista de linhas do DESI

⁶<https://github.com/callendeprieto/synple>.

⁷<http://kurucz.harvard.edu/linelists.html>.

⁸Um *Wrapper* é uma camada de código que encapsula e simplifica o uso de outra função, biblioteca ou aplicação.

⁹<https://synspec.readthedocs.io/en/latest/>.

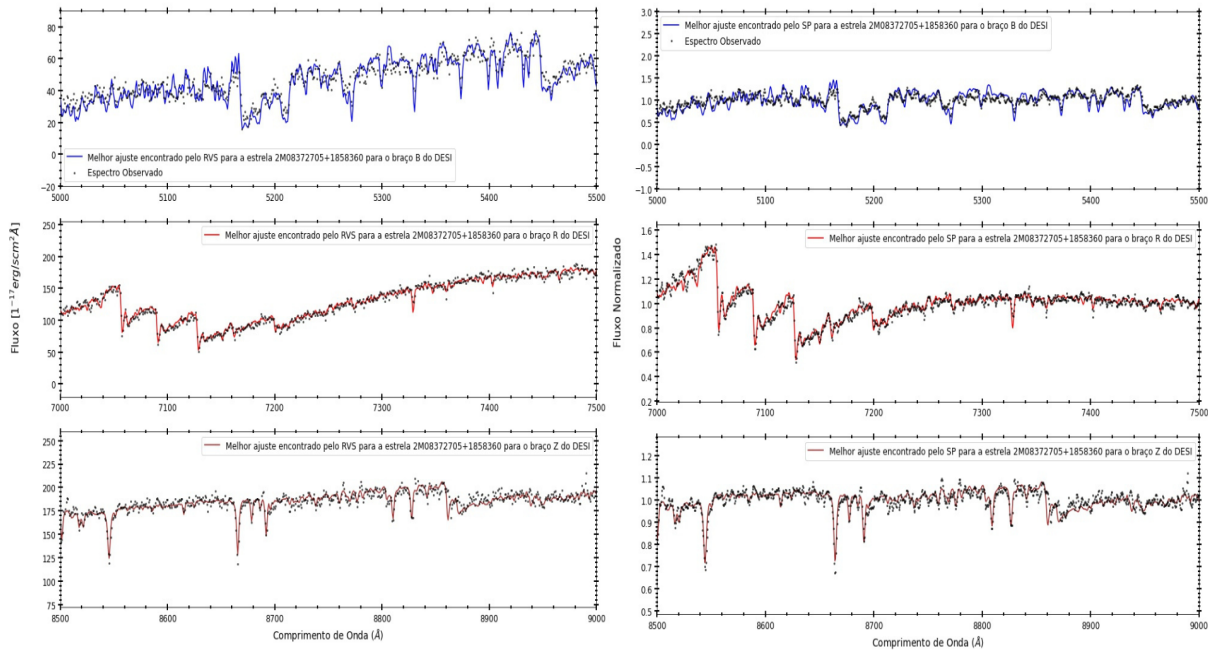


Figura 3.8 Espectros observados pelo DESI comparados aos modelos obtidos pelo RVS (à direita) e SP (à esquerda) para a estrela 2M08372705+1858360 (ID DESI = 39628238057636583). Em ambos painéis, o espectro superior corresponde ao braço azul dos espectrógrafos DESI, no meio ao braço vermelho, e, o último gráfico corresponde ao braço do infravermelho próximo. O melhor ajuste encontrado por ambos os *pipelines* para a estrela em questão estão representados por linhas sólidas, e o espectro observado está representado por círculos pretos.

MWS, que, no geral, se referiram a conversões de unidades. Na primeira coluna da Figura 3.10 apresentamos os parâmetros de entrada para a lista de linhas do *synple*, e, na segunda coluna, para o TurboSpectrum. Fica claro que o TurboSpectrum necessita de menos parâmetros de entrada que o *synple*. Com exceção da designação do estado superior e inferior de energia, e do peso estatístico superior, todos os outros parâmetros estavam presentes na lista de linhas do *synple*, sendo necessário somente executar a conversão de unidades.

O *synple* e TurboSpectrum calculam o alargamento de Van der Waals (AGAM no *synple* e FDAMO no TurboSpectrum) de forma autônoma dentro de suas rotinas de síntese espectral. Há quatro maneiras distintas pelas quais o TurboSpectrum faz este cálculo¹⁰, neste estudo, após diversos testes, escolhemos empregar a aproximação de Unsöld (UNSÖLD 1927) com um fator de correção de 2.5. Para o cálculo do espectro sintético, empregamos modelos MARCS ETL 1D e convoluímos o espectro sintético assumindo um

¹⁰Para mais detalhes sugerimos a leitura do manual: https://turbospectrum.readthedocs.io/en/latest/_static/Turbospectrum_v20_Documentation.pdf.

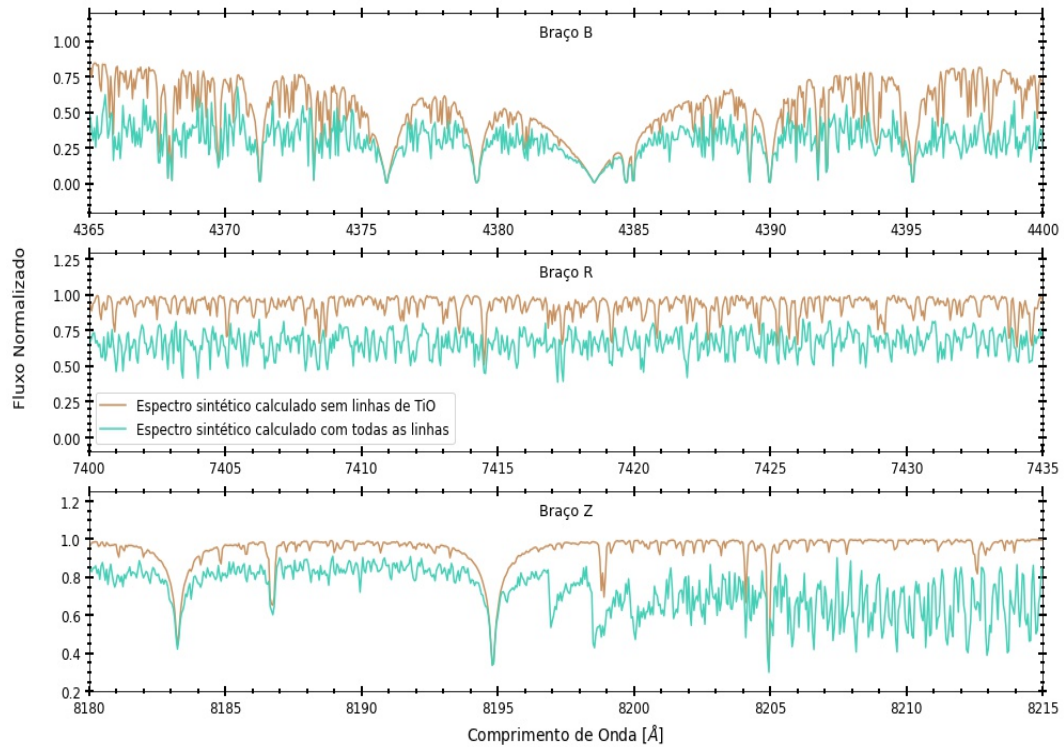


Figura 3.9 Espectros sintéticos calculados com o TurboSpectrum utilizando a lista de linhas do DESI MWS com todas as linhas disponibilizadas (linhas sólidas verdes) e para a lista de linhas do DESI MWS sem moléculas de TiO (linhas sólidas marrons). Cada painel corresponde a um braço do espectrógrafo DESI, o painel superior corresponde ao braço B, o do meio ao braço R, e o painel inferior ao braço Z.

perfil Gaussiano e um FWHM de 1.55 \AA para o braço B e R, e 1.80 \AA para o braço Z (KOPOSOV *et al.* 2025). Na Figura 3.9 apresentamos espectros sintéticos calculados com a lista de linhas do DESI MWS utilizando o TurboSpectrum.

I.

```

ALAM - wavelength (in nm)
ANUM - code of the element and ion (as in Kurucz-Peytreman)
      (eg. 2.00 = HeI; 26.00 = FeI; 26.01 = FeII; 6.03 = C IV)
GF - log gf
EXCL - excitation potential of the lower level (in cm*-1)
QL - the J quantum number of the lower level
EXCU - excitation potential of the upper level (in cm*-1)
QU - the J quantum number of the upper level
AGAM = 0. - radiation damping taken classical
      > 0. - the value of Gamma(rad)
GS = 0. - Stark broadening taken classical
      > 0. - value of log gamma(Stark)
GW = 0. - Van der Waals broadening taken classical
      > 0. - value of log gamma(VdW)
INEXT = 0 - no other record necessary for a given line
      > 0 - next record is read, which contains:

WGR1,WGR2,WGR3,WGR4 - Stark broadening values from Griem (in Angst)
                    for T=5000,10000,20000,40000 K, respectively;
                    and n(e1)=1e16 for neutrals, =1e17 for ions.
ILWN = 0 - line taken in LTE (default)
      > 0 - line taken in NLTE, ILWN is then index of the
          lower level
      =-1 - line taken in approx. NLTE, with Doppler K2 function
      =-2 - line taken in approx. NLTE, with Lorentz K2 function

IUN = 0 - population of the upper level in LTE (default)
      > 0 - index of the lower level
IPRF = 0 - Stark broadening determined by GS
      < 0 - Stark broadening determined by WGR1 - WGR4
      > 0 - index for a special evaluation of the Stark
          broadening (in the present version only for He I -
          see procedure GAMHE)

```

Ex:

```
3.9926,6.03,-5.120,401346.600,0.5,2906000.000,0.5,10.25,-5.52,-7.58,0,2,0,0,2,1,0
```

II.

```

* XLB= wavelength in Angstroem
* CHIE= excitation pot (in eV) of lower level
* GFELOG= log(gf)
* FDAMP van der Waals damping
* GU the upper statistical weight for the line, is only of importance for damping
    and if raddmp is not 0.
* RADDMP radiative damping
* GAMST gamma stark parameter
* levlo = state designation of the lower level, s p d f g etc
* levup = state designation of the upper level, s p d f g etc

```

Ex:

```
'LI'
15982.445 4.522 -1.916 -6.25 4.0 5.25e+06 -1.75 'x'x' 0.010'LI | 1s2.4p 2P 1s2.12d 2D'
```

Figura 3.10 Descrição dos parâmetros de entrada das listas de linhas dos programas *synple* (I.) e *TurboSpectrum* (II.). Cada coluna detalha um parâmetro de entrada, incluindo suas unidades. Ao final de cada coluna é exposto um exemplo do formato de tal lista de linhas. Imagens extraídas do manual do Synspec (https://synspec.readthedocs.io/en/latest/_static/syn43guide.pdf) e da comunicação privada com os colaboradores do APOGEE DR17.

Capítulo 4

Resultados e Discussão

Neste capítulo, apresentamos e discutimos os resultados para parâmetros estelares e as metalicidades obtidas para as estrelas anãs M pertencentes ao aglomerado aberto de Presépio com base na metodologia descrita no Capítulo 3. Inicialmente, apresentaremos uma análise comparativa entre os resultados obtidos por meio de cada método de análise espectral empregado neste trabalho, e faremos uma avaliação de qual método produziu resultados mais consistentes para Presépio. Passaremos então a uma discussão dos resultados de abundâncias obtidos no contexto Galáctico. Por fim, apresentaremos comparações de nossos resultados com a literatura e com os resultados obtidos com os *pipelines* ASPCAP, SP e RVS.

4.1 Parâmetros e Metalicidades Estelares

Os parâmetros e metalicidades estelares obtidos neste trabalho para a amostra estudada encontram-se na Tabela 3.2. A Figura 4.1 mostra o diagrama de Kiel com os valores de temperaturas efetivas e gravidades superficiais obtidos a partir de cada método de determinação de metalicidades conforme descrito na Seção 3.1.1: metalicidades derivadas usando o espectro APOGEE completo, metalicidades derivadas com linhas diagnósticas de Fe I, e com linhas diagnósticas de FeH. Apresentamos também na Figura 4.1 modelos teóricos, com isócronas MIST referentes a idade = 759 milhões de anos, $A_v = 0.03$, e $0.05 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.30$. As isócronas são coloridas em ordem crescente de metalicidade, isto é, quanto mais escura a isócrona, maior a metalicidade. De modo geral, a T_{eff} e $\log g$ derivados neste trabalho para as anãs M de nossa amostra seguem bem os modelos teóricos, especialmente os parâmetros determinados utilizando todo o espectro, e os obtidos usando linhas de FeH. Notamos que para temperaturas efetivas intermediárias ($3200 \lesssim T_{eff} \lesssim 3400$ K), os parâmetros derivados via linhas de Fe I apresentaram um desvio maior em relação às isócronas, tendo gravidades superficiais sistematicamente maiores

do que para as outras abordagens. Para todas as análises, os parâmetros derivados são mais consistentes com os modelos para temperaturas efetivas maiores. O comportamento consistente dos parâmetros espectroscópicos derivados neste trabalho, quando comparados aos modelos teóricos no diagrama de Kiel, reforça a coerência dos resultados obtidos a partir da análise espectral adotada. Contudo, uma análise comparativa detalhada revela que há margem para melhorias, principalmente no regime de baixas temperaturas.

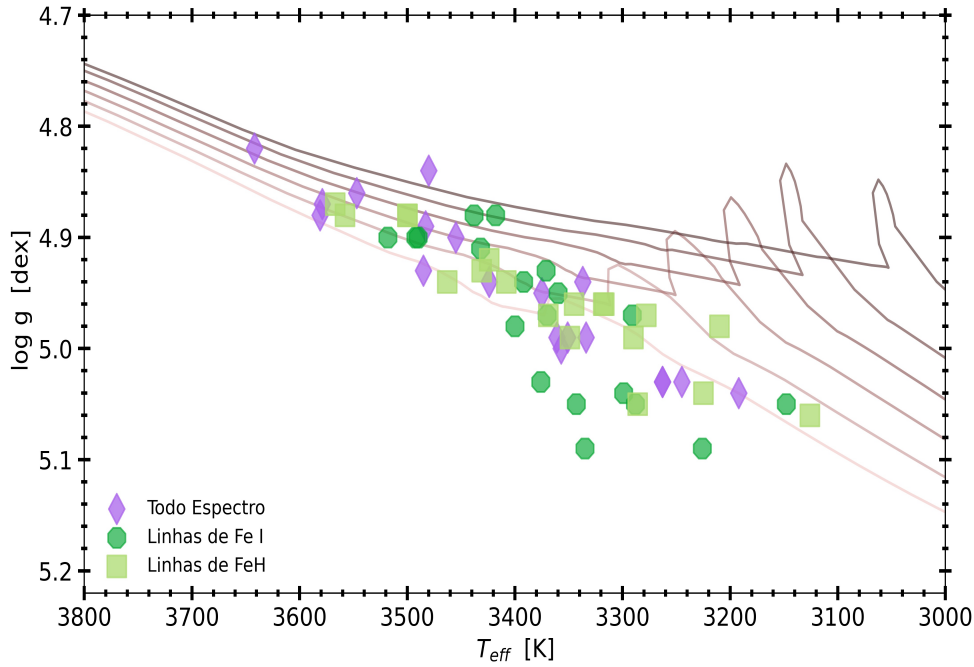


Figura 4.1 Diagrama de Kiel para as diferentes abordagens empregadas neste trabalho. Os diamantes roxos se referem à análise utilizando todo espectro, os octógonos verdes-escuros a abordagem empregando linhas de Fe I, e os quadrados verdes-claros para a análise feita com linhas de FeH. As linhas representam isócronas MIST calculadas para a mesma idade, porém para diferentes metalicidades. As metalicidades das isócronas variam de 0.05 – 0.30 dex em um passo de 0.05 dex, e estão coloridas de modo crescente com a metalicidade.

Neste trabalho, obtivemos uma metalicidade média para Presépio de $\langle [M/H] \rangle = 0.14 \pm 0.07^1$ dex, derivada utilizando todo o espectro APOGEE, de $\langle [Fe/H] \rangle = 0.22 \pm 0.08$ dex, obtida por meio da análise de linhas de Fe I, e de $\langle [Fe/H] \rangle = 0.21 \pm 0.09$ dex utilizando linhas de FeH. Tais resultados indicam que as metalicidades obtidas com linhas de Fe I e FeH, mesmo após a exclusão de linhas com perfis muito alargados, são significativamente maiores do que a obtida com o método que se baseou no melhor ajuste do espectro inteiro e que desconsiderou as linhas de ferro. Todas as abordagens utilizadas neste trabalho para a análise da metalicidade utilizando espectros APOGEE já foram previamente aplicadas ao estudo de estrelas anãs M. Por exemplo, SOUTO *et al.* (2017, 2020, 2021) determinaram as metalicidades de anãs vermelhas por meio da análise de linhas de Fe I e FeH. Por

¹Todos os valores se referem a média simples e ao desvio padrão da média.

outro lado, WANDERLEY *et al.* (2023, 2024) derivaram $[M/H]$ a partir da análise de todo o espectro APOGEE. Esses trabalhos, tal como o nosso, também adotam a mesma metodologia de determinação dos parâmetros atmosféricos (T_{eff} e $\log g$) apresentada por SOUTO *et al.* (2017). De modo geral, todos os estudos alcançaram resultados consistentes e precisos, evidenciando a robustez das técnicas empregadas.

A sobreabundância observada nas metalicidades derivadas a partir das linhas diagnósticas de Fe I e FeH neste trabalho pode estar associada a intensificação Zeeman causada por campos magnéticos intensos, vista a alta atividade estelar encontrada em Presépio, especialmente em estrelas frias (RANDICH e SCHMITT 1995; Y NAVASCUÉS *et al.* 1998; FRANCIOSINI *et al.* 2003). Adicionalmente, conforme previamente discutido, WANDERLEY *et al.* (2024) mostraram em seu estudo de estrelas anãs M pertencentes ao aglomerado aberto das Plêiades (idade = 112 milhões de anos; DAHM 2015) que as linhas de Fe I nos espectros APOGEE sofriam efeitos de alargamento Zeeman e que estas linhas podiam ser utilizadas para estimar campos magnéticos médios. Existem também alguns estudos na literatura que utilizaram linhas de FeH para determinarem campos magnéticos de estrelas anãs M (SHULYAK *et al.* 2019), porém isso ainda não foi explorado para as linhas de FeH na região do APOGEE.

A Figura 4.2 mostra a metalicidade obtida em função da temperatura efetiva para as três abordagens metodológicas empregadas neste trabalho. A temperatura efetiva de nossas estrelas varia entre $\sim 3100 - 3600$ K. O painel superior exhibe os resultados para a análise utilizando todo o espectro, o painel central mostra os resultados para as linhas de Fe I, e o painel inferior apresenta os resultados para a análise feita utilizando linhas de FeH. Em todos os painéis, os pontos são coloridos conforme o $\log g$ obtido por cada análise, a linha tracejada horizontal indica a metalicidade média correspondente, e as linhas pontilhadas representam o erro de 1σ . Nota-se que, no geral, todas as metodologias seguem o comportamento esperado para o $\log g$ (*i.e.*, aumento da gravidade superficial com a diminuição da temperatura efetiva, dado o menor raio de estrelas frias), com exceção das estrelas 2M08385776+1846309 (para a abordagem com linhas de Fe I) e da estrela 2M08423943+1924520 (para a abordagem com linhas de FeH), ambas apresentam gravidades superficiais maiores do que as determinadas para estrelas na mesma faixa de temperatura. Ademais, é nítida a menor dispersão nas metalicidades obtidas utilizando todo o espectro com relação às abordagens com linhas de ferro.

Dada a homogeneidade química de aglomerados abertos, é esperado que a metalicidade das estrelas independa de sua temperatura efetiva. Analisando a Figura 4.2 notamos que não há uma tendência significativa entre a metalicidade e T_{eff} para as abordagens com todo o espectro e linhas de Fe I, as quais admitem um índice R de $R_{[M/H]_{\text{Todo Espectro}}} = -0.17$ e $R_{[Fe/H]_{\text{Linhas de Fe I}}} = -0.07$, respectivamente. Entretanto, para a análise com linhas de FeH, encontramos uma correlação negativa moderada entre $[Fe/H]$ e a temperatura efetiva;

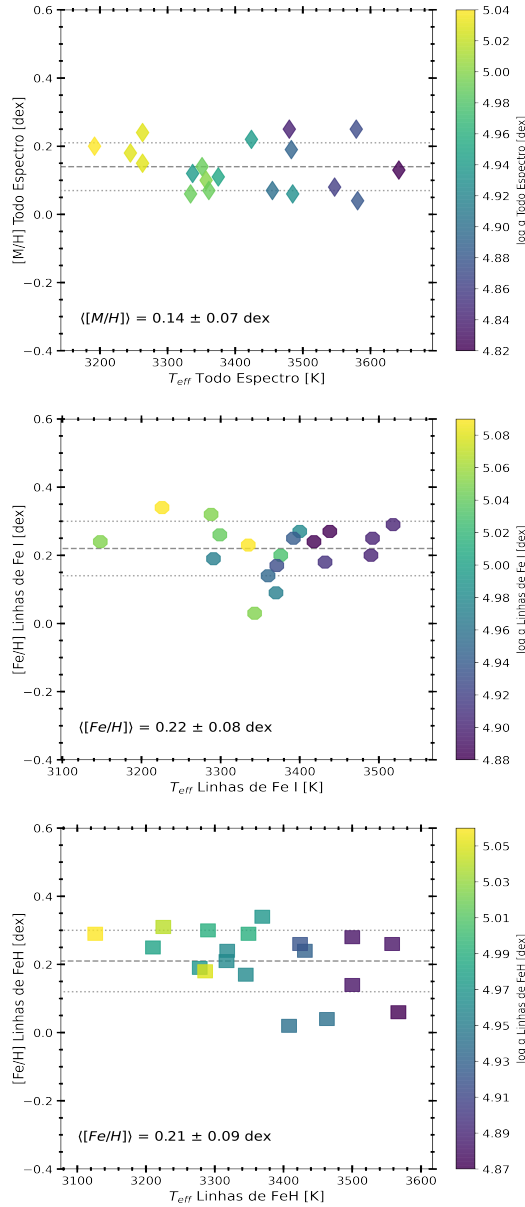


Figura 4.2 Metalicidade como função da temperatura efetiva para as diferentes abordagens de análise de espectral empregadas neste trabalho. O painel superior exhibe os resultados para a análise utilizando todo espectro, o painel central mostra os resultados para as linhas de Fe I, e, o painel inferior apresenta os resultados para a análise feita utilizando linhas de FeH. Em todos os painéis, os pontos são coloridos conforme o $\log g$ obtido por cada análise. A linha tracejada horizontal em cada painel indica a metalicidade média correspondente, com as linhas pontilhadas representando o erro de 1σ . Os valores da metalicidade média e do desvio padrão estão exibidos no canto inferior esquerdo de cada painel.

isto é, ao passo que a T_{eff} aumenta, a metalicidade obtida diminui, o que se traduz em um índice R de $R_{[Fe/H]_{Linhas\ de\ FeH}} = -0.42$.

Na Figura 4.3 mostramos uma comparação entre as metalicidades obtidas neste trabalho. O painel da esquerda e do centro compara, respectivamente, a metalicidade deter-

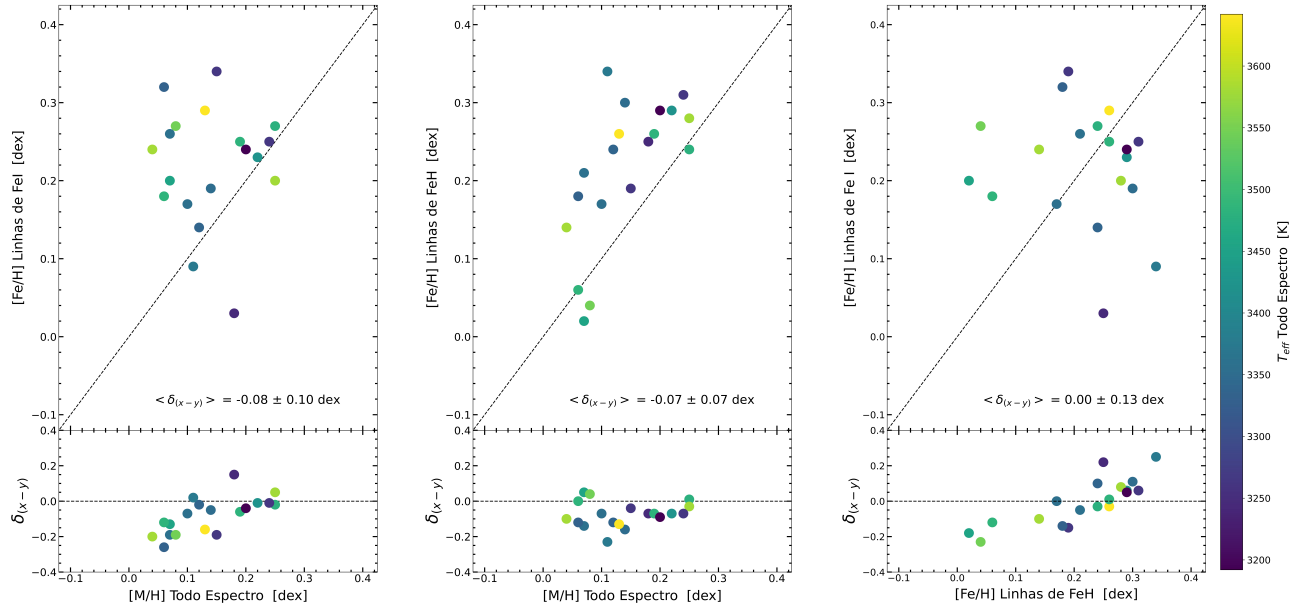


Figura 4.3 Comparação das metalicidades obtidas por este trabalho por meio de diferentes abordagens espectroscópicas. O painel da esquerda e do centro compara, respectivamente, a metalicidade determinada a partir de linhas de Fe I e FeH com a metalicidade obtida por meio da análise do espectro completo. O painel da direita compara $[\text{Fe}/\text{H}]$ obtida com linhas de Fe I com metalicidade determinada por meio de linhas de FeH. Em todos os gráficos, os pontos são coloridos segundo a T_{eff} obtida pela análise com todo o espectro e os painéis inferiores exibem os seus resíduos correspondentes, $\delta(x - y)$. Os valores da média e desvio padrão das diferenças estão apresentados em cada painel.

minada a partir de linhas de Fe I e FeH com a metalicidade obtida por meio da análise do espectro completo, e o painel da direita compara a metalicidade obtida por linhas de Fe I e FeH. Em todos os gráficos, os pontos são coloridos segundo a T_{eff} obtida pela análise com todo o espectro, e os painéis inferiores exibem os seus respectivos resíduos. Como discutido anteriormente, as metalicidades determinadas com linhas de Fe I e FeH são sistematicamente maiores do que as obtidas com a análise com todo o espectro. Todavia, $[\text{Fe}/\text{H}]$ obtidas com linhas de FeH apresentam melhor acordo (principalmente para maiores metalicidades) e menor dispersão, com as metalicidades derivadas com todo o espectro (painel central na Figura 4.3), apresentando uma média e um desvio padrão entre as diferenças de $\langle [\text{M}/\text{H}] - [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Linhas de FeH}} \rangle = -0.07 \pm 0.07$ dex, e uma raiz do valor quadrático médio (*root mean square*; rms) de $\text{rms}_{[\text{M}/\text{H}] - [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Linhas de FeH}}} = 0.10$ dex. Em contrapartida, as metalicidades obtidas com as linhas de Fe I apresentam maior dispersão e uma diferença substancial entre as metalicidades determinadas com todo o espectro (painel esquerdo da Figura 4.3), com $\langle [\text{M}/\text{H}] - [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Linhas de Fe I}} \rangle = -0.08 \pm 0.10$ dex e $\text{rms}_{[\text{M}/\text{H}] - [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Linhas de Fe I}}} = 0.13$ dex. No painel da direita da Figura 4.3 é nítida a variação das metalicidades obtidas pelas duas abordagens que utilizam linhas de ferro, apresentando $\langle [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Linhas de FeH}} - [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Linhas de Fe I}} \rangle = 0.00 \pm 0.13$ dex e $\text{rms}_{[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Linhas de FeH}} - [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Linhas de Fe I}}} = 0.13$ dex, exibindo um espalhamento significativo e

uma forte tendência dos resíduos com a metalicidade (painel inferior).

A diferença sistemática encontrada neste trabalho entre as metalicidades derivadas com linhas de Fe I e FeH está de acordo com os resultados relatados previamente por SOUTO *et al.* (2017, 2020), que encontraram uma diferença sistemática de 0.10 – 0.15 dex e 0.10 – 0.20 dex, respectivamente, entre as duas análises. Como já comentado, na lista de linhas do APOGEE DR17 (SMITH *et al.*, 2021) os valores de $\log gf$ das linhas de Fe I foram ajustados usando os espectros do Sol e de Arcturus. Todavia, nestes objetos astrofísicos não há a presença de linhas de FeH, o que impossibilitou o ajuste do $\log gf$ destas linhas pelo time do APOGEE. Os valores de $\log gf$ da lista de linhas de FeH do APOGEE foram calculados a partir das intensidades fornecidas no trabalho de HARGREAVES *et al.* (2010). SOUTO *et al.* (2017) atribuíram a diferença entre as metalicidades encontradas pelas duas abordagens à metodologia distinta empregada no cálculo do $\log gf$ das linhas de ferro neutro e da molécula de FeH.

4.2 Abundâncias de Presépio no Contexto Galáctico

Um parâmetro químico relevante de ser analisado em populações estelares é a razão de abundância $[\alpha/\text{Fe}]$, que compara a razão de elementos α em relação ao ferro. Elementos α (*e.g.*, O, Mg, Si, S e Ca; KOBAYASHI 2025) são produzidos em estrelas massivas por meio da fusão nuclear, mas também são formados de forma explosiva devido à onda de choque causada pela explosão de supernova de tipo II (*i.e.*, supernovas de colapso de núcleo que ocorrem apenas em estrelas massivas) que ocorre nessas estrelas. Já os elementos do pico do ferro (*e.g.*, Cr, Mn, Fe e Ni; KOBAYASHI 2025) são predominantemente formados em explosões de supernovas do tipo Ia, que acontecem quando a massa de uma estrela anã branca ultrapassa o limite de massa imposto pelo Limite de Chandrasekhar. Este processo somente ocorre em sistemas binários onde existe a transferência de matéria para a anã branca. Tendo em vista que estrelas anãs brancas são a evolução de estrelas de baixa massa da sequência principal, elas evoluem mais lentamente que estrelas massivas. A escala de tempo para que uma estrela anã branca exploda em uma supernova do tipo Ia é muito maior do que para que uma estrela massiva exploda em uma supernova do tipo II.

Dados esses dois processos, a população estelar da Via Láctea pode ser separada, a grosso modo, em dois grupos. O primeiro grupo se refere a estrelas com altos valores para $[\alpha/\text{Fe}]$ e baixas metalicidades, formadas em uma época na qual a Galáxia não havia sido enriquecida por elementos sintetizados por supernovas do tipo Ia. Entretanto, dada a alta taxa evolutiva de estrelas massivas, o meio interestelar era dominado por elementos α . Já o segundo grupo é composto por estrelas com baixas razões $[\alpha/\text{Fe}]$ e com maiores

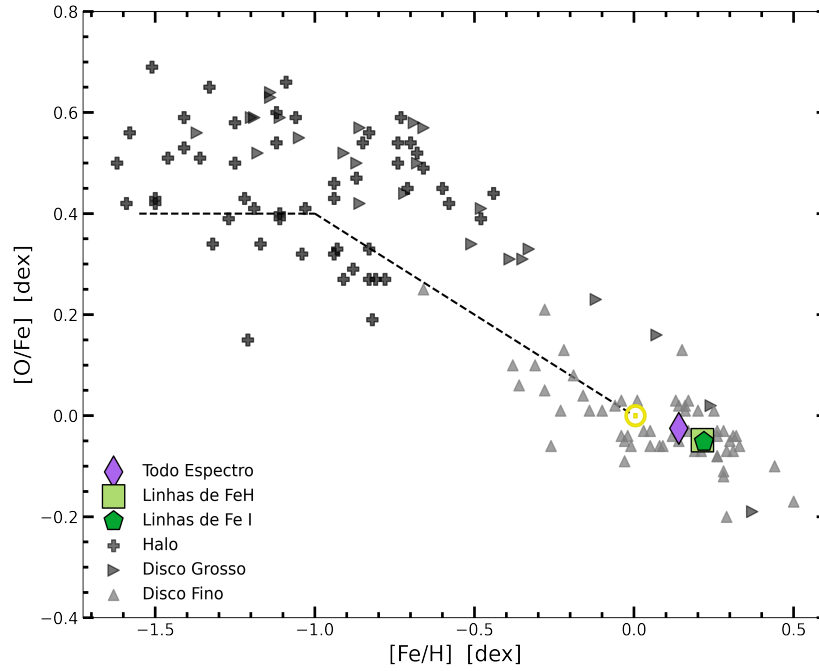


Figura 4.4 $[O/Fe]$ em função da metalicidade. O diamante roxo, o quadrado verde-claro e o pentágono verde-escuro representam as abundâncias médias obtidas a partir da análise com todo espectro ($\langle [O/M] \rangle = -0.02$ dex e $\langle [M/H] \rangle = 0.14$ dex), linhas de FeH ($\langle [O/Fe] \rangle = -0.05$ dex e $\langle [Fe/H] \rangle = 0.21$ dex), e, linhas de Fe I ($\langle [O/Fe] \rangle = -0.05$ dex e $\langle [Fe/H] \rangle = 0.22$ dex), respectivamente. Os triângulos cinzas representam estrelas do disco fino da Via Láctea, enquanto os triângulos rotacionados para a direita, e as cruces pretas se referem, respectivamente, a população estelar do disco espesso e halo Galáctico. Os dados das estrelas do campo foram retirados do estudo de [NISSEN *et al.* \(2014\)](#). A linha preta tracejada representa o modelo padrão esperado do comportamento da Galáxia de acordo com [NISSEN *et al.* \(2014\)](#). O símbolo amarelo representa os valores solares.

metalidades. Estas estrelas se referem à formação estelar recente da Galáxia, onde houve tempo o suficiente para estrelas de baixa massa evoluírem e explodirem em supernovas do tipo Ia, enriquecendo o meio interestelar com elementos do pico do ferro.

Sendo Presépio um aglomerado aberto jovem do disco Galáctico, ele pertence ao grupo que apresenta uma menor razão $[\alpha/Fe]$ e altas metalidades, padrão de abundância representativo de populações estelares do disco fino da Via Láctea. A Figura 4.4 mostra um gráfico $[\alpha/Fe]$ vs. $[Fe/H]$, que é um diagrama canônico de evolução química Galáctica. Os valores de $[O/Fe]$ médios obtidos para a nossa amostra de estrelas anãs M de Presépio para as diferentes abordagens empregadas são mostrados como losango roxo (ajuste do espectro todo), quadrado verde-claro (ajuste das linhas de FeH), e pentágono verde-escuro (ajuste das linhas de Fe I). Para representar as estrelas do campo da Galáxia, mostramos os resultados obtidos por [NISSEN *et al.* \(2014\)](#) para estrelas anãs do tipo F e G da vizinhança solar. [NISSEN *et al.* \(2014\)](#) dividiram a sua amostra conforme a estrutura da Galáxia na qual suas estrelas pertenciam. Os triângulos cinzas se referem a estrelas pertencentes ao

disco fino Galáctico, os triângulos pretos ao disco espesso e as cruces pretas se referem a estrelas pertencentes ao halo da Via Láctea. A média e o desvio padrão para $[\alpha/\text{Fe}]$ encontrados para as nossas abordagens foram de: $\langle[\text{O}/\text{M}]\rangle_{\text{Todo Espectro}} = -0.02 \pm 0.03$ dex, para análise com todo o espectro, e de $\langle[\text{O}/\text{Fe}]\rangle = -0.05 \pm 0.04$ para ambas as abordagens utilizando linhas de ferro. É nítido pela Figura 4.4 que a abundância de oxigênio derivada por todas as abordagens descreve bem o comportamento esperado para Presépio.

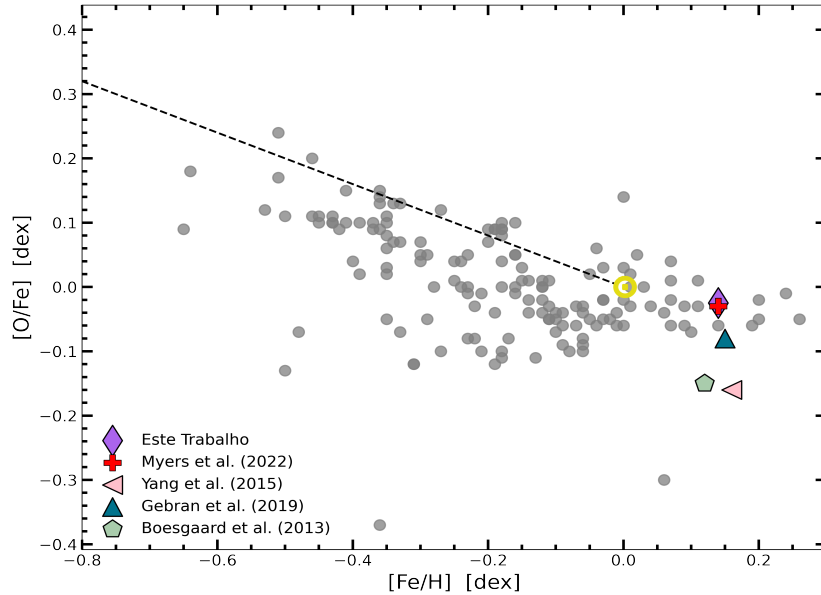


Figura 4.5 $[\text{O}/\text{Fe}]$ em função da metalicidade para este trabalho (diamante roxo), em comparação com resultados para aglomerados estelares abertos determinados pelo projeto OCCAM (MYERS *et al.*, 2022), círculos cinza, e por outros estudos na literatura. O pentágono verde-claro, o triângulo verde-escuro, o triângulo rosa rotacionado a esquerda, e a cruz vermelha, se referem a abundâncias médias de Presépio obtidas, respectivamente, por BOESGAARD *et al.* 2013 ($\langle[\text{O}/\text{Fe}]\rangle = -0.15$ dex e $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = 0.12$ dex); GEBRAN *et al.* 2019 ($\langle[\text{O}/\text{Fe}]\rangle = -0.08$ dex e $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = 0.15$ dex); YANG *et al.* 2015 ($\langle[\text{O}/\text{Fe}]\rangle = -0.16$ dex e $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = 0.16$ dex); e, MYERS *et al.* 2022 ($\langle[\text{O}/\text{Fe}]\rangle = -0.03$ dex e $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = 0.14$ dex). A linha preta tracejada representa o modelo padrão esperado do comportamento da Galáxia de acordo com NISSEN *et al.* (2014). O símbolo amarelo representa os valores solares.

A Figura 4.5 apresenta o mesmo gráfico canônico da evolução química Galáctica. Contudo, desta vez a comparação dos parâmetros obtidos por este trabalho é feita com os resultados derivados pelo *Open Cluster Chemical Abundances and Mapping* (OCCAM; MYERS *et al.* 2022) para 150 aglomerados abertos (círculos cinza) utilizando espectros APOGEE. Os valores médios de $[\text{O}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ para o aglomerado aberto de Presépio obtidos pelos trabalhos espectroscópicos em alta resolução no óptico de BOESGAARD *et al.* (2013) (pentágono verde-claro), GEBRAN *et al.* (2019) (triângulo verde-escuro) e YANG *et al.* (2015) (triângulo rosa) também estão dispostos na figura. O resultado derivado pelo OCCAM (MYERS *et al.*, 2022) é representado na figura como uma cruz vermelha. Os parâmetros médios derivados por cada trabalho citado estão dispostos na

Tabela 4.1.

Tabela 4.1 Valores de $\langle[\text{O}/\text{Fe}]\rangle$ e $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle$ para os estudos presentes na Figura 4.5.

| Estudo | $\langle[\text{O}/\text{Fe}]\rangle$ [dex] | $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle$ [dex] |
|--------------------------------|--|--|
| BOESGAARD <i>et al.</i> (2013) | -0.15 ± 0.09 | 0.12 ± 0.04 |
| GEBRAN <i>et al.</i> (2019) | -0.08 ± 0.05 | 0.15 ± 0.08 |
| YANG <i>et al.</i> (2015) | -0.16 ± 0.09 | 0.16 ± 0.06 |
| MYERS <i>et al.</i> (2022) | -0.03 ± 0.06 | 0.14 ± 0.06 |

A Figura 4.5 reforça que o resultado médio de $[\text{O}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ obtido por este trabalho segue corretamente o cenário da evolução química da Via Láctea. Salientamos que os resultados obtidos com as linhas de ferro neutro e moléculas de FeH não foram incluídos na Figura 4.5 (nem na Figura 4.6) visando melhorar sua visualização. Dentre os trabalhos da literatura mostrados na Figura 4.5, nosso resultado é consistente com os trabalhos de GEHRAN *et al.* (2019) e do OCCAM. Importante ressaltar que o OCCAM utiliza resultados do APOGEE para estrelas gigantes vermelhas para determinar os parâmetros dos aglomerados abertos estudados. Deste modo, o OCCAM emprega uma metodologia distinta da utilizada neste trabalho, porém apresenta um excelente acordo com nossos resultados tanto para a metalicidade média de Presépio quanto para $\langle[\text{O}/\text{Fe}]\rangle$. Em contrapartida, os resultados de BOESGAARD *et al.* (2013) e YANG *et al.* (2015) apresentam uma subabundância significativa para $\langle[\text{O}/\text{Fe}]\rangle$ de Presépio, que diferem consideravelmente dos resultados deste trabalho e dos resultados da literatura, que sugerem que $\langle[\text{O}/\text{Fe}]\rangle$ de Presépio é aproximadamente solar.

Aglomerados abertos são excelentes traçadores de gradientes de metalicidades no disco Galáctico. A Figura 4.6 ilustra o gradiente de metalicidade do disco da Via Láctea em função do raio galactocêntrico. Os círculos cinzas se referem mais uma vez aos aglomerados abertos caracterizados por MYERS *et al.* (2022). O diamante roxo representa o resultado obtido por este trabalho, a cruz vermelha o resultado para Presépio derivado por MYERS *et al.* (2022), e o “x” azul se refere à metalicidade média do aglomerado aberto jovem das Híades derivado por WANDERLEY *et al.* (2023) de $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = 0.09 \pm 0.03$ dex. Os raios galactocêntricos utilizados para Presépio foram os derivados por MYERS *et al.* (2022), e para as Híades por NETOPIL *et al.* (2016). No gráfico é evidente a tendência da diminuição da metalicidade com o aumento do raio galactocêntrico, e o nosso resultado para as estrelas anãs M de Presépio segue corretamente a tendência observada. O mesmo pode ser dito sobre o aglomerado aberto das Híades, que, como discutido na Seção 1.5 do Capítulo 1, poderia possivelmente apresentar uma origem em comum com Presépio.

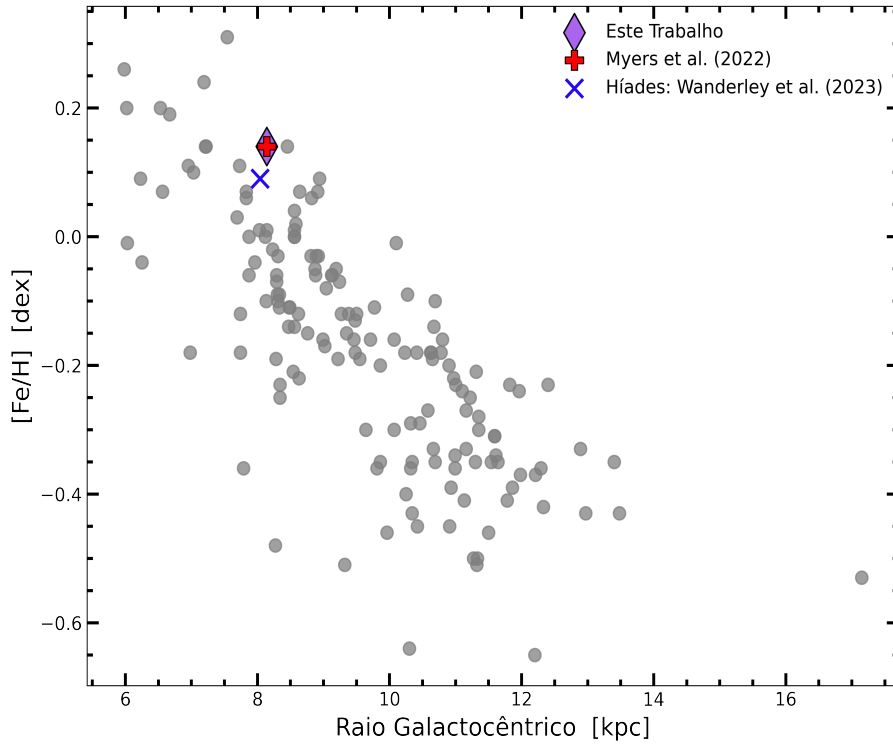


Figura 4.6 Metalicidade em função do raio galactocêntrico para este trabalho (diamante roxo), em comparação com resultados para aglomerados estelares abertos determinados pelo projeto OCCAM (MYERS *et al.*, 2022), círculos cinzas. A cruz vermelha se refere a metalicidade média para Presépio determinada por MYERS *et al.* (2022) ($\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = 0.21$ dex), e o “x” azul se refere a metalicidade média do aglomerado aberto das Híades derivado por WANDERLEY *et al.* (2023) ($\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = 0.09$ dex). Os raios galactocêntricos utilizados para Presépio foram os derivados por MYERS *et al.* (2022), e para Híades por NETOPIL *et al.* (2016).

4.3 Comparações com Parâmetros Estelares da Literatura

Conforme discutido na Seção 1.4 do Capítulo 1, dados os desafios observacionais que anãs M apresentam, relações empíricas e fotométricas são comumente empregadas para a obtenção de alguns de seus parâmetros, especialmente para a $[\text{M}/\text{H}]$ e T_{eff} . Aplicamos a calibração fotométrica proposta por MANN *et al.* (2015) para estimar a temperatura efetiva das anãs M de nossa amostra. MANN *et al.* (2015) determinaram T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$, luminosidades e raios estelares para 183 estrelas anãs M próximas com distâncias bem determinadas, e propuseram relações empíricas para os parâmetros citados a partir de calibrações espectroscópicas e fotométricas com espectros observados na região do óptico. Neste trabalho, adotamos a calibração fotométrica na cor $BP - RP$ do Gaia (GAIA COLLABORATION *et al.* 2016b), conforme proposta por MANN *et al.* (2015), expressa pela seguinte relação:

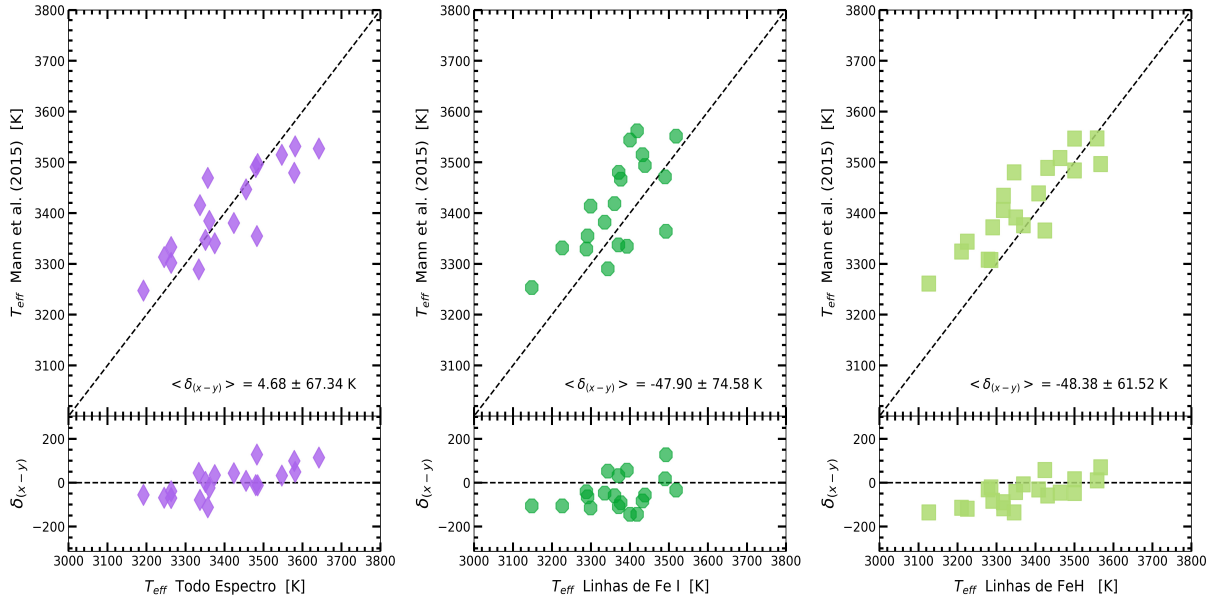


Figura 4.7 Comparação dos parâmetros estelares derivados por este trabalho com a relação fotométrica para T_{eff} proposta por MANN *et al.* (2015). Os símbolos roxos, verdes-escuros e verdes-claros, se referem, respectivamente, aos parâmetros determinados com a análise do espectro completo, com linhas de Fe I e por linhas de FeH. Os painéis inferiores a cada gráfico exibem os seus resíduos correspondentes. Os valores da média e do desvio padrão das diferenças estão apresentados em cada gráfico.

$$\begin{aligned}
 T_{eff}/3500 = & 2.835 - 1.893 \times (BP - RP) + 0.7860 \times (BP - RP)^2 \\
 & - 0.1594 \times (BP - RP)^3 + 0.01243 \times (BP - RP)^4 \\
 & + 0.04417 \times [M/H] .
 \end{aligned} \tag{4.1}$$

Essa equação é válida para estrelas do tipo espectral K7-M7.0 ($2700 < T_{eff} < 4100 \text{ K}$), e estrelas que apresentem metalicidades entre $-0.6 < [Fe/H] < 0.5 \text{ dex}$ (MANN *et al.* 2015).

A Figura 4.7 mostra as temperaturas efetivas calculadas a partir da Equação 4.1 em função das temperaturas efetivas espectroscópicas determinadas para os três diferentes indicadores de metalicidade investigados neste trabalho. Os respectivos gráficos de resíduos também são apresentados. Os símbolos roxos, verdes-escuros e verdes-claros se referem, respectivamente, aos parâmetros determinados com a análise do espectro completo (painel esquerdo), com linhas de Fe I (painel central) e por linhas de FeH (painel direito). A escala de temperatura efetiva fotométrica mostra excelente concordância com os resultados obtidos a partir da análise do espectro completo, sem apresentar diferenças sistemáticas significativas. Em contraste, as temperaturas derivadas com base nas linhas de Fe I e FeH tendem a ser sistematicamente mais altas. Todavia, para todas as abordagens, a T_{eff} fotométrica e espectroscópica apresentam, em geral, um bom acordo dadas as suas pequenas diferenças, apresentando um ín-

dice R de: $R_{T_{eff\text{Todo Espectro}}} = -0.26$, $R_{T_{eff\text{Linhas de Fe I}}} = 0.18$, e $R_{T_{eff\text{Linhas de FeH}}} = -0.43$. A média das diferenças, e seus respectivos desvios-padrões, encontrados foram de: $\langle T_{eff\text{Todo Espectro}} - T_{eff\text{Mann}} \rangle = 4.68 \pm 67.34$ K; $\langle T_{eff\text{Linhas de Fe I}} - T_{eff\text{Mann}} \rangle = -47.90 \pm 74.58$ K; e $\langle T_{eff\text{Linhas de FeH}} - T_{eff\text{Mann}} \rangle = -48.38 \pm 61.52$ K.

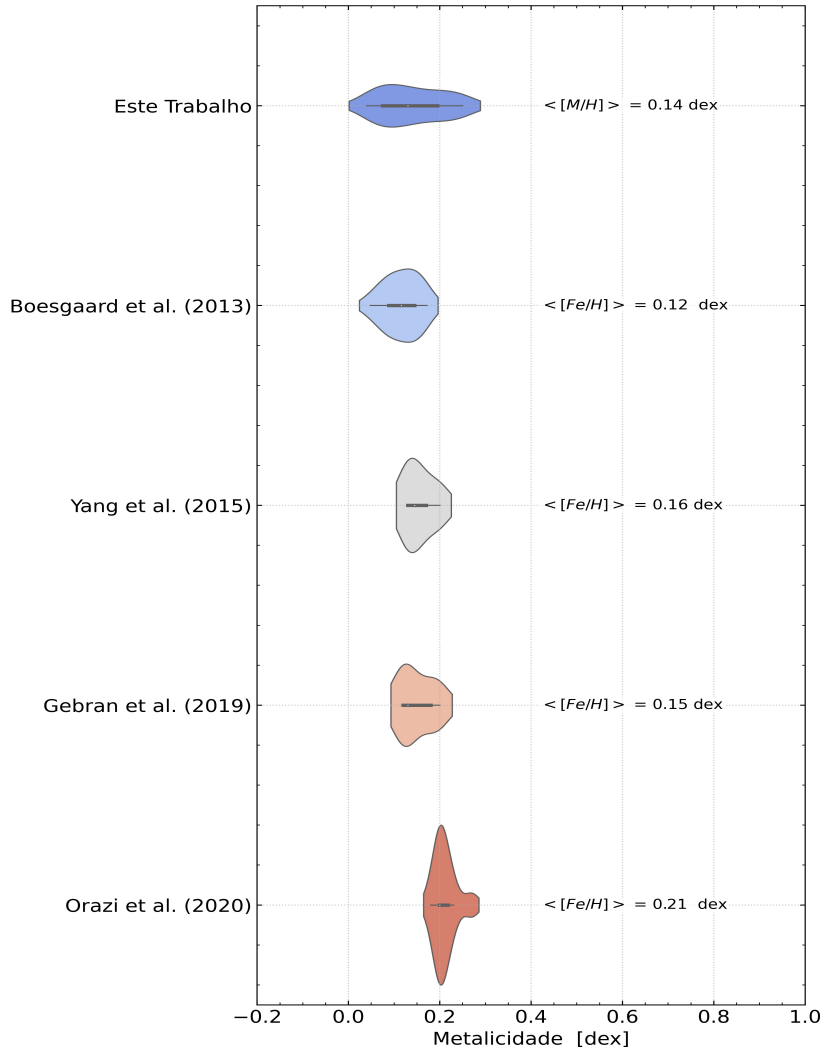


Figura 4.8 Distribuição da metalicidade para as estrelas anãs M pertencentes a Presépio deste trabalho em comparação com a literatura. O valor médio da metalicidade está indicado à direita de cada distribuição.

Dada a maior consistência da abordagem com todo o espectro em relação aos modelos teóricos, como também com a relação fotométrica de [MANN *et al.* \(2015\)](#), e a menor dispersão da metalicidade média derivada, optamos por torná-la a abordagem padrão empregada neste estudo. Portanto, nas seções seguintes, apresentaremos discussões e resultados somente referentes à abordagem que utilizou todo o espectro APOGEE.

Comparamos as metalicidades obtidas neste trabalho com resultados obtidos em estudos ópticos em alta resolução disponíveis na literatura. A Figura 4.8 mostra um gráfico de violino para diferentes estudos espectroscópicos. De cima para baixo temos a metali-

cidade derivada por este trabalho, por BOESGAARD *et al.* (2013), YANG *et al.* (2015), GEBRAN *et al.* (2019), e D'ORAZI *et al.* (2020). BOESGAARD *et al.* (2013) estudaram 11 estrelas do tipo solar em Presépio com espectros em alta resolução, obtendo $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = 0.12 \pm 0.04$ dex através da análise de linhas de Fe I e Fe II. Já YANG *et al.* (2015) estudaram 4 estrelas gigantes vermelhas pertencentes a Presépio, 2 do tipo G e 2 do tipo K, encontrando $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = 0.16 \pm 0.06$ dex para a sua amostra, também utilizando linhas de Fe I e Fe II. GEBRAN *et al.* (2019) analisaram 3 estrelas anãs do tipo G e 2 estrelas anãs do tipo K que pertencem a Presépio, obtendo $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = 0.15 \pm 0.08$ dex a partir de linhas de Fe I e Fe II, encontrando uma diferença entre a metalicidade derivada pelas anãs G e K de $\Delta(GK) = 0.04 \pm 0.03$ dex. Por fim, D'ORAZI *et al.* (2020) realizaram um estudo para 10 estrelas anãs do tipo solar utilizando espectros em alta resolução no óptico e no infravermelho próximo, obtendo uma metalicidade média para Presépio de $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = 0.21 \pm 0.01$ dex com a análise de linhas de Fe I e Fe II, que é maior do que os valores típicos para a metalicidade de Presépio reportados na literatura. D'ORAZI *et al.* (2020) têm uma estrela em comum com BOESGAARD *et al.* (2013) em sua amostra, e discutem que a diferença entre os resultados está na determinação da temperatura efetiva entre os dois trabalhos, sugerindo que o método fotométrico empregado por BOESGAARD *et al.* (2013) resulta em menores temperaturas do que a metodologia espectroscópica empregada por eles. Utilizando os parâmetros estelares obtidos por BOESGAARD *et al.* (2013), D'ORAZI *et al.* (2020) encontraram $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = 0.17$ dex.

De modo geral, a metalicidade média de Presépio derivada pelo nosso trabalho é consistente com os resultados obtidos por BOESGAARD *et al.* (2013) ($\delta\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle_{\text{Este Trabalho} - \text{Boesgaard et al. (2013)}} = 0.02$ dex), YANG *et al.* (2015) ($\delta\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle_{\text{Este Trabalho} - \text{Yang et al. (2015)}} = -0.02$ dex), e GEBRAN *et al.* (2019) ($\delta\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle_{\text{Este Trabalho} - \text{Gebran et al. (2019)}} = -0.01$ dex), e, marginalmente consistente com os resultados derivados por D'ORAZI *et al.* (2020) ($\delta\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle_{\text{Este Trabalho} - \text{D'Orazi et al. (2020)}} = -0.07$ dex). Atribuímos a maior dispersão dos nossos resultados em comparação com a literatura principalmente à dificuldade inerente na determinação de parâmetros de anãs M. Entretanto, reconhecemos possível a necessidade de refinamento na rotina de análise espectral deste trabalho no futuro. Contudo, o resultado derivado por este trabalho está em ótimo acordo com a metalicidade média encontrada para Presépio pela literatura.

4.4 Parâmetros Estelares dos Grandes Levantamentos

4.4.1 APOGEE

A Figura 4.9 apresenta os parâmetros estelares das estrelas anãs M da nossa amostra, conforme derivados pelo *pipeline* ASPCAP, referidos como não calibrados (círculos cinza),

juntamente com os valores calibrados disponibilizados pelo APOGEE DR17 (círculos pretos). Pela Figura 4.9 percebe-se que o $\log g$ bruto derivado pelo ASPCAP não representa valores fisicamente possíveis para estrelas anãs M, obtendo gravidades superficiais muito menores do que as esperadas para este tipo estelar. Como explicado na Seção 2.1.1, para mitigar o desvio sistemático obtido pelo ASPCAP para a gravidade superficial, o time de cientistas do APOGEE empregaram uma calibração nos parâmetros estelares derivados pelo ASPCAP ($\log g$ e T_{eff}). Entretanto, por mais que a melhora após a calibração seja evidente, a calibração do ASPCAP apresenta resultados que, no geral, são inconsistentes com modelos teóricos.

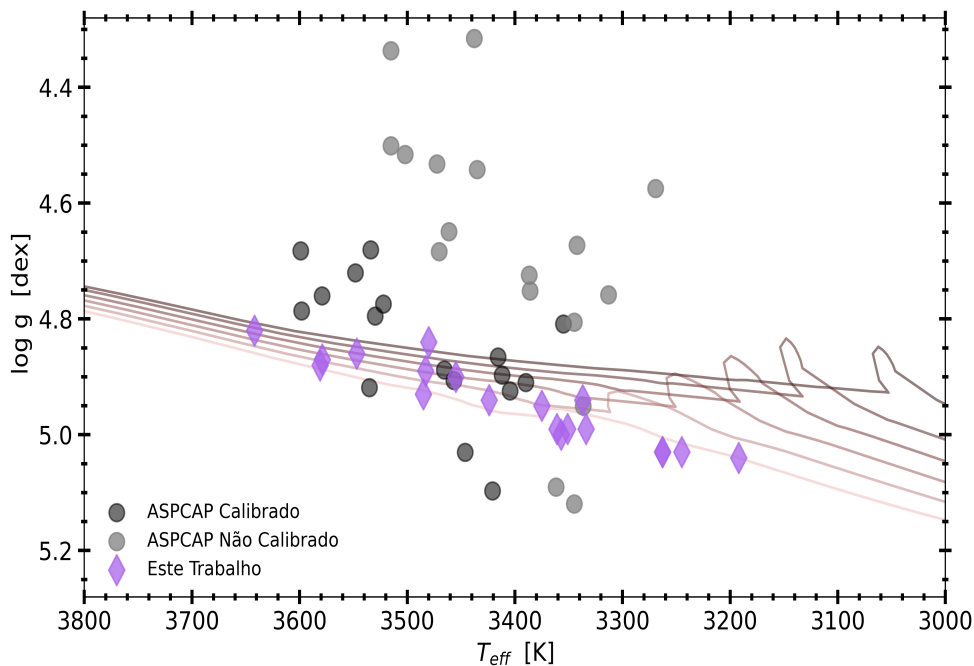


Figura 4.9 Diagrama de Kiel para as estrelas pertencentes a nossa amostra. Os diamantes roxos se referem aos resultados derivados por este trabalho. Os círculos representam os dados do APOGEE DR17, os círculos cinza se referem aos dados brutos obtidos pelo ASPCAP, e os círculos pretos aos dados calibrados. As linhas sólidas representam isócronas MIST calculadas para a mesma idade, porém para diferentes metalicidades. As metalicidades das isócronas variam de 0.05 – 0.30 dex em um passo de 0.05 dex, e estão coloridas de modo crescente à metalicidade.

A comparação entre os resultados de $[M/H]$, T_{eff} e $\log g$ obtidos neste trabalho com os parâmetros derivados pelo ASPCAP estão dispostos nas Figuras 4.10 (parâmetros não calibrados) e 4.11 (parâmetros calibrados). O painel central da Figura 4.10 e o painel esquerdo da Figura 4.11 demonstram que há um ótimo acordo entre os nossos resultados com os do ASPCAP, brutos e calibrados, para T_{eff} . Apresentando $\langle T_{eff\text{Este Trabalho}} - T_{eff\text{ASPCAP Não Calibrado}} \rangle = 2.93 \pm 94.87$ K e $R_{T_{eff}\text{ASPCAP Não Calibrado}} = 0.68$ para os dados brutos, e $\langle T_{eff\text{Este Trabalho}} - T_{eff\text{ASPCAP Calibrado}} \rangle = -75.20 \pm 99.25$ K e $R_{T_{eff}\text{ASPCAP Calibrado}} = 0.62$, para os dados calibrados. Interessantemente, nossos re-

sultados de temperatura efetiva apresentam uma maior consistência com os parâmetros brutos derivados pelo ASPCAP do que com a T_{eff} calibrada, sendo estas sistematicamente maiores do que as temperaturas efetivas obtidas neste estudo. SOUTO *et al.* (2021) reportaram a mesma tendência para sua amostra de anãs M pertencentes ao aglomerado aberto de Coma Berenice, sugerindo que este resultado indica que a temperatura efetiva do ASPCAP não foi adequadamente calibrada para anãs M. Importante salientar que, em seu estudo, Souto e colaboradores utilizaram os dados obtidos com o DR16. Desta maneira, é nítido que o comportamento reportado por SOUTO *et al.* (2021) permanece no DR17.

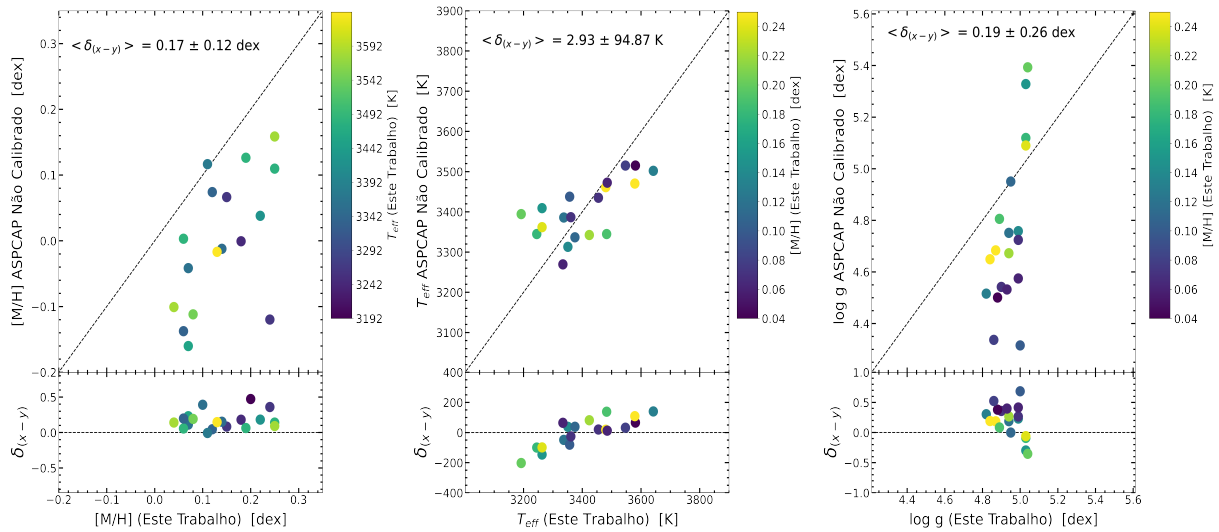


Figura 4.10 Comparação dos parâmetros estelares derivados neste trabalho com os dados brutos do ASPCAP. O painel da esquerda compara a metalicidade, o painel central compara a temperatura efetiva, e, o painel da direita compara $\log g$. Em todos os painéis os pontos são coloridos conforme a temperatura efetiva (painel à direita) ou com a metalicidade (painel central e painel esquerdo) obtida neste trabalho. Os painéis inferiores exibem os resíduos correspondentes a cada gráfico superior. Os valores da média e do desvio padrão das diferenças são apresentados em cada painel.

Os painéis da direita das Figuras 4.10 e 4.11 ilustram a comparação para o $\log g$. É perceptível que, em contraste com a T_{eff} , as gravidades superficiais calibradas apresentam um melhor acordo ($R_{\log g \text{ ASPCAP Calibrado}} = 0.64$ e $\langle \log g_{\text{Este Trabalho}} - \log g_{\text{ASPCAP Calibrado}} \rangle = 0.04 \pm 0.15 \text{ dex}$) com nossos resultados do que os dados brutos do ASPCAP ($R_{\log g \text{ ASPCAP Não Calibrado}} = 0.64$ e $\langle \log g_{\text{Este Trabalho}} - \log g_{\text{ASPCAP Não Calibrado}} \rangle = 0.19 \pm 0.26 \text{ dex}$). Como discutido anteriormente, os dados brutos do ASPCAP apresentam resultados com uma grande variação, os quais, em sua maioria, não correspondem fisicamente a $\log g$ possíveis para anãs M.

No painel esquerdo da Figura 4.10 apresentamos a comparação com as metalicidades brutas obtidas a partir do ASPCAP. A mesma comparação não foi empregada para os dados calibrados, pois, ao que tudo indica, nenhuma calibração foi empregada para as

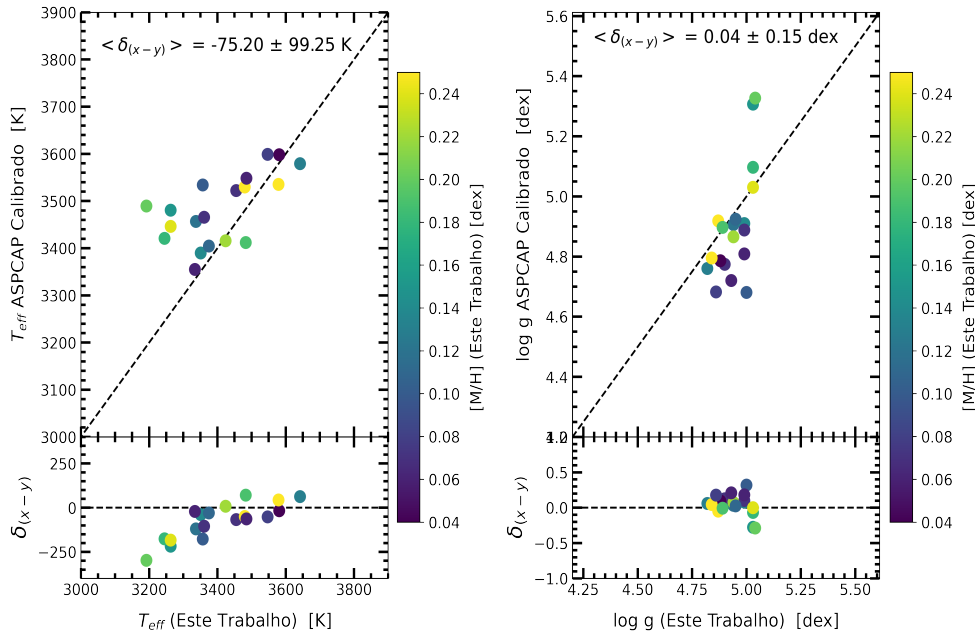


Figura 4.11 Comparação dos parâmetros estelares derivados neste trabalho com os dados calibrados do ASPCAP. O painel da esquerda compara a temperatura efetiva e o da direita compara o $\log g$. Em todos os painéis os pontos são coloridos segundo a metalicidade derivada neste trabalho. Os painéis inferiores exibem os resíduos correspondentes de cada gráfico. Os valores da média e do desvio padrão das diferenças são apresentados em cada painel.

estrelas de nossa amostra. Deste modo, ao citarmos a metalicidade derivada pelo ASPCAP pedimos que o leitor tenha em mente que se trata da metalicidade não calibrada. É nítido pela Figura 4.10 que o ASPCAP deriva metalicidades sistematicamente menores do que as obtidas por este trabalho, apresentando $\langle [M/H]_{\text{Este Trabalho}} - [M/H]_{\text{ASPCAP Não Calibrado}} \rangle = 0.17 \pm 0.12$ dex. Em contraste com o esperado na literatura (ver Seção 4.3), o resultado bruto para as estrelas anãs M estudadas obtido pelo APOGEE ASPCAP DR17 apresenta uma metalicidade média significativamente menor ($\langle [M/H] \rangle = -0.02 \pm 0.13$ dex) quando comparado às metalicidades típicas para o aglomerado aberto de Presépio encontradas na literatura, além de exibir um espelhamento considerável para $[M/H]$.

4.4.2 DESI

A Figura 4.12 ilustra o diagrama de Kiel para as estrelas pertencentes à nossa amostra de estrelas anãs M, nela temos dispostos os resultados derivados por este trabalho (diamantes roxos), e, pelos *pipelines* SP (“x” magenta) e RVS (quadrados azuis) do DESI MWS. É nítida a distinção entre os resultados obtidos pelos dois algoritmos do DESI MWS. O RVS deriva gravidades superficiais sistematicamente menores do que o SP, porém, apresenta um bom acordo com modelos teóricos (isócronas MIST), especialmente para $T_{\text{eff}} < 3300$ K. A distribuição das temperaturas efetivas do RVS encontra-se consideravelmente deslocada

para menores temperaturas quando comparada com nossos resultados e com o SP, com uma sobredensidade de resultados para $T_{eff} < 3300$ K. Já o SP apresenta uma distribuição de temperatura efetiva semelhante a este trabalho, entretanto, o SP determina um $\log g \gtrsim 5.00$ dex para 16 das 19 estrelas anãs de nossa amostra, que cobre temperaturas efetivas de $3500 \lesssim T_{eff} \lesssim 3150$ dex. Resultados que, dentro da faixa de temperatura efetiva citada, não representam os parâmetros físicos possíveis para as estrelas anãs M estudadas. Portanto, de modo geral, apesar do claro deslocamento da distribuição de temperatura efetiva, o RVS apresenta um resultado para o par $T_{eff} - \log g$ consideravelmente mais consistente do que o SP quando comparado a modelos teóricos.

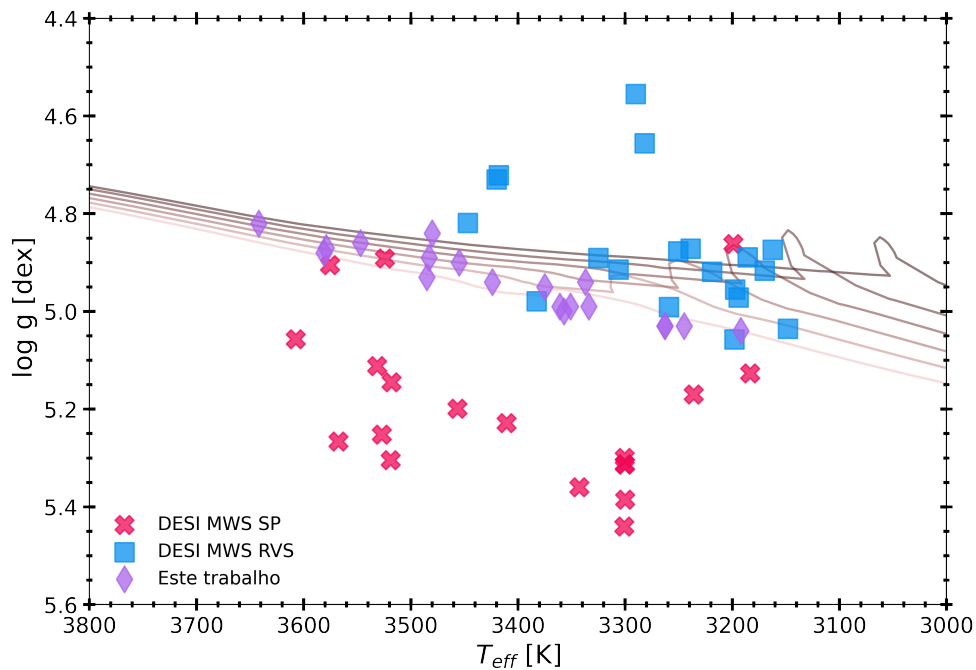


Figura 4.12 Diagrama de Kiel para as estrelas pertencentes a nossa amostra. Os diamantes roxos se referem aos resultados derivados por este trabalho, os “x” magenta aos dados obtido pelo *pipeline* SP do DESI MWS, e, os quadrados azuis aos resultados do *pipeline* RVS do DESI MWS. As linhas sólidas representam isócronas MIST calculadas para a mesma idade, porém para diferentes metalicidades. As metalicidades das isócronas variam de 0.05 – 0.30 dex em um passo de 0.05 dex, e estão coloridas de modo crescente à metalicidade.

A comparação dos parâmetros estelares e metalicidades derivados por este trabalho em relação aos dados obtidos pelo RVS para a nossa amostra está disposta na Figura 4.13. Na figura, os painéis superiores da esquerda e direita comparam, respectivamente, a temperatura efetiva e a gravidade superficial, e o painel inferior compara a metalicidade. Como previamente discutido, o RVS deriva T_{eff} sistematicamente menores do que as obtidas pelo nosso trabalho (painel superior esquerdo da Figura 4.13), apresentando uma diferença sistemática de $\langle T_{eff\text{Este Trabalho}} - T_{eff\text{RVS}} \rangle = 140.00 \pm 62.95$ K. A gravidade superficial derivada pelo RVS apresenta um bom acordo com o nosso trabalho para $\log g_{RVS} \gtrsim 4.85$ dex. Con-

tudo, para resultados menores do que o limite citado, a gravidade superficial determinada pelo RVS é significativamente menor do que as obtidas pelo nosso trabalho, o que acarreta numa diferença sistemática de $\langle \log g_{\text{Este Trabalho}} - \log g_{\text{RVS}} \rangle = 0.07 \pm 0.13$ dex e um coeficiente de correlação de $R_{\log g \text{ RVS}} = 0.30$.

O painel inferior da Figura 4.13 demonstra que a metalicidade derivada pelo RVS é sistematicamente menor do que a obtida por este trabalho, apresentando uma diferença média de $\langle [M/H]_{\text{Este Trabalho}} - [M/H]_{\text{RVS}} \rangle = 0.18 \pm 0.10$ dex. Nota-se que não há uma tendência entre as metalicidades, o que se traduz em um índice R de $R_{[M/H] \text{ RVS}} = 0.37$. Adicionalmente, as metalicidades obtidas pelo RVS apresentam um grande espelhamento e admitem valores subsolares que não estão de acordo com o resultado esperado para estrelas pertencentes a Presépio.

Interessantemente, as metalicidades obtidas pelo SP apresentam um comportamento contrário às $[M/H]$ determinadas pelo RVS, derivando $[M/H]$ consideravelmente maiores do que o esperado para estrelas de Presépio. O painel inferior da Figura 4.14 destaca esse comportamento. É claro por meio da figura que os dados derivados pelo SP são sistematicamente maiores do que os derivados por nosso estudo, exibindo uma média de $\langle [M/H]_{\text{Este Trabalho}} - [M/H]_{\text{SP}} \rangle = -0.30 \pm 0.26$ dex. O SP apresenta um espelhamento significativo para as metalicidades derivadas em comparação com nossos resultados, apresentando o espalhamento de 1σ $2.6\times$ maior do que para o RVS. Ademais, assim como o RVS, nenhuma tendência considerável é encontrada entre as metalicidades derivadas neste estudo e as do SP ($R_{[M/H] \text{ SP}} = 0.31$).

Diferentemente do RVS, a temperatura efetiva derivada pelo SP exibe um ótimo acordo com nossos resultados (painel superior direito da Figura 4.14), apresentando um índice de correlação de $R_{T_{\text{eff}} \text{ SP}} = 0.76$. Ademais, a diferença sistemática encontrada entre os parâmetros derivados é pequena: $\langle T_{\text{eff}_{\text{Este Trabalho}}} - T_{\text{eff}_{\text{SP}}} \rangle = 2.78 \pm 91.90$ K. É digno de nota que, tanto o APOGEE ASPCAP quanto o DESI MWS SP utilizam o mesmo algoritmo para a determinação de parâmetros atmosféricos e abundâncias estelares (FERRE; como discutido na Seção 2.1.3). Então, de certo modo, nossos resultados indicam uma consistência nas temperaturas efetivas derivadas pelo ASPCAP e pelo SP. Porém, em contrapartida, a metalicidade, conforme já mencionado, e a gravidade superficial aparentam ser significativamente diferentes. O painel superior esquerdo da Figura 4.14 mostra a comparação dos resultados derivados por este trabalho e pelo SP para o $\log g$. O SP, em oposição aos $\log g$ derivados pelo ASPCAP, obtém gravidades superficiais sistematicamente maiores do que os resultados do nosso trabalho ($\langle \log g_{\text{Este Trabalho}} - \log g_{\text{SP}} \rangle = -0.25 \pm 0.16$ dex), encontrando $\log g > 5.00$ dex para $\approx 84\%$ das estrelas pertencentes à nossa amostra.

Para investigarmos se a SNR dos espectros DESI afeta a derivação dos parâmetros estelares e os resultados obtidos, na Figura 4.2 apresentamos a comparação dos resultados determinados neste trabalho com os obtidos pelos *pipelines* do DESI MWS, adicionando

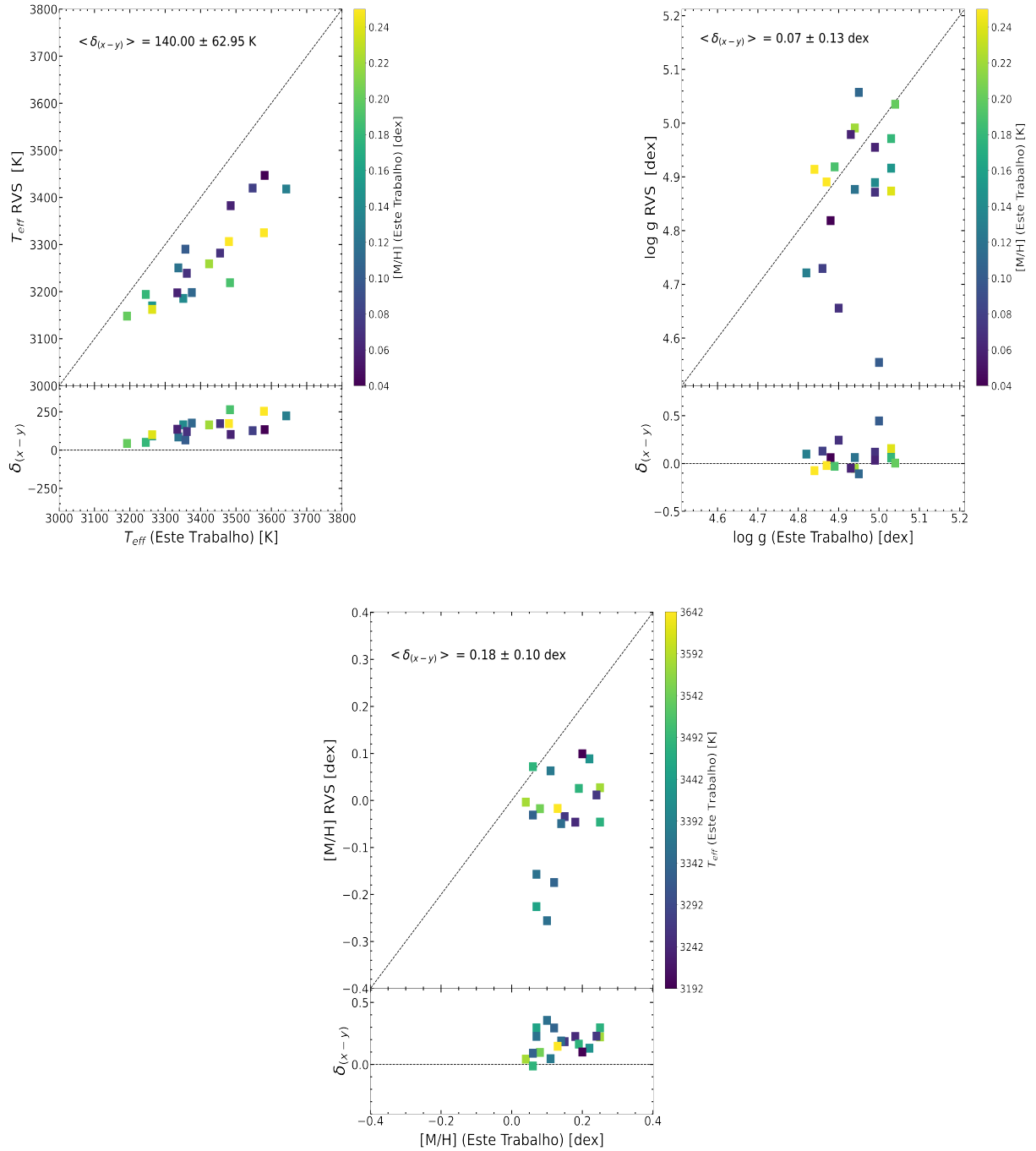


Figura 4.13 Comparação dos parâmetros estelares derivados neste trabalho com os dados determinados pelo *pipeline* RVS do DESI MWS. Os painéis superiores da esquerda e direita comparam, respectivamente, a temperatura efetiva e a gravidade superficial, e, o painel inferior compara a metalicidade. Em todos os painéis os pontos são coloridos conforme a temperatura efetiva (painel inferior) ou com a metalicidade (painéis superiores) obtidas por este trabalho. Os painéis inferiores de cada gráfico exibem os seus respectivos resíduos. Os valores da média e do desvio padrão das diferenças são apresentados em cada painel.

a barra de cor referente ao sinal-ruído dos espectros analisados. As razões sinal-ruído do RVS apresentadas na figura se referem ao braço R do espectrógrafo do DESI, já que este apresenta um valor médio entre os valores de sinal-ruído obtidos pelo braço B (o mais

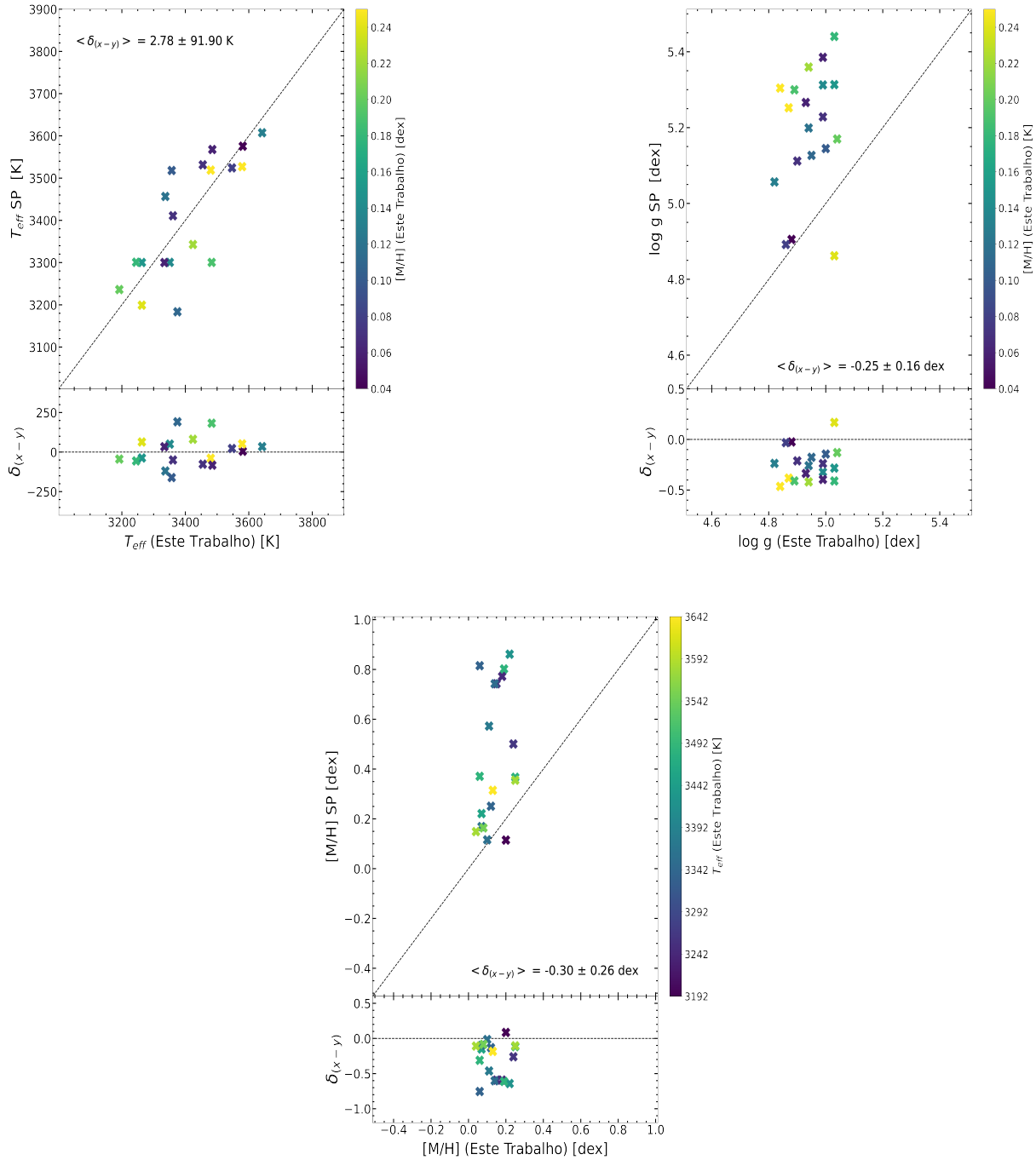


Figura 4.14 Comparação dos parâmetros estelares derivados neste trabalho com os parâmetros determinados pelo *pipeline* SP do DESI MWS. Os painéis superiores da esquerda e direita comparam, respectivamente, a temperatura efetiva e a gravidade superficial, e, o painel inferior compara a metalicidade. Em todos os painéis os pontos são coloridos segundo a temperatura efetiva (painel inferior) ou com a metalicidade (painéis superiores) obtidas por este trabalho. Os painéis inferiores de cada gráfico exibem os seus respectivos resíduos. Os valores da média e do desvio padrão das diferenças são apresentados em cada painel.

baixo dos três) e do braço Z (o mais alto dos três). Para quantificar possíveis diferenças, separamos os resultados em dois grupos: aqueles obtidos com espectros com SNR maiores

que 30 e os com SNR maiores do que 20. Para o SP, nenhuma tendência sistemática distinta é observada para o $\log g$ para os cortes feitos em $SNR \geq 30$ ($\langle \log g_{\text{Este Trabalho}} - \log g_{\text{SP}} \rangle_{SNR \geq 30} = -0.25 \pm 0.18$ dex) e $SNR \geq 20$ ($\langle \log g_{\text{Este Trabalho}} - \log g_{\text{SP}} \rangle_{SNR \geq 20} = -0.25 \pm 0.1$ dex) quando comparados à amostra completa. Já para o RVS, o corte em $\log g$ para $SNR \geq 30$ aumenta a tendência sistemática encontrada em relação ao resultado com a amostra completa.

Na Tabela 4.2 dispomos os resultados de metalicidade média e desvio padrão correspondentes derivados pelo RVS e SP para a nossa amostra de estrelas pertencentes a Presépio com e sem cortes na SNR. Vemos que a $[M/H]$ obtida pelo RVS praticamente independe da SNR da amostra. Todavia, o SP obtém valores menores para metalicidade com o aumento do sinal-ruído. Entretanto, independente do corte aplicado ao sinal-ruído, a $\langle [M/H] \rangle$ determinada pelo SP é significativamente maior do que a média de metalicidade esperada para Presépio, exibindo uma diferença de $\delta_{\text{Este Trabalho-SP Sem corte SNR}} = 0.30$ dex quando nenhum corte é aplicado, de $\delta_{\text{Este Trabalho-SP}_{SNR \geq 20}} = 0.18$ dex para $SNR \geq 20$, e, de $\delta_{\text{Este Trabalho-SP}_{SNR \geq 30}} = 0.15$ dex para $SNR \geq 30$. Notamos também que existe uma mudança significativa na dispersão do resultado encontrado pelo SP com a SNR, de modo que o espelhamento dos resultados do SP diminui com o aumento da razão sinal-ruído. A Figura 4.16 ilustra este comportamento. Observe que para o SP $\delta[M/H]$ diminui com o aumento da SNR, enquanto $\delta[M/H]$ do RVS apresenta poucas variações com a razão sinal-ruído.

Tabela 4.2 Metalicidade média e erros de 1σ para a $[M/H]$ derivada pelo RVS e SP para as estrelas de nossa com e sem corte para o sinal-ruído dos espectros DESI.

| Corte | $\langle [M/H] \rangle_{RVS}$ [dex] | $\langle [M/H] \rangle_{SP}$ [dex] | $1\sigma_{RVS}$ | $1\sigma_{SP}$ |
|---------------|-------------------------------------|------------------------------------|-----------------|----------------|
| - | -0.04 | 0.44 | 0.10 | 0.27 |
| $SNR \geq 20$ | -0.04 | 0.32 | 0.11 | 0.23 |
| $SNR \geq 30$ | -0.04 | 0.29 | 0.12 | 0.10 |

Por consistência, também analisamos como os parâmetros derivados por este trabalho e pelo ASPCAP se relacionavam com o sinal-ruído da amostra. Em contraste com os resultados do DESI MWS, nenhum dos parâmetros exibiu uma tendência significativa com a SNR. A T_{eff} , $\log g$ e $[M/H]$ obtidos por este trabalho apresentam um índice de correlação com o SNR do APOGEE de, respectivamente, $R_{T_{eff} \text{ Este Trabalho}} = 0.30$, $R_{\log g \text{ Este Trabalho}} = -0.16$, e $R_{[M/H] \text{ Este Trabalho}} = -0.30$, enquanto que para o ASPCAP têm-se que: $R_{T_{eff} \text{ ASPCAP}} = 0.42$, $R_{\log g \text{ Este Trabalho}} = -0.28$, e $R_{[M/H] \text{ Este Trabalho}} = -0.14$.

A Figura 4.17 apresenta $[M/H]$ em função de T_{eff} para os resultados derivados pelos pipelines SP (“x” magenta), RVS (quadrados azuis) e ASPCAP (círculos cinzas), para as estrelas pertencentes à nossa amostra. Na figura, as linhas tracejadas representam a

metallicidade média obtida por cada abordagem: azul para o RVS, magenta para o SP, cinza para o ASPCAP, e roxa para a $\langle[M/H]\rangle$ obtida por este estudo. É perceptível que, apesar do ASPCAP determinar T_{eff} maiores, o RVS e ASPCAP têm um espalhamento semelhante nos valores de metalicidade, derivando $[M/H]$ sistematicamente menores do que os obtidos por este trabalho. A metalicidade média derivada pelo RVS e ASPCAP é de, respectivamente: $\langle[M/H]\rangle_{RVS} = -0.04 \pm 0.10$ dex e $\langle[M/H]\rangle_{ASPCAP} = -0.02 \pm 0.13$ dex. Adicionalmente, nenhuma tendência entre a temperatura efetiva e a metalicidade é encontrada para ambos os *pipelines* ($R_{RVS} = -0.07$ e $R_{ASPCAP} = -0.03$).

Em contraste, os resultados do SP apresentam uma tendência significativa da metalicidade com a temperatura efetiva, admitindo $R_{SP} = -0.59$. O SP deriva $\langle[M/H]\rangle$ consideravelmente maiores do que os outros *pipelines*, inclusive se aplicarmos cortes no SNR (linhas pontilhadas na Figura 4.17). Adicionalmente, é nítido pela Figura 4.17 o maior espalhamento do SP em comparação com o RVS e ASPCAP. Percebe-se também que, independente do corte de SNR aplicado, as metalicidades obtidas pelo SP são consideravelmente maiores do que as obtidas por nosso trabalho.

A Figura 4.18 apresenta a distribuição de metalicidades derivadas por este trabalho e pelos *pipelines* do APOGEE e DESI MWS, resumindo a discussão desta seção. É importante salientar que não aplicamos cortes na SNR do DESI MWS neste gráfico, portanto, pedimos que o leitor tenha em mente que o espalhamento para $[M/H]$ obtido pelo SP seria menor para maiores SNR, obtendo, portanto, uma distribuição comparável ao RVS e ASPCAP para $SNR \geq 30$ ($1\sigma = 0.10$). Entretanto, o espalhamento das metalicidades obtidas pelo SP ainda seria maior do que a dispersão de $[M/H]$ derivada por este trabalho, independentemente do corte em SNR adotado. Adicionalmente, o RVS nitidamente apresenta uma sobredensidade em torno de $[M/H] = 0.00$ dex, com uma metalicidade média ligeiramente pobre em metais, enquanto o ASPCAP não apresenta sobredensidades específicas para as metalicidades derivadas. É importante ressaltar que os resultados do ASPCAP são para as mesmas estrelas estudadas que o nosso trabalho, a partir da análise do mesmo espectro APOGEE, com a mesma lista de linhas, código de transferência radiativa e modelos atmosféricos, a única diferença se dá pela metodologia adotada.

Espectros Sintéticos Comparativos

Nesta seção investigaremos como espectros sintéticos calculados adotando os parâmetros estelares (T_{eff} , $\log g$ e $[M/H]$) determinados neste trabalho a partir da análise dos espectros APOGEE entre 1.5 e $1.7\mu m$, se comparam com os espectros de baixa resolução no óptico observados pelo DESI. Em contrapartida, analisaremos também como as sínteses calculadas com os parâmetros estelares determinados pelos dois *pipelines* do DESI

se ajustam aos espectros observados pelo APOGEE. Calculamos os espectros sintéticos conforme discutido na Seção 3.2 do Capítulo 3. A lista de linhas utilizada para a região do infravermelho foi a do APOGEE DR17 (SMITH *et al.*, 2021), e para a região do óptico utilizamos a lista de linhas disponibilizada pelo algoritmo de síntese espectral *synple*. Em todos os casos, os espectros sintéticos foram calculados utilizando o mesmo código de transferência radiativa: TurboSpectrum (PLEZ, 2012).

As Figuras 4.19, 4.20, 4.21 e 4.22 apresentam os resultados desta investigação para trechos do espectro APOGEE e DESI para as estrelas 2M08413569+1844350 (painéis superiores) e 2M08392244+2004548 (painéis inferiores). A Figura 4.19 exibe a comparação dos espectros sintéticos com espectros observados pelo APOGEE, onde os painéis da esquerda apresentam os espectros sintéticos calculados com os parâmetros estelares obtidos pelo SP (em rosa) e com os obtidos por este trabalho (em roxo). Na figura, os círculos pretos representam os espectros APOGEE das estrelas, e os painéis da direita mostram os respectivos resíduos entre as sínteses roxa e rosa (Este Trabalho - SP) correspondentes a cada região espectral. As Figuras 4.21 e 4.22 são similares à Figura 4.19, contudo, apresentam os espectros observados pelo DESI.

Os parâmetros estelares obtidos pelo SP, RVS e por este trabalho para as estrelas analisadas nas figuras desta seção estão dispostos na Tabela 4.3. Pela Figura 4.19 é nítido que os parâmetros determinados pelo SP para a estrela 2M08413569+1844350 produzem resultados completamente incoerentes em relação ao espectro observado do APOGEE, especialmente para menores comprimentos de onda. O resultado para a estrela 2M08392244+2004548 (painel inferior da Figura 4.19) sugere que o $\log g$ e a metalicidade encontrados pelo SP são a causa do ajuste incoerente para a estrela 2M08413569+1844350. Notamos que este é um resultado recorrente em nossa amostra. As estrelas para as quais o SP determinou maiores gravidades superficiais e metalicidades exibem um comportamento semelhante ao ilustrado para a estrela 2M08413569+1844350. De modo geral, a estrela 2M08392244+2004548 apresenta um resultado que está de acordo tanto com o espectro observado quanto com a nossa síntese. Já os resultados do RVS apresentados para as mesmas estrelas na Figura 4.20 exibem um ótimo acordo com os espectros observados pelo APOGEE, apresentando resíduos com diferenças consideravelmente menores do que os resíduos do SP.

Analisando a Figura 4.21 é perceptível que o efeito discutido anteriormente para o SP persiste na região do óptico, que, interessantemente, é a região na qual o SP performa a sua rotina de análise espectral. Para ambas as estrelas analisadas, os melhores ajustes deste trabalho, performados para a região do infravermelho, apresentam um bom acordo com o espectro observado pelo DESI, especialmente para maiores comprimentos de onda (*i.e.*, infravermelho próximo). Um comportamento similar para o RVS (veja a Figura 4.22) e SP também é observado. Lembramos ao leitor que o SP não emprega sua metodo-

Tabela 4.3 Parâmetros estelares determinados por este trabalho, pelo SP e pelo RVS para as estrelas 2M08413569+1844350 e 2M08392244+2004548.

| APOGEE ID | RVS | | | Este Trabalho | | | SP | | |
|--------------------|---------------|-------|----------|---------------|-------|----------|---------------|-------|----------|
| | T_{eff} [K] | [M/H] | $\log g$ | T_{eff} [K] | [M/H] | $\log g$ | T_{eff} [K] | [M/H] | $\log g$ |
| 2M08413569+1844350 | 3383 | 0.7 | 4.98 | 3485 | 0.06 | 4.93 | 3568 | 0.37 | 5.27 |
| 2M08392244+2004548 | 3447 | 0.00 | 4.82 | 3581 | 0.04 | 4.88 | 3575 | 0.15 | 4.90 |

logia para a região do braço B dos espectros DESI, todavia, os resultados para as estrelas que apresentam determinações factíveis de $\log g$ e [M/H] exibem um ajuste razoável ao espectro observado nesta região. Em oposição ao RVS, que obtém sínteses que diferem significativamente do espectro observado para o braço B, em comparação com os outros braços. Com exceção do braço Z, no geral, nossos resultados apresentam maior profundidade em certas linhas do que o espectro observado, resultado também encontrado para o melhor ajuste obtido pelo SP e RVS. Em contraste com os *pipelines* do DESI MWS, de modo geral, os resultados obtidos neste trabalho reproduzem de forma satisfatória os espectros observados tanto pelo APOGEE quanto pelo DESI para as duas estrelas analisadas. Importante salientar que as estrelas 2M08413569+1844350 e 2M08392244+2004548 apresentam $SNR > 30$, portanto, a diferença nos espectros sintéticos calculados não se deve ao SNR das estrelas analisadas.

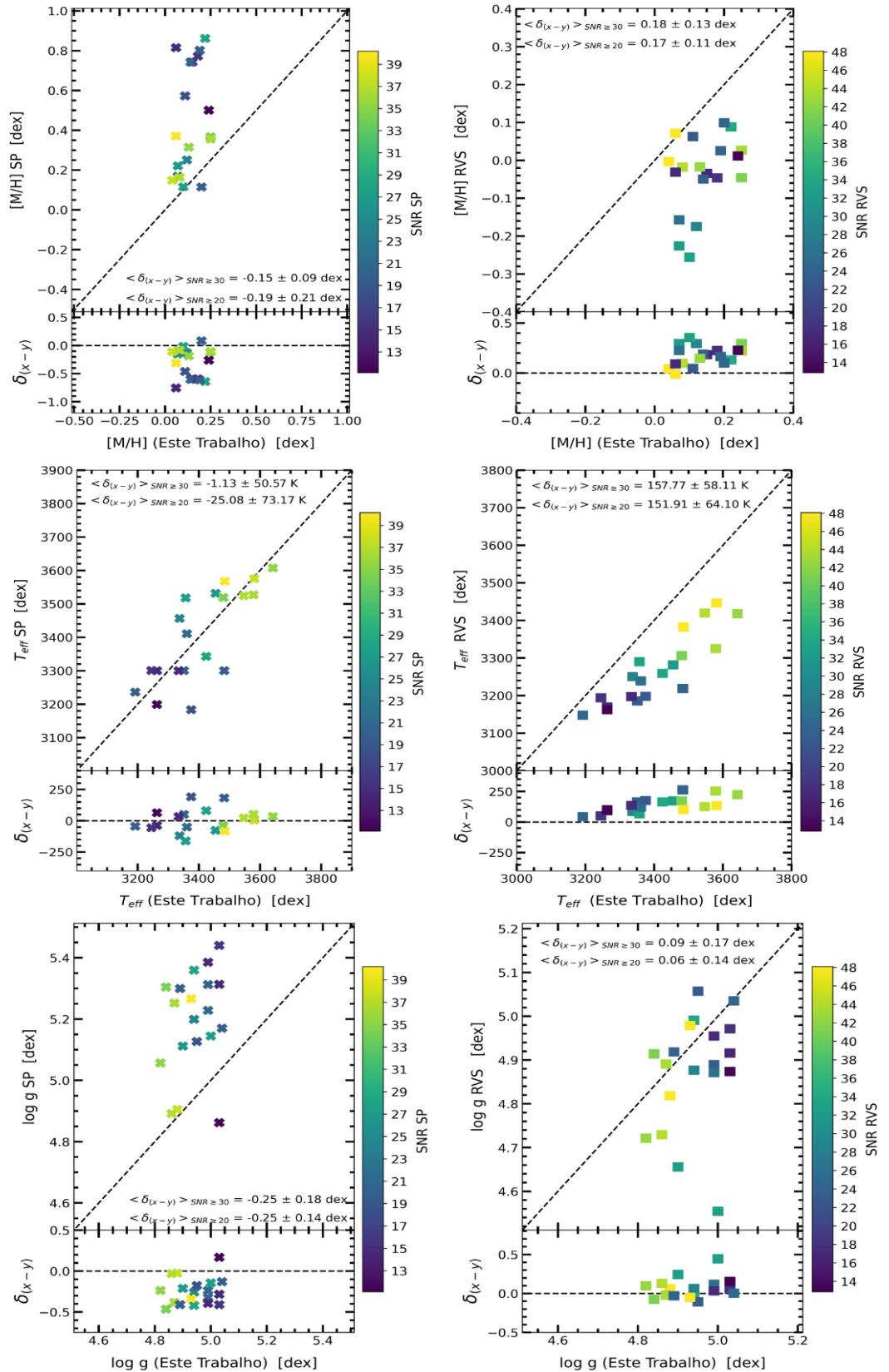


Figura 4.15 Mesmo gráficos que os apresentados nas Figuras 4.13 e 4.14, contudo em todos os gráficos a barra de cor se refere a razão sinal-ruído dos espectros DESI. Os painéis da esquerda são para o SP e os da direita se referem ao RVS. De cima para baixo os gráficos exibem comparações para a metalicidade, temperatura efetiva e gravidade superficial. Os valores da média e do desvio padrão das diferenças para cortes com $SNR \geq 30$ e $SNR \geq 20$ são apresentados em todos os painéis. O SNR do RVS disposto nos gráficos se refere ao sinal-ruído do braço R do espectrógrafo DESI.

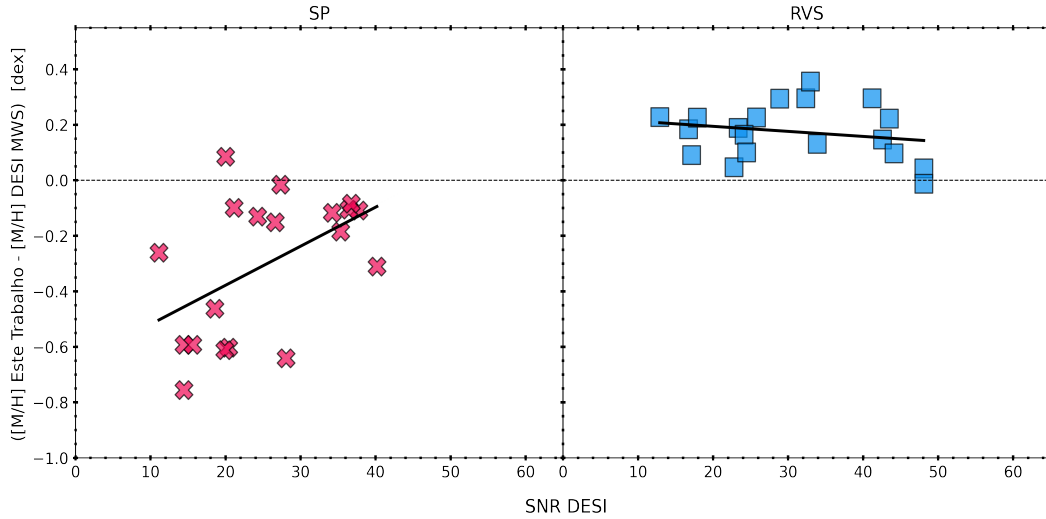


Figura 4.16 Diferença entre as metallicidades ($\delta[M/H]$) obtidas por este trabalho e pelo levantamento DESI MWS em função da razão sinal-ruído dos espectros DESI. O painel da esquerda mostra os resultados para o SP (“x” magenta), enquanto o painel da direita exibe os resultados para o RVS (quadrado azul). A linha preta sólida representa uma regressão linear ajustada aos dados de cada painel.

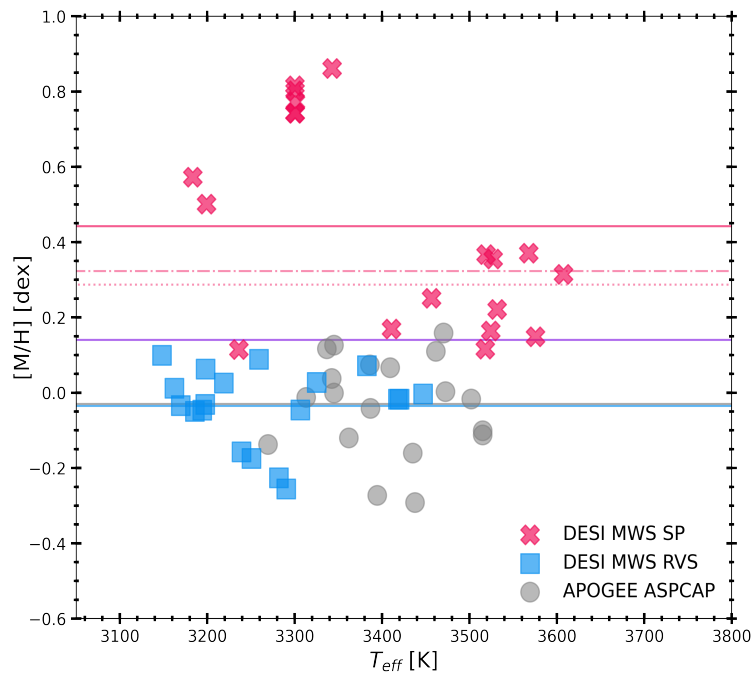


Figura 4.17 Metallicidade em função da temperatura efetiva para os resultados derivados pelos *pipelines* SP (“x” magenta), RVS (quadrados azuis) e ASPCAP (círculos cinzas), para as estrelas de nossa amostra pertencentes ao aglomerado aberto de Presépio. As linhas sólidas representam a metalicidade média obtida por cada abordagem: azul para o RVS, magenta para o SP, e cinza para o ASPCAP. A $\langle[M/H]\rangle$ do ASPCAP ($\langle[M/H]\rangle = -0.02 \pm 0.13$ dex) está sobreposta a metalicidade média do RVS. A linha tracejada roxa se refere a metalicidade média obtida por este trabalho. As linhas magenta tracejada pontilhada e pontilhada representam a $\langle[M/H]\rangle$ do SP para cortes na SNR de $SNR \geq 20$ e $SNR \geq 30$, respectivamente.

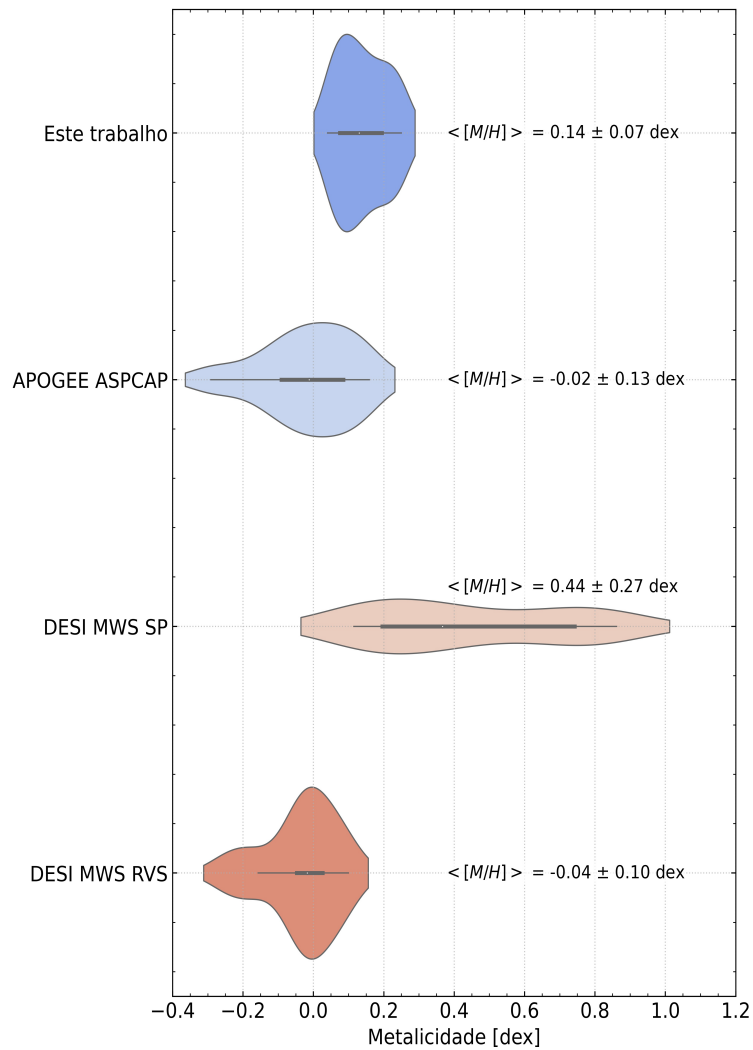


Figura 4.18 Distribuição das metalicidades derivadas para as estrelas anãs M de Presépio deste trabalho em comparação com os resultados de metalicidades obtidos para as mesmas estrelas no APOGEE DR17 e DESI MWS DR1. Os valores de média e desvio padrão das metalicidades estão indicados na figura.

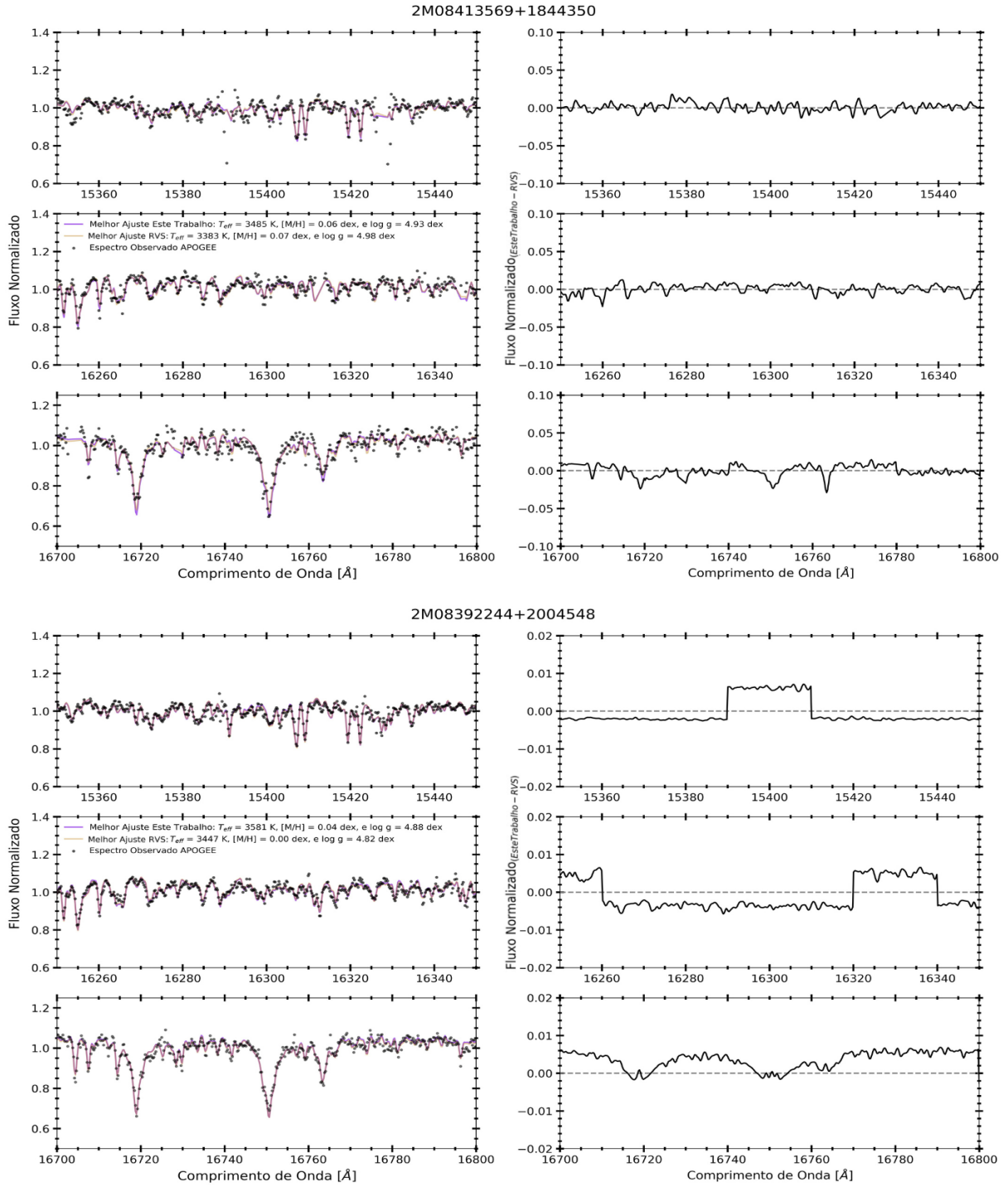


Figura 4.20 Comparações entre os espectros observados pelo APOGEE (pontos pretos) com espectros sintéticos calculados utilizando os parâmetros estelares determinados neste trabalho (linhas sólidas roxas) e pelo *pipeline* RVS do DESI MWS (linhas sólidas laranjas) para as estrelas 2M08413569+1844350 (painéis superiores), e 2M08392244+2004548 (painéis inferiores). Os painéis da direita representam os respectivos resíduos entre as sínteses (Este Trabalho - RVS).

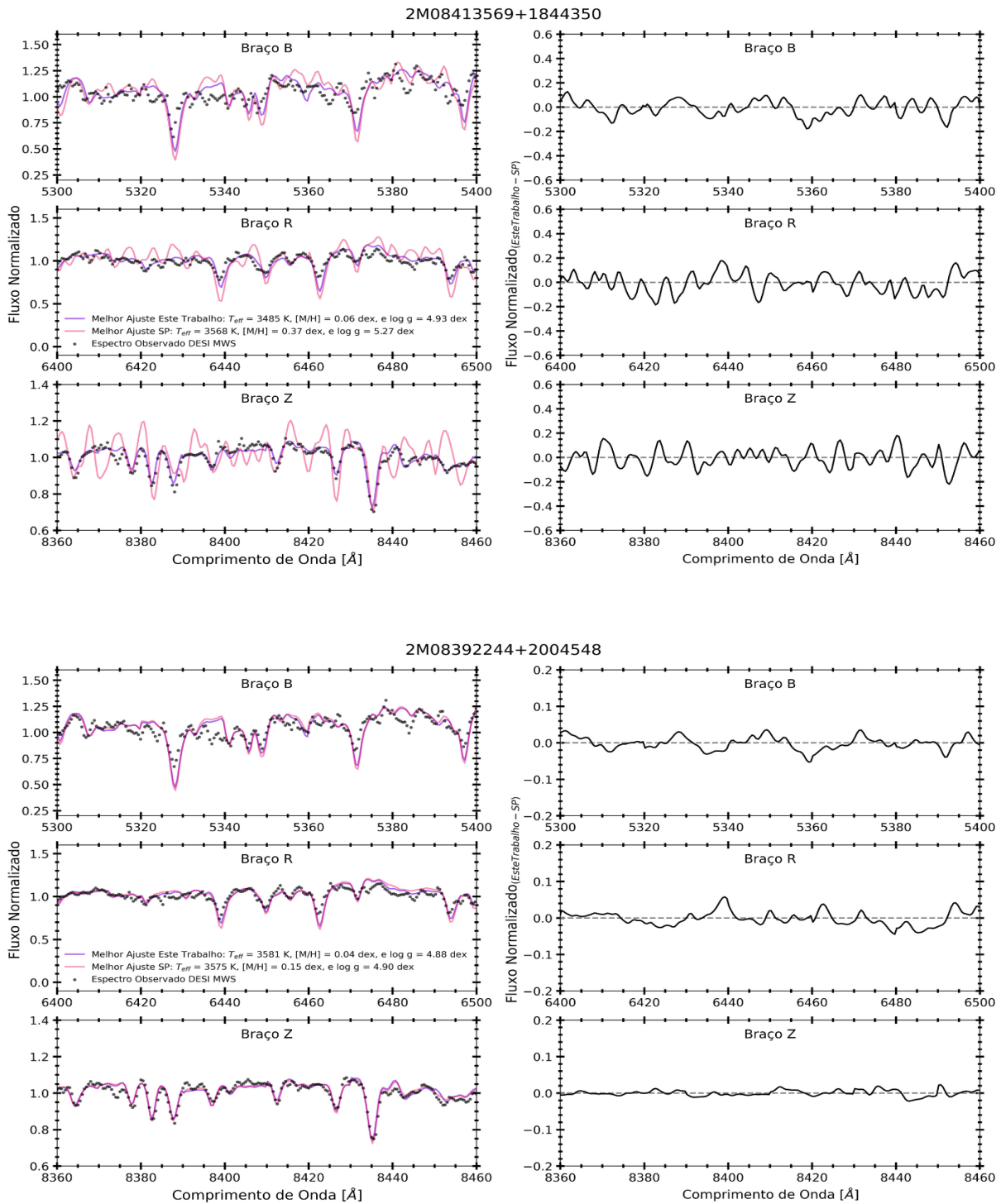


Figura 4.21 Comparações entre os espectros observados pelo DESI (pontos pretos) com espectros sintéticos calculados utilizando os parâmetros estelares determinados neste trabalho (linhas sólidas roxas) e pelo *pipeline* SP do DESI MWS (linhas sólidas rosas) para as estrelas 2M08413569+1844350 (painéis superiores), e 2M08392244+2004548 (painéis inferiores). Os painéis da direita representam os respectivos resíduos entre as sínteses (Este Trabalho - SP).

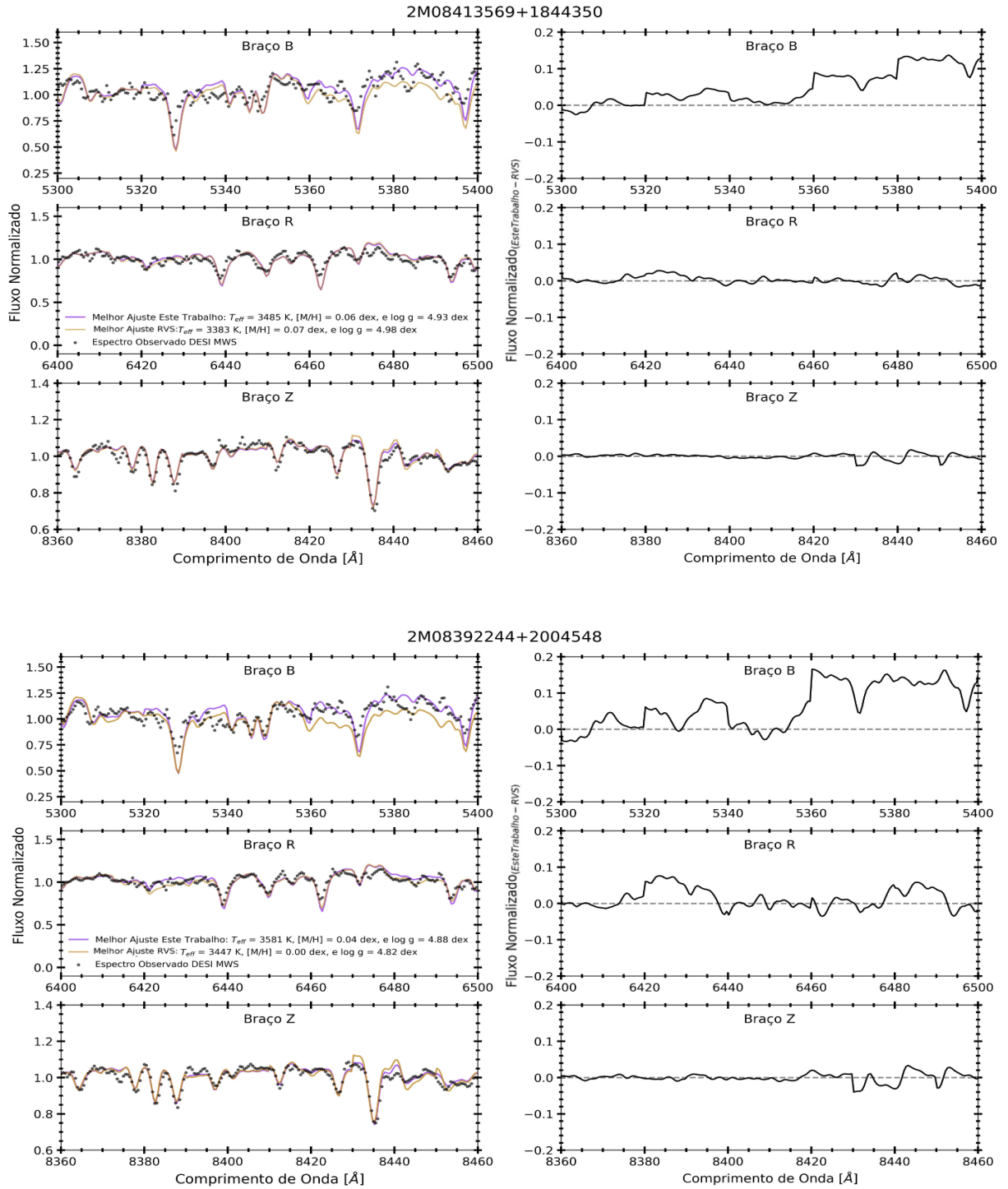


Figura 4.22 Comparações entre os espectros observados pelo DESI (pontos pretos) com espectros sintéticos calculados utilizando os parâmetros estelares determinados neste trabalho (linhas sólidas roxas) e pelo *pipeline* RVS do DESI MWS (linhas sólidas rosinhas) para as estrelas 2M08413569+1844350 (painéis superiores), e 2M08392244+2004548 (painéis inferiores). Os painéis da direita representam os respectivos resíduos entre as sínteses (Este Trabalho - RVS).

Capítulo 5

Conclusões e Perspectivas Futuras

Neste trabalho determinamos parâmetros estelares e metalicidades de uma amostra de estrelas anãs M pertencentes ao aglomerado aberto de Presépio a partir de espectros obtidos com o levantamento SDSS/APOGEE. O APOGEE obtém espectros em alta resolução ($R \approx 22500$) no infravermelho próximo, entre 1500 e 1700 nm, de estrelas pertencentes a diferentes populações da Galáxia. Os principais objetivos desta Dissertação foram determinar os parâmetros estelares e as metalicidades de estrelas anãs M pertencentes ao aglomerado aberto de Presépio, e comparar os resultados obtidos por meio da metodologia aplicada com aqueles derivados automaticamente pelos *pipelines* dos levantamentos DESI MWS e APOGEE/ASPCAP, disponíveis à comunidade científica. O DESI é um *survey* cosmológico que, em condições que impossibilitem a observação dos seus alvos principais, observa estrelas da Via Láctea pelo *sub-survey* DESI *Milky Way Survey*. O DESI MWS obtém espectros de média a baixa resolução ($R = 2000 - 5000$) na região do óptico, entre 360 – 980 nm. Ele é um levantamento multi-fibras (≈ 5000) com um rápido reposicionamento entre os campos observados (≈ 2 min), observando uma extensa gama de estrelas a cada visita.

A amostra estudada nesta Dissertação consiste em 19 estrelas anãs M pertencentes ao aglomerado aberto de Presépio. Para encontrar a amostra a ser analisada, inicialmente fizemos um *crossmatch* entre os dados públicos do DESI e do APOGEE, e aplicamos um algoritmo desenvolvido com o HDBSCAN para encontrar dentro da amostra de estrelas anãs M pertencentes ao APOGEE e DESI, quais delas eram membros de um aglomerado aberto. Dentre os aglomerados encontrados, Presépio foi o que detinha a maior quantidade de estrelas, e, portanto, foi o selecionado para este estudo. Presépio é um aglomerado aberto jovem do disco Galáctico com idade de ≈ 750 milhões de anos (BOSSINI *et al.*, 2019) que está localizado na constelação de Câncer. Ele apresenta metalicidade um pouco acima da solar, o que é, de modo geral, consistente com o fato deste aglomerado se encontrar relativamente próximo ao Sol (185.5 pc; CANTAT-GAUDIN *et al.* 2018).

A metodologia aplicada para a análise dos espectros APOGEE consistiu na concepção de uma rotina de análise espectral semi-automática utilizando a técnica de síntese espectral baseada na metodologia apresentada nos trabalhos de (SOUTO *et al.* 2017, 2020, 2021). Os espectros sintéticos foram computados em equilíbrio termodinâmico local em 1D, adotando modelos de atmosferas MARCS. O código de síntese espectral adotado para o cálculo dos espectros sintéticos foi o TurboSpectrum. A abordagem aplicada para a obtenção da temperatura efetiva e gravidade superficial é baseada na análise de linhas de OH e água, enquanto que a metalicidade é derivada pela comparação direta do espectro sintético com o observado. Para compreendermos se havia diferenças sistemáticas entre as metalicidades determinadas usando diferentes linhas diagnósticas, calculamos a metalicidade de três maneiras distintas: utilizando todo o espectro (excluindo linhas de ferro), empregando somente linhas de ferro neutro (Fe I), e utilizando somente linhas da molécula FeH. A rotina espectral adotada foi aplicada independentemente para cada abordagem.

Os principais resultados obtidos neste trabalho foram:

- Obtenção da metalicidade média para as anãs M pertencentes a Presépio de $\langle[M/H]\rangle = 0.14 \pm 0.07$ dex, que está em excelente acordo com o esperado para o aglomerado pela literatura. O resultado derivado não apresenta tendências com a temperatura efetiva das estrelas. Ademais, a metalicidade obtida para Presépio segue a tendência de distribuição de metalicidade do disco Galáctico.
- As metalicidades médias derivadas pelas abordagens com linhas de Fe I ($\langle[Fe/H]\rangle = 0.22 \pm 0.08$ dex) e FeH ($\langle[Fe/H]\rangle = 0.21 \pm 0.09$ dex) foram sistematicamente maiores do que a $[M/H]$ obtida pela análise com todo espectro ($\langle[M/H]\rangle = 0.14 \pm 0.07$ dex). O que pode sugerir que a sobreabundância encontrada esteja relacionada ao efeito de campos magnéticos, que podem produzir alargamentos em linhas de Fe I sensíveis via efeito Zeeman (WANDERLEY *et al.* 2023, 2024). Adicionalmente, os parâmetros estelares determinados pelo método de análise, considerando todo o espectro APOGEE, resultou em parâmetros estelares (T_{eff} e $\log g$) mais consistentes com modelos teóricos MIST (CHOI *et al.* 2016; DOTTER 2016) do que os parâmetros obtidos com linhas de ferro. Encontramos também a ausência de diferença sistemática ($\langle\delta[M/H]_{\text{Linhas de Fe I} - \text{Linhas de FeH}}\rangle = 0.00 \pm 0.13$ dex) entre as metalicidades derivadas com a análise via linhas de ferro. Resultado consistente com o já reportado na literatura.
- Obtivemos que o aglomerado aberto de Presépio apresenta $\langle[O/M]\rangle = -0.02 \pm 0.03$ dex, resultado consistente com o esperado para um aglomerado aberto pertencente ao disco fino da Galáxia. A razão de $[O/M]$ média obtida para Presépio neste trabalho é bastante similar àquela obtida por WANDERLEY *et al.* (2023) para as estrelas anãs M do aglomerado aberto jovem das Híades, o que não refuta a su-

gestão encontrada na literatura que o aglomerado aberto das Híades e de Presépio apresentam uma origem em comum.

- Constatamos que os valores de $\log g$ (não calibrados) derivados pelo pipeline do APOGEE ASPCAP são bastante elevados e fisicamente impossíveis para as estrelas anãs M de nossa amostra. Já os valores de T_{eff} obtidos pelo ASPCAP apresentam uma pequena diferença sistemática ($\langle \delta T_{eff\text{Este Trabalho} - \text{ASPCAP Não Calibrado}} \rangle = 2.93 \pm 94.87$ K) em relação aos nossos resultados. Notamos que as temperaturas efetivas calibradas do ASPCAP apresentam uma diferença sistemática maior em relação aos nossos resultados ($\langle \delta T_{eff\text{Este Trabalho} - \text{ASPCAP Calibrado}} \rangle = -75.20 \pm 99.25$ K), possivelmente indicando que a escala de T_{eff} do ASPCAP não foi devidamente calibrada para anãs M.
- O ASPCAP sistematicamente determina metalicidades menores do que as obtidas por este trabalho ($\langle \delta [M/H]_{\text{Este Trabalho} - \text{ASPCAP}} \rangle = 0.17 \pm 0.12$ dex), encontrando $\langle [M/H] \rangle = -0.02 \pm 0.13$ dex para Presépio. Resultado significativamente menor do que as metalicidades típicas para o aglomerado de Presépio encontradas pela literatura e pelo resultado derivado deste trabalho.
- Os dois *pipelines* do DESI MWS, especialmente o SP, obtêm parâmetros estelares que diferem significativamente de modelos teóricos. Todavia, os resultados do RVS exibem um melhor acordo com modelos teóricos para T_{eff} menores.
- Encontramos diferenças sistemáticas entre os resultados obtidos pelo RVS e nossos resultados para todos os parâmetros analisados. O RVS sistematicamente determinou valores de T_{eff} ($\langle \delta T_{eff\text{Este Trabalho} - \text{RVS}} \rangle = 140.00 \pm 62.95$ K), $\log g$ ($\langle \delta \log g_{\text{Este Trabalho} - \text{RVS}} \rangle = 0.07 \pm 0.13$ dex) e $[M/H]$ ($\langle \delta [M/H]_{\text{Este Trabalho} - \text{RVS}} \rangle = 0.18 \pm 0.10$ dex) menores dos que os derivados por este trabalho. Entre os parâmetros analisados, o $\log g$ derivado pelo RVS é o que exibiu o melhor acordo com este estudo.
- Constatamos que o SP deriva metalicidades ($\langle \delta [M/H]_{\text{Este Trabalho} - \text{SP}} \rangle = -0.30 \pm 0.26$ dex) e gravidades superficiais ($\langle \delta \log g_{\text{Este Trabalho} - \text{SP}} \rangle = -0.25 \pm 0.16$ dex) sistematicamente maiores do que as obtidas em nosso trabalho. Entretanto, os valores de T_{eff} determinados pelo SP são consistentes com as temperaturas efetivas obtidas por este trabalho ($\langle \delta T_{eff\text{Este Trabalho} - \text{SP}} \rangle = 2.78 \pm 91.90$ K), e por consequência, são consistentes também com as temperaturas efetivas derivadas pelo ASPCAP.
- Analisamos os valores de sinal-ruído dos espectros DESI da amostra de estrelas estudadas neste trabalho para investigar se havia uma possível dependência dos resultados com o valor do sinal-ruído das observações. Nossos testes indicaram que o RVS obtém valores para $[M/H]$ que são independentes do sinal-ruído das estrelas

de nossa amostra. Já o SP exibe uma tendência com a SNR, encontrando valores mais consistentes para $[M/H]$ e exibindo menores dispersões para espectros com maiores SNR.

- O RVS derivou uma metalicidade média de $\langle[M/H]\rangle = -0.04 \pm 0.10$ dex e o SP de $\langle[M/H]\rangle = 0.44 \pm 0.27$ dex ($\langle[M/H]\rangle_{SNR \geq 20} = 0.32 \pm 0.23$ dex; $\langle[M/H]\rangle_{SNR \geq 30} = 0.29 \pm 0.10$ dex) para as estrelas de nossa amostra pertencentes ao aglomerado aberto de Presépio. Ambos exibem um resultado que difere da literatura. A metalicidade determinada pelo ASPCAP e RVS não exibem tendências com a temperatura efetiva. Contudo, a $[M/H]$ obtida com o SP apresenta uma forte tendência com T_{eff} , encontrando as maiores metalicidades para as menores temperaturas efetivas.
- Os parâmetros estelares obtidos neste trabalho, cujos espectros sintéticos se ajustam bem aos espectros observados pelo APOGEE das estrelas estudadas, quando adotados para computar espectros sintéticos na região do óptico, apresentam também um bom acordo com os espectros DESI. Em contrapartida, os parâmetros estelares obtidos pelo SP, quando utilizados para computar sínteses na região do APOGEE, apresentam resultados incoerentes para algumas estrelas, principalmente para aquelas com elevados valores de $\log g$ e $[M/H]$. Os resultados do SP que mais se assemelham aos resultados obtidos por este trabalho exibem um bom acordo com o espectro observado tanto no óptico quanto no infravermelho. O RVS, por sua vez, apresenta um bom acordo tanto na região do infravermelho quanto na região do óptico. No entanto, no óptico, o braço B exibe ajustes consideravelmente inferiores em comparação aos demais braços dos espectros DESI.

O trabalho desenvolvido e descrito nesta Dissertação não só fornece uma base de referência precisa para anãs M, como também indica limitações relevantes nos *pipelines* de derivação de parâmetros para essa classe estelar. Propondo nossos resultados como referência para futuras melhorias nos *pipelines* do DESI MWS e APOGEE ASPCAP.

No futuro, pretendemos expandir este estudo por meio da análise de uma amostra mais ampla de estrelas anãs M pertencentes ao aglomerado de Presépio. Além da determinação de temperaturas efetivas, gravidades superficiais, metalicidades e abundâncias de oxigênio, também buscamos estimar os campos magnéticos médios e obter abundâncias químicas detalhadas para essas estrelas. Os objetos em comum entre esta amostra e o levantamento DESI MWS serão utilizados para investigar a correlação entre a intensidade do campo magnético e a atividade estelar no aglomerado, bem como os possíveis impactos dessa atividade sobre exoplanetas em órbita. Por fim, será avaliado se os parâmetros estelares derivados automaticamente pelos algoritmos do DESI MWS apresentam alguma dependência sistemática em relação à atividade estelar ou à intensidade dos campos magnéticos.

Referências Bibliográficas

- ABDURRO'UF, N., ACCETTA, K., AERTS, C., et al., 2022, “The seventeenth data release of the Sloan Digital Sky Surveys: Complete release of MaNGA, MaStar, and APOGEE-2 data”, *The Astrophysical Journal. Supplement Series*, v. 259, n. 2.
- ADAMS, J. D., STAUFFER, J. R., SKRUTSKIE, M. F., et al., 2002, “Structure of the Praesepe star cluster”, *The Astronomical Journal*, v. 124, n. 3, pp. 1570.
- ADAMS, W. S., JOY, A. H., HUMASON, M. L., 1926, “The absolute magnitudes and parallaxes of 410 stars of type M.” *Astrophys. J.*, v. 64 (nov.), pp. 225–242. doi: 10.1086/143007.
- ALFONSO, J., GARCÍA-VARELA, A., 2023, “A Gaia astrometric view of the open clusters Pleiades, Praesepe, and Blanco 1”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 677, pp. A163.
- ALLARD, F., HAUSCHILDT, P. H., 1995, “Model atmospheres for M (sub) dwarf stars. 1: The base model grid”, *The Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X)*, vol. 445, no. 1, p. 433-450, v. 445, pp. 433–450.
- ALLARD, F., HAUSCHILDT, P. H., SCHWENKE, D., 2000, “TiO and H₂O Absorption Lines in Cool Stellar Atmospheres”, *The Astrophysical Journal*, v. 540, n. 2, pp. 1005.
- ALLARD, F., HOMEIER, D., FREYTAG, B., 2012, “Models of very-low-mass stars, brown dwarfs and exoplanets”, *Philosophical Transactions of the Royal Society A: Mathematical, Physical and Engineering Sciences*, v. 370, n. 1968, pp. 2765–2777.
- ALLEND PRIETO, C. A., KOESTERKE, L., HUBENY, I., et al., 2018, “A collection of model stellar spectra for spectral types B to early-M”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 618, pp. A25.
- ALLENDE PRIETO, C. A., FERNÁNDEZ-ALVAR, E., SCHLESINGER, K., et al., 2014, “Deep SDSS optical spectroscopy of distant halo stars-I. Atmospheric

- parameters and stellar metallicity distribution”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 568, pp. A7.
- ALLENDE PRIETO, C. A., BEERS, T. C., WILHELM, R., et al., 2006, 2014, “A spectroscopic study of the ancient Milky Way: F-and G-type stars in the third data release of the Sloan Digital Sky Survey”, *The Astrophysical Journal*, v. 636, n. 2, pp. 804.
- ALVAREZ, R., PLEZ, B., 1997, “Near-infrared narrow-band photometry of M-giant and Mira stars: models meet observations”, *arXiv preprint astro-ph/9710157*.
- AN, D., TERNDRUP, D. M., PINSONNEAULT, M. H., et al., 2007, “The distances to open clusters from main-sequence fitting. III. Improved accuracy with empirically calibrated isochrones”, *The Astrophysical Journal*, v. 655, n. 1, pp. 233.
- ANGLADA-ESCUDE, G., AMADO, P. J., BARNES, J., et al., 2016, “A terrestrial planet candidate in a temperate orbit around Proxima Centauri”, *nature*, v. 536, n. 7617, pp. 437–440.
- BARAFFE, I., CHABRIER, G., 2018, “A closer look at the transition between fully convective and partly radiative low-mass stars”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 619, pp. A177.
- BASTIAN, N., LARDO, C., 2018, “Multiple stellar populations in globular clusters”, *Annual review of Astronomy and Astrophysics*, v. 56, n. 1, pp. 83–136.
- BEAN, J. L., BENEDICT, G. F., ENDL, M., 2006, “Metallicities of M dwarf planet hosts from spectral synthesis”, *The Astrophysical Journal*, v. 653, n. 1, pp. L65.
- BOCHANSKI, J. J., MUNN, J. A., HAWLEY, S. L., et al., 2007, “Exploring the local Milky Way: M dwarfs as tracers of Galactic populations”, *The Astronomical Journal*, v. 134, n. 6, pp. 2418.
- BOCHANSKI, J. J., HAWLEY, S. L., COVEY, K. R., et al., 2010, “The luminosity and mass functions of low-mass stars in the galactic disk. II. The field”, *The Astronomical Journal*, v. 139, n. 6, pp. 2679.
- BOCHANSKI, J. J., SAVCHEVA, A., WEST, A. A., et al., 2013, “Mapping the Local Halo: Statistical Parallax Analysis of SDSS Low-mass Subdwarfs”, *The Astronomical Journal*, v. 145, n. 2, pp. 40.
- BOESGAARD, A. M., ROPER, B. W., LUM, M. G., 2013, “The Chemical Composition of Praesepe (M44)”, *The Astrophysical Journal*, v. 775, n. 1, pp. 58.

- BOHR, N., 1913, “On the Constitutions of Atoms and Molecules. Pt. I.” *Philosophical Magazine*, v. 26 (dez.), pp. 1–25. doi: 10.1080/14786441308634955.
- BONFILS, X., DELFOSSE, X., UDRY, S., et al., 2005, “Metallicity of M dwarfs-I. A photometric calibration and the impact on the mass-luminosity relation at the bottom of the main sequence”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 442, n. 2, pp. 635–642.
- BOOTH, R., POPPENHAEGER, K., WATSON, C., et al., 2017, “An improved age–activity relationship for cool stars older than a gigayear”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 471, n. 1, pp. 1012–1025.
- BORRERO, J., 2008, “On the role of magnetic fields in abundance determinations”, *The Astrophysical Journal*, v. 673, n. 1, pp. 470.
- BOSSINI, D., VALLENARI, A., BRAGAGLIA, A., et al., 2019, “Age determination for 269 Gaia DR2 open clusters”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 623, pp. A108.
- BOUDREAULT, S., BAILER-JONES, C., GOLDMAN, B., et al., 2010, “Brown dwarfs and very low mass stars in the Praesepe open cluster: a dynamically unevolved mass function?” *Astronomy & Astrophysics*, v. 510, pp. A27.
- BOWEN, I., VAUGHAN JR, A., 1973, “The optical design of the 40-in. telescope and of the Irene DuPont telescope at Las Campanas Observatory, Chile”, *Applied Optics*, v. 12, n. 7, pp. 1430–1435.
- BRESSAN, A., MARIGO, P., GIRARDI, L., et al., 2012, “PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 427, n. 1, pp. 127–145.
- BUNSEN, R., KIRCHHOFF, G., 1863, “Untersuchungen ueber das Sonnenspektrum und die Spektren der Chemischen Elemente”, *Abh. kgl. Akad. Wiss*, p. 1861.
- BURROWS, A., SHARP, C., 1999, “Chemical equilibrium abundances in brown dwarf and extrasolar giant planet atmospheres”, *The Astrophysical Journal*, v. 512, n. 2, pp. 843.
- CAMPELLO, R. J., MOULAVI, D., SANDER, J., 2013, “Density-based clustering based on hierarchical density estimates”. In: *Pacific-Asia conference on knowledge discovery and data mining*, pp. 160–172. Springer.
- CAMPELLO, R. J., MOULAVI, D., ZIMEK, A., et al., 2015, “Hierarchical density estimates for data clustering, visualization, and outlier detection”, *ACM Transactions on Knowledge Discovery from Data (TKDD)*, v. 10, n. 1, pp. 1–51.

- CANNON, A. J., PICKERING, E. C., 1921, *The Henry Draper Catalog*, v. 91. The Observatory.
- CANTAT-GAUDIN, T., JORDI, C., VALLENARI, A., et al., 2018, “A Gaia DR2 view of the open cluster population in the Milky Way”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 618, pp. A93.
- CARRERA, R., PANCINO, E., 2011, “Chemical abundance analysis of the open clusters Berkeley 32, NGC 752, Hyades, and Praesepe”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 535, pp. A30.
- CASAGRANDE, L., FLYNN, C., BESSELL, M., 2008, “M dwarfs: effective temperatures, radii and metallicities”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 389, n. 2, pp. 585–607.
- CASTANDER, F., 1998, “The sloan digital sky survey”, *Astrophysics and space science*, v. 263, n. 1, pp. 91–94.
- CHABRIER, G., 2005, “The initial mass function: from Salpeter 1955 to 2005”, *The Initial Mass Function 50 Years Later*, pp. 41–50.
- CHARBONNEAU, D., DEMING, D., 2007, “The dynamics-based approach to studying terrestrial exoplanets”, *arXiv preprint arXiv:0706.1047*.
- CHOI, J., DOTTER, A., CONROY, C., et al., 2016, “Mesa isochrones and stellar tracks (MIST). I. Solar-scaled models”, *The Astrophysical Journal*, v. 823, n. 2, pp. 102.
- COLLABORATION, G., OTHERS, 2018, “Summary of the contents and survey properties”, *Astronomy & Astrophysics (A&A)*, v. 616, pp. 1.
- COOPER, A. P., KOPOSOV, S. E., PRIETO, C. A., et al., 2023, “Overview of the DESI Milky Way survey”, *The Astrophysical Journal*, v. 947, n. 1, pp. 37.
- COPÉRNICO, N., 1543, *De revolutionibus orbium coelestium*.
- COSTA-ALMEIDA, E., DE MELLO, G. F. P., GIRIBALDI, R. E., et al., 2021, “M dwarf spectral indices at moderate resolution: accurate T_{eff} and $[\text{Fe}/\text{H}]$ for 178 southern stars”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 508, n. 4, pp. 5148–5162.
- DAHM, S., 2015, “Reexamining the lithium depletion boundary in the Pleiades and the inferred age of the cluster”, *The Astrophysical Journal*, v. 813, n. 2, pp. 108.
- DAMASSO, M., DEL SORDO, F., ANGLADA-ESCUDE, G., et al., 2020, “A low-mass planet candidate orbiting Proxima Centauri at a distance of 1.5 AU”, *Science Advances*, v. 6, n. 3, pp. eaax7467.

- DELFOSE, X., FORVEILLE, T., SÉGRANSAN, D., et al., 2000, “Accurate masses of very low mass stars: Iv improved mass-luminosity relations”, *arXiv preprint astro-ph/0010586*.
- DELFOSE, X., BEUZIT, J.-L., MARCHAL, L., et al., 2004, “M dwarfs binaries: Results from accurate radial velocities and high angular resolution observations”. In: *Spectroscopically and Spatially Resolving the Components of the Close Binary Stars*, v. 318, pp. 166–174.
- DESHPANDE, R., BLAKE, C., BENDER, C., et al., 2013, “The SDSS-III APOGEE radial velocity survey of M dwarfs. I. Description of the survey and science goals”, *The Astronomical Journal*, v. 146, n. 6, pp. 156.
- DESI COLLABORATION, OTHERS, 2016a, “The DESI experiment part I: science, targeting, and survey design”, *arXiv preprint arXiv:1611.00036*.
- DESI COLLABORATION, OTHERS, 2016b, “The DESI experiment part II: instrument design”, *arXiv preprint arXiv:1611.00037*.
- DESI COLLABORATION, OTHERS, 2025, “Data Release 1 of the Dark Energy Spectroscopic Instrument”, *arXiv e-prints*, pp. arXiv–2503.
- DESI COLLABORATION, ADAME, A., AGUILAR, J., AHLEN, S., et al., 2024a, “Validation of the scientific program for the Dark Energy Spectroscopic Instrument”, *The Astronomical Journal*, v. 167, n. 2, pp. 62.
- DESI COLLABORATION, ADAME, A., AGUILAR, J., AHLEN, S., et al., 2024a,b, “The early data release of the dark energy spectroscopic instrument”, *The Astronomical Journal*, v. 168, n. 2, pp. 58.
- DESI COLLABORATION, ABARESHI, B., AGUILAR, J., AHLEN, S., et al., 2022, “Overview of the instrumentation for the dark energy spectroscopic instrument”, *The Astronomical Journal*, v. 164, n. 5, pp. 207.
- DEY, A., SCHLEGEL, D. J., LANG, D., et al., 2019, “Overview of the DESI legacy imaging surveys”, *The Astronomical Journal*, v. 157, n. 5, pp. 168.
- DIAS, W. S., MONTEIRO, H., MOITINHO, A., et al., 2021, “Updated parameters of 1743 open clusters based on Gaia DR2”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 504, n. 1, pp. 356–371.
- DIGBY, A. P., HAMBLY, N. C., COOKE, J. A., et al., 2003, “The subdwarf luminosity function”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 344, n. 2, pp. 583–601.

- DITTMANN, J. A., IRWIN, J. M., CHARBONNEAU, D., et al., 2016, “Calibration of the MEarth photometric system: optical magnitudes and photometric metallicity estimates for 1802 nearby M-dwarfs”, *The Astrophysical Journal*, v. 818, n. 2, pp. 153.
- DOTTER, A., 2016, “MESA Isochrones and Stellar Tracks (MIST) 0: methods for the construction of stellar isochrones”, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 222, n. 1, pp. 8.
- DUCHÊNE, G., KRAUS, A., 2013, “Stellar multiplicity”, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 51, n. 1, pp. 269–310.
- D’ORAZI, V., OLIVA, E., BRAGAGLIA, A., et al., 2020, “Stellar population astrophysics (SPA) with the TNG-Revisiting the metallicity of Praesepe (M 44)”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 633, pp. A38.
- EGGEN, O. J., 1992, “The Hyades supercluster in the FK5”, *Astronomical Journal (ISSN 0004-6256)*, vol. 104, no. 4, p. 1482-1492., v. 104, pp. 1482–1492.
- FARIA, J., MASCAREÑO, A. S., FIGUEIRA, P., et al., 2022, “A candidate short-period sub-Earth orbiting Proxima Centauri”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 658, pp. A115.
- FEIDEN, G. A., SKIDMORE, K., JAO, W.-C., 2021, “Gaia gaps and the physics of low-mass stars. I. The fully convective boundary”, *The Astrophysical Journal*, v. 907, n. 1, pp. 53.
- FRANCIOSINI, E., RANDICH, S., PALLAVICINI, R., 2003, “Is Praesepe really different from the coeval Hyades cluster? The XMM-Newton view”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 405, n. 2, pp. 551–561.
- FRAUNHOFER, J., 1817, “Bestimmung des Brechungs-und des Farbenzerstreungsvermögens verschiedener Glasarten, in Bezug auf die Vervollkommnung achromatischer Fernröhre”, *Annalen der Physik*, v. 56, n. 7, pp. 264–313.
- FRINCHABOY, P. M., THOMPSON, B., JACKSON, K. M., et al., 2013, “The open cluster chemical analysis and mapping survey: local Galactic metallicity gradient with APOGEE using SDSS DR10”, *The Astrophysical Journal Letters*, v. 777, n. 1, pp. L1.
- GAIA COLLABORATION, OTHERS, 2016b, “The gaia mission”, *arXiv preprint arXiv:1609.04153*.
- GAIA COLLABORATION, OTHERS, 2023j, “Gaia Data Release 3: Summary of the content and survey properties”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 674, pp. A1.

- GAIA COLLABORATION, HAMBLY, N., DAVIDSON, M., ROWELL, N., et al., 2020a, “Gaia Early Data Release 3: Summary of the contents and survey properties”, *Astronomy and Astrophysics*, v. 1, pp. 1–20.
- GALDINO, L., 2011, *A astronomia indígena*. Editora Nova Alexandria.
- GAO, X.-H., 2019, “Membership and fundamental parameters of the Praesepe cluster based on Gaia-DR2”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 486, n. 4, pp. 5405–5413.
- GARCÍA PÉREZ, A. E., PRIETO, C. A., HOLTZMAN, J. A., et al., 2016, “ASPCAP: the APOGEE stellar parameter and chemical abundances pipeline”, *The Astronomical Journal*, v. 151, n. 6, pp. 144.
- GEBRAN, M., AGÜEROS, M. A., HAWKINS, K., et al., 2019, “Pushing Automated Abundance Derivations into the Cool Dwarf Regime: A Test Using Three G and Two K Stars in Praesepe”, *The Astrophysical Journal*, v. 871, n. 2, pp. 142.
- GILMORE, G., 2001, “Evidence Supporting the Universality of the IMF”. In: *Starburst Galaxies: Near and Far: Proceedings of a Workshop Held at Ringberg Castle, Germany, 10–15 September 2000*, pp. 34–44. Springer.
- GONZÁLEZ-PAYO, J., CORTÉS-CONTRERAS, M., LODIEU, N., et al., 2021, “Wide companions to M and L subdwarfs with Gaia and the Virtual Observatory”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 650, pp. A190.
- GRATTON, R. G., JOHNSON, C. I., LUCATELLO, S., et al., 2011, “Multiple populations in ω Centauri: a cluster analysis of spectroscopic data”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 534, pp. A72.
- GRATTON, R., BONIFACIO, P., BRAGAGLIA, A., et al., 2001, “The O-Na and Mg-Al anticorrelations in turn-off and early subgiants in globular clusters”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 369, n. 1, pp. 87–98.
- GRAY, D. F., 2005, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*. doi: 10.1017/CBO9781316036570.
- GREVESSE, N., ASPLUND, M., SAUVAL, A., 2007, “The solar chemical composition”, *Space Science Reviews*, v. 130, pp. 105–114.
- GUNN, J. E., SIEGMUND, W. A., MANNERY, E. J., et al., 2006, “The 2.5 m telescope of the sloan digital sky survey”, *The Astronomical Journal*, v. 131, n. 4, pp. 2332.

- GUSTAFSSON, B., EDVARDSSON, B., ERIKSSON, K., et al., 2008, “A grid of MARCS model atmospheres for late-type stars-I. Methods and general properties”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 486, n. 3, pp. 951–970.
- GUY, J., BAILEY, S., KREMIN, A., et al., 2023, “The spectroscopic data processing pipeline for the dark energy spectroscopic instrument”, *The Astronomical Journal*, v. 165, n. 4, pp. 144.
- HAHN, C., WILSON, M. J., RUIZ-MACIAS, O., et al., 2023, “The DESI bright galaxy survey: Final target selection, design, and validation”, *The Astronomical Journal*, v. 165, n. 6, pp. 253.
- HARGREAVES, R. J., HINKLE, K. H., BAUSCHLICHER, C. W., et al., 2010, “High-resolution 1.6 μm Spectra of FeH in M and L Dwarfs”, *The Astronomical Journal*, v. 140, n. 4, pp. 919.
- HARRIS, C. R., MILLMAN, K. J., VAN DER WALT, S. J., et al., 2020, “Array programming with NumPy”, *Nature*, v. 585, n. 7825 (set.), pp. 357–362. doi: 10.1038/s41586-020-2649-2. Disponível em: <<https://doi.org/10.1038/s41586-020-2649-2>>.
- HAWLEY, S., REID, I. N., GIZIS, J., 2000, “Magnetic activity in low mass stars and brown dwarfs”. In: *From Giant Planets to Cool Stars*, v. 212, p. 252.
- HEJAZI, N., LEPINE, S., NORDLANDER, T., 2022, “Chemical Properties of the Local Disk and Halo. II. Abundances of 3745 M Dwarfs and Subdwarfs from Improved Model Fitting of Low-resolution Spectra”, *The Astrophysical Journal*, v. 927, n. 1, pp. 122.
- HENNEBELLE, P., GRUDIĆ, M. Y., 2024, “The Physical Origin of the Stellar Initial Mass Function”, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 62.
- HENRY, T. J., JAO, W.-C., 2024, “The Character of M Dwarfs”, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 62.
- HENRY, T. J., JAO, W.-C., SUBASAVAGE, J. P., et al., 2006, “The solar neighborhood. XVII. Parallax results from the CTIOPI 0.9 m program: 20 new members of the RECONS 10 parsec sample”, *The Astronomical Journal*, v. 132, n. 6, pp. 2360.
- HENRY, T. J., JAO, W.-C., WINTERS, J. G., et al., 2018, “The Solar neighborhood XLIV: RECONS discoveries within 10 parsecs”, *The Astronomical Journal*, v. 155, n. 6, pp. 265.
- HIRANO, T., DAI, F., GANDOLFI, D., et al., 2018, “Exoplanets around low-mass stars unveiled by K2”, *The Astronomical Journal*, v. 155, n. 3, pp. 127.

- HOLLAND, K., JAMESON, R. F., HODGKIN, S., et al., 2000, “Praesepe—two merging clusters?” *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 319, n. 3, pp. 956–962.
- HOWELL, S. B., SOBECK, C., HAAS, M., et al., 2014, “The K2 mission: characterization and early results”, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 126, n. 938, pp. 398.
- HUBENY, I., LANZ, T., 2011, “Synspec: General Spectrum Synthesis Program”, *Astrophysics Source Code Library*, pp. ascl-1109.
- HUBENY, I., LANZ, T., 2017, “A brief introductory guide to TLUSTY and SYNSPEC”, *arXiv preprint arXiv:1706.01859*.
- HUBENY, I., PRIETO, C. A., OSORIO, Y., et al., 2021, “TLUSTY and SYNSPEC Users’s Guide IV: Upgraded Versions 208 and 54”, *arXiv preprint arXiv:2104.02829*.
- HUNT, E. L., REFFERT, S., 2024, “Improving the open cluster census-III. Using cluster masses, radii, and dynamics to create a cleaned open cluster catalogue”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 686, pp. A42.
- HUSSER, T.-O., WENDE-VON BERG, S., DREIZLER, S., et al., 2013, “A new extensive library of PHOENIX stellar atmospheres and synthetic spectra”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 553, pp. A6.
- JANSON, M., HORMUTH, F., BERGFORS, C., et al., 2012, “The AstraLux large M-dwarf multiplicity survey”, *The Astrophysical Journal*, v. 754, n. 1, pp. 44.
- JANSON, M., BERGFORS, C., BRANDNER, W., et al., 2014, “The AstraLux multiplicity survey: extension to late M-dwarfs”, *The Astrophysical Journal*, v. 789, n. 2, pp. 102.
- JAO, W.-C., HENRY, T. J., BEAULIEU, T. D., et al., 2008, “Cool subdwarf investigations. I. New thoughts on the spectral types of K and M subdwarfs”, *The Astronomical Journal*, v. 136, n. 2, pp. 840.
- JAO, W.-C., HENRY, T. J., GIES, D. R., et al., 2018, “A gap in the lower main sequence revealed by Gaia Data Release 2”, *The Astrophysical Journal Letters*, v. 861, n. 1, pp. L11.
- JOHNSON, J. A., APPS, K., 2009, “On the metal richness of M dwarfs with planets”, *The Astrophysical Journal*, v. 699, n. 2, pp. 933.

- JONES, H. R., TSUJI, T., 1997, “Spectral evidence for dust in late-type M dwarfs”, *The Astrophysical Journal*, v. 480, n. 1, pp. L39.
- JOY, A. H., 1947, “Radial Velocities and Spectral Types of 181 Dwarf Stars.” *Astrophys. J.*, v. 105 (jan.), pp. 96. doi: 10.1086/144886.
- KEPLER, J., 1609, *Astronomia nova ..., seu physica coelestis, tradita commentariis de motibus stellae martis*. doi: 10.3931/e-rara-558.
- KEPLER, J., 1619, *Harmonice Mundi*. Linz.
- KIMAN, R., FAHERTY, J. K., CRUZ, K. L., et al., 2021, “Calibration of the H α Age–Activity Relation for M Dwarfs”, *The Astronomical Journal*, v. 161, n. 6, pp. 277.
- KIRAGA, M., STEPIEN, K., 2007, “Age-rotation-activity relations for M dwarf stars based on ASAS photometric data”, *arXiv preprint arXiv:0707.2577*.
- KIRCHHOFF, G., 1860a, “Ueber die Fraunhofer’schen Linien”, *Annalen der Physik*, v. 185, n. 1 (jan.), pp. 148–150. doi: 10.1002/andp.18601850115.
- KIRCHHOFF, G., 1860b, “Ueber das Verhältniss zwischen dem Emissionsvermögen und dem Absorptionsvermögen der Körper für Wärme und Licht”, *Annalen der Physik*, v. 185, n. 2 (jan.), pp. 275–301. doi: 10.1002/andp.18601850205.
- KIRCHHOFF, G., BUNSEN, R., 1860, “Chemische Analyse durch Spectralbeobachtungen”, *Annalen der Physik*, v. 186, n. 6 (jan.), pp. 161–189. doi: 10.1002/andp.18601860602.
- KLEIN WASSINK, W. J., 1927, “The proper motion and the distance of the Praesepe cluster.” *Publications of the Kapteyn Astronomical Laboratory Groningen, vol. 41, pp. 1-48*, v. 41, pp. 1–48.
- KOBAYASHI, C., 2025, “Nucleosynthesis and the chemical enrichment of galaxies”, *arXiv preprint arXiv:2506.20436*.
- KOCH, D. G., BORUCKI, W. J., BASRI, G., et al., 2010, “Kepler mission design, realized photometric performance, and early science”, *The Astrophysical Journal Letters*, v. 713, n. 2, pp. L79.
- KOESTER, D., 2010, “White dwarf spectra and atmosphere models”, *Memorie della Societa Astronomica Italiana, v. 81, p. 921-931 (2010)*, v. 81, pp. 921–931.
- KOPOSOV, S. E., 2019, “RVSpecFit: Radial velocity and stellar atmospheric parameter fitting”, *Astrophysics Source Code Library*, pp. ascl–1907.

- KOPOSOV, S. E., GILMORE, G., WALKER, M., et al., 2011, “Accurate stellar kinematics at faint magnitudes: application to the Boötes I dwarf spheroidal galaxy”, *The Astrophysical Journal*, v. 736, n. 2, pp. 146.
- KOPOSOV, S. E., ALLENDE PRIETO, C., COOPER, A., et al., 2024, “DESI Early Data Release Milky Way Survey value-added catalogue”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 533, n. 1, pp. 1012–1031.
- KOPOSOV, S. E., LI, T. S., PRIETO, C. A., et al., 2025, “DESI Data Release 1: Stellar Catalogue”, *arXiv preprint arXiv:2505.14787*.
- KOTONEVA, E., FLYNN, C., CHIAPPINI, C., et al., 2002, “K dwarfs and the chemical evolution of the solar cylinder”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 336, n. 3, pp. 879–891.
- KRAUS, A. L., HILLENBRAND, L. A., 2007, “The stellar populations of praesepe and coma berenices”, *The Astronomical Journal*, v. 134, n. 6, pp. 2340.
- KRAUSE, M. G., OFFNER, S. S., CHARBONNEL, C., et al., 2020, “The physics of star cluster formation and evolution”, *Space Science Reviews*, v. 216, pp. 1–46.
- KRUMHOLZ, M. R., MCKEE, C. F., BLAND-HAWTHORN, J., 2019, “Star clusters across cosmic time”, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 57, n. 1, pp. 227–303.
- KURUCZ, R. L., 1970, “ATLAS: A computer program for calculating model stellar atmospheres”, *SAO Special Report# 309 (1970)*, v. 309.
- KURUCZ, R. L., 1979, “Model atmospheres for g, f, a, b, and o stars”, *Astrophysical Journal Supplement Series*, vol. 40, May 1979, p. 1-340., v. 40, pp. 1–340.
- KURUCZ, R. L., 2017, “Including all the lines: data releases for spectra and opacities”, *Canadian Journal of Physics*, v. 95, n. 9, pp. 825–827.
- LAUGHLIN, G., BODENHEIMER, P., ADAMS, F. C., 1997, “The end of the main sequence”, *The Astrophysical Journal*, v. 482, n. 1, pp. 420.
- LEINERT, C., ALLARD, F., RICHICHI, A., et al., 2000, “The multiple system LHS 1070: a case study for the onset of dust formation in the atmospheres of very low mass stars”, *Astronomy and Astrophysics*, v. 353, p. 691-706 (2000), v. 353, pp. 691–706.
- LINDGREN, S., HEITER, U., SEIFAHRT, A., 2016, “Metallicity determination of M dwarfs-High-resolution infrared spectroscopy”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 586, pp. A100.

- LOVEDAY, J., 2002, “The Sloan Digital Sky Survey”, *Contemporary Physics*, v. 43, n. 6 (nov.), pp. 437–449. ISSN: 1366-5812. doi: 10.1080/0010751021000019166. Disponível em: <<http://dx.doi.org/10.1080/0010751021000019166>>.
- MACDONALD, J., GIZIS, J., 2018, “An explanation for the gap in the Gaia HRD for M dwarfs”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 480, n. 2, pp. 1711–1714.
- MADSEN, S., DRAVINS, D., LINDEGREN, L., 2002, “Astrometric radial velocities-III. Hipparcos measurements of nearby star clusters and associations”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 381, n. 2, pp. 446–463.
- MAIA, M. C., SOUTO, D., 2022, “Caracterização e Estudo de Correlação Exoplanetária a partir de Espectros APOGEE”, *Universidade Federal de Sergipe Teses e Dissertações*.
- MAJEWSKI, S. R., SCHIAVON, R. P., FRINCHABOY, P. M., et al., 2017, “The apache point observatory galactic evolution experiment (APOGEE)”, *The Astronomical Journal*, v. 154, n. 3, pp. 94.
- MANN, A. W., FEIDEN, G. A., GAIDOS, E., et al., 2015, “How to constrain your M dwarf: measuring effective temperature, bolometric luminosity, mass, and radius”, *The Astrophysical Journal*, v. 804, n. 1, pp. 64.
- MANN, A. W., DUPUY, T., KRAUS, A. L., et al., 2019, “How to constrain your M dwarf. II. The mass–luminosity–metallicity relation from 0.075 to 0.70 solar masses”, *The Astrophysical Journal*, v. 871, n. 1, pp. 63.
- MARTINEZ, C. F., CUNHA, K., 2019, “Caracterização Espectroscópica de Estrelas FGK com Planetas Observadas pela Missão Kepler e de Anãs-M no Aglomerado das Plêiades Observadas pelo APOGEE”, *Observatório Nacional Biblioteca Digital de Teses e Dissertações*, p. 2015.
- MASON, B. D., HARTKOPF, W. I., GIES, D. R., et al., 2009, “The high angular resolution multiplicity of massive stars”, *The Astronomical Journal*, v. 137, n. 2, pp. 3358.
- MASSERON, T., MERLE, T., HAWKINS, K., 2016, “BACCHUS: Brussels automatic code for characterizing high accuracy spectra”, *Astrophysics Source Code Library*, pp. ascl–1605.
- MCKEE, C. F., PARRAVANO, A., HOLLENBACH, D. J., 2015, “Stars, gas, and dark matter in the solar neighborhood”, *The Astrophysical Journal*, v. 814, n. 1, pp. 13.

- MELO, E., SOUTO, D., CUNHA, K., et al., 2024, “Stellar Characterization and Chemical Abundances of Exoplanet-hosting M Dwarfs from APOGEE Spectra: Future JWST Targets”, *The Astrophysical Journal*, v. 973, n. 2, pp. 90.
- MÉSZÁROS, S., PRIETO, C. A., EDVARDSSON, B., et al., 2012, “New atlas9 and marcs model atmosphere grids for the apache point observatory galactic evolution experiment (apogee)”, *The Astronomical Journal*, v. 144, n. 4, pp. 120.
- MILLER, G. E., SCALO, J. M., 1979, “The initial mass function and stellar birthrate in the solar neighborhood”, and *JM Scalo. Astrophysical Journal Supplement Series*, vol. 41, Nov. 1979, p. 513-547., v. 41, pp. 513–547.
- MONTEIRO, H., JAO, W.-C., HENRY, T., et al., 2006, “Ages of white dwarf-red subdwarf systems”, *The Astrophysical Journal*, v. 638, n. 1, pp. 446.
- MYERS, N., DONOR, J., SPOO, T., et al., 2022, “The open cluster chemical abundances and mapping survey. VI. Galactic chemical gradient analysis from APOGEE DR17”, *The Astronomical Journal*, v. 164, n. 3, pp. 85.
- NETOPIL, M., PAUNZEN, E., HEITER, U., et al., 2016, “On the metallicity of open clusters-III. Homogenised sample”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 585, pp. A150.
- NEVES, V., BONFILS, X., SANTOS, N., et al., 2012, “Metallicity of M dwarfs-II. A comparative study of photometric metallicity scales”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 538, pp. A25.
- NEWTON, E. R., IRWIN, J., CHARBONNEAU, D., et al., 2017, “The H α emission of nearby M dwarfs and its relation to stellar rotation”, *The Astrophysical Journal*, v. 834, n. 1, pp. 85.
- NEWTON, I., 1704, *Opticks: or, A Treatise of the Reflexions, Refractions, Inflexions and Colours of Light*.
- NIDEVER, D. L., HOLTZMAN, J. A., PRIETO, C. A., et al., 2015, “The data reduction pipeline for the apache point observatory galactic evolution experiment”, *The Astronomical Journal*, v. 150, n. 6, pp. 173.
- NISSEN, P., CHEN, Y., CARIGI, L., et al., 2014, “Carbon and oxygen abundances in stellar populations”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 568, pp. A25.
- OFFNER, S. S., CLARK, P. C., HENNEBELLE, P., et al., 2014, “The origin and universality of the stellar initial mass function”, *Protostars and Planets VI*, v. 53.

- ÖNEHAG, A., HEITER, U., GUSTAFSSON, B., et al., 2012, “M-dwarf metallicities. A high-resolution spectroscopic study in the near infrared”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 542, pp. A33.
- O’MALLEY, E. M., GILLIGAN, C., CHABOYER, B., 2017, “Absolute ages and distances of 22 GCs using Monte Carlo main-sequence fitting”, *The Astrophysical Journal*, v. 838, n. 2, pp. 162.
- PANDAS DEVELOPMENT TEAM, 2024. “pandas-dev/pandas: Pandas”. Disponível em: <<https://doi.org/10.5281/zenodo.3509134>>.
- PARKER, E. N., 1955, “Hydromagnetic dynamo models.” *Astrophysical Journal*, vol. 122, p. 293, v. 122, pp. 293.
- PAYNE, C. H., 1925, “Stellar Atmospheres; a Contribution to the Observational Study of High Temperature in the Reversing Layers of Stars.” .
- PEDREGOSA, F., VAROQUAUX, G., GRAMFORT, A., et al., 2011, “Scikit-learn: Machine Learning in Python”, *Journal of Machine Learning Research*, v. 12, pp. 2825–2830.
- PERCIVAL, S. M., SALARIS, M., KILKENNY, D., 2003, “The open cluster distance scale-A new empirical approach”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 400, n. 2, pp. 541–552.
- PINEDA, J. S., WEST, A. A., BOCHANSKI, J. J., et al., 2013, “The Sloan Digital Sky Survey Data Release 7 Spectroscopic M Dwarf Catalog. III. The Spatial Dependence of Magnetic Activity in the Galaxy”, *The Astronomical Journal*, v. 146, n. 3, pp. 50.
- PLEZ, B., 2012, “Turbospectrum: Code for spectral synthesis”, *Astrophysics Source Code Library*, pp. ascl–1205.
- RAGHAVAN, D., MCALISTER, H. A., HENRY, T. J., et al., 2010, “A survey of stellar families: multiplicity of solar-type stars”, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 190, n. 1, pp. 1.
- RANDICH, S., SCHMITT, J. H., 1995, “A ROSAT X-ray study of the Praesepe cluster.” *Astronomy and Astrophysics*, v. 298, p. 115, v. 298, pp. 115.
- REID, I. N., GIZIS, J. E., 1997, “Low-mass binaries and the stellar luminosity function”, *Astronomical Journal* v. 113, p. 2246, v. 113, pp. 2246.

- REID, I. N., GIZIS, J. E., HAWLEY, S. L., 2002, “The Palomar/MSU Nearby Star Spectroscopic Survey. IV. The Luminosity Function in the Solar Neighborhood and M Dwarf Kinematics”, *The Astronomical Journal*, v. 124, n. 5, pp. 2721.
- ROJAS-AYALA, B., COVEY, K. R., MUIRHEAD, P. S., et al., 2010, “Metal-rich M-dwarf planet hosts: Metallicities with k-band spectra”, *The Astrophysical Journal Letters*, v. 720, n. 1, pp. L113.
- ROJAS-AYALA, B., COVEY, K. R., MUIRHEAD, P. S., et al., 2012, “Metallicity and temperature indicators in M dwarf K-band spectra: Testing new and updated calibrations with observations of 133 solar neighborhood M dwarfs”, *The Astrophysical Journal*, v. 748, n. 2, pp. 93.
- RUTTEN, R. J., 2003, *Radiative Transfer in Stellar Atmospheres*.
- SALPETER, E. E., 1955, “The luminosity function and stellar evolution.” *Astrophysical Journal*, vol. 121, p. 161, v. 121, pp. 161.
- SCHLAUFMAN, K. C., LAUGHLIN, G., 2010, “A physically-motivated photometric calibration of M dwarf metallicity”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 519, pp. A105.
- SCHLESINGER, K. J., JOHNSON, J. A., ROCKOSI, C. M., et al., 2012, “The metallicity distribution functions of segue g and k dwarfs: constraints for disk chemical evolution and formation”, *The Astrophysical Journal*, v. 761, n. 2, pp. 160.
- SCHMIDT, S. J., WAGONER, E. L., JOHNSON, J. A., et al., 2016, “Examining the relationships between colour, T eff, and [M/H] for APOGEE K and M dwarfs”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 460, n. 3, pp. 2611–2624.
- SHETRONE, M., BIZYAEV, D., LAWLER, J. E., et al., 2015, “The SDSS-III apogee spectral line list for H-Band spectroscopy”, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 221, n. 2, pp. 24.
- SHIELDS, A. L., MEADOWS, V. S., BITZ, C. M., et al., 2013, “The effect of host star spectral energy distribution and ice-albedo feedback on the climate of extrasolar planets”, *Astrobiology*, v. 13, n. 8, pp. 715–739.
- SHULYAK, D., REINERS, A., NAGEL, E., et al., 2019, “Magnetic fields in M dwarfs from the CARMENES survey”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 626, pp. A86.
- SKRUTSKIE, M. F., CUTRI, R., STIENING, R., et al., 2006, “The two micron all sky survey (2MASS)”, *The Astronomical Journal*, v. 131, n. 2, pp. 1163.

- SMITH, V., 2016, “It’s Elementary: Chemical Compositions and Characterization of Exoplanet-hosting M-dwarfs using APOGEE”, *NASA Proposal id. 16-XPR16-4*, pp. 16–XPR16.
- SMITH, V. V., BIZYAEV, D., CUNHA, K., et al., 2021, “The APOGEE Data Release 16 spectral line list”, *The Astronomical Journal*, v. 161, n. 6, pp. 254.
- SOUTO, D., CUNHA, K., GARCÍA-HERNÁNDEZ, D., et al., 2017, “Chemical Abundances of M-Dwarfs from the Apogee Survey. I. The Exoplanet Hosting Stars Kepler-138 and Kepler-186”, *The Astrophysical Journal*, v. 835, n. 2, pp. 239.
- SOUTO, D., CUNHA, K., SMITH, V. V., et al., 2020, “Stellar characterization of M dwarfs from the APOGEE survey: a calibrator sample for M-dwarf metallicities”, *The Astrophysical Journal*, v. 890, n. 2, pp. 133.
- SOUTO, D., CUNHA, K., SMITH, V. V., 2021, “A Metallicity Study of F, G, K, and M Dwarfs in the Coma Berenices Open Cluster from the APOGEE Survey”, *The Astrophysical Journal*, v. 917, n. 1, pp. 11.
- SOUTO, D., CUNHA, K., SMITH, V. V., et al., 2022, “Detailed Chemical Abundances for a Benchmark Sample of M Dwarfs from the APOGEE Survey”, *The Astrophysical Journal*, v. 927, n. 1, pp. 123.
- STAUFFER, J. R., HARTMANN, L. W., 1986, “Chromospheric activity, kinematics, and metallicities of nearby M dwarfs”, *Astrophysical Journal Supplement Series (ISSN 0067-0049)*, vol. 61, July 1986, p. 531-568., v. 61, pp. 531–568.
- STERN, R. A., SCHMITT, J. H., KAHABKA, P. T., 1995, “ROSAT All-Sky Survey observations of the Hyades cluster”, *Astrophysical Journal v. 448*, p. 683, v. 448, pp. 683.
- STIFT, M., LEONE, F., 2003, “Magnetic intensification of spectral lines”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 398, n. 2, pp. 411–421.
- STROMGREN, B., 1952, “Evolution of stars.” *Astronomical Journal*, Vol. 57, p. 65-83 (1952), v. 57, pp. 65–83.
- TAYLOR, B., 2006a, “The Benchmark Cluster Reddening Project. I. Reddening Values for the Hyades, Coma, and Praesepe”, *The Astronomical Journal*, v. 132, n. 6, pp. 2453.
- TAYLOR, M. B., 2005, “TOPCAT & STIL: Starlink table/VOTable processing software”. In: *Astronomical data analysis software and systems XIV*, v. 347, p. 29.

- TAYLOR, M. B., 2006b, “Stilts—a package for command-line processing of tabular data”. In: *Astronomical Data Analysis Software and Systems XV*, v. 351, p. 666, b.
- TSUJI, T., OHNAKA, K., AOKI, W., 1996a, “Dust formation in stellar photospheres: a case of very low mass stars and a possible resolution on the effective temperature scale of M dwarfs.” *Astronomy and Astrophysics*, v. 305, p. L1, v. 305, pp. L1.
- TSUJI, T., OHNAKA, K., AOKI, W., et al., 1996b, “Evolution of dusty photospheres through red to brown dwarfs: how dust forms in very low mass objects.” *Astronomy and Astrophysics*, v. 308, p. L29-L32, v. 308, pp. L29–L32.
- TSUJI, T., NAKAJIMA, T., 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*, v. 67, n. 2, pp. 26.
- TUOMI, M., JONES, H. R., BARNES, J. R., et al., 2014, “Bayesian search for low-mass planets around nearby M dwarfs—estimates for occurrence rate based on global detectability statistics”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 441, n. 2, pp. 1545–1569.
- UNSÖLD, A., 1927, “Quantentheorie des Wasserstoffmolekülions und der Born-Landéschen Abstoßungskräfte”, *Zeitschrift für Physik*, v. 43, n. 8, pp. 563–574.
- UPGREN, A., WEIS, E., DELUCA, E., 1979, “Photometry of Praesepe in BVRI colors”, *Astronomical Journal*, vol. 84, Oct. 1979, p. 1586-1590., v. 84, pp. 1586–1590.
- VAN LEEUWEN, F., 2009, “Parallaxes and proper motions for 20 open clusters as based on the new Hipparcos catalogue”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 497, n. 1, pp. 209–242.
- VAN SADERS, J. L., PINSONNEAULT, M. H., 2012, “An 3He-driven instability near the fully convective boundary”, *The Astrophysical Journal*, v. 751, n. 2, pp. 98.
- VEYETTE, M. J., MUIRHEAD, P. S., MANN, A. W., et al., 2016, “The physical mechanism behind M dwarf metallicity indicators and the role of C and O abundances”, *The Astrophysical Journal*, v. 828, n. 2, pp. 95.
- VEYETTE, M. J., MUIRHEAD, P. S., MANN, A. W., et al., 2017, “A physically motivated and empirically calibrated method to measure the effective temperature, metallicity, and Ti abundance of M dwarfs”, *The Astrophysical Journal*, v. 851, n. 1, pp. 26.
- VRIJMOET, E. H., HENRY, T. J., JAO, W.-C., et al., 2020, “The Solar Neighborhood. XLVI. Revealing New M Dwarf Binaries and Their Orbital Architectures”, *The Astronomical Journal*, v. 160, n. 5, pp. 215.

- WANDERLEY, F., CUNHA, K., SOUTO, D., et al., 2023, “Stellar Characterization and Radius Inflation of Hyades M-dwarf Stars from the APOGEE Survey”, *The Astrophysical Journal*, v. 951, n. 2, pp. 90.
- WANDERLEY, F., CUNHA, K., KOCHUKHOV, O., et al., 2024, “Magnetic Fields in M-dwarf Members of the Pleiades Open Cluster Using APOGEE Spectra”, *The Astrophysical Journal*, v. 971, n. 1, pp. 112.
- WANG, P., CHEN, W., LIN, C., et al., 2014, “Characterization of the Praesepe star cluster by photometry and proper motions with 2MASS, PPMXL, and Pan-STARRS”, *The Astrophysical Journal*, v. 784, n. 1, pp. 57.
- WARD-DUONG, K., PATIENCE, J., DE ROSA, R., et al., 2015, “The M-dwarfs in Multiples (MINMS) survey—I. Stellar multiplicity among low-mass stars within 15 pc”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 449, n. 3, pp. 2618–2637.
- WES MCKINNEY, 2010, “Data Structures for Statistical Computing in Python”. In: Stéfan van der Walt, Jarrod Millman (Eds.), *Proceedings of the 9th Python in Science Conference*, pp. 56 – 61. doi: 10.25080/Majora-92bf1922-00a.
- WEST, A. A., HAWLEY, S. L., BOCHANSKI, J. J., et al., 2008, “Constraining the age–activity relation for cool stars: the sloan digital sky survey data release 5 low-mass star spectroscopic sample”, *The Astronomical Journal*, v. 135, n. 3, pp. 785.
- WEST, A. A., MORGAN, D. P., BOCHANSKI, J. J., et al., 2011, “The sloan digital sky survey data release 7 spectroscopic M dwarf catalog. I. Data”, *The Astronomical Journal*, v. 141, n. 3, pp. 97.
- WILSON, J., HEARTY, F., SKRUTSKIE, M., et al., 2019, “The apache point observatory galactic evolution experiment (apogee) spectrographs”, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 131, n. 999, pp. 055001.
- WINTERS, J. G., HENRY, T. J., JAO, W.-C., et al., 2019, “The solar neighborhood. XLV. The stellar multiplicity rate of M dwarfs within 25 pc”, *The Astronomical Journal*, v. 157, n. 6, pp. 216.
- WRIGHT, N. J., NEWTON, E. R., WILLIAMS, P. K., et al., 2018, “The stellar rotation–activity relationship in fully convective M dwarfs”, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 479, n. 2, pp. 2351–2360.

- Y NAVASCUÉS, D. B., STAUFFER, J. R., RANDICH, S., 1998, “Stellar activity in coeval open clusters: Praesepe and the Hyades”, *The Astrophysical Journal*, v. 506, n. 1, pp. 347.
- YANG, X., CHEN, Y., ZHAO, G., 2015, “Chemical Abundances of Member Stars in the Open Cluster NGC 2632 (Praesepe)”, *The Astronomical Journal*, v. 150, n. 5, pp. 158.
- YEN, S. X., REFFERT, S., SCHILBACH, E., et al., 2018, “Reanalysis of nearby open clusters using Gaia DR1/TGAS and HSOY”, *Astronomy & Astrophysics*, v. 615, pp. A12.
- ZASOWSKI, G., JOHNSON, J. A., FRINCHABOY, P., et al., 2013, “Target selection for the apache point observatory Galactic evolution experiment (APOGEE)”, *The Astronomical Journal*, v. 146, n. 4, pp. 81.

Apêndice A

Formação de Linhas na Atmosfera Estelar

De maneira geral, os espectros estelares exibem linhas de absorção ou emissão associadas às transições entre níveis de energia dos átomos e moléculas presentes na atmosfera estelar. Essas linhas fornecem informações fundamentais não apenas sobre o tipo espectral da estrela, mas também sobre sua velocidade radial, temperatura efetiva, gravidade superficial, composição química e os processos físicos que ocorrem em sua atmosfera. Considerando que grande parte do conhecimento sobre as estrelas é obtido por meio da análise espectral, neste apêndice apresentamos uma breve introdução sobre a transferência radiativa e formação de linhas espectrais no espectro estelar.

A.0.1 Fundamentos da Transferência Radiativa

Considerando a Figura A.1, a intensidade específica, I_ν pode ser definida como:

$$I_\nu = \frac{dE_\nu}{\cos \theta dA d\omega dt d\nu} \quad (\text{A.1})$$

sendo A a área superficial, ω o ângulo sólido¹, ν a frequência e dE_ν é a quantidade de energia transportada através de dA . Ou seja, a intensidade específica é a energia por unidade de área por unidade de tempo por unidade de ângulo sólido que está sendo emitida pela fonte em um intervalo de frequência $d\nu$, na posição do observador essa energia é captada ao longo da direção θ (o ângulo entre a linha de visada e a direção normal à superfície emissora).

Por definição, I_ν não depende da distância à fonte emissora, desde que não haja fontes

¹É um “setor” de uma esfera, definido pela razão entre a área na superfície da esfera e seu raio ao quadrado ($\omega = \frac{A}{r^2}$). O maior ângulo sólido vale 4π esferorradianos.

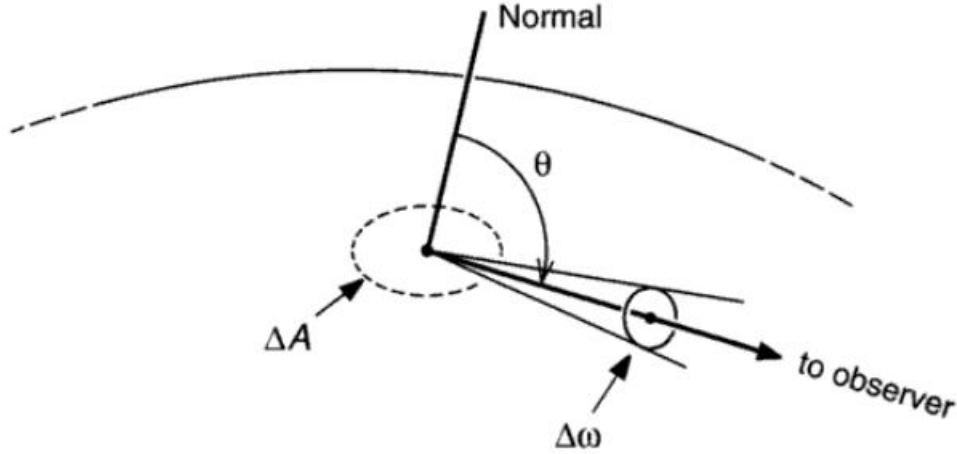


Figura A.1 Representação esquemática da definição da intensidade específica. Imagem extraída de GRAY (2005).

ou absorvedores de radiação ao longo da linha de visada. Ademais, I_ν é a intensidade monocromática, sendo a intensidade total definida por:

$$I = \int_0^\infty I_\nu d\nu. \quad (\text{A.2})$$

A intensidade é a quantidade macroscópica básica para o formalismo da transferência radiativa. Sua unidade é $\text{erg}/\text{cm}^2 \text{rad}^2 \text{\AA s}$.

Consideraremos que os processos radiativos ocorrem somente em uma dimensão, ou seja, a atmosfera será tratada como composta de camadas homogêneas. Na geometria planar usamos as coordenadas cartesianas (x, y, z) , com o plano z constante. Sendo a camada homogênea, podemos então ignorar a dependência de (x, y) com todas as variáveis, como também as suas derivadas. É conveniente introduzir os ângulos polar e azimutal (θ, ϕ) para especificar o vetor unitário normal \hat{n} . Assim,

$$\begin{aligned} \hat{n}_k &= \hat{n} \cdot \hat{k} = \cos \theta \\ \hat{n}_j &= \hat{n} \cdot \hat{j} = \sin \theta \sin \phi \\ \hat{n}_i &= \hat{n} \cdot \hat{i} = \sin \theta \cos \phi . \end{aligned}$$

Então a intensidade específica será independente de ϕ , e podemos escrever $I = I(z, \theta, \nu, t)$. Essa geometria simplificada também é chamada de geometria plano-paralela. Ela funciona muito bem para estrelas, já que, o raio da atmosfera estelar é muito menor do que o raio da própria estrela.

É perceptível pela equação A.1, que a energia é proporcional à intensidade luminosa e por:

$$dE = (ch\nu)f_r dA \cos \theta d\omega d\nu dt,$$

onde f_r é o número de fótons e c a velocidade da luz. Nota-se que a energia está relacionada com a energia do fóton. Sabemos também que $E = pc$, sendo p o momento do fóton, assim $p = E/c$. Deste modo, há uma certa relação entre a intensidade específica, a energia e o momento de um fóton. Por causa dessa relação, defini-se o momento de campo de radiação que está relacionado com o momento do fóton.

No geral, o momento descreve o deslocamento de um sistema, porém, neste caso ele se referirá à evolução da intensidade específica no interior da estrela. Existem vários graus de momento que têm como fórmula geral:

$$M_n = \frac{1}{2} \int_{-1}^1 I_\nu (\cos \theta)^n d\theta. \quad (\text{A.3})$$

O momento de ordem zero é a intensidade média ou intensidade específica média, que se refere a distribuição média da intensidade específica por elemento de área, ou seja, é a intensidade específica integrada para todos os ângulos sólidos:

$$J_\nu = \frac{\oint I_\nu d\omega}{\oint d\omega}.$$

Sendo $d\omega = \int_0^{2\pi} \int_0^{2\pi} \sin \theta d\theta d\phi = 2\pi[(1 - (-1))] = 4\pi$, então

$$J_\nu = \frac{1}{4\pi} \oint I_\nu d\omega.$$

Ne geometria plano-paralela onde I é independente de ϕ :

$$\begin{aligned} J_\nu &= \frac{1}{4\pi} \int_0^{2\pi} d\omega \int_{-1}^1 \sin \theta I_\nu d\theta \\ \rightarrow J_\nu(z) &= \frac{1}{2} \int_{-1}^1 I_\nu(z, \theta) \sin \theta d\theta. \end{aligned}$$

Fazendo $\mu = \cos \theta$:

$$J_\nu(z) = \frac{1}{2} \int_{-1}^1 I_\nu(z, \mu) d\mu. \quad (\text{A.4})$$

Que é a equação [A.3](#) com $n = 0$. Como dito, essa quantidade é a média da intensidade específica por área, ela é usada quando somente a disponibilidade de fótons é de

interesse, independentemente da origem. A unidade da intensidade específica média é $erg\ cm^{-2}\ s^{-1}\ Hz^{-1}\ str^{-1}$.

O fluxo é a energia por unidade de área e por unidade de tempo que chega ao detector/observador. Ele é uma grandeza vetorial que representa a energia total atravessada por uma área perpendicular ao plano de radiação por segundo, dado por:

$$F_\nu(\vec{r}, t) = \oint I_\nu(\vec{r}, t, \hat{n}) \hat{n} d\omega, \quad (A.5)$$

onde $\hat{n} \cdot d\vec{S} = dS \cos \theta$ e θ é o ângulo entre a direção de propagação dada por \hat{n} e a direção normal a dS . O fluxo, portanto, significa potência por meio de uma superfície, expresso em $erg\ cm^{-2}\ str^{-1}\ Hz^{-1}$ ou em $W\ m^{-2}\ Hz^{-1}$.

Se a intensidade específica for isotrópica, então o fluxo é zero, pois, a mesma quantidade de raios que passam por uma área dA em \hat{n} também passam por $-\hat{n}$. O fluxo é usado para especificar as transferências energéticas. Além disso, se o fluxo de radiação for simétrico em relação a algum eixo, a energia transportada pelos raios será cancelada pelas superfícies paralelas a tal eixo, de modo que nessas regiões perpendiculares o fluxo é zero e só se perceberá o fluxo no eixo escolhido para a observação. Então para a geometria plano-paralela:

$$F_\nu(z) = 2\pi \int_{-1}^1 I_\nu(z, \mu) \cos \theta d\mu.$$

Dividindo a equação anterior por 4π obtemos o fluxo de Eddington

$$H_\nu(z) = \frac{1}{2} \int_{-1}^1 I_\nu(z, \mu) \mu d\mu, \quad (A.6)$$

que é necessariamente o momento de ordem um.

A pressão de radiação está relacionada com o momento de ordem dois, a chamada integral K . A pressão de radiação é um tensor e se refere à pressão que os fótons, através do seu momento, exercem no meio, ela é dada por:

$$\vec{p}_\nu(\vec{r}, t) = \frac{1}{c} \int I_\nu(\vec{r}, t, \hat{n}) (\cos \theta)^2 d\omega.$$

A pressão de radiação tem dimensão de $erg\ cm^{-3}\ Hz^{-1}$.

Para a aproximação plano-paralela podemos definir a integral K como:

$$K_\nu = \frac{c}{4\pi} p_\nu.$$

De modo que,

$$K_\nu(z) = \frac{1}{2} \int_{-1}^1 I_\nu(z, \mu) \mu^2 d\omega, \quad (\text{A.7})$$

que é o momento de ordem dois.

Ademais, J_ν e K_ν são sempre positivos, já o fluxo de Eddington pode ser negativo. Todos os momentos têm a mesma dimensão da intensidade específica. Além disso, com o fluxo de Eddington podemos definir o fluxo astrofísico $f_\nu = F_\nu/\pi$, então $H_\nu = F_\nu/4\pi = f_\nu/4$, chamamos F_ν de fluxo real.

A.0.2 Formação de Linhas de Absorção e Emissão

A luz é composta de fótons, cada um deles tem uma energia associada que está ligada diretamente com o comprimento de onda da luz correspondente, ou claro, a sua frequência. Se a luz passar por um meio, como um gás ou poeira, a energia dos fótons pode ser adicionada ou subtraída, pelos processos de emissão ou absorção, e, por conseguinte, a intensidade específica não vai se manter constante.

O coeficiente de emissão j é definido como a energia emitida por unidade de tempo por unidade de ângulo sólido e por unidade de volume, expresso por:

$$j = \frac{dE}{dV d\omega dt}, \quad (\text{A.8})$$

com unidade $erg/cm^3 s Hz str$. A emissão aumenta a intensidade específica, então:

$$dI_\nu = j_\nu ds,$$

onde s mede o caminho geométrico ao longo do raio de luz em cm .

Definimos a opacidade do gás α_ν , que depende da profundidade óptica à estrela, através da quantidade de energia absorvida em um elemento de volume do gás:

$$\alpha_\nu = \frac{dE}{dV d\nu d\omega}. \quad (\text{A.9})$$

O coeficiente de absorção representa a perda de intensidade de um raio luminoso enquanto ele atravessa uma certa distância. O coeficiente pode ser definido por partícula ou por volume, respectivamente:

$$dI_\nu = -\sigma_\nu n I_\nu ds;$$

$$dI_\nu = -k_\nu \rho I_\nu ds,$$

sendo n a densidade do absorvedor com unidade de partículas/ cm^3 e k_ν ($cm^{-2} g^{-1}$) o coeficiente de absorção de massa. O coeficiente de absorção também pode ser definido como:

$$dI_\nu = -\alpha_\nu I_\nu ds. \quad (\text{A.10})$$

De modo que, $\alpha_\nu = \sigma_\nu n = k_\nu \rho$.

A variável τ_ν é chamada de profundidade óptica e é definida como:

$$d\tau_\nu = \alpha_\nu ds \rightarrow \tau_\nu = \int_{s_0}^s \alpha_\nu(s') ds'. \quad (\text{A.11})$$

Na geometria plano paralela à profundidade óptica é usada como uma medida de distância à superfície, de maneira que, ds é substituído por dz e $\tau_\nu = \tau_\nu(z)$. A profundidade óptica é adimensional, e varia com a frequência e a altura da atmosfera. Um meio é dito opticamente espesso ou opaco quando $\tau_\nu > 1$, e dito opticamente fino ou transparente quando $\tau_\nu < 1$. Um meio opticamente fino é aquele no qual fótons podem passar por ele sem serem totalmente absorvidos, no caso de um meio opticamente espesso é ao contrário.

É válido definir também a função fonte, S_ν , a qual é a razão entre o coeficiente de emissão e o de absorção:

$$S_\nu = \frac{j_\nu}{\alpha_\nu}. \quad (\text{A.12})$$

A função fonte tem a mesma unidade da intensidade específica. A função fonte é importante por que descreve o estado termodinâmico do meio como um conjunto de partículas e fótons.

A equação de transporte radiativo é dada por:

$$\frac{dI_\nu}{ds} = j_\nu - \alpha_\nu I_\nu; \quad (\text{A.13})$$

ou:

$$\frac{dI_\nu}{\alpha_\nu ds} = S_\nu - I_\nu; \quad (\text{A.14})$$

ou ainda:

$$\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu ds} = S_\nu - I_\nu; \quad (\text{A.15})$$

ou, utilizando a geometria plano-paralela:

$$\mu \frac{dI_\nu}{d\tau_\nu ds} = I_\nu - S_\nu. \quad (\text{A.16})$$

Por essas expressões, os fótons não decaem espontaneamente, então a intensidade ao longo do raio não muda, exceto se fótons forem adicionados ou retirados. Sem esses processos, a intensidade é invariante.

Usando a equação A.15 pode-se achar que:

$$I_\nu(\tau_\nu) = I_\nu(0)e^{-\tau_\nu} + \int_0^{\tau_\nu} S_\nu(t_\nu) e^{-(\tau_\nu - t_\nu)} dt_\nu. \quad (\text{A.17})$$

Para um meio homogêneo, *i.e.*, meio em que S_ν não varia com a localização:

$$I_\nu(D) = I_\nu(0)e^{-\tau_\nu(D)} + S_\nu(1 - e^{-\tau_\nu(D)}). \quad (\text{A.18})$$

Se o objeto for opticamente espesso ($\tau_\nu \gg 1$):

$$I_\nu(D) \approx S_\nu,$$

e se ele for opticamente fino

$$I_\nu(D) \approx I_\nu(0) + [S_\nu - I_\nu(0)]\tau_\nu(D).$$

Para entender melhor essas equações, observe a Figura A.2, que mostra a formação de linhas espectrais segundo tais equações. Note que nenhuma linha emerge quando o meio é opticamente espesso; elas somente irão surgir no caso opticamente fino. Nessa situação, as linhas de emissão surgem quando o meio não está iluminado por trás ou quando ele está sendo iluminado com $I_\nu(0) < S_\nu$. Já as linhas de absorção surgem somente quando $I_\nu(0) > S_\nu$ ². Observe também que a região central da linha satura quando o meio é opticamente espesso.

Existem diversas formas de se resolver a equação de transporte radiativo, a forma mais simples usa a aproximação plano-paralela, a aproximação da atmosfera cinza (ou seja, não há dependência com a frequência) e algumas outras aproximações, como supor

²Note que, pela definição da função fonte (equação A.12) se S_ν é grande, isso implica que o coeficiente de emissão é maior que o coeficiente de absorção, e o contrário caso S_ν for muito pequeno.

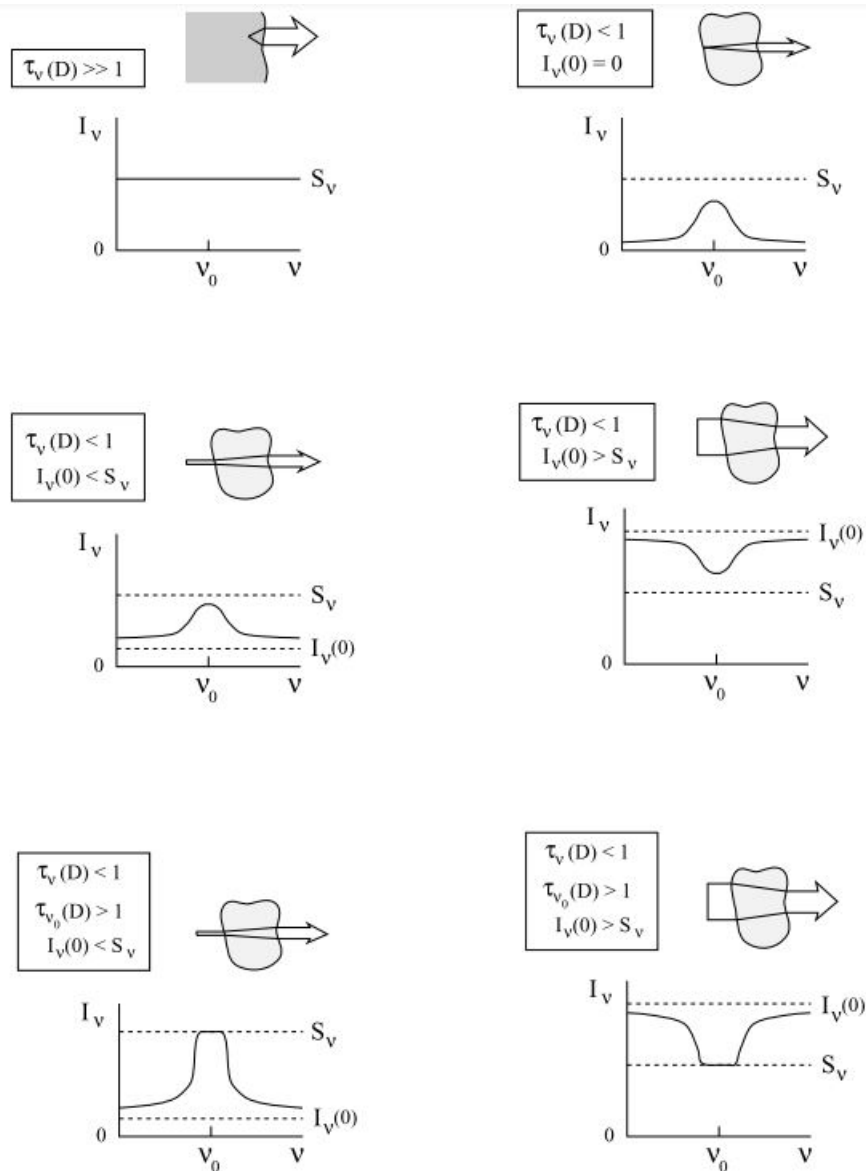


Figura A.2 Figura ilustrativa demonstrando a formação das linhas espectrais para um meio homogêneo. Imagem extraída de [RUTTEN \(2003\)](#).

o equilíbrio termodinâmico local. Aqui não trataremos de como resolver essa equação, já que a formação de linhas de emissão em estrelas pode ser explicada muito bem com o resumo feito até aqui.

Por fim, discutiremos rapidamente sobre os coeficientes de Einstein. Esses coeficientes nada mais são do que constantes de proporcionalidade que ditam a probabilidade da absorção e emissão de um fóton. Os coeficientes de Einstein são:

- A_{si} → Probabilidade por unidade de tempo que um elétron em um estado superior (s) decaia espontaneamente para um estado inferior de menor energia (i), emitindo um fóton com energia característica da transição durante o processo.

- B_{si} → Probabilidade por unidade de tempo por unidade de densidade de energia por unidade de frequência, que um elétron em um estado superior decaia para um estado de menor energia emitindo um fóton com energia $E_2 - E_1 = h\nu$, sendo h a constante de Planck. Esse coeficiente se refere ao processo de emissão estimulada, *i.e.*, processo pelo qual um elétron é induzido a pular de um nível de maior energia para um nível de menor energia pela presença de radiação eletromagnética com energia próxima à energia necessária para fazer tal transição. Esse processo também é conhecido como absorção negativa.
- B_{is} → Probabilidade por unidade de tempo por unidade de densidade de energia por unidade de frequência, que um elétron em um estado inferior (i) absorva um fóton e migre para um estado maior de energia (s).
- C_{is} → Número de colisões excitacionais do estado inferior para o estado superior por unidade de tempo, por partícula no estado inferior.
- C_{si} → Número de colisões de-excitacionais do estado superior para o estado inferior por unidade de tempo, por partícula no estado superior.

Os coeficientes de Einstein estão relacionados pelas seguintes equações:

$$\frac{B_{is}}{B_{si}} = \frac{g_s}{g_i},$$

$$\frac{A_{si}}{B_{si}} = \frac{2h\nu^3}{c^2};$$

$$\frac{C_{si}}{C_{is}} = \frac{g_i}{g_s} e^{E_s/kT},$$

onde g_i e g_s são os pesos estatísticos dos níveis de menor e maior energia, respectivamente. Essas relações são válidas em qualquer condição, até mesmo fora do equilíbrio termodinâmico.

A.0.3 Medidas e Análise do Perfil

Nesta sessão trataremos brevemente das grandezas essenciais para a análise de linhas espectrais.

A profundidade da linha (R_λ), observe a Figura A.3, é definida como:

$$R_\lambda = \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} = 1 - \frac{F_\lambda}{F_c}, \quad (\text{A.19})$$

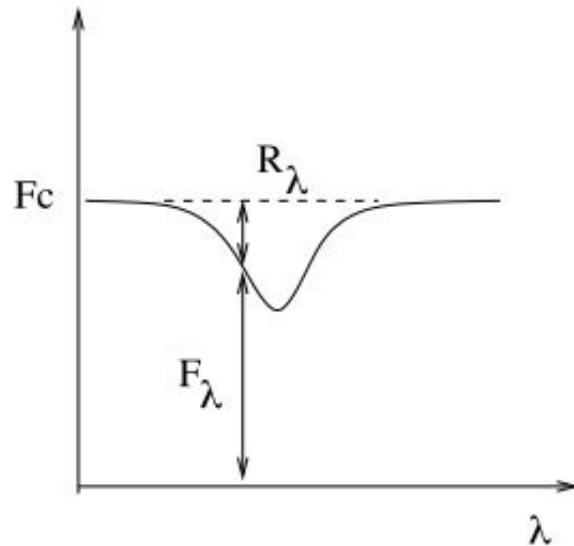


Figura A.3 Ilustração esquemática da definição da profundidade da linha. Imagem extraída das notas de aula da Dra. Simone Daflon (Atmosferas Estelares, Aula 15, 2023).

sendo F_c o fluxo do contínuo e F_λ o fluxo em tal comprimento de onda. A profundidade da linha depende do coeficiente de absorção da linha, do coeficiente de absorção do contínuo e do gradiente da função fonte.

A largura equivalente (EW_λ) é definida como a largura de uma linha espectral retangular que tem absorção/emissão igual à de uma linha real, veja Figura A.4. Deste modo, a área total da linha é $EW_\lambda \times F_c$. Caso o contínuo esteja normalizado, EW_λ é igual à área total da linha.

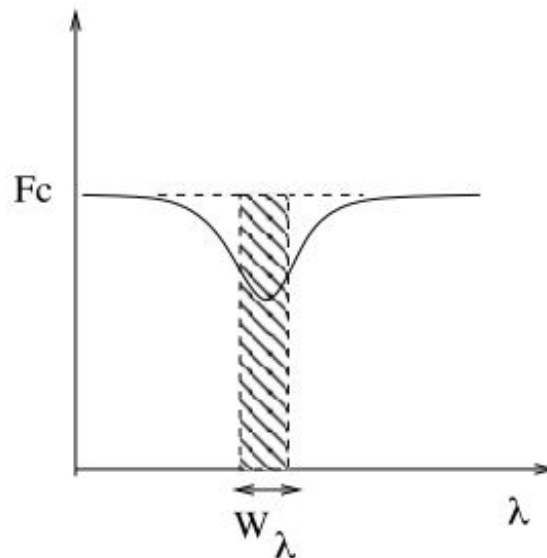


Figura A.4 Ilustração esquemática da definição da largura equivalente/intensidade da linha. Imagem extraída das notas de aula da Dra. Simone Daflon (Atmosferas Estelares, Aula 15, 2023).

Ademais, temos que:

$$EW_\lambda = \int_{\text{linha}} R_\lambda d\lambda = \int_{\text{linha}} \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda. \quad (\text{A.20})$$

A largura equivalente (ou ainda, a intensidade) de uma linha depende, principalmente de dois fatores: o coeficiente de absorção e o número de átomos capazes de realizar a transição que dá origem a tal linha. Como o número de átomos que realizarão a absorção é uma função dos graus de excitação e ionização dos elementos do gás, há uma dependência implícita com a temperatura, a pressão eletrônica e os parâmetros atômicos através das equações de Boltzmann e Saha (caso o ET/ETL seja válido).

Apêndice B

Melhores Ajustes Obtidos

Neste apêndice, apresentamos os melhores ajustes espectrais obtidos para as estrelas anãs M pertencentes ao aglomerado aberto de Presépio analisadas neste trabalho. Os ajustes foram realizados conforme a metodologia descrita no Capítulo 3, utilizando espectros observados pelo levantamento APOGEE.

Os gráficos a seguir exibem a comparação entre os espectros observados (círculos azuis) e os espectros sintéticos (linhas sólidas cinzas) que resultaram nos melhores ajustes encontrados para as estrelas de nossa amostra. Cada painel cobre uma faixa espectral de aproximadamente 300 Å dentro da janela espectral do APOGEE.

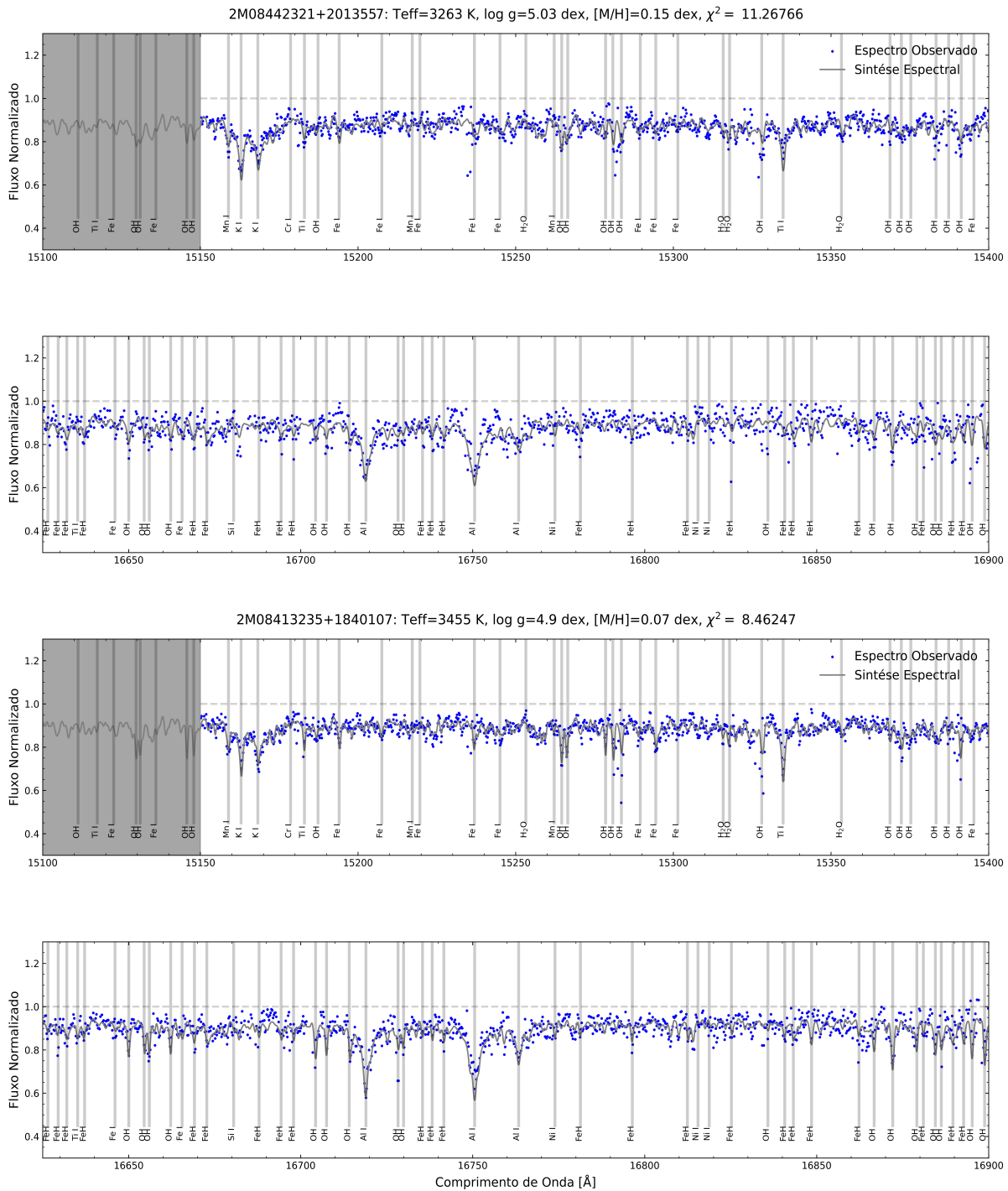


Figura B.1 Mesma imagem representada na Figura 3.7, demonstrando os melhores ajustes obtidos por este trabalho para as estrelas 2M08442321+2013557 e 2M08413235+1840107. Cada figura contém dois gráficos, e os nomes das estrelas correspondentes estão indicados nos próprios painéis.

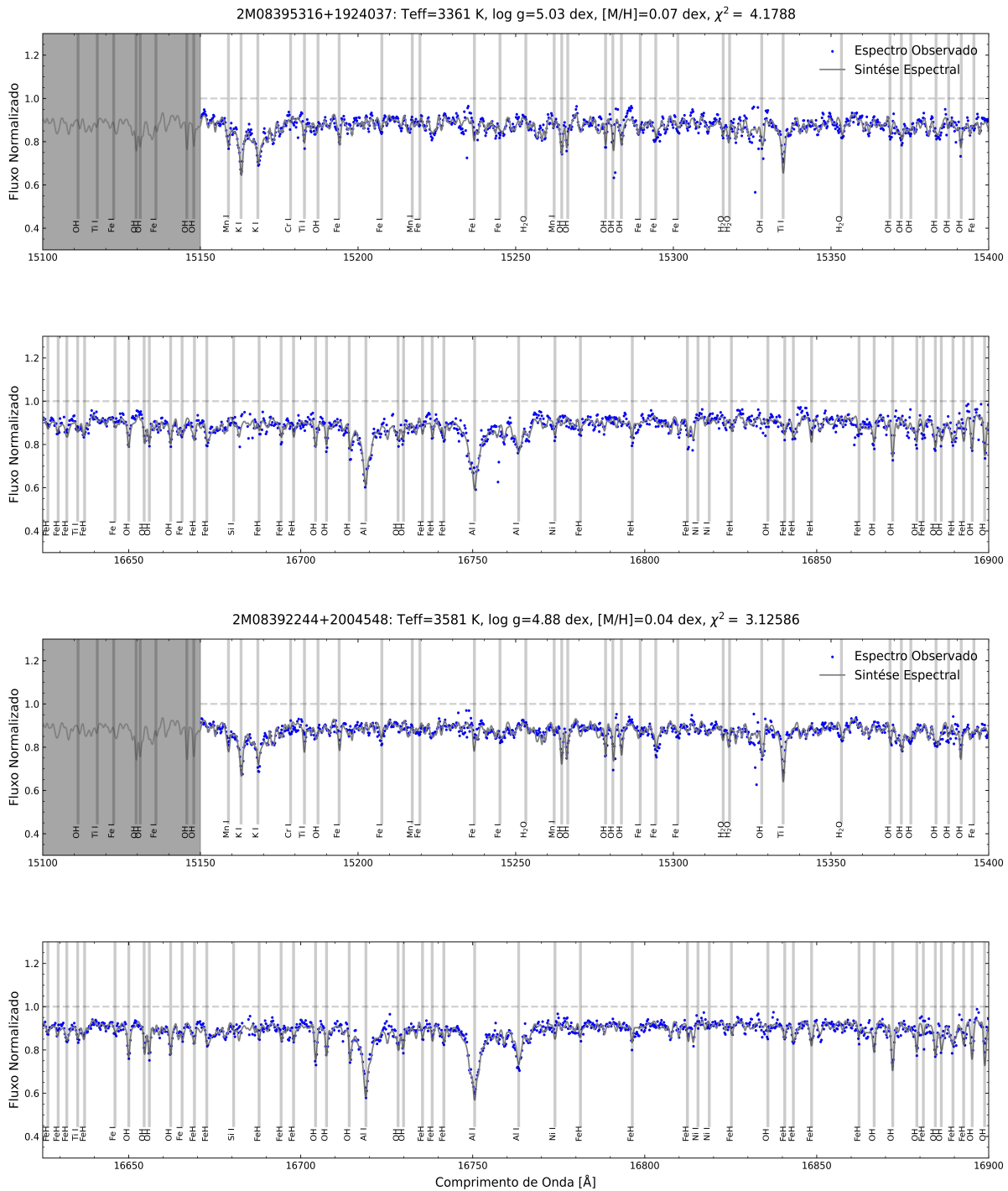


Figura B.3 Mesma imagem representada na Figura 3.7, demonstrando os melhores ajustes obtidos por este trabalho para as estrelas 2M08395316+1924037 e 2M08392244+2004548. Cada figura contém dois gráficos, e os nomes das estrelas correspondentes estão indicados nos próprios painéis.

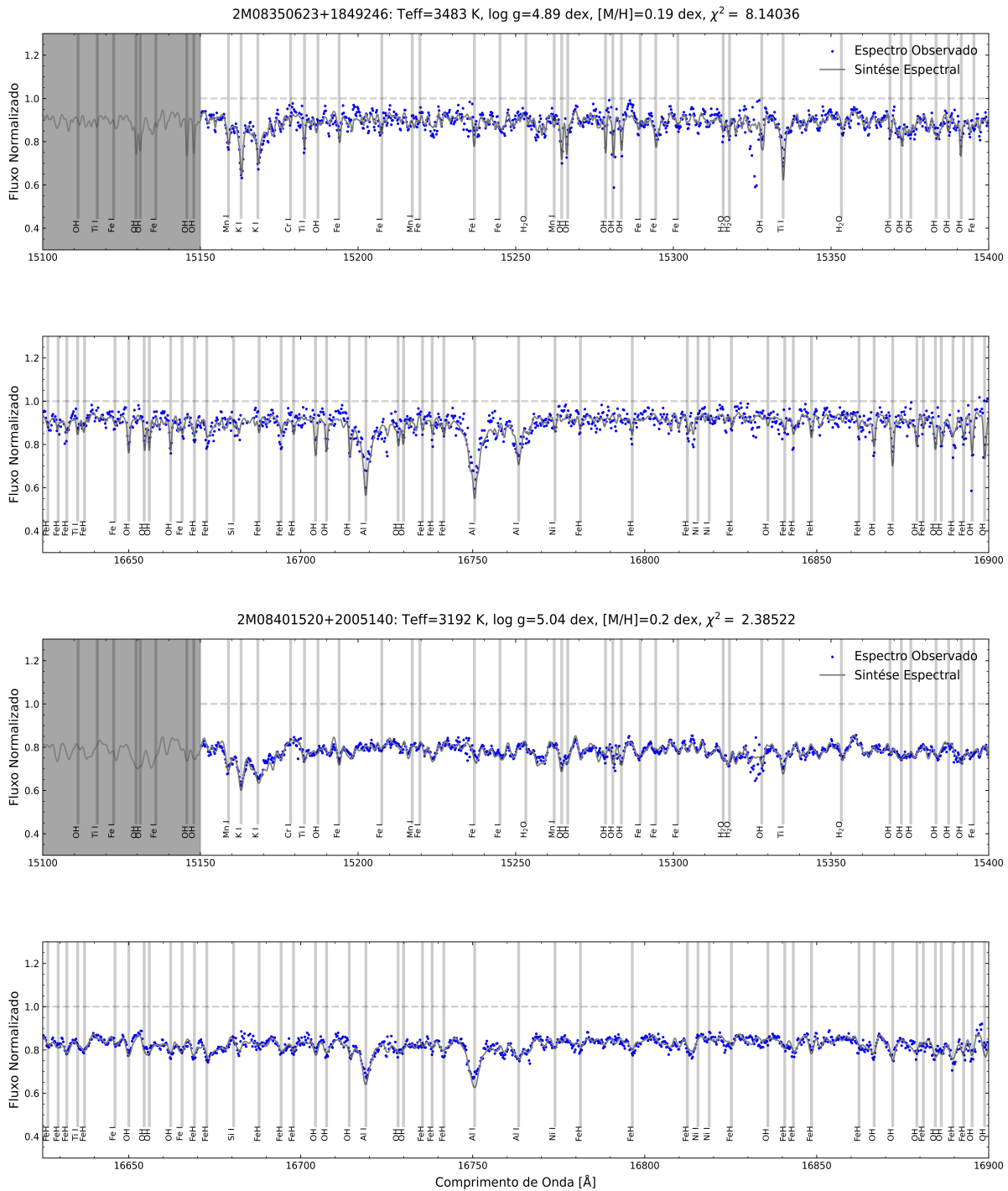


Figura B.7 Mesma imagem representada na Figura 3.7, demonstrando os melhores ajustes obtidos por este trabalho para as estrelas 2M08350623+1849246 e 2M08401520+2005140. Cada figura contém dois gráficos, e os nomes das estrelas correspondentes estão indicados nos próprios painéis.

