



Departamento de Pós Graduação em Astronomia e Geofísica
OBSERVATÓRIO NACIONAL - ON/MCTI

Espectroscopia de Alta Resolução no Infravermelho de
Estrelas Anãs-M, Anãs-G, Subgigantes-G e Gigantes
Vermelhas-K Observadas com o APOGEE

por

DIOGO MARTINS SOUTO

RIO DE JANEIRO
MARÇO DE 2017

Espectroscopia de Alta Resolução no Infravermelho de
Estrelas Anãs-M, Anãs-G, Subgigantes-G e Gigantes
Vermelhas-K Observadas com o APOGEE

por

DIOGO MARTINS SOUTO

Orientadora:

KATIA CUNHA

Departamento de Pós Graduação em Astronomia e Geofísica
OBSERVATÓRIO NACIONAL - ON/MCTI

Tese de Doutorado apresentada ao Programa
de Pós-graduação em Astronomia do Obser-
vatório Nacional/MCTI, como parte dos re-
quisitos necessários à obtenção do Título de
Doutor em Astronomia.

RIO DE JANEIRO
MARÇO DE 2017

RESUMO

Nesta Tese, apresentamos resultados pioneiros no estudo químico de estrelas anãs-M e mostramos ser possível obter abundâncias detalhadas para treze elementos (C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn e Fe) a partir da análise em ETL dos espectros na região do infravermelho, entre 1.5 – 1.7 μm , obtidos pelo *survey* APOGEE. Duas estrelas anãs-M com exoplanetas detectados pela missão Kepler, Kepler-138 e Kepler-186, foram analisadas em detalhe pela primeira vez na literatura. Nossos resultados indicam que ambas as estrelas possuem metalicidades quase solares, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.09$ e -0.08 dex para Kepler-138 e Kepler-186, respectivamente. As metalicidades obtidas para estas estrelas são aproximadamente ~ 0.2 dex mais altas que as estimativas da literatura. Estes trabalhos utilizam espectros em baixa resolução e estas diferenças sistemáticas são decorrentes da não consideração das contribuições das linhas de CO e H₂O, que afetam as intensidades e larguras equivalentes das linhas espectrais, de Na I e Ca I, utilizadas para determinar as metalicidades em baixa resolução. Um resultado obtido neste trabalho foi que a estrela Kepler-186 é um pouco rica em silício ($[\text{Si}/\text{Fe}] = +0.18$), elemento este que controla a estrutura interna de planetas rochosos. Analisamos também uma amostra de 13 estrelas anãs-M (que podem ser utilizadas como uma amostra de calibração), onde 11 destas estão em sistemas binários e outras duas possuem medidas precisas de raio através da interferometria. Nossos resultados indicam que a escala de metalicidade para as estrelas anãs-M, obtida nesta Tese, é compatível com a escala de metalicidades obtida usando espectros ópticos de alta resolução da literatura para as estrelas primárias quentes (tipos espectrais K e G), sem diferenças sistemáticas significativas. Nossa escala de metalicidades também pode ser confirmada a partir do estudo de duas estrelas anãs-M pertencentes ao aglomerado aberto M 67. Obtivemos que as estrelas anãs-M analisadas tem metalicidades muito próximas à solar, o que é esperado para este aglomerado que já foi muito estudado na literatura. A amostra de estrelas analisadas, em M 67, incluiu também: duas anãs-G de tipo solar, duas subgigantes de tipo-G e duas gigantes vermelhas de tipo-K, cobrindo um intervalo de massa entre 0.50 e 1.30 M_{\odot} . A metalicidade média obtida para as oito estrelas analisadas de M 67 foi: $\langle A(\text{Fe}) \rangle = 7.48 \pm 0.02$, demonstrando um alto grau de homogeneidade. Além do ferro, determinamos também as abundâncias dos seguintes elementos: C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr e Mn. As abundâncias de ^{12}C e ^{14}N obtidas, revelam a assinatura da primeira dragagem, onde: $^{12}\text{C}/^{14}\text{N} = 2.34$, para estrelas subgigantes e $^{12}\text{C}/^{14}\text{N} = 1.73$, para estrelas gigantes vermelhas. Observamos também que mecanismos de difusão e/ou assentamento gravitacional podem estar presentes nas estrelas anãs de M 67 e que as

abundâncias dos elementos mais leves, como Na, Mg, Al e Si, são as mais afetadas. Outro resultado obtido, para M 67, é que a estrela 2M08510076+1153115 é uma gêmea solar. O aglomerado aberto NGC 2420 também foi estudado nesta Tese. As abundâncias de 16 elementos químicos (C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co e Ni) foram determinadas em 12 estrelas gigantes vermelhas deste aglomerado. As abundâncias obtidas apresentam diferenças sistemáticas quando comparadas com alguns estudos da literatura e obtivemos uma metalicidade média de $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0.16 \pm 0.04$. Das 12 estrelas estudadas, identificamos seis como pertencentes ao ramo das gigantes (RGB) e as outras seis ao agrupamento vermelho (RC). As abundâncias de ^{12}C e ^{14}N obtidas são consistentes com a primeira dragagem, onde $A(^{12}\text{C})$ é ligeiramente menor (na média por -0.06 dex) e $A(^{14}\text{N})$ é ligeiramente mais elevado (na média por $+0.11$ dex). As razões das abundâncias de carbono sobre nitrogênio obtidas, não indicam diferenças significativas entre as estrelas destes dois grupos, com valores médios $^{12}\text{C}/^{14}\text{N} = 2.50 \pm 0.29$ (RGB) e 2.36 ± 0.18 (RC).

ABSTRACT

In this Thesis, we present the first results of a detailed chemical study of M-dwarf stars. We demonstrate that it is possible to obtain elemental abundances of up to thirteen elements (C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn and Fe) from an LTE analysis of high-resolution near-infrared spectra, between 1.5 - 1.7 μm , obtained by the APOGEE survey. Two M-dwarfs with exoplanets detected by the Kepler mission, Kepler-138 and Kepler-186 were analyzed. Our results indicate that both stars have near-solar metallicities, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.09$ and -0.08 dex, for Kepler-138 and Kepler-186, respectively. The metallicities obtained for these stars are roughly ~ 0.2 dex higher than literature values derived from low-resolution spectra. These systematic differences may be due to contributions from numerous CO and H₂O lines, which affect the intensity and the equivalent widths of Na I and Ca I spectral lines, commonly used to determine the metallicities from low-resolution spectra. One interesting result obtained was that the star Kepler-186 exhibits an enrichment of silicon ($[\text{Si}/\text{Fe}] = +0.18$), and this element is important in controlling the internal structure of rocky planets. We also have analyzed a sample of 13 M-dwarf stars (which can be used as a calibration sample), with 11 of these stars in binary systems having hotter primary stars (of spectral types G and K), while the other two M-dwarfs have precise radii measurements from interferometry. Our results indicate that the metallicity scale for the M-dwarf stars obtained in this thesis is very similar to the metallicity scale obtained from optical high-resolution spectra of the G and K primary stars published in the literature. Our metallicity scale for M-dwarfs is also confirmed by studying two M-dwarf members of the open cluster M 67. We find that the M-dwarfs analyzed in M67 have metallicities very close to solar, which is expected for this cluster based upon numerous studies in the literature. The stellar sample analyzed in M 67 also included: two solar-type G-dwarfs, two G-type subgiants, and two K-type red giants, covering a range in stellar mass between 0.50 and 1.30 M_{\odot} . The metallicity obtained for the eight stars in M 67 is $\langle A(\text{Fe}) \rangle = 7.48 \pm 0.02$, showing a high degree of homogeneity. Besides iron, we also determined the abundances of the following elements: C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, and Mn. The abundances of ^{12}C and ^{14}N exhibit the signature of the first dredge-up in the more evolved stars, with $^{12}\text{C}/^{14}\text{N} = 2.34$ for subgiant stars and $^{12}\text{C}/^{14}\text{N} = 1.73$ for the red giant stars. We also found that diffusion and/or gravitational settling effects may be present in the dwarf stars of M 67 where the abundances of the lighter elements, such as Na, Mg, Al, and Si, are the most affected. Another result obtained for M 67 is that the star 2M08510076+1153115 is a solar twin. The open cluster NGC 2420 was also studied in this thesis. Abundances of 16 chemical

elements (C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, and Ni) were determined in a sample of 12 red giant members of this open cluster. The abundances obtained shown systematic differences when compared to some studies in the literature. We obtained a mean metallicity of $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = -0.16 \pm 0.04$. From the 12 stars studied, we identified six as belonging to the red giant branch (RGB) and six belonging to the red clump (RC). The abundances of ^{12}C and ^{14}N are consistent with the first dredge-up, where $A(^{12}\text{C})$ is slightly lower (-0.06 dex) and $A(^{14}\text{N})$ is slightly higher (on average by +0.11 dex). The derived abundance ratio of carbon over nitrogen did not indicate significant differences between stars of these two groups, with mean values $^{12}\text{C}/^{14}\text{N} = 2.50 \pm 0.29$ (RGB) and 2.36 ± 0.18 (RC).

Esta Tese é dedicada aos estudantes que tiveram que
deixar o seu lar almejando serem cientistas um dia.

Eu me lembro muito bem do dia em que eu cheguei
Jovem que desce do norte pra cidade grande
Os pés cansados e feridos de andar légua tirana
Lágrima nos olhos de ler o Pessoa
E de ver o verde da cana
Em cada esquina que eu passava um guarda me parava
Pedia os meus documentos e depois sorria
Examinando o 3x4 da fotografia
E estranhando o nome do lugar de onde eu vinha
Pois o que pesa no norte,
Pela lei da gravidade disso Newton já sabia!
Cai no sul grande cidade
São Paulo violento, corre o rio que me engana
Copacabana, zona norte e os cabarés da Lapa onde eu morei
Mesmo vivendo assim, não me esqueci de amar
Que o homem é pra mulher e o coração pra gente dar
Mas a mulher, a mulher que eu amei
Não pode me seguir não
[...]
A minha história é talvez
É talvez igual a tua, jovem que desceu do norte
Que no sul viveu na rua
Que ficou desnorteado, como é comum no seu tempo
Que ficou desapontado, como é comum no seu tempo
Que ficou apaixonado e violento como você
Eu sou como você...
Belchior – Fotografia 3x4

AGRADECIMENTOS

À minha orientadora Dra. Katia Cunha. É difícil encontrar palavras para expressar minha gratidão por ter colaborado com tamanha relevância no meu crescimento profissional e pessoal ao longo destes quatro anos.

Ao Dr. Verne Smith por sempre oferecer apoio e ajuda nos momentos capitais.

Aos meus colaboradores no Instituto de Astrofísica de Canarias, Dr. Carlos Allende Prieto, Dr. Anibal García Hernández e a Dra. Olga Zamora que sempre foram atenciosos e hospitaleiros nas minhas visitas à Tenerife.

A todos os meus amigos do Observatório Nacional e do Instituto de Astrofísica de Canarias que contribuíram com calorosas discussões, sejam em ambientes acadêmicos ou em mesa de bar.

Aos pesquisadores e professores que trabalham com o APOGEE e que estiveram presentes em diversos momentos da minha formação.

À Taiana Ciscotto, por estar sempre presente na minha vida, até mesmo quando tínhamos um oceano de distância.

À minha família por sempre ter apoiado minha aventura acadêmica.

À Capes e ao programa Ciência Sem Fronteiras pelo auxílio financeiro.

Aos Deuses dos Hominídeos.

Um agradecimento, em especial, a todos aqueles que foram feridos, física ou moralmente, lutando por melhorias na saúde e educação do país nos últimos anos.

SUMÁRIO

Sumário	viii
	Página
Lista de Tabelas	xi
Lista de Figuras	xiii
Preâmbulo	xix
Introdução	xxi
1 O Survey SDSS-4 APOGEE	1
1.1 O Espectrógrafo APOGEE	3
1.2 A Seleção dos Alvos para o APOGEE	4
1.3 Redução de Dados do APOGEE	8
1.4 Modelagem Espectral no APOGEE	10
1.4.1 Modelos de Atmosferas	11
1.4.2 Lista de Linhas Atômicas e Moleculares	13
1.4.3 Geração de Espectros Sintéticos	15
1.4.4 Análise Automática dos Espectros APOGEE: ASPCAP	17
1.5 Calibração dos Resultados Obtidos com ASPCAP	18
2 Caracterização e Abundâncias Químicas de Estrelas anãs-M	23
2.1 O Estado da Arte das Estrelas Anãs-M	23
2.1.1 Uma Introdução às Estrelas Anãs-M	24
2.1.2 Caracterização de Estrelas Anãs-M	25
2.1.3 Espectros, Metalicidades e Composição Química das Anãs-M	28
2.1.4 Exoplanetas em Anãs-M	37

2.2	Abundâncias Químicas de Anãs-M Observadas com o APOGEE I. As Estrelas com Exoplanetas Kepler-138 e Kepler-186	41
2.3	Estrelas Anãs-M em Sistemas Binários	54
2.3.1	Amostra	54
2.3.2	Determinação dos Parâmetros Atmosféricos	54
2.3.3	Discussão	57
2.3.4	Conclusões	63
3	Abundâncias Químicas de uma Amostra de Gigantes Vermelhas no Aglomerado Aberto NGC 2420 Observadas com o APOGEE	71
4	Abundâncias Químicas de Estrelas Anãs de tipo M e G, subgigantes de tipo G e gigantes vermelhas do tipo K em M 67: testando a difusão	89
5	Conclusões e Perspectivas Futuras	133
	Bibliografia	139
	Apêndice A – Formação de Linhas Espectrais em Equilíbrio Termodinâmico Local	149
A.1	Aproximação ETL, Equilíbrio Termodinâmico Local	149
A.1.1	Aproximação ETL, Equilíbrio Termodinâmico Local	149
A.1.2	Formação de Linhas Espectrais	151
A.1.3	Efeitos de Alargamento da Linha Espectral	152
A.1.4	Métodos para Determinar a Composição Química Estelar	154
	Apêndice B – Identificação das Linhas Espectrais	157
	Apêndice C – Outros Artigos Desenvolvidos em Colaboração Durante o Doutorado	167

LISTA DE TABELAS

TABELA	Página
1.1 Localização dos Alvos APOGEE na Galáxia	5
1.2 Grades dos Modelos de Atmosferas do APOGEE	13
2.1 Amostra Estelar	64
2.2 Abundâncias Químicas Individuais dos Elementos	65
2.3 Abundâncias Químicas da Amostra	68
2.4 Metalicidades das Estrelas em Sistema Binário	68

LISTA DE FIGURAS

FIGURA	Página
1.1 Diagrama esquemático do espectrógrafo APOGEE. Figura reproduzida de Majewski <i>et al.</i> (2015).	4
1.2 Mapa da Via Láctea obtido com fotometria 2MASS (Cutri <i>et al.</i> 2003). Crédito da figura: http://www.sdss.org/surveys/apogee-2/apogee-2-background/	5
1.3 Os campos de observação do SDSS APOGEE 1 e 2 nos hemisférios norte e sul. Os pontos azuis representam os campos observados durante o SDSS-3 APOGEE-1, os pontos laranja indicam os campos que estão sendo e serão observados com o APOGEE-2 Norte, os pontos amarelos representam os campos de observação com o APOGEE-2 Sul e em verde mostramos o campo da missão Kepler-1. Crédito da figura: http://www.sdss.org/surveys/apogee-2/	6
1.4 Exemplo de uma das placas de observação do APOGEE centrada no campo da missão Kepler. Crédito da figura: Sten Hasselquist (NMSU).	7
1.5 Fluxograma do <i>pipeline</i> de redução de dados do APOGEE, que é subdividido em três etapas principais: a fase <i>Mountain</i> que controla a aquisição dos dados, a fase APRED que gera o espectro em duas dimensões (fluxo por comprimento de onda) e a fase APSTAR que combina as observações e determina a velocidade radial absoluta da estrela. Figura reproduzida de Nidever <i>et al.</i> (2015).	9
1.6 Linhas telúricas de uma estrela quente observadas com o espectro APOGEE. A parte superior da figura (espectro em verde) mostra as linhas de CH ₄ , na parte central (espectro vermelho) vemos linhas de CO ₂ e na parte inferior (espectro azul) as linhas de H ₂ O. Figura reproduzida de Nidever <i>et al.</i> (2015).	10

- 1.7 Painéis Superiores: variação dos parâmetros fundamentais dos modelos de atmosfera, como massa (m), temperatura (T), pressão gasosa (P) e densidade eletrônica (N_e) em função da profundidade ótica (τ_{ross}) para modelos Castelli & Kurucz (2003; C_K); modelos MARCS (A_M); e modelos ATLAS9 (A_K) estes dois últimos da grade APOGEE calculados por Mészáros *et al.* (2012), para uma estrela anã ($T_{ef} = 5500$, $\log g = 4.00$ em azul) e uma gigante vermelha ($T_{ef} = 4000$, $\log g = 1.00$ em vermelho). Nos painéis inferiores, apresentam-se as diferenças relativas entre os modelos APOGEE e modelos da grade de Castelli-Kurucz. Figura reproduzida de Mészáros *et al.* (2012). 14
- 1.8 Fluxograma que descreve o processo de operação do ASPCAP. A obtenção dos resultados ocorre em duas etapas: (1) obtenção dos parâmetros: T_{ef} , $\log g$, $[M/H]$, $[C/M]$, $[N/M]$, $[\alpha/M]$ e ξ , (2) e a determinação das abundâncias químicas individuais $[X/H]$. Figura reproduzida de García Pérez *et al.* (2016). 18
- 1.9 O painel superior mostra as linhas de emissão do céu (OH; espectro em preto) e as linhas telúricas de H_2O (em azul), CO_2 (em vermelho) e CH_4 (em verde). Em laranja é mostrado um espectro estelar para uma estrela com $H = 12.2$. O painel inferior mostra as janelas espectrais que foram definidas para cada linha individual utilizada na determinação das abundâncias de 15 dos elementos estudados pelo APOGEE. O intervalo de cobertura dos três detectores do espectrógrafo APOGEE estão separados por linhas verticais cinzas. Figura reproduzida de García Pérez *et al.* (2016) 19
- 1.10 Diagramas T_{ef} - $\log g$ para todas as estrelas observadas com o APOGEE DR12. O painel superior mostra os parâmetros estelares obtidos diretamente com o ASPCAP, enquanto que o painel inferior, mostra os resultados do ASPCAP que foram calibrados usando resultados da literatura. Note-se que valores calibrados de $\log g$ só estão disponíveis para as estrelas gigantes ($\log g < 3.5$). As isócronas mostradas correspondem a uma de idade de 4.0 Ganos e metalicidades $[M/H] = -1.8, -1.5, -1.0, -0.5, 0.0, +0.3$ dex (Bressan *et al.* 2012). Figura reproduzida de Holtzman *et al.* (2016). 21

- 2.1 Diagrama massa–magnitude absoluta para V , J , H e K . As curvas tracejadas e tracejadas–pontilhadas, apresentadas em cada painel, representam isócronas de Baraffe *et al.* (1998) geradas com idade de 5 Ganos e metalicidades $[Fe/H] = -0.50$ (linha tracejada) e $[Fe/H] = 0.00$ (linhas tracejada–pontilhada). A curva preta sólida representa o melhor ajuste para a massa em função das magnitudes absolutas em cada painel. Figura reproduzida de Delfosse *et al.* (2000). 26
- 2.2 Diagrama massa–log g para uma amostra de estrelas anãs-M estudadas em Bean *et al.* (2006). A curva de calibração do log g em função da massa estelar é representada pela linha preta. Figura reproduzida de Bean *et al.* (2006). . . 26
- 2.3 Painel superior: comparação das temperaturas efetivas obtidas utilizando a calibração de Mann *et al.* (2015; “*Work*”) com temperaturas efetivas utilizando a calibração de Casagrande *et al.* (2008), a barra de cor lateral indica a metalicidade ($[Fe/H]$). Painel inferior: diferença residual entre os resultados usando a calibração de Mann *et al.* (2015) e Casagrande *et al.* (2008) como função da temperatura efetiva. Nota-se que a calibração de Casagrande *et al.* (2008) subestima a T_{ef} principalmente para estrelas mais frias. Figura reproduzida de Mann *et al.* (2015). 27
- 2.4 Comparação das temperaturas efetivas obtidas através de calibrações fotométricas com temperaturas efetivas derivadas pelo ASPCAP para DR12. O painel superior esquerdo compara DR12 com a calibração de Mann *et al.* (2015), o painel superior direito com a calibração de Boyajian *et al.* (2013) e o painel inferior com a calibração de Casagrande *et al.* (2008). A barra lateral indica as metalicidade derivadas pelo ASPCAP para cada estrela. Figura reproduzida de Schmidt *et al.* (2016). 29
- 2.5 Distribuição espectral de energia normalizada do óptico ao infravermelho médio para quatro classes estelares distintas: em azul apresentamos uma estrela de tipo F2V, em preto temos o espectro do Sol, em laranja de uma estrela tipo K2V e em vermelho de uma estrela tipo anã-M3. Figura reproduzida de Shields *et al.* (2016). 30
- 2.6 Comparação das metalicidades obtidas através das calibrações de Bonfils *et al.* (2005), Johnson & Apps (2009), Schlafman & Laughlin (2010) e Neves *et al.* (2012, “*This Paper*”) em comparação com as metalicidades de Valenti & Fischer (2005). Figura reproduzida de Neves *et al.* (2012). 31

- 2.7 Comparação das metalicidades obtidas através de espectros de alta resolução na banda J de Önehag *et al.* (2012; painel à esquerda) e Lindgren *et al.* (2016; painel à direita) com metalicidades obtidas a partir de calibrações fotométricas de Bonfils *et al.* (2005), Johnson & Apps (2009), Schlaufman & Laughlin (2010) e Neves *et al.* (2012), Mann *et al.* (2015) e resultados espectroscópicos obtidos por Bean *et al.* (2006) e Rojas-Ayala *et al.* (2010, 2012). 33
- 2.8 Espectros em baixa resolução ($R \sim 2.000$) na banda- K de estrelas anãs-M, com tipos espectrais de M0 a M9, obtidos com o espectrógrafo TripleSpec no telescópio Hale no observatório de Palomar. As principais linhas espectrais estão identificadas. Figura reproduzida de Rojas-Ayala *et al.* (2012). 35
- 2.9 Painel à esquerda apresenta espectros sintéticos gerados com modelos PHOENIX com $T_{ef} = 3000$ K (painel superior) e $T_{ef} = 3500$ K (painel inferior) para diferentes razões [O-C/Fe] (barra de cor lateral). No painel à direita, vemos a comparação das metalicidades derivadas por Veyette *et al.* (2016). Os autores utilizam espectros sintéticos com diferentes razões de [O-C/Fe], medindo nestes as larguras equivalentes das linhas de Na I e Ca I e utilizando diferentes calibrações da literatura (de Rojas-Ayala *et al.* (2012), Terrien *et al.* (2012), Mann *et al.* (2013) e Newton *et al.* (2014)) para estimar as metalicidades. Figura reproduzida de Veyette *et al.* (2016). 36
- 2.10 Localização da zona habitável para estrelas de diferentes classes/massas. Observamos que estrelas menos massivas possuem a zona habitável mais próxima da estrela. Figura reproduzida de Shields *et al.* (2016). 39
- 2.11 Metodologia utilizada na determinação da temperatura efetiva espectroscópica. No painel superior esquerdo, mostramos uma região do espectro APOGEE com linhas de H₂O, no painel inferior esquerdo, apresentamos uma região com linhas de OH. Em ambos os painéis, espectros sintéticos gerados para diferentes temperaturas efetivas são mostrados. No painel à direita, apresentamos o diagrama $A(O)-T_{ef}$ para a determinação de T_{ef} utilizando as linhas de OH e H₂O como indicadores da abundância de oxigênio. 56
- 2.12 Sensitividade das linhas de Fe I (painel superior) e FeH (painel inferior) à gravidade superficial. Em círculos verdes mostramos o espectro observado da estrela 2M14045583+0157230 e em vermelho, azul e preto espectros sintéticos para valores de $\log g = 4.50, 4.75$ e 5.00 , respectivamente. 57

2.13	Comparação das temperaturas efetivas espectroscópicas determinadas utilizando modelos MARCS com as temperaturas efetivas obtidas por calibrações fotométricas da literatura, temperaturas espectroscópicas utilizando modelos PHOENIX e resultados do APOGEE obtidos pelo ASPCAP (DR12 e DR13).	58
2.14	Diagrama T_{ef} -log g das estrelas analisadas. Os valores de log g obtidos espectroscopicamente são representados por quadrados vermelhos e os valores de log g obtidos utilizando a calibração de Bean <i>et al.</i> (2006) são indicados por círculos azuis.	60
2.15	Metalicidades das estrelas anãs-M (secundárias) obtidas neste trabalho e comparadas às metalicidades das estrelas primárias, quentes, obtidas da literatura a partir de espectros ópticos.	60
2.16	A variação das abundâncias dos elementos C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr and Mn em função da metalicidade ([Fe/H]) para estrelas estudadas neste trabalho (círculos vermelhos). Também mostramos resultados da literatura de Bensby <i>et al.</i> (2014, triângulos cinzas); Adibekyan <i>et al.</i> (2012, círculos azuis), Allende-Prieto <i>et al.</i> (2004, quadrados lilás), Nissen <i>et al.</i> (2014; pentágonos azuis claros), Reddy <i>et al.</i> (2003; xis verdes) e Teske <i>et al.</i> (2015, losangos marrons) como comparação.	62
1	Painel à esquerda: representação do método de medida da largura equivalente. Painel à direita: sobreposição do espectro observado e do espectro sintético para uma estrela gigante vermelha do aglomerado aberto NGC 2420.	155
2	Espectros sintéticos calculados para: $T_{ef} = 4000$ K; log g = 4.75; [Fe/H] = 0.00.	158
3	Espectros sintéticos calculados para: $T_{ef} = 3900$ K; log g = 4.75; [Fe/H] = 0.00.	159
4	Espectros sintéticos calculados para: $T_{ef} = 3800$ K; log g = 4.75; [Fe/H] = 0.00.	160
5	Espectros sintéticos calculados para: $T_{ef} = 3700$ K; log g = 4.75; [Fe/H] = 0.00.	161
6	Espectros sintéticos calculados para: $T_{ef} = 3600$ K; log g = 4.75; [Fe/H] = 0.00.	162
7	Espectros sintéticos calculados para: $T_{ef} = 3500$ K; log g = 4.75; [Fe/H] = 0.00.	163
8	Espectros sintéticos calculados para: $T_{ef} = 3400$ K; log g = 4.75; [Fe/H] = 0.00.	164
9	Espectros sintéticos calculados para: $T_{ef} = 3300$ K; log g = 4.75; [Fe/H] = 0.00.	165
10	Espectros sintéticos calculados para: $T_{ef} = 3200$ K; log g = 4.75; [Fe/H] = 0.00.	166

PREÂMBULO

*Al fin y al cabo, somos lo que hacemos
para cambiar lo que somos.*

Eduardo Galeano

Os astros celestes fascinam e despertam a nossa curiosidade desde os primórdios da vida humana na Terra. No Brasil, em especial, tribos indígenas de origens Tupi e Guarani utilizavam os fenômenos astronômicos para contar o tempo vivido, ou mesmo, prever épocas de chuva, tendo o ciclo lunar e estelar como referência (Vespucio 2014). A época de chuva, por exemplo, para os Tupinambás, era comumente esperada com a aparição do conjunto de estrelas denotados por *seichu*, que hoje é conhecido como aglomerado aberto das Plêiades (Lima 2015). No calendário ocidental, o “nascido” das Plêiades no céu austral prevê o início do inverno que é o período de chuva dos dias atuais.

Tempos depois, com a descoberta das lentes, o alemão Hans Lippershey foi o primeiro a desenvolver e registrar uma luneta, objeto que é constituído por um conjunto de lentes e possibilita a ampliação da imagem observada. A luneta foi uma das mais importantes descobertas incorporadas à astronomia e, Galileu Galilei, em 1609, ao ter conhecimento deste objeto, começou a criar o seu próprio equipamento. Galileu foi o primeiro a direcionar a luneta ao estudo dos astros, observando detalhes das crateras da lua nunca antes vistos, além de descobrir as quatro maiores luas de Júpiter: Io, Europa, Ganímedes e Calisto. Logo, a luneta foi difundida entre os astrônomos contemporâneos à Galileu resultando em diversas outras descobertas ao longo dos anos.

Outra ferramenta incorporada à astronomia, tão importante quanto a luneta, foi a espectroscopia. William Herschel, em 1800, observou que um feixe de luz ao passar por um meio dispersor era dividido em outros novos feixes, dos quais cada um destes possuía temperaturas distintas. Um experimento semelhante foi conduzido em 1802

por William Hyde Wollaston, utilizando a luz provinda do Sol, o qual observou que o espectro eletromagnético solar era composto por várias manchas escuras. Joseph von Fraunhofer e Robert Bunsen, anos depois, conduziram experimentos espectroscópicos em laboratório com determinados elementos químicos e verificaram que as manchas obtidas por Wollaston no Sol eram reproduzidas para elementos específicos, constatando que os mesmos elementos químicos encontrados na Terra também estão presentes no Sol. As manchas escuras no espectro solar ficaram então conhecidas como Linhas de Fraunhofer, ou linhas de absorção espectral, e cada uma delas tem a assinatura de um determinado elemento químico.

A união de lunetas/telescópios e espectros aprimorados trouxeram aos astrônomos a oportunidade de estudar objetos com qualidade inimaginável à época de Galileu ou Fraunhofer. Hoje, dispomos de telescópios e satélites capazes de detectar desde planetas fora do nosso sistema solar, chamados exoplanetas, a radiações provenientes dos primeiros segundos da criação do universo. Todos estes avanços obtidos ao longo de todos estes anos possibilitaram, hoje, a realização desta Tese.

INTRODUÇÃO

Novas fronteiras do conhecimento são abertas e exploradas a cada dia na Astrofísica Moderna. Muitos dos avanços alcançados nos últimos 20 anos vêm da espectroscopia de alta resolução aplicada ao estudo estelar. Descobertas tais como: planetas extrasolares (exoplanetas), estrelas gêmeas solares, destroços mareais de galáxias satélites, gradientes de metalicidade na Galáxia e tantas outras estão relacionados aos estudos espectroscópicos desenvolvidos nas últimas duas décadas.

Por vários anos, o estudo espectroscópico esteve predominantemente confinado a região do ótico, dado que os principais fotodetectores utilizados possuíam estabilidade apenas entre 0.4 e 1.1 μm . Com o aprimoramento dos CCDs, assim como dos fotodetectores à base de diferentes compostos, tais como: silício, HgCdTe, InGaAs e InSb, outros comprimentos de onda, como o infravermelho, puderam ser estudados (Burke *et al.* 2007; Bai *et al.* 2008; Rieke 2009)

O estudo estelar utilizando espectroscopia no infravermelho possui algumas vantagens importantes, como a de penetrar, mais facilmente, em densas regiões de gás e poeira na Galáxia. O gás e a poeira interestelar são formados, principalmente, por grãos de silicatos e gelo de água que tem temperatura da ordem de 10–20 K (Binney & Merrifield 1998). Estes compostos, possuem um coeficiente de espalhamento de fótons da ordem de $A(\lambda) = I_0\lambda^{-4}$, ou seja, quanto maior o comprimento de onda utilizado menor será a dispersão da luz provocada por estes objetos. Neste sentido, grandes levantamentos de dados (*surveys*) fotométricos no infravermelho, como o 2MASS (*Two Micron All Sky Survey*, Cutri *et al.* 2003) e o WMAP (*Wilkinson Microwave Anisotropy Probe*, Bennett *et al.* 2003) foram essenciais para compreendermos melhor a distribuição de estrelas na Via Láctea e em galáxias distantes do Universo.

No que concerne a espectroscopia, atualmente existem vários espectrógrafos de alta resolução no infravermelho, dentre estes, aparecem como principais: o espectrógrafo CRIRES¹, no *Very Large Telescope* (VLT) no observatório ESO²; o espectrógrafo

¹CRYogenic high-resolution InfraRed Echelle Spectrograph.

²European Southern Observatory

NIRSPEC³, no telescópio Keck II no observatório *Keck*; o espectrógrafo LIRIS⁴, no telescópio *William Herschel* no observatório *Roque de los Muchachos*; e também o espectrógrafo APOGEE (*Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment*, Majewski *et al.* 2015) que encontra-se montado no telescópio *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) no observatório de *Apache Point*, localizado no estado do Novo México, Estados Unidos da América.

Esta Tese é constituída por uma compilação de trabalhos realizados ao longo do período de Doutorado, todos conectados pelo estudo da composição química de estrelas em diferentes estágios evolutivos e que foram desenvolvidos a partir da análise de espectros de alta resolução no infravermelho próximo obtidos com APOGEE. A seguir, discutiremos brevemente o escopo de cada um dos capítulos desta Tese.

No capítulo 1, apresentamos uma descrição detalhada do espectrógrafo APOGEE, apontando os critérios de seleção dos alvos observados pelo *survey*, o processo de redução dos dados e a metodologia utilizada para obtermos os parâmetros atmosféricos e químicos, de forma automática, para todas as estrelas observadas com o APOGEE. Estima-se que o total de estrelas observadas pelo APOGEE até 2020 será superior a 400.000 estrelas.

O capítulo 2 apresenta os resultados obtidos a partir do estudo químico de estrelas anãs-M observadas com o APOGEE. Para uma melhor compreensão das motivações e dificuldades no estudo desta classe estelar, apresentamos, na Seção 2.1, o atual estado da arte das estrelas anãs-M, fazendo uma revisão dos seus principais resultados obtidos na literatura. Na Seção 2.2, apresentamos o artigo “*Chemical Abundances of M-dwarfs from the APOGEE Survey. I. The Exoplanet Hosting Stars Kepler-138 and Kepler-186*”. Este estudo obteve, pela primeira vez na literatura, abundâncias químicas de 13 elementos (C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn e Fe) em estrelas anãs-M. As estrelas estudadas são anãs-M com exoplanetas interessantes. Kepler 138-b é um exoplaneta de tamanho similar a Marte (Jontof-Hutter *et al.* 2016) e Kepler 186-f (Quintana *et al.* 2014), é caracterizado como um exoplaneta de tamanho similar à Terra e localizado na zona habitável da estrela Kepler-186, ou seja, este planeta se encontra a uma distância tal da estrela-mãe que possibilita abrigar água na forma líquida em sua superfície. A análise química de 11 estrelas anãs-M em sistemas binários, bem como de duas anãs-M com medidas de raios obtidos através de interferometria, é apresentada na Seção 2.3. Neste trabalho, discutiremos métodos para determinar, espectroscopicamente, a temperatura efetiva e a gravidade superficial em estrelas anãs-M. Investigaremos também se a escala

³Near-Infrared Spectrograph.

⁴Long-slit Intermediate Resolution Infrared Spectrograph.

de metalicidade obtida para as estrelas anãs-M (secundárias nos sistemas binários) é compatível com resultados de metalicidade obtidos da literatura para as estrelas primárias, que são de tipo espectral K ou G.

O artigo “*Chemical Abundances in a Sample of Red Giants in the Open Cluster NGC 2420 from APOGEE*” é apresentado no Capítulo 3. O aglomerado aberto NGC 2420 é relativamente bem estudado na literatura, entretanto, resultados de metalicidades obtidos a partir de espectros de alta resolução na região do ótico encontram metalicidades que variam desde $[Fe/H] = -0.60$ a -0.05 dex (Pilachowski *et al.* 1980, Pancino *et al.* 2010). Neste trabalho, estudamos uma amostra de 12 estrelas pertencentes ao aglomerado aberto NGC 2420, através da análise química de 16 elementos: C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, Co e Ni. Das estrelas analisadas, identificamos seis delas como sendo pertencentes ao ramo das gigantes (RGB, *red giant branch*) e outras seis como pertencentes ao agrupamento vermelho, (RC, *red clump*). Apresentamos também uma comparação dos nossos resultados com aqueles obtidos, automaticamente, pelo ASPCAP (*Apogee Stellar Parameters and Chemical Abundances Pipeline*, García Pérez *et al.* 2016).

No Capítulo 4, apresentamos o estudo de um outro aglomerado aberto Galático, o Messier 67 ou NGC 2682, que é um dos aglomerados mais estudados da literatura. O artigo (a ser submetido para publicação) “*Chemical Abundances of M- and G-type Dwarfs, G-type Subgiants and K-type Red Giants in M 67 with APOGEE: Testing Diffusion*” apresenta a análise química detalhada de oito estrelas observadas pelo APOGEE, das quais duas são anãs-M, duas são estrelas do tipo solar, duas delas são subgigantes de tipo-G e outras duas são estrelas gigantes vermelhas de tipo K. Vale salientar que esta é a primeira vez na literatura que é apresentada uma análise química de estrelas anãs-M pertencentes ao aglomerado aberto M 67. Com este estudo, temos a oportunidade de testar se a metodologia desenvolvida para a análise destas anãs-M produz resultados que são compatíveis com os da literatura, obtidos de forma independente. Adicionalmente, estrelas formadas em aglomerados estelares possuindo diferentes massas (em diferentes estágios evolutivos) são uma amostra ideal para se estudar efeitos ainda não completamente compreendidos, como a difusão e o assentamento gravitacional (Michaud *et al.* 2004, Korn *et al.* 2007, Blanco-Cuaresma *et al.* 2015). As abundâncias químicas obtidas para as anãs-M de M 67 podem também ser comparadas com o que é obtido para as estrelas mais quentes e mais evoluídas, como gigantes vermelhas de tipo-K e subgigantes de tipo-G.

Por fim, no capítulo 5, concluiremos apresentando os principais resultados obtidos durante esta Tese e discutiremos também as perspectivas futuras.

O *Survey* SDSS-4 APOGEE

O SDSS (*Sloan Digital Sky Survey*) está em operação no observatório de *Apache Point* desde o ano 2000, onde teve a sua primeira versão alocada, o SDSS-1. Atualmente, o *survey* encontra-se na sua quarta versão (SDSS-4) que durará até o final de 2020. Este *survey* obteve diversos resultados importantes ao longo desses anos, tais como: descobertas de quasares em altos *redshifts* ($z = 5, 6$), descoberta de grandes populações de estrelas de tipos L e T, caracterização de galáxias distantes, o mapeamento químico da Via Láctea, dentre vários outros.

O SDSS dispõe de um telescópio dedicado de 2.5 metros de diâmetro, com razão focal $f/5$ e um largo campo de visão de 7 graus quadrados. Os espectrógrafos utilizados pela versão anterior (SDSS-3) e na versão atual (SDSS-4) do Sloan estão descritos abaixo.

- **SDSS-3 BOSS e SDSS-4 eBOSS**, *Baryon Oscillation Spectroscopic Survey* e *The Extended Baryon Oscillation Spectroscopic Survey*. O BOSS esteve em funcionamento durante o SDSS-3 e o eBOSS está, atualmente, operando no SDSS-4. Os dois projetos em conjunto coletarão dados durante um período de 11 anos, de 2009 a 2020, fazendo uso do espectrógrafo multi-fibra (1000 fibras) em baixa resolução, $R = 2.000$, na região do óptico, entre 360 e 1000 nm . O experimento se propõe a detectar e estudar oscilações acústicas bariônicas, bem como suas conexões com a matéria escura, a partir de observações de mais de dois milhões de galáxias e quasares em altos *redshifts*, $z \geq 0.7$.

- **SDSS-3 SEGUE-2**, *Sloan Extension for Galactic Understanding and Exploration*, utiliza o mesmo espectrógrafo do BOSS. Com mais de 200.000 estrelas estudadas ao longo dos projetos SEGUE 1 e 2 no SDSS-3, este programa teve como principal foco o estudo da estrutura, história, cinemática e evolução dinâmica da Galáxia.
- **SDSS-3 MARVELS**, *Multi-object APO Radial Velocity Exoplanet Large-area Survey*, usa um espectrógrafo de baixa resolução, multi fibras (60) e na região do óptico. Este teve como principal objetivo determinar variações de velocidade radial com precisão da ordem de 12 m.s^{-1} em mais de 10.000 estrelas, com a finalidade de encontrar exoplanetas de massa similar à Júpiter. Infelizmente, este experimento não obteve sucesso por não obter a precisão necessária em velocidade radial.
- **SDSS-4 MaNGA**, *Mapping Nearby Galaxies at APO*. Com o espectrógrafo localizado entre 360 e 1000 nm e resolução $R = 2.000$, o experimento visa analisar 10.000 galáxias com *redshift* ~ 0.03 utilizando 17 IFU's (*Integral Field Unit*) por placa em um campo de 7 graus quadrados. O projeto tentará responder questões sobre a história e a evolução das galáxias.
- **SDSS-3 APOGEE-1 e SDSS-4 APOGEE-2**, *Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment*, o projeto APOGEE-1 iniciou a sua operação durante o SDSS-3, em 2011, e coletou observações até 2014. A segunda versão do *survey* (APOGEE-2) começou a operar no SDSS-4 e continua coletando dados até o presente. Atualmente, está sendo instalado no telescópio *du Pont*, no observatório de *Las Campanas*, no Chile, um segundo espectrógrafo similar ao APOGEE original com o objetivo de cobrir os dois hemisférios. O projeto APOGEE, que combina os *surveys* APOGEE-1 e APOGEE-2, tem como principal objetivo mapear a Via Láctea através do estudo químico e dinâmico detalhado de mais de 400.000 estrelas gigantes vermelhas, distribuídas por toda a Galáxia. A seguir, discutiremos em detalhe, o espectrógrafo e o *survey* APOGEE.

1.1 O Espectrógrafo APOGEE

O APOGEE é um espectrógrafo criogênico¹ composto por três detectores *Teledyne Imaging Sensors Hawaii-2RG (H2RG)* com cobertura de 2048x2048 pixel e espaçamento de 18 μm . O APOGEE tem resolução espectral $R = \lambda/\delta\lambda = \sim 22.500$ e opera na banda H , mais precisamente entre 1.51 e 1.69 μm onde cada um dos detectores é disposto entre: 1.514–1.581 (chip azul), 1.585–1.644 (chip verde) e 1.647–1.696 (chip vermelho) μm .

Com o intuito de tornar o processo de obtenção dos espectros mais eficiente e observar um número maior de estrelas, o APOGEE é um espectrógrafo multi-objeto constituído por multi fibras, que pode obter simultaneamente espectros para 300 estrelas durante cada observação. O diagrama esquemático do espectrógrafo APOGEE é apresentado na Figura 1.1. Maiores detalhes sobre o funcionamento do telescópio SDSS e do espectrógrafo APOGEE podem ser obtidos em Gunn *et al.* (2006) e Wilson *et al.* (2010).

O espectrógrafo APOGEE é sensível a um limite de magnitudes $H \sim 7-14$ onde, para obtermos um sinal ruído médio de ~ 100 para uma estrela de magnitude $H \sim 12.5$, serão necessárias três horas de integração. O processo de observação no infravermelho é um pouco diferente do usual adotado no óptico. Cada exposição é subdividida em nodos, denotados por A e B, onde estes nodos são levemente desviados em comprimento de onda.

No caso do APOGEE, as observações (ou visitas) duram tipicamente 75 minutos por campo (placa), que correspondem a um total de oito observações de 500 segundos obtidas em duas sequências ABBA, ou seja, a cada ~ 75 minutos o APOGEE pode observar um campo com cerca de 300 estrelas e durante uma noite completa é possível observar mais de 3000 estrelas diferentes. Na prática, cada estrela (campo) é observada várias vezes com o objetivo de obter uma razão de sinal ruído que deve ser $S/N \geq 100$ para todas as estrelas observadas.

Como discutido anteriormente, a espectroscopia no infravermelho consegue penetrar em regiões da Galáxia com alto avermelhamento (altas densidades de gás e poeira), uma vez que a extinção na banda- H , por exemplo, é seis vezes menor que na banda- V do espectro óptico, $A_H = A_V/6$. A alta resolução espectral obtida com o APOGEE ($R = \lambda/\delta\lambda = \sim 22.500$) é também essencial para conseguir alcançar os objetivos do *survey*. Podemos determinar, com precisão, abundâncias químicas para mais de 15 elementos

¹Com controle de temperatura extremamente baixo. Este controle é importante em observações no infravermelho uma vez que diversos objetos emitem nesta frequência.

nas populações estelares da Via Láctea, obtendo assim, um mapeamento dos elementos químicos pioneiro.

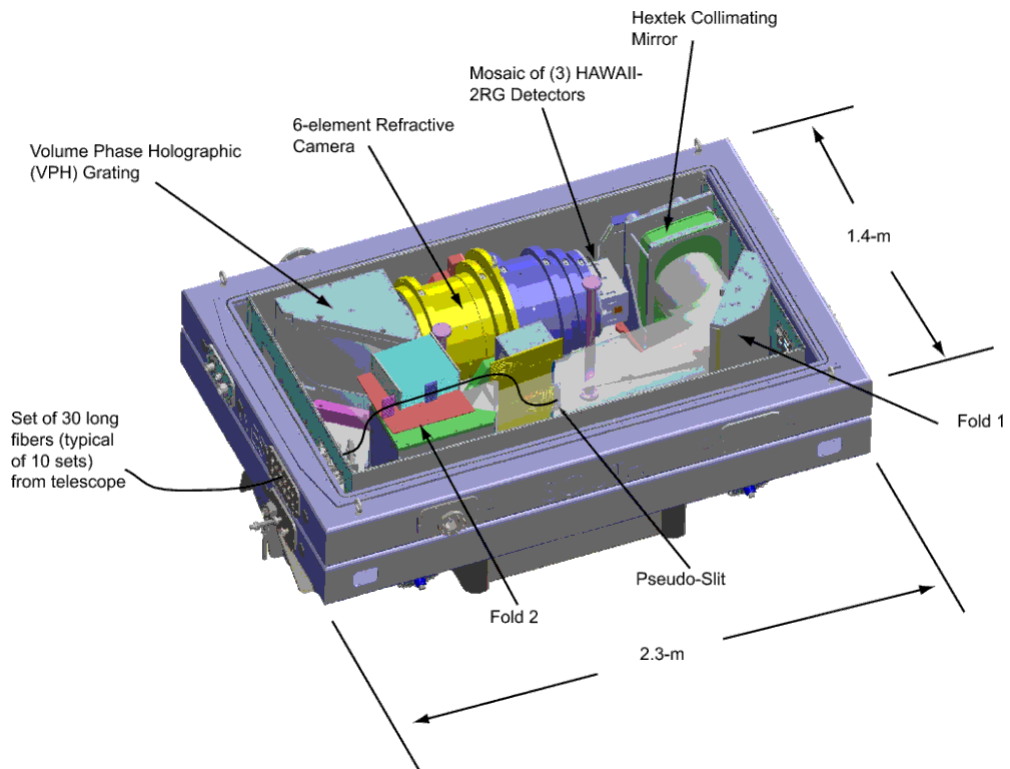


Figura 1.1: Diagrama esquemático do espectrógrafo APOGEE. Figura reproduzida de Majewski *et al.* (2015).

1.2 A Seleção dos Alvos para o APOGEE

Durante os três anos de operação do SDSS-3 APOGEE-1 e mais de dois anos de operação do SDSS-4 APOGEE-2, cerca de ~ 220.000 estrelas já foram observadas. Os alvos principais do *survey* APOGEE são estrelas gigantes vermelhas do disco, bojo e halo Galáctico. Um aspecto fundamental para o sucesso do *survey* APOGEE está ligado à seleção dos alvos a serem observados. O processo de seleção dos alvos utiliza, como base, as magnitudes J , H e K_s e é explicado em detalhe por Zasowski *et al.* (2013). Na Figura 1.2 mostramos o mapa da Galáxia obtido com fotometria 2MASS, na qual podemos ver a distribuição de estrelas no disco da Galáxia e notamos que a densidade estelar é bem maior na região do bojo.

O critério de seleção dos alvos no APOGEE é feito a partir do diagrama cor–magnitude $(J-K_s - H)_0$, onde as estrelas gigantes vermelhas encontram-se com valores de $(J-K_s)_0 > 0.50$. Este corte em cor foi adotado para selecionar as estrelas gigantes vermelhas do APOGEE. Zasowski *et al.* (2013) realizaram uma simulação de populações estelares utilizando o código TRILEGAL (Girardi *et al.* 2005) e estimaram que para uma região entre $(J-K_s)_0 > 0.50$ e $11 < H_0 < 12$, cerca de 91% de todas as estrelas observadas pelo APOGEE-1 seriam gigantes vermelhas, enquanto que 9% destas seriam estrelas anãs da sequência principal.

Tabela 1.1: Localização dos Alvos APOGEE na Galáxia

Tipo	Localização Galáctica	Porcentagem de alvos
Disco	$24^\circ \leq l \leq 240^\circ, b \leq 16^\circ$	50%
Bojo	$357^\circ \leq l \leq 22^\circ, b \leq 8^\circ$	10%
Halo	$ b > 16^\circ$	25%
Especial	Calibrações ou Projetos Auxiliares	15%

A distribuição das diferentes populações estelares observadas durante o *survey* APOGEE-1 está apresentada na Tabela 1.1 (reproduzida de Zasowski *et al.* 2013). Notamos que 15% das observações foram dedicadas a pedidos de tempo auxiliares que não seguem os critérios de seleção do *survey*. Podemos ver que as estrelas do disco da Galáxia correspondem à metade de todas as observações do APOGEE-1, pois é nesta população que se encontra a maior densidade de estrelas na Via Láctea, enquanto que, as estrelas pertencentes ao bojo e halo correspondem a 35% das observações. Adicionalmente, vale notar que o APOGEE-1 observou aproximadamente 600 estrelas pertencentes a 27 aglomerados estelares, abertos e globulares. Tais aglomerados são catalogados nos *data*

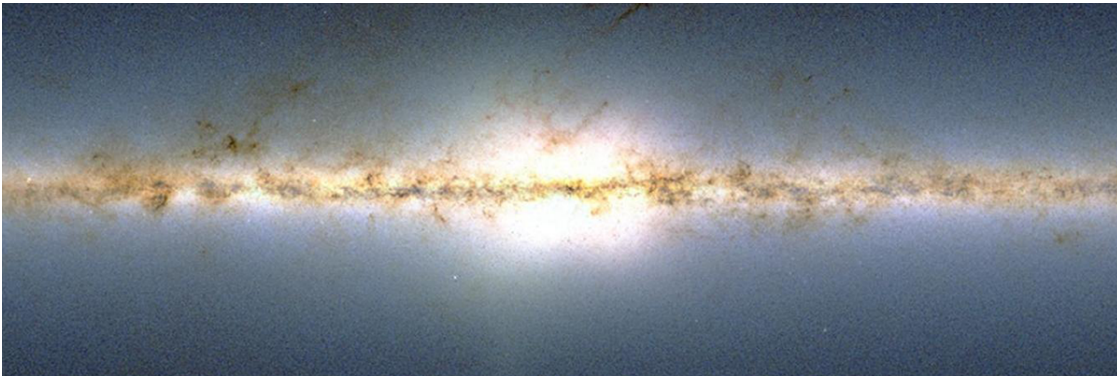


Figura 1.2: Mapa da Via Láctea obtido com fotometria 2MASS (Cutri *et al.* 2003). Crédito da figura: <http://www.sdss.org/surveys/apogee-2/apogee-2-background/>

releases como “aglomerados de calibração” (*Calibration Clusters*) e o estudo destes é de grande importância para a Astrofísica, uma vez que pode-se obter idades mais precisas para estes grupos. Os aglomerados estelares também são importantes como fonte de comparação para os resultados do APOGEE, já que são bastante estudados na literatura.

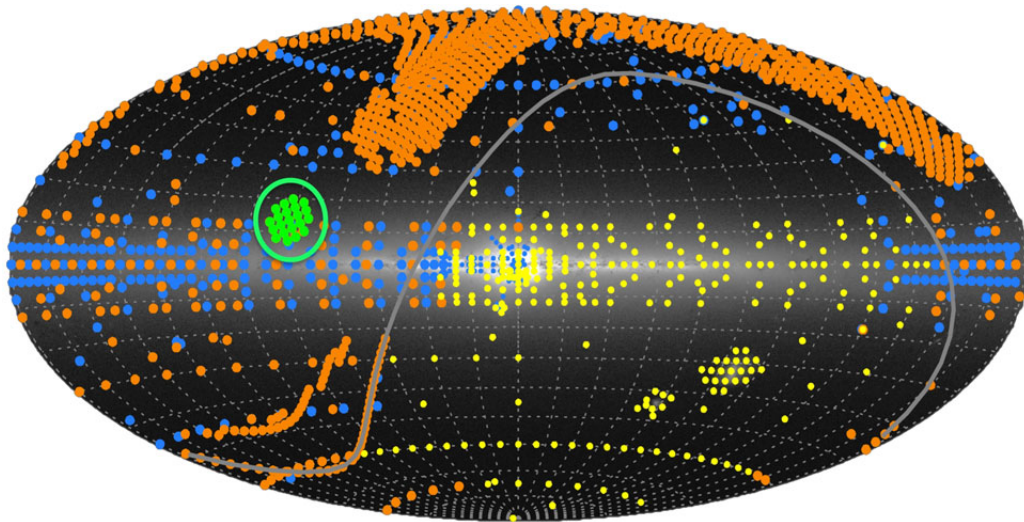


Figura 1.3: Os campos de observação do SDSS APOGEE 1 e 2 nos hemisférios norte e sul. Os pontos azuis representam os campos observados durante o SDSS-3 APOGEE-1, os pontos laranja indicam os campos que estão sendo e serão observados com o APOGEE-2 Norte, os pontos amarelos representam os campos de observação com o APOGEE-2 Sul e em verde mostramos o campo da missão Kepler-1. Crédito da figura: <http://www.sdss.org/surveys/apogee-2/>

Por estar localizado no hemisfério Norte, o APOGEE-1 perde os alvos do hemisfério Sul. Entretanto, com o APOGEE-2 Sul, esperamos que as populações do bojo e, em particular, do centro da Galáxia possam ser observadas de modo sistemático, já que apenas uma fração limitada de estrelas do bojo podem ser observadas desde o hemisfério Norte. Na Figura 1.3, mostramos a localização Galáctica dos campos estelares observados pelo APOGEE-1 e APOGEE-2 em ambos os hemisférios. Os campos que já foram observados pelo APOGEE-1 são indicados pelos pontos azuis, aqueles que estão sendo observados pelo APOGEE-2 são representados pelos pontos laranja e os que serão observados com o APOGEE-2 Sul são representados com pontos amarelos. Vale notar que cada ponto na Figura 1.3 representa um campo de observação. Um exemplo de uma placa do APOGEE com 300 fibras disponíveis para observar um campo específico pode ser visto na Figura 1.4. Esta placa (5227) foi utilizada na observação de estrelas do campo Kepler K12-074+15, onde $\alpha = 19\ 09\ 36.00$ e $\delta = +42\ 53\ 02.40$. As cores vermelho, verde e

azuis indicam as intensidades luminosas das estrelas selecionadas em cada fibra, mais brilhante, normal e fraca, respectivamente.

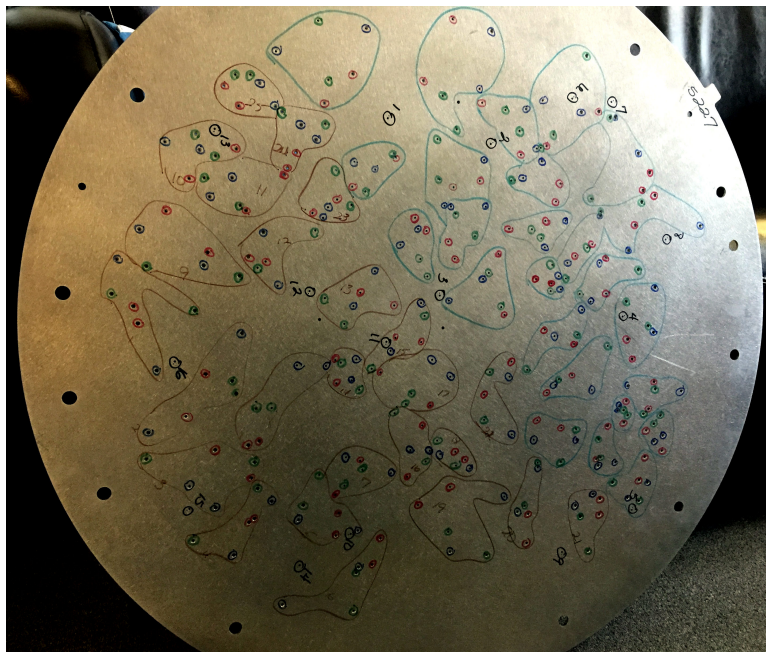


Figura 1.4: Exemplo de uma das placas de observação do APOGEE centrada no campo da missão Kepler. Crédito da figura: Sten Hasselquist (NMSU).

Embora o *survey* APOGEE tenha como alvo principal o estudo de estrelas gigantes vermelhas, ele também tem observado estrelas da sequência principal, em especial, estrelas anãs-M. Estas correspondem a cerca de 5.000 estrelas que foram observadas até o momento, tanto através de projetos auxiliares (p.e. projeto auxiliar de Smith *et al.* para observar estrelas anãs de tipo-M com planetas detectados na missão Kepler-1) ou, simplesmente, com o objetivo de completar as fibras disponíveis em cada placa de observação.

A missão Kepler possui uma sinergia importante com o *survey* APOGEE. Há um projeto colaborativo bastante extenso no APOGEE-1 e no APOGEE-2 que é focado em observações de estrelas gigantes vermelhas, assim como anãs de tipo solar, em campos da missão Kepler 1 e 2. Os resultados asterosísmicos obtidos pela Kepler são fundamentais para se obter valores precisos da gravidade superficial e idades estelares.

1.3 Redução de Dados do APOGEE

Para analisar todas as estrelas observadas com o APOGEE, foi indispensável a construção de um *pipeline*² de redução de dados cuja descrição detalhada está publicada em Nidever *et al.* (2015).

Das 300 fibras disponíveis à observação, 230 são destinadas à ciência, 35 são conectadas a estrelas telúricas e outras 35 são direcionadas a uma região do céu sem estrelas para obtenção de campo escuro (*dark field*). Ao final da noite, outros processos são realizados, como a obtenção de *dark frames*, exposição das lâmpadas de ThArNe e UNe para cada nodo A-B. A metodologia da redução dos dados é apresentada na Figura 1.5 (reproduzida de Nidever *et al.* 2015), que indica os procedimentos necessários para a redução dos espectros APOGEE, desde a leitura dos dados no detector até o produto final do espectro, reduzido e normalizado, a duas dimensões.

O processo tem início com a obtenção de *flat fields*, *dark frames*, observações dos alvos científicos e estrelas telúricas. Em seguida, o processo APRED faz a redução bruta, retirando a informação do detector e transformando-a em pixel. Este processo é subdividido em três subprocessos: o AP3D, AP2D e AP1DVISIT. A etapa AP3D transforma a imagem captada em um espectro em 2D e é composta por sete etapas: (1) a correção de pixel, (2) a correção de linearidade, (3) correção de *dark*, (4) eliminação de raios cósmicos e pixels saturados, (5) geração de imagens para um espectro 2D, (6) correção de *flat field*, (7) e a remoção dos pixels ruins remanescentes.

Durante a fase AP2D, temos três processos principais que convertem os espectros de 2D para 1D: transformação para 1D, calibração em fluxo e calibração em comprimento de onda. A transformação para 1D utiliza a PSF (*Point Spread Function*) para controlar a largura das linhas espectrais, enquanto que a calibração em comprimento de onda utiliza as lâmpadas de ThArNe e UNe.

As subtrações de linhas telúricas e das linhas do céu são cruciais no processo de redução e são realizadas na fase AP1DVISIT, que é subdividida em 6 processos: (1) medidas dos desvios dos nodos, cada um dos nodos (A-B) são levemente desviados de 0.5 pixel entre eles para melhor resolver a parte azul dos espectros APOGEE; (2) subtração das linhas de céu através da remoção das linhas espectrais geradas pelo brilho do ar (*airglow*), que são em geral linhas de OH; (3) correções telúricas, que eliminam as linhas

²Processo computacional automatizado para obtenção de dados.

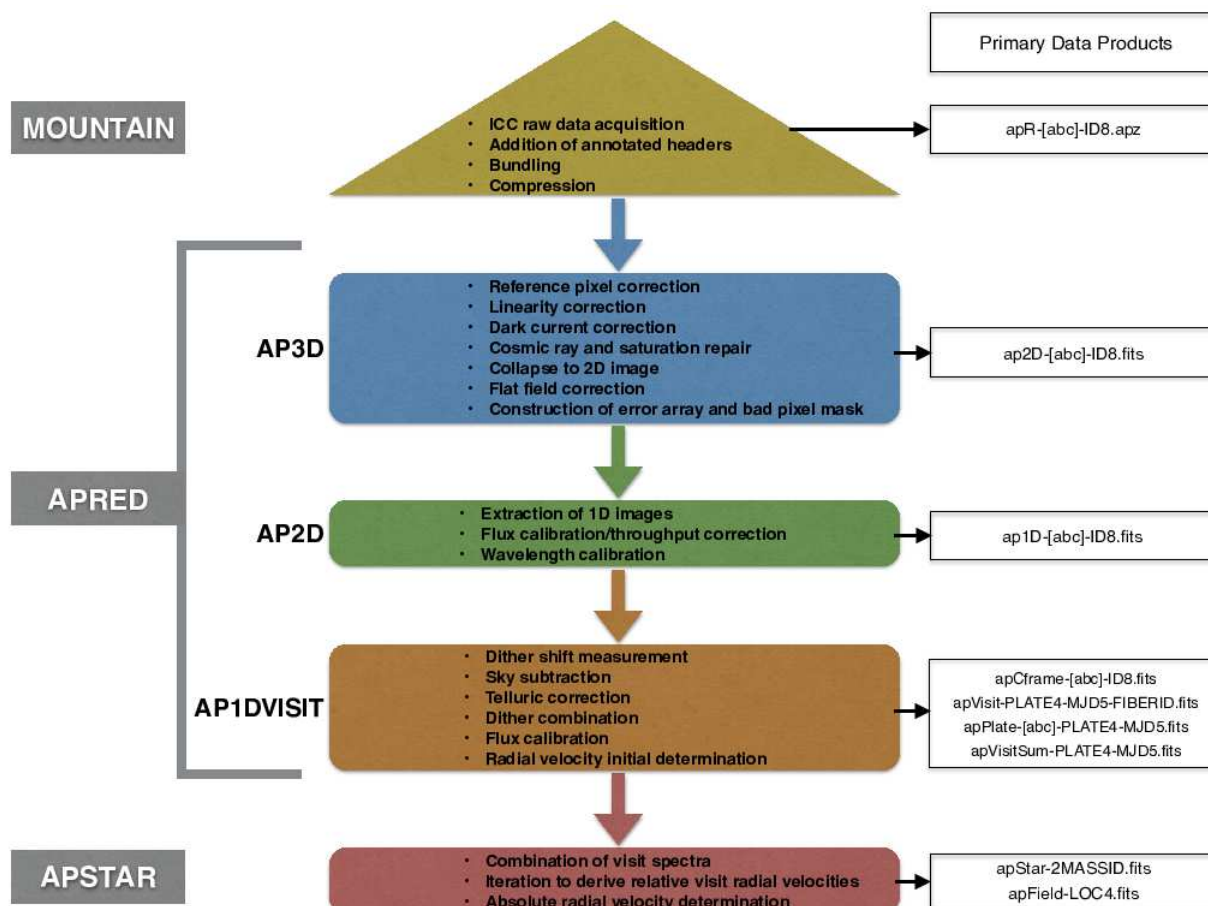


Figura 1.5: Fluxograma do *pipeline* de redução de dados do APOGEE, que é subdividido em três etapas principais: a fase *Mountain* que controla a aquisição dos dados, a fase *APRED* que gera o espectro em duas dimensões (fluxo por comprimento de onda) e a fase *APSTAR* que combina as observações e determina a velocidade radial absoluta da estrela. Figura reproduzida de Nidever *et al.* (2015).

telúricas provenientes da atmosfera terrestre, tais como CH_4 , CO_2 e H_2O ; (4) combinação das observações dos nodos (ABBA), (5) calibração em fluxo absoluto e (6) a determinação inicial da velocidade radial dos espectros observados. A Figura 1.6 mostra as linhas telúricas do espectro APOGEE com as respectivas moléculas dominantes de CH_4 , CO_2 e H_2O .

A última etapa do processo de redução dos espectros APOGEE determina a velocidade radial de cada visita e a velocidade radial absoluta, que é obtida através dos espectros combinados. Esta fase remete à etapa *APSTAR* do fluxograma da Figura 1.5.

Um processo extra, que foi incluído na versão mais recente do *pipeline*, é a correção do efeito de persistência, que é um problema conhecido e comum em detectores *Teledyne*

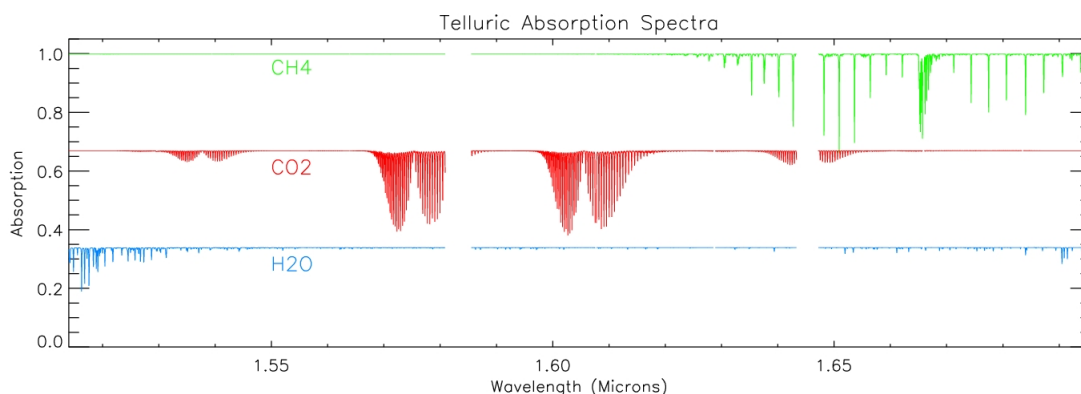


Figura 1.6: Linhas telúricas de uma estrela quente observadas com o espectro APOGEE. A parte superior da figura (espectro em verde) mostra as linhas de CH_4 , na parte central (espectro vermelho) vemos linhas de CO_2 e na parte inferior (espectro azul) as linhas de H_2O . Figura reproduzida de Nidever *et al.* (2015).

H2RG e que afeta $\sim 30\%$ de todos os espectros APOGEE. Os efeitos de persistência inserem uma luminosidade adicional no espectro, podendo alterá-lo em até 20%. Tal efeito ocorre, geralmente, após a observação de uma estrela brilhante, ou de calibração telúrica pela mesma fibra, gerando assim uma saturação no detector que gera um fluxo extra no espectro da estrela seguinte. O detector APOGEE mais afetado pela persistência é o azul, ou seja, entre 1.51 e 1.58 μm . Notamos, contudo, que os efeitos são mais intensos entre 1.51 a 1.53 μm e que estes ocorrem, com mais frequência, em estrelas pouco brilhantes. As implicações da persistência na determinação dos parâmetros atmosféricos e químicos das estrelas observadas com o APOGEE foram discutidos em Holtzman *et al.* (2015). Notamos que todas as estrelas estudadas nesta Tese não apresentam sinais da persistência no espectro.

1.4 Modelagem Espectral no APOGEE

O espectro estelar contém informações sobre a composição química na fotosfera da estrela que pode ser estudada, principalmente, a partir de dois métodos: o método de medida de larguras equivalentes e o método de síntese espectral. O método de medidas de larguras equivalentes pode ser usado quando as linhas espectrais analisadas não encontram-se misturadas umas às outras, como por exemplo, para estudar a absorção das linhas de ferro em estrelas do tipo solar, uma vez que centenas de linhas atômicas e bem definidas dominam o espectro óptico desta classe estelar. Este método consiste, basicamente, na medida da área que é definida por cada linha espectral, de forma que

esta área é proporcional à abundância de um determinado elemento. Por outro lado, o método de síntese espectral é importante no estudo de estrelas frias, onde há um domínio de linhas moleculares no espectro. Com este método, podemos incluir várias transições atômicas ou moleculares que podem contribuir na formação de uma única linha espectral. O método consiste na geração de um espectro sintético, ou seja, teórico, com o qual podemos comparar as observações com os modelos.

Uma breve introdução à formação de linhas espectrais em equilíbrio termodinâmico local (ETL) e alguns mecanismos de alargamento das linha são apresentados no Apêndice A. Para gerar um espectro sintético precisamos de um conjunto de elementos, como: uma estimativa para os parâmetros estelares (T_{ef} e $\log g$), modelos de atmosfera estelar e listas de linhas atômicas e moleculares. Estes tópicos serão discutidos a seguir.

1.4.1 Modelos de Atmosferas

Os modelos de atmosfera são utilizados para descrever a atmosfera estelar através dos seguintes parâmetros: profundidade ótica (τ), temperatura (T), pressão gasosa (P_g) e pressão eletrônica (N_e). Atualmente, existem diversas grades de modelos de atmosfera estelar na literatura, como por exemplo: modelos de Kurucz (Kurucz 1993) e de Castelli–Kurucz (Castelli & Kurucz 2003; ODFNEW)³, modelos MARCS⁴ (Gustafsson *et al.* 2008); modelos PHOENIX⁵ (Allard *et al.* 2000); modelos TLUSTY⁶ (Lanz & Hubeny 2003), dentre outros.

Os modelos de Kurucz (Kurucz 1979) e MARCS (Gustafsson *et al.* 1975) foram pioneiros em produzir modelos de atmosfera e, até hoje, os dois grupos fornecem os modelos mais utilizados na literatura.

Kurucz (1979) descreveu a atmosfera estelar utilizando uma geometria plano-paralela para estrelas puramente radiativas e com temperaturas efetivas entre $8.000 \text{ K} \leq T_{ef} \leq 20.000 \text{ K}$. As versões mais recentes dos modelos de Kurucz: Castelli–Kurucz (Castelli & Kurucz 2003; modelos ODFNEW) foram calculados com novas opacidades e estes modelos englobam quase todas as classes estelares.

Os modelos de atmosfera MARCS foram, inicialmente, desenvolvidos por Gustafsson *et al.* (1975) e aprimorados por Plez (1992) e Gustafsson *et al.* (2008). Um dos objetivos iniciais dos modelos MARCS era descrever as atmosferas de estrelas frias convectivas,

³<http://kurucz.harvard.edu/>

⁴<http://marcs.astro.uu.se/>

⁵<http://perso.ens-lyon.fr/france.allard/>

⁶<http://nova.astro.umd.edu/>

em contraponto aos modelos iniciais de Kurucz, que se limitavam à estrelas radiativas com temperaturas efetivas superiores a 8.000 K. Os modelos MARCS estão disponíveis tanto com geometria plano-paralela quanto esférica, sendo utilizados para estrelas anãs e gigantes, respectivamente.

Podemos sumarizar as principais diferenças entre os modelos MARCS e Kurucz como sendo: (1) as equações de estado utilizadas; (2) os modelos ATLAS utilizam a função de opacidade que segue a ODF (*Opacity Distribution Function*), enquanto que os modelos MARCS utilizam uma versão mais completa da função de opacidade, a OS (*Opacity Sampling*) que descreve melhor a atmosfera de estrelas frias (Ekberg *et al.* 1986); (3) as diferentes listas de linhas moleculares de TiO e H₂O utilizadas e (4) a diferente composição solar adotada.

O APOGEE utiliza grades de modelos em ETL, de Kurucz e MARCS, que foram calculadas especialmente para o *survey* e que estão descritas em Mészáros *et al.* (2012). A criação destas novas grades de modelos de atmosferas foi necessária para: incluir uma nova e corrigida lista de linhas de H₂O, incluir abundâncias de [C/M] e [α/M] variando no intervalo entre -1 – +1, e utilizar a composição solar derivada por Asplund *et al.* (2005).

As diferenças entre as grades de modelos de atmosferas que foram computadas para o APOGEE em comparação com as de Castelli & Kurucz (2003) foram discutidas em Mészáros *et al.* (2012). Este trabalho conclui que as diferenças entre os modelos são mínimas na região onde se formam as linhas (fracas) e o contínuo ($\tau > 0.01$), da ordem de 1% para a estrutura térmica e de menos que 2 – 3 % para as pressões gasosa e eletrônica. A Figura 1.7 apresenta, na parte superior de cada painel, a variação da massa (m), temperatura (T), pressão gasosa (P_g) e pressão eletrônica (N_e) em função da profundidade ótica τ_{ross} para os modelos calculados para o APOGEE (modelos MARCS A_M , modelos Kurucz A_K) e os modelos da grade Castelli-Kurucz (C_K). Para facilitar a visualização das diferenças entre os modelos, os painéis inferiores mostram as diferenças: $(A_M - C_K)/C_K$ e $(A_K - C_K)/(C_K)$.

Os modelos gerados para o DR13 possuem temperaturas efetivas que variam desde 2.500 K até 8.000 K e gravidade superficial ($\log g$) entre 0.00 e 5.00 dex. Os modelos foram computados para outras cinco dimensões: metalicidade [M/H] que varia entre -2.50 e +0.75, razões [C/M], [N/M] e [α/M] que variam de -1.00 à 1.00, e velocidades de microturbulência (ξ) que podem adotar valores entre 0 e 8 km s⁻¹. Os modelos de atmosferas utilizados no APOGEE são separados em cinco grades relacionadas aos diferentes tipos espectrais, conforme apresentado na Tabela 1.2.

Nesta Tese, utilizamos tanto os modelos de Kurucz quanto os modelos MARCS

Tabela 1.2: Grades dos Modelos de Atmosferas do APOGEE

Cobertura em T_{ef}	Cobertura em $\log g$	Classe Espectral	Modelos de Atmosfera
$3000 \leq T_{ef} \leq 6000$	$\log g \leq 4.0$	Gigantes–GK	ATLAS9
$3000 \leq T_{ef} \leq 6000$	$\log g \geq 3.5$	Anãs–GK	ATLAS9
$5000 \leq T_{ef} \leq 8000$	$\log g \geq 3.5$	Anãs–F	ATLAS9
$2500 \leq T_{ef} \leq 4000$	$\log g \leq 4.0$	Gigantes–M	MARCS
$2500 \leq T_{ef} \leq 4000$	$\log g \geq 3.5$	Anãs–M	MARCS

gerados para o APOGEE. Para o estudo das estrelas gigantes vermelhas do aglomerado aberto NGC 2420 (Capítulo 3) foi utilizada a grade de modelos ATLAS9 com geometria plana-paralela. No trabalho desenvolvido com estrelas anãs-M e apresentado no Capítulo 2, utilizamos modelos MARCS com geometria plano-paralela e, no estudo químico do aglomerado aberto M 67, utilizamos modelos MARCS com geometria plano-paralela para as estrelas anãs e com simetria esférica para as estrelas gigantes e subgigantes.

1.4.2 Lista de Linhas Atômicas e Moleculares

A lista de linhas atômicas e moleculares adotada para o cálculo dos espectros sintéticos no APOGEE é composta por mais de 130.000 transições atômicas e moleculares entre 1.5 e 1.7 μm . A versão atual da lista de linhas, designada como 20150714, foi utilizada no último *data release* do APOGEE DR13 e esta é uma versão atualizada da lista de linhas descrita por Shetrone *et al.* (2015). Esta lista de linhas é composta por valores gf , que foram obtidos por cálculos teóricos, por valores gf medidos em laboratório e, também, por estimativas astrofísicas.

Valores de $\log gf$ teóricos e de laboratório constituíram a base inicial da lista de linhas construída para o APOGEE. As linhas atômicas foram obtidas, inicialmente, da lista de linhas de Kurucz⁷, enquanto que valores de gf medidos em laboratório foram obtidos da base de dados do NIST⁸. Para as linhas moleculares, utilizamos valores gf 's de diferentes fontes: para as linhas de CO adotamos os valores gf de Goorvitch (1994), para as linhas de CN utilizamos valores gf de Brooke *et al.* (2014) e para as linhas de OH utilizamos Goldman *et al.* (1998). As demais linhas moleculares adotadas foram, em geral, provenientes da lista de Kurucz, como foi o caso das moléculas H₂, C₂, SiH, dentre outras.

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

⁸*Atomic Spectra Database Lines Form*

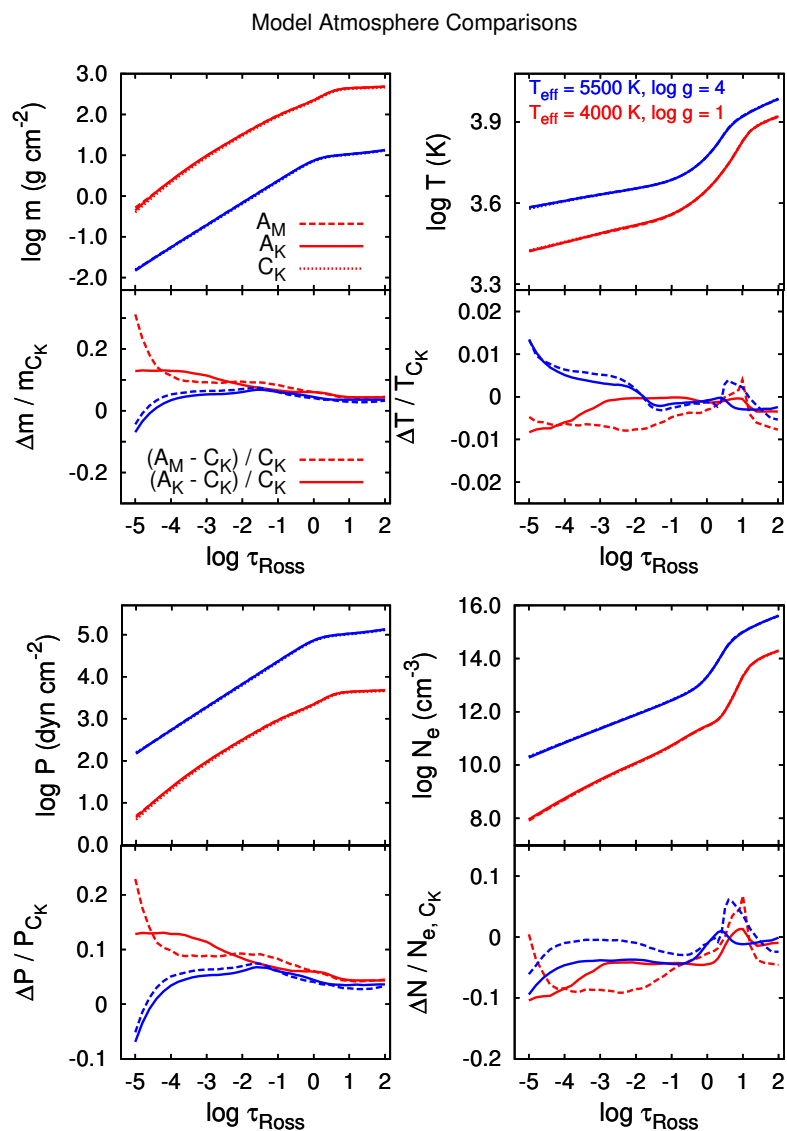


Figura 1.7: Painéis Superiores: variação dos parâmetros fundamentais dos modelos de atmosfera, como massa (m), temperatura (T), pressão gasosa (P) e densidade eletrônica (N_e) em função da profundidade ótica (τ_{ross}) para modelos Castelli & Kurucz (2003; C_K); modelos MARCS (A_M); e modelos ATLAS9 (A_K) estes dois últimos da grade APOGEE calculados por Mészáros *et al.* (2012), para uma estrela anã ($T_{\text{ef}} = 5500$, $\log g = 4.00$ em azul) e uma gigante vermelha ($T_{\text{ef}} = 4000$, $\log g = 1.00$ em vermelho). Nos painéis inferiores, apresentam-se as diferenças relativas entre os modelos APOGEE e modelos da grade de Castelli-Kurucz. Figura reproduzida de Mészáros *et al.* (2012).

Como a lista de linhas inicial não reproduzia adequadamente o espectro solar e o de Arcturus, tomados como referência para o APOGEE, foi necessário derivar valores de gf astrofísicos para a maioria das linhas espectrais, exceto para linhas referentes às

moléculas de CO, OH e CN, que ficaram com os seus respectivos valores de gf teóricos. Para o cálculo dos valores $\log gf$ astrofísicos, utilizamos o espectro do centro do disco solar (COD) de Livingston & Wallace (1991) e o atlas de fluxo de Arcturus de Hinkle *et al.* (1995). Neste processo, tomamos como base os valores $\log gf$ e de *damping* medidos em laboratório (quando disponíveis) ou da lista de linhas de Kurucz permitindo que os valores de $\log gf$ fossem ajustados no limite de até 2σ , onde σ representa o valor da incerteza do $\log gf$.

Para determinarmos os valores de $\log gf$ astrofísicos de modo automático foi elaborado um código (Bizyaev & Shetrone 2015) que varia os valores gf e do *damping* para cada transição, até que o melhor ajuste para cada linha espectral seja obtido, tanto no espectro solar quanto no espectro de Arcturus. Os valores de $\log gf$ astrofísicos são determinados dando pesos diferentes para o Sol e Arcturus, onde estes pesos são proporcionais às intensidades das linhas espectrais e, geralmente, o peso maior é atribuído à Arcturus já que estrelas gigantes vermelhas possuem, em geral, linhas espectrais mais fortes. Os valores da abundância solar e de Arcturus adotados na determinação dos valores de gf astrofísicos foram obtidos de Asplund *et al.* (2005) e Smith *et al.* (2013), respectivamente.

Nesta Tese, utilizamos a lista de linhas do APOGEE DR13 para o cálculo dos espectros sintéticos de estrelas gigantes vermelhas e estrelas do tipo solar, entretanto, observamos que diversas linhas do espectro das estrelas anãs-M não eram totalmente reproduzidas com esta lista de linhas. A fim de melhor descrever o espectro das estrelas anãs-M, procuramos, em listas de linhas teóricas na literatura, aquelas que melhor descreviam as absorções encontradas na banda H e constatamos que as transições do sistema rotação-vibração da molécula H_2O (descrito em Barber *et al.* 2006) e do sistema de transições eletrônicas $E^4\Pi - A^4\Pi$ do FeH (discutido por Hargreaves *et al.* 2010), ajustavam bem a maioria das linhas desconhecidas e presentes nos espectros das estrelas anãs-M, observadas com o APOGEE. Estas listas de linhas foram adotadas na análise das estrelas desta classe, como discutido em Souto *et al.* (2017a, 2017b), e serão incluídas em versões posteriores do DR15 e DR16.

1.4.3 Geração de Espectros Sintéticos

Atualmente existem vários programas disponíveis na literatura que computam espectros sintéticos em ETL para estrelas frias, sendo os códigos MOOG (Snedden 1973) e TurboSpectrum (Plez 2012) duas ferramentas bastante utilizadas.

O MOOG⁹ possui várias funções e rotinas onde duas delas são as mais utilizadas: a *abfind*, que calcula abundâncias químicas através de medidas da largura equivalente da linha espectral, e a função *synth*, que gera o espectro sintético para uma determinada região espectral.

O TurboSpectrum¹⁰ possui duas funções: a que calcula abundâncias utilizando medidas de larguras equivalentes, *eqwidtlu*, e a que gera o espectro sintético, *bsynlu*. Elaborado especialmente para analisar estrelas frias, o TurboSpectrum se sobressai em relação ao MOOG em alguns pontos cruciais. Por exemplo, é possível incluir moléculas triatômicas, como H₂O, que são importantes na caracterização de estrelas frias, além de incluir no equilíbrio molecular várias moléculas necessárias para o tratamento desta classe.

Para o APOGEE DR13, foi desenvolvida uma biblioteca de espectros sintéticos geradas com código TurboSpectrum utilizando modelos de atmosferas ATLAS9 e MARCS. (Uma discussão da biblioteca de espectros sintéticos utilizada no DR12 pode ser encontrada em Zamora *et al.* 2015). Foram computados espectros sintéticos variando sete parâmetros: T_{ef} , $\log g$, $[M/H]$, $[C/M]$, $[N/M]$, $[\alpha/M]$, e, em alguns casos, ξ . Para o regime de $T_{ef} < 4000$ K, espectros sintéticos foram calculados com intervalos de 100 K em temperatura efetiva, enquanto que, para $4000 \text{ K} < T_{ef} < 8000$ K, utilizamos um passo de 250 K; o $\log g$ variou entre 0 e 5 dex com passo de 0.5 dex e a metalicidade $[M/H]$ entre -2.50 a +0.75 dex, com passo de 0.25 dex. As razões $[C/M]$ e $[\alpha/M]$ variaram de -1.0 a +1.0 dex com passo de 0.25 dex, já a $[N/M]$ varia no mesmo intervalo com passo de 0.5 dex. A velocidade de microturbulência (ξ) varia de 0.5 a 8.0 km s⁻¹ com passo de 0.50 km s⁻¹. A biblioteca espectral final foi composta por mais de um milhão de espectros sintéticos que foram utilizados para determinar os parâmetros estelares e a composição química de todas as estrelas observadas com o APOGEE.

Nesta Tese, utilizamos o método de síntese espectral para analisar todas as estrelas estudadas. O código MOOG foi escolhido para o estudo das estrelas gigantes vermelhas do aglomerado aberto NGC 2420 (Capítulo 3) e o código TurboSpectrum, foi adotado no estudo das estrelas anãs-M (Capítulo 2), pois, com ele é possível incluir as transições da molécula triatômica de água. No estudo do aglomerado aberto M 67 analisamos estrelas anãs-M e, conseqüentemente, utilizamos o código TurboSpectrum que também foi empregado na análise das outras classes estelares para que a metodologia do trabalho

⁹<http://www.as.utexas.edu/chris/moog.html>

¹⁰<http://www.pages-perso-bertrand-plez.univ-montp2.fr/>

fosse homogênea.

1.4.4 Análise Automática dos Espectros APOGEE: ASPCAP

O ASPCAP (*APOGEE Stellar Parameters and Chemical Abundances Pipeline*) é o responsável pela determinação dos parâmetros atmosféricos (T_{ef} , $\log g$, ξ) e abundâncias químicas para mais de 15 elementos (C, N, O, Na, Mg, Si, S, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Ni, Co e Cu) em todas as estrelas observadas pelo APOGEE.

De forma geral, o ASPCAP utiliza a biblioteca de espectros sintéticos computados para o APOGEE (ver Seção 1.4.3) e compara às observações. Os parâmetros estelares e abundâncias químicas são obtidos por minimização de quadrados (χ^2) utilizando o código FERRE (Allende Prieto *et al.* 2006, 2014), de forma que o melhor ajuste do espectro sintético ao observado é obtido quando temos o menor valor de χ^2 , onde:

$$(1.1) \quad \chi^2 = \sum_{\lambda} \frac{(O_{\lambda} - F_{\lambda})^2}{\sigma_{\lambda}^2},$$

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

A metodologia adotada pelo ASPCAP pode ser dividida em duas etapas, como indicado na Figura 1.8. Na primeira etapa, determinam-se, simultaneamente, sete parâmetros para uma amostra estelar inicial de calibração, são eles: T_{ef} , $\log g$, $[M/H]$, $[C/M]$, $[N/M]$, $[\alpha/M]$ e ξ . Com a finalidade de diminuir o tempo computacional, que seriam mais de 50.000 horas para analisar 100.000 estrelas, foi desenvolvida uma calibração da velocidade de microturbulência (ξ) em função da gravidade superficial ($\log g$), de forma que a nova grade utiliza seis dimensões (ao invés de sete) e tem o tempo computacional reduzido em três ou quatro vezes, como discute Holtzman *et al.* (2015). Para o DR13, adotamos um ajuste cúbico para ξ , de forma que, $\log(\xi) = 0.226 - 0.0228*\log g + 0.0297*\log g^2 - 0.0113*\log g^3$. Esta relação é, então, utilizada na determinação de ξ para todas as estrelas analisadas.

A próxima iteração (segunda etapa) determina as abundâncias individuais para cada elemento, utilizando os parâmetros atmosféricos e metalicidades obtidos na primeira etapa. A determinação das abundâncias dos elementos é feita a partir da minimização de χ^2 (Eq 1.1) em “janelas” espectrais que são definidas em torno de cada linha estudada. No painel inferior da Figura 1.9, mostramos todas as janelas espectrais utilizadas na determinação das abundâncias de cada elemento químico estudado pelo APOGEE, ou

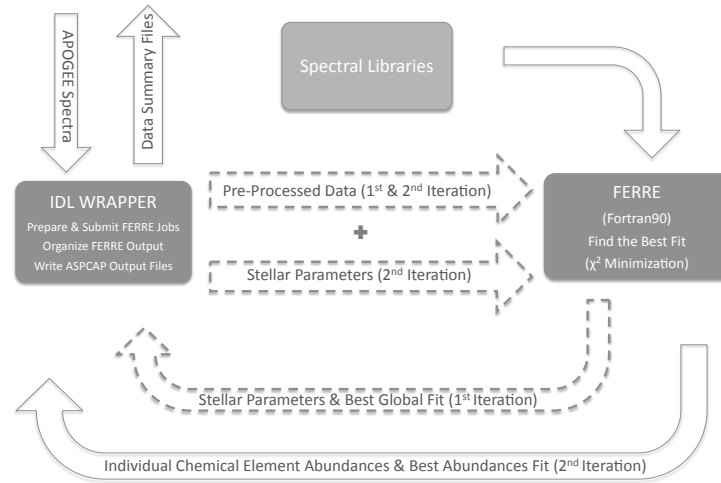


Figura 1.8: Fluxograma que descreve o processo de operação do ASPCAP. A obtenção dos resultados ocorre em duas etapas: (1) obtenção dos parâmetros: T_{ef} , $\log g$, $[M/H]$, $[C/M]$, $[N/M]$, $[\alpha/M]$ e ξ , (2) e a determinação das abundâncias químicas individuais $[X/H]$. Figura reproduzida de García Pérez *et al.* (2016).

seja, o intervalo em torno de cada linha espectral considerada. No painel superior da Figura 1.9, apresentamos as linhas telúricas (H_2O , CO_2 e CH_4 ; ver Figura 1.6) juntamente com linhas de OH em emissão que são correspondentes ao brilho do ar (*airglow*). Vale salientar que as abundâncias individuais dos elementos Na, Al, P, K, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, Ge, Ce, Rb, Y e Nd são obtidas variando-se, ao mesmo tempo, a metalicidade, enquanto que, as abundâncias dos elementos O, Mg, Si, S, Ca e Ti são obtidas variando a abundância dos elementos alfa e, por fim, as abundâncias de C e N são determinadas utilizando as próprias dimensões $[C/M]$ e $[N/M]$.

1.5 Calibração dos Resultados Obtidos com ASPCAP

García Pérez *et al.* (2016) estimaram que as incertezas internas nas temperaturas efetivas derivadas automaticamente pelo ASPCAP são da ordem de ~ 50 K, enquanto que, na gravidade superficial ($\log g$) são ~ 0.10 dex e nas abundâncias individuais são da ordem de ~ 0.05 dex (García Pérez *et al.* 2016). Mesmo possuindo baixa incerteza

1.5. CALIBRAÇÃO DOS RESULTADOS OBTIDOS COM ASPCAP

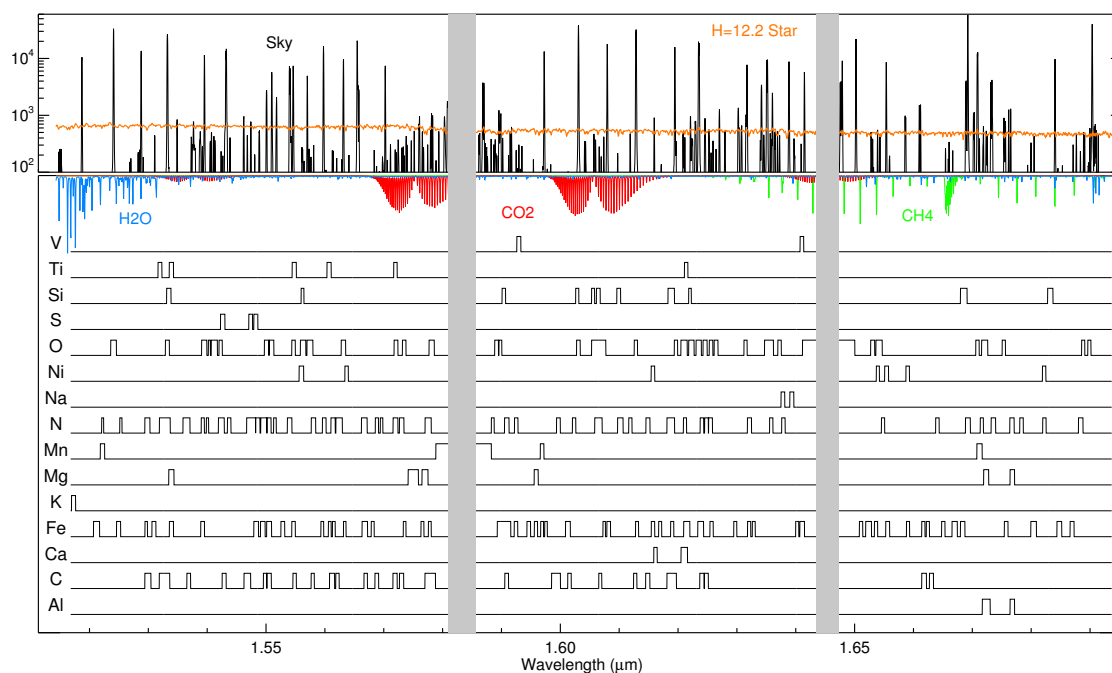


Figura 1.9: O painel superior mostra as linhas de emissão do céu (OH; espectro em preto) e as linhas telúricas de H_2O (em azul), CO_2 (em vermelho) e CH_4 (em verde). Em laranja é mostrado um espectro estelar para uma estrela com $H = 12.2$. O painel inferior mostra as janelas espectrais que foram definidas para cada linha individual utilizada na determinação das abundâncias de 15 dos elementos estudados pelo APOGEE. O intervalo de cobertura dos três detectores do espectrógrafo APOGEE estão separados por linhas verticais cinzas. Figura reproduzida de García Pérez *et al.* (2016)

interna, o ASPCAP deriva resultados que são, sistematicamente, diferentes dos obtidos na literatura. Uma forma de contornar esta discrepância é calibrar os resultados do ASPCAP para colocá-los na mesma escala dos resultados da literatura que, na maioria das vezes, são provenientes de estudos no óptico.

Em Mészáros *et al.* (2013), os autores analisaram os dados do ASPCAP DR10 para estrelas pertencentes a aglomerados abertos e globulares e encontraram diferenças sistemáticas para a temperatura efetiva, gravidade superficial e metalicidade, onde as magnitudes das diferenças (ASPCAP - Literatura) foram da ordem de: $\delta(T_{ef}) \sim 150$ K; $\delta(\log g) \sim +0.3$ e $\delta([M/H]) \sim -0.15$ dex. Estas diferenças sistemáticas diminuíram, consideravelmente, nas versões mais recentes do DR12 e DR13.

Os resultados do DR12 contam com melhorias na redução dos dados, na modelagem espectral adotada e, principalmente, na lista de linhas. Em Holtzman *et al.* (2015) apresentamos novas calibrações para T_{ef} , $\log g$, $[M/H]$, e também para abundâncias individuais dos elementos $[X/H]$, utilizando uma amostra de estrelas muito semelhante

a de Mészáros *et al.* 2013). As diferenças médias dos resultados (ASPCAP - Literatura) foram: $\delta(T_{ef}) \sim 91$ K; $\delta(\log g) \sim +0.2$ e $\delta([M/H]) \sim -0.12$ dex. Vale salientar que valores calibrados para a gravidade superficial só foram obtidos para estrelas gigantes, uma vez que o ASPCAP ainda não está completamente automatizado para o estudo de estrelas anãs. O diagrama T_{ef} - $\log g$ das estrelas observadas com o APOGEE, com valores calibrados e não calibrados, é mostrado na Figura 1.10, onde é perceptível a melhoria dos resultados calibrados quando comparados às isócronas apresentadas na Figura. No entanto, mesmo que os resultados calibrados pareçam suficientes, há um esforço constante em aprimorar as determinações espectroscópicas, de forma que não haja necessidade de qualquer calibração extra, ou seja, que todos os resultados obtidos e publicados pelo APOGEE sejam, puramente, espectroscópicos.

No *data release* mais recente do SDSS-4 DR13 não empregamos nenhuma calibração para a temperatura efetiva, como discutido em Souto *et al.* (2016). Entretanto, observamos que os valores de T_{ef} obtidos com o ASPCAP são, em média, 49 K menores que os obtidos utilizando a calibração fotométrica de González-Hernández & Bonifacio (2009). A calibração para o $\log g$, no DR13, é feita de uma forma mais complexa, dado que observamos que os resultados obtidos com o ASPCAP para estrelas do RC (agrupamento vermelho; *red clump*) e do RGB (ramo das gigantes vermelhas; *red giant branch*) são, sistematicamente, diferentes e, portanto, devemos ter calibrações distintas para estes grupos. Para tal, utilizamos o catálogo de estrelas do RC de Bovy (2014) onde podemos segregar estes grupos em função da temperatura efetiva, de forma que: $T_{Referencia} = 4468 - 382.5*[M/H]_{ASPCAP} + (\log g_{ASPCAP} - 2.5)/0.0018$. Para estrelas cuja diferença entre $(T_{ASPCAP} - T_{Referencia})$ for menor que zero, pertencerá ao RGB; para $(T_{ASPCAP} - T_{Referencia}) \geq 100$ será do RC e para valores entre 0 e 100 utilizamos a razão $[C/N]$ para distinguir entre as classes e, assim, aplicar as diferentes calibrações para cada grupo. Diferenças entre os valores de $\log g$ calibrados e não calibrados do ASPCAP continuam sendo da ordem de 0.20 dex, enquanto que, para metalicidade, as diferenças são menores que 0.10 dex.

Nos Capítulos 2, 3, e 4 apresentaremos os artigos publicados ou que serão submetidos às revistas internacionais utilizando dados do APOGEE.

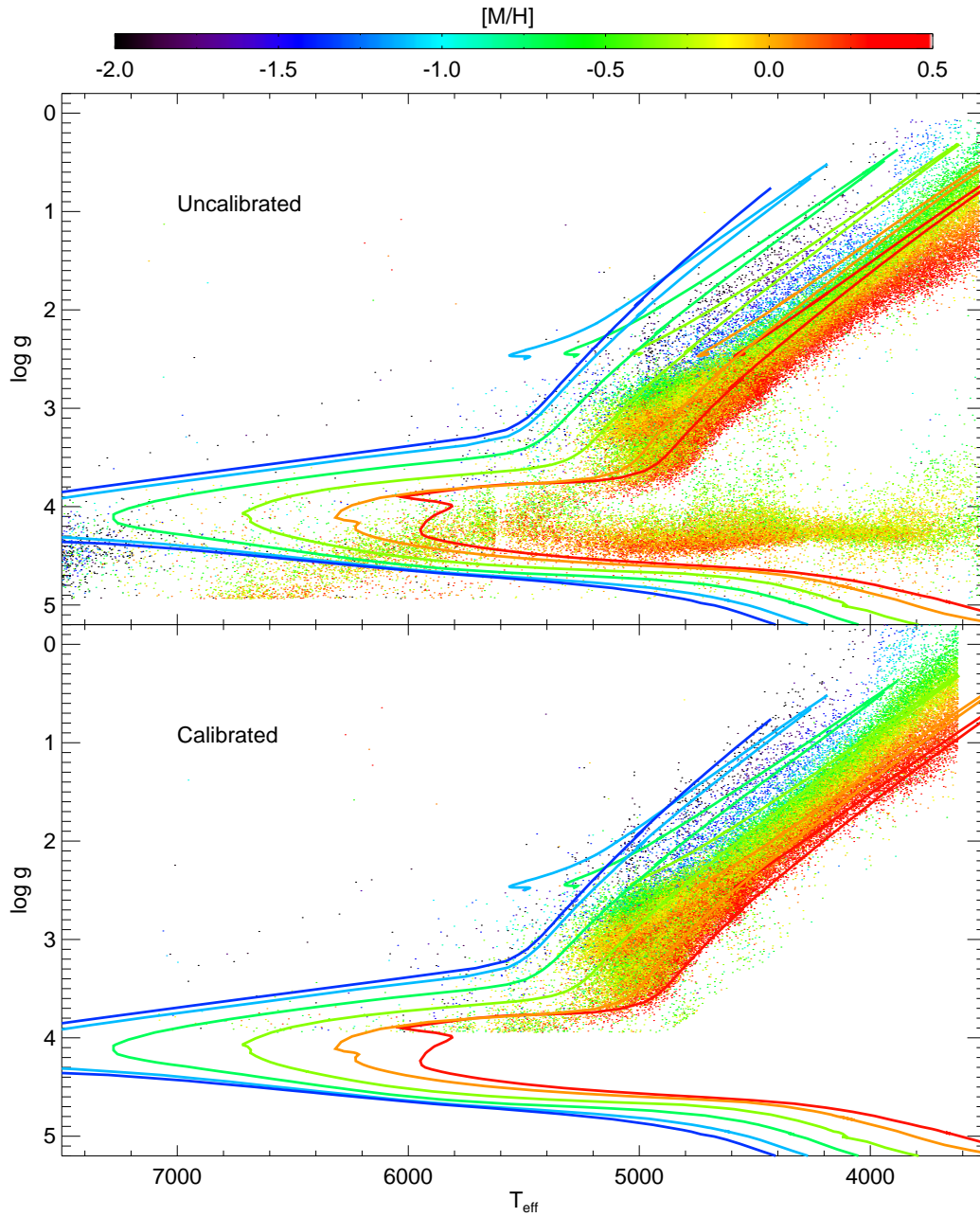


Figura 1.10: Diagramas $T_{\text{eff}}-\log g$ para todas as estrelas observadas com o APOGEE DR12. O painel superior mostra os parâmetros estelares obtidos diretamente com o ASPCAP, enquanto que o painel inferior, mostra os resultados do ASPCAP que foram calibrados usando resultados da literatura. Note-se que valores calibrados de $\log g$ só estão disponíveis para as estrelas gigantes ($\log g < 3.5$). As isócronas mostradas correspondem a uma idade de 4.0 Ganos e metalicidades $[M/H] = -1.8, -1.5, -1.0, -0.5, 0.0, +0.3$ dex (Bressan *et al.* 2012). Figura reproduzida de Holtzman *et al.* (2016).

CARACTERIZAÇÃO E ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS DE ESTRELAS ANÃS-M

Neste Capítulo, apresentamos o estudo químico detalhado de estrelas anãs-M observadas com o APOGEE. Na Seção 2.1 faremos uma revisão dos principais resultados já obtidos referentes à estrelas anãs-M da literatura. Na Seção 2.2 apresentamos o artigo publicado “*Chemical Abundances of M-dwarfs from the APOGEE Survey. I. The Exoplanet Hosting Stars Kepler-138 and Kepler-186*”, fazendo antes uma breve discussão, em português, sobre os resultados obtidos. A Seção 2.3 apresenta os resultados de abundâncias químicas e parâmetros estelares para uma amostra de estrelas anãs-M em sistemas binários, que servem como calibração e verificação para a escala de metalicidades desenvolvida.

2.1 O Estado da Arte das Estrelas Anãs-M

Estrelas anãs-M aparecem como as melhores candidatas à procura de exoplanetas do tipo-Terra, principalmente pelo fato de terem baixa massa e raio, o que facilita a detecção de planetas pelos métodos de velocidade radial e de trânsito estelar. Entretanto, pouco se conhece sobre esta classe espectral na literatura e um dos objetivos desta Tese é o estudo químico detalhado de estrelas anãs-M, desenvolvido através de espectroscopia em alta resolução no infravermelho.

2.1.1 Uma Introdução às Estrelas Anãs-M

Estrelas denominadas anãs-M são estrelas frias e de baixa massa que queimam hidrogênio como combustível principal, ou seja, estão localizadas na sequência principal do diagrama-HR. Tais estrelas possuem temperaturas efetivas entre 2500 – 4000 K e massa da ordem de 0.08 – 0.60 M_{\odot} massas solares. De acordo com as funções de massa inicial, IMF (*Initial Mass Function*), tomando por exemplo os trabalhos desenvolvidos por Salpeter (1955) e Reid & Gizis (1997), estima-se que cerca de 70% das estrelas da Via Láctea devam ser anãs-M. A distribuição da IMF é compatível com o que se observa na Galáxia e também na vizinhança solar, por exemplo: ao tomar um raio de 5 parsec a partir do Sol (Henry *et al.* 2015) encontramos um total de 76 estrelas, das quais 50 (66%) delas são anãs-M; 12 (15%) dos tipos L, T ou Y; 6 (8%) são K; 2 (3%) de tipo espectral similar ao Sol; e outras 6 (8%) mais quentes, tipos espectrais F ou A.

Ainda que as estrelas anãs-M possuam baixa massa, esta grandeza continua sendo seu principal parâmetro físico que controla o raio, a temperatura e a evolução estelar. Sabemos que a massa limite para que ocorra a queima de hidrogênio em hélio no interior estelar é $M = 0.08 M_{\odot}$ (Baraffe & Chabrier 1996) e, a grosso modo, podemos classificar estrelas anãs-M entre as que possuem interior estelar, predominantemente, convectivo (0.08 à 0.35 M_{\odot}) e interior estelar radiativo (0.35 e 0.60 M_{\odot}).

A diferença básica entre o interior estelar convectivo e o radiativo está no transporte de energia às camadas mais externas da estrela, de forma que as equações que descrevem o transporte convectivo e radiativo são, sucessivamente:

$$(2.1) \quad \frac{dT}{dr} = -\frac{1}{k} \frac{l}{4\pi r^2} \qquad (2.2) \quad \frac{dT}{dr} = -\frac{3\kappa \rho l}{64\pi r^2 \sigma T^3}$$

onde k é a constante de condutividade térmica, κ a opacidade da matéria, l a luminosidade estelar, r o raio e σ a constante de Boltzmann. Essa diferença é notada na distinção dos espectros dos dois grupos onde estrelas anãs-M mais frias apresentam bandas de absorção de água (H_2O) muito mais intensas que as radiativas.

As estrelas de baixa massa se beneficiam da baixa pressão interna do seu núcleo, o que faz com que as reações de queima de hidrogênio em hélio, através da fusão próton-próton, ocorram em uma taxa mais lenta. Logo, as anãs-M são estrelas com longo tempo de vida, podendo alcançar 10^{12} anos, como discute Laughlin *et al.* (1997). Também vale salientar que estrelas cuja massas sejam inferiores à 0.16 M_{\odot} nunca evoluirão à fase de gigante vermelha.

2.1.2 Caracterização de Estrelas Anãs-M

Como mencionamos na introdução do trabalho, estrelas anãs-M são difíceis de serem estudadas, espectroscopicamente e, com isto, calibrações fotométricas são bastante utilizadas para derivar os parâmetros atmosféricos e metalicidades para esta classe estelar.

Sabemos que uma estrela com massa entre 0.08 e $0.60 M_{\odot}$ é definida como uma anã-M, entretanto, a obtenção precisa da massa não é uma tarefa simples devido à sua baixa luminosidade óptica. O estudo desenvolvido por Delfosse *et al.* (2000) foi um dos primeiros a obter, de forma satisfatória, a determinação de massas em anãs-M. Delfosse *et al.* (2000) compilaram uma amostra de 32 estrelas anãs-M com massas obtidas através de vários métodos e que variam desde 0.09 até $0.70 M_{\odot}$. Eles utilizaram modelos de massa-luminosidade de Baraffe *et al.* (1998) e Siess *et al.* (2000) para obter uma relação da massa em função das magnitudes absolutas M_V , M_J , M_H , M_K e também em função da cor M_{V-J} . A Figura 2.1 mostra os resultados de massa, obtidos por Delfosse *et al.* (2000), em função da magnitude absoluta onde podemos ver que o espalhamento da magnitude na região do óptico em função da massa é, consideravelmente, maior que das bandas do infravermelho próximo. Até hoje, o trabalho de Delfosse *et al.* (2000) é tido como referência na determinação de massas em anãs-M e concordam bem com os modelos recentes de evolução estelar de Bressan *et al.* (2012).

A gravidade superficial ($\log g$) de uma estrela na sequência principal é, diretamente, relacionada à massa estelar. No trabalho desenvolvido por Bean *et al.* (2006), os autores reportaram uma calibração do $\log g$ em função da massa estelar para um intervalo entre 0.123 – $0.621 M_{\odot}$, no qual utilizam valores empíricos de $\log g$ e massa de Delfosse *et al.* (2000). A Figura 2.2 indica o diagrama massa- $\log g$ obtido por Bean *et al.* (2006). Na Seção 2.3, mostraremos que é possível obter uma boa estimativa espectroscópica da gravidade superficial utilizando espectros APOGEE.

É possível determinar, de forma precisa, a temperatura efetiva das anãs-M por meio de fotometria ou espectroscopia. Tais metodologias foram desenvolvidas, nos últimos anos, com a calibração fotométrica de Mann *et al.* (2015) e com a temperatura espectroscópica desenvolvida nesta Tese e apresentada pela primeira vez em Souto *et al.* (2017a).

Do ponto de vista fotométrico, estudos específicos para anãs-M haviam sido reportados previamente, como a calibração que utiliza o *Infra Red Flux Method*, IRFM, desenvolvida inicialmente por Bessel *et al.* (1990) e utilizada por Casagrande *et al.* (2008) e a calibração de Boyajian *et al.* (2013) utilizando estrelas com raios medidos por interferometria. Em

CAPÍTULO 2. CARACTERIZAÇÃO E ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS DE ESTRELAS ANÃS-M

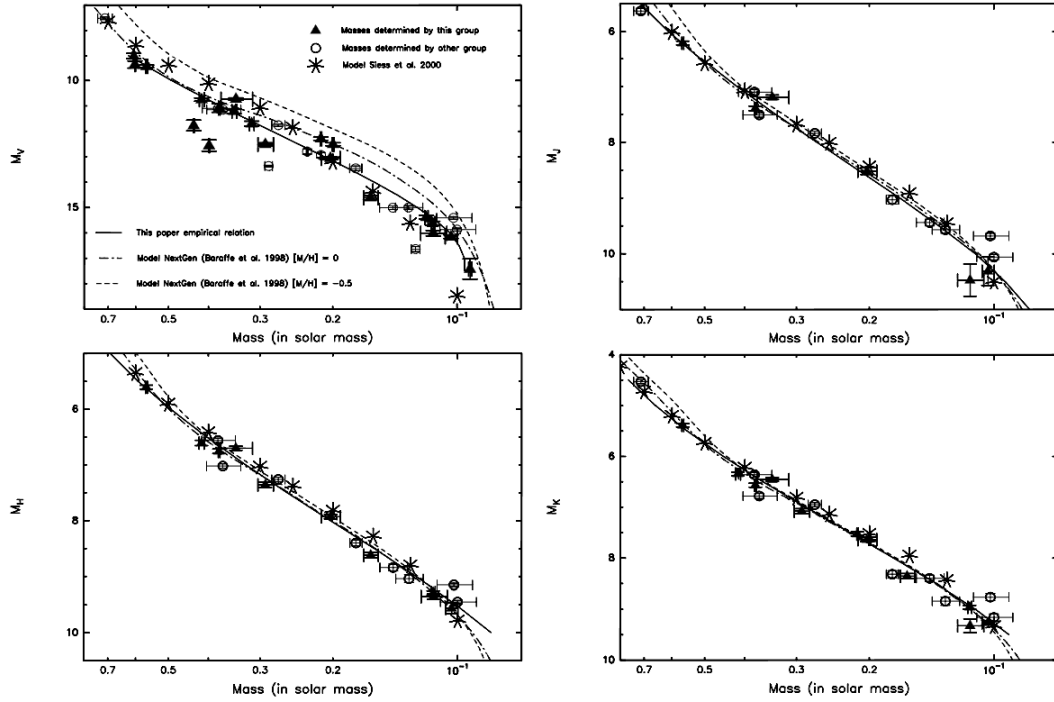


Figura 2.1: Diagrama massa–magnitude absoluta para V , J , H e K . As curvas tracejadas e tracejadas–pontilhadas, apresentadas em cada painel, representam isócronas de Baraffe *et al.* (1998) geradas com idade de 5 Ganos e metalicidades $[Fe/H] = -0.50$ (linha tracejada) e $[Fe/H] = 0.00$ (linhas tracejada–pontilhada). A curva preta sólida representa o melhor ajuste para a massa em função das magnitudes absolutas em cada painel. Figura reproduzida de Delfosse *et al.* (2000).

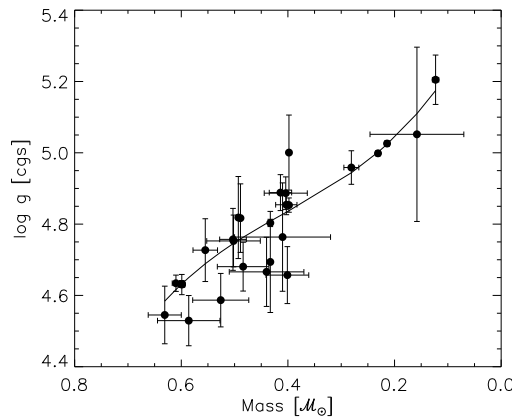


Figura 2.2: Diagrama massa– $\log g$ para uma amostra de estrelas anãs-M estudadas em Bean *et al.* (2006). A curva de calibração do $\log g$ em função da massa estelar é representada pela linha preta. Figura reproduzida de Bean *et al.* (2006).

outro trabalho, Mann *et al.* (2015) construíram uma calibração utilizando espectros de baixa resolução e modelos BT-Settl (Allard *et al.* 2011, 1013) recentes para obter a temperatura em função de cinco diferentes cores: $BP - RP$, $V - J$, $V - I_c$, $r - z$, $r - J$. Mann *et al.* (2015) encontraram diferenças sistemáticas entre as calibrações de Casagrande *et al.* (2008) e Boyajian *et al.* (2013), que também foram verificadas através dos resultados espectroscópicos de temperatura efetiva obtidos nesta Tese e reportados em Souto *et al.* (2017a). Um exemplo dos desvios sistemáticos na temperatura efetiva são que os resultados obtidos com a calibração de Casagrande *et al.* (2008) subestimam a temperatura efetiva em ~ 200 K, com desvios ainda maiores para estrelas mais frias, como indicado na Figura 2.3. A provável causa desta tendência é a não inclusão da metalicidade estelar na metodologia de Casagrande *et al.* (2008), que, por outro lado, foi incluído em Boyajian *et al.* (2013) e Mann *et al.* (2015).

Os trabalhos desenvolvidos por Covey *et al.* (2010) e Rojas-Ayala *et al.* (2010, 2012) apresentaram um novo indicador espectroscópico da temperatura efetiva, que é uma banda de absorção de água e potássio (H_2O e K) observada em baixa resolução na banda

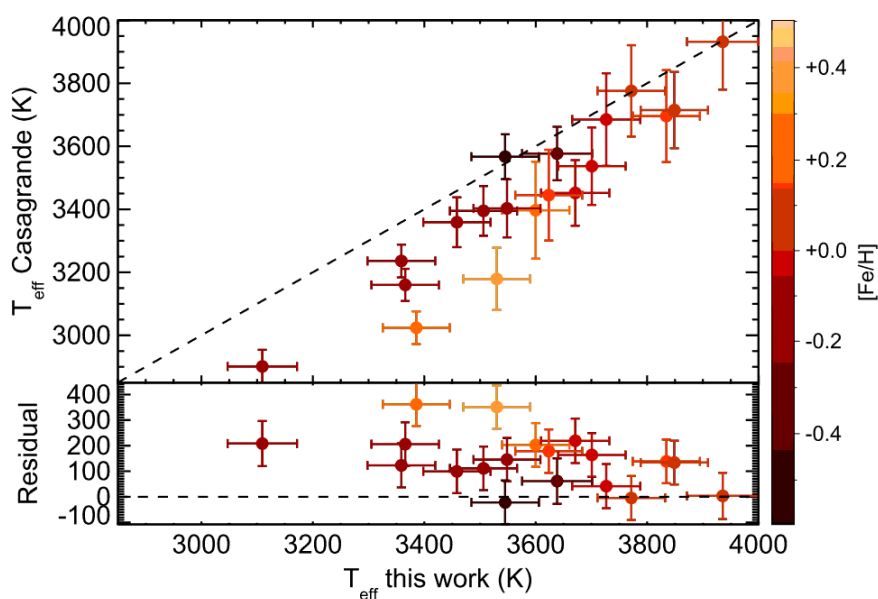


Figura 2.3: Painel superior: comparação das temperaturas efetivas obtidas utilizando a calibração de Mann *et al.* (2015; “Work”) com temperaturas efetivas utilizando a calibração de Casagrande *et al.* (2008), a barra de cor lateral indica a metalicidade ($[Fe/H]$). Painel inferior: diferença residual entre os resultados usando a calibração de Mann *et al.* (2015) e Casagrande *et al.* (2008) como função da temperatura efetiva. Nota-se que a calibração de Casagrande *et al.* (2008) subestima a T_{eff} principalmente para estrelas mais frias. Figura reproduzida de Mann *et al.* (2015).

K. Essa banda é importante nos métodos descritos por Rojas-Ayala *et al.* (2010, 2012) para determinar a metalicidade de uma anã-M, como será discutido na Seção 2.1.3.2.

Um dos resultados obtidos com esta Tese é que é possível obter temperaturas efetivas utilizando espectros APOGEE. Verificamos que as linhas espectrais de H₂O são muito mais sensíveis à variação da T_{ef} do que linhas de OH. Como ambas as moléculas H₂O e OH são indicadores da abundância de oxigênio, e a sensibilidade à T_{ef} da molécula H₂O é linear, haverá uma abundância de oxigênio comum, derivada para as linhas de H₂O e OH, de forma que a temperatura efetiva será a interseção das abundâncias em função da temperatura (ver seção 2.2). Na Seção 2.3 (Souto *et al.* 2017b, em preparação) faremos uma comparação das temperaturas espectroscópicas e fotométricas com o intuito de definir uma escala de temperatura efetiva para as estrelas anãs-M.

Em um recente trabalho utilizando espectros APOGEE, Schmidt *et al.* (2016) analisaram os resultados de temperatura efetiva obtidos com o APOGEE DR12 em comparação com as calibrações fotométricas da literatura encontradas nos trabalhos de Casagrande *et al.* (2008), Boyajian *et al.* (2013) e Mann *et al.* (2015). Schmidt *et al.* (2016) também observaram que os resultados obtidos com a calibração de Mann *et al.* (2015) são os mais similares aos derivados com o APOGEE, além de apresentar menor espalhamento da temperatura efetiva, em comparação às outras calibrações. A Figura 2.4 mostra a comparação das temperaturas efetivas obtidas com o APOGEE DR12 com as calibrações citadas para uma amostra de 3834 estrelas. Notamos, no entanto, que os resultados obtidos automaticamente pelo APOGEE ainda não são precisos para o estudo de estrelas anãs-M.

2.1.3 Espectros, Metalicidades e Composição Química das Anãs-M

Uma das maiores dificuldades encontradas no estudo das estrelas anãs-M é que seu espectro é complexo e possui diversas linhas moleculares, além de emitir muito fracamente na região do óptico. A Figura 2.5 mostra o espectro de distribuição de energia para quatro diferentes tipos de estrela e podemos ver que o pico da intensidade luminosa das estrelas anãs-M é situado mais ao vermelho por possuir baixa temperatura efetiva.

O espectro óptico de uma anã-M é composto majoritariamente por moléculas do tipo: óxido de titânio (TiO), hidrogênio diatômico (H₂), óxido de vanádio (VO) e vapor de água (H₂O). A formação destas moléculas confundem a definição do contínuo no espectro observado e, com isto, incertezas relacionadas à determinação dos parâmetros

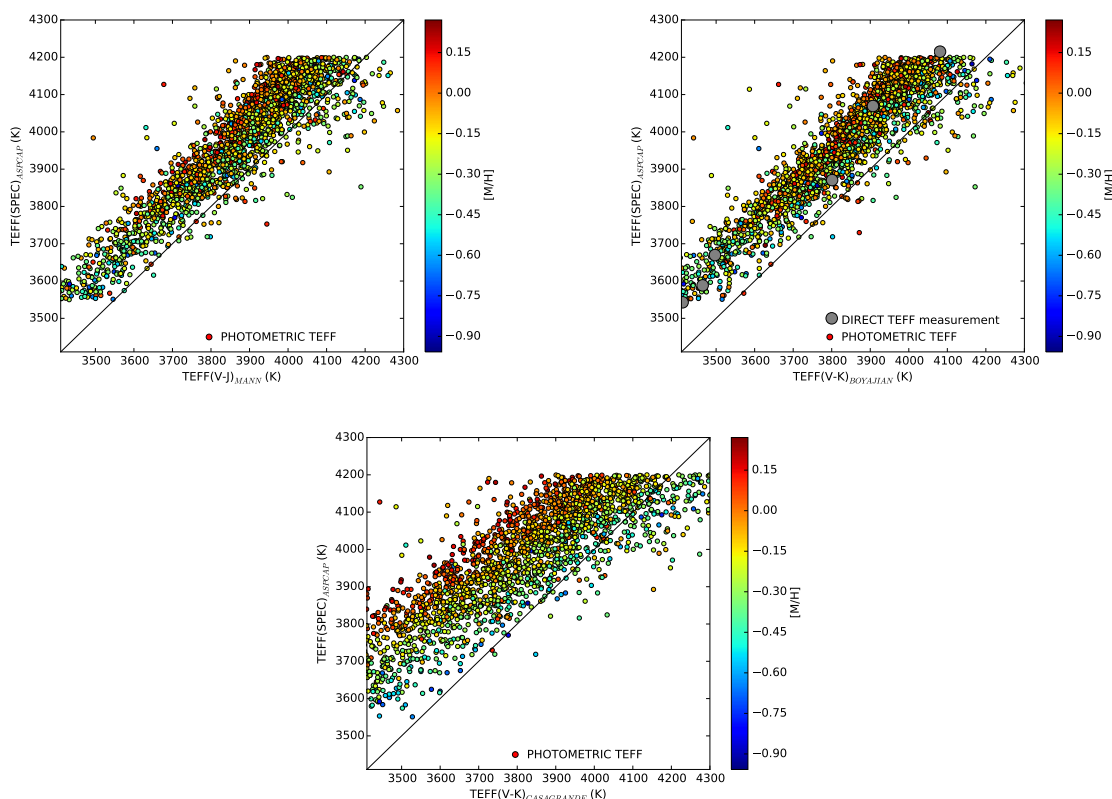


Figura 2.4: Comparação das temperaturas efetivas obtidas através de calibrações fotométricas com temperaturas efetivas derivadas pelo ASPCAP para DR12. O painel superior esquerdo compara DR12 com a calibração de Mann *et al.* (2015), o painel superior direito com a calibração de Boyajian *et al.* (2013) e o painel inferior com a calibração de Casagrande *et al.* (2008). A barra lateral indica as metalicidade derivadas pelo ASPCAP para cada estrela. Figura reproduzida de Schmidt *et al.* (2016).

atmosféricos e químicos são relevantes.

Várias tentativas para contornar este problema foram feitas por diversos autores com a finalidade de determinar a composição química das anãs-M. Veremos algumas das mais bem sucedidas tentativas a seguir.

2.1.3.1 Metalicidades Fotométricas

Dada a dificuldade em determinar a metalicidade de estrelas anãs-M, diversos autores optaram por estudar estrelas em sistemas binários, partindo do princípio de que tais sistemas devam compartilhar da mesma composição química. A metodologia, neste caso, está no estudo de estrelas primárias mais quentes (tipos espectrais G ou K) com uma companheira anã-M secundária, uma vez que o estudo químico de estrelas G e K já é

bem estabelecido na literatura. A ideia nestes estudos é de derivar as metalicidades das binárias e construir calibrações fotométricas, de forma que a metalicidade das anãs-M possam ser estimadas a partir da sua cor. Os trabalhos desenvolvidos por Bonfils *et al.* (2005), Johnson & Apps (2009), Schlaufman & Laughlin (2010) e Neves *et al.* (2012) aparecem como um dos mais relevantes.

O trabalho pioneiro desenvolvido por Bonfils *et al.* (2005) determina a metalicidade [Fe/H] de 21 estrelas em sistemas binários, onde 20 destas são anãs-M secundárias. Neste estudo, os autores determinam a metalicidade da estrela primária a partir de espectros ópticos em alta resolução e atribuem que a composição química da anã secundária deverá ser idêntica à primária. Assim, Bonfils *et al.* (2005) descrevem as metalicidades das anãs-M em função das cores e magnitudes ($V - K_s - M_K$), de forma que [Fe/H] possa ser estimado por fotometria.

Johnson & Apps (2009) elaboraram um estudo similar ao de Bonfils *et al.* (2005), selecionando estrelas anãs-M também em sistemas binários e derivando uma nova relação da metalicidade em função da cor e magnitude ($V - K_s - M_K$), com diferentes coeficientes. Uma das conclusões de Johnson & Apps (2009) é que o trabalho de Bonfils *et al.* (2005) sobrestimam a metalicidade em 0.32 dex. Aplicando a sua nova calibração, Johnson & Apps (2009) observaram que estrelas anãs-M com planetas massivos detectados possuem, em geral, maior metalicidade. Tal tendência já havia sido reportada por Bonfils *et al.* (2005).

Em uma tentativa de mensurar esta diferença, Schlaufman & Laughlin (2010) anali-

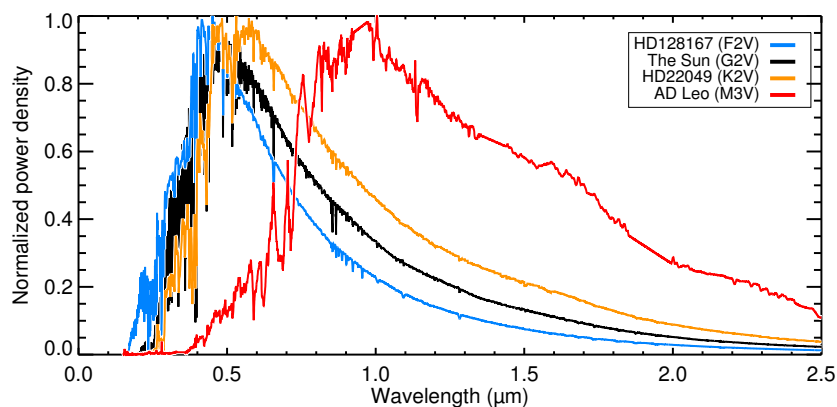


Figura 2.5: Distribuição espectral de energia normalizada do óptico ao infravermelho médio para quatro classes estelares distintas: em azul apresentamos uma estrela de tipo F2V, em preto temos o espectro do Sol, em laranja de uma estrela tipo K2V e em vermelho de uma estrela tipo anã-M3. Figura reproduzida de Shields *et al.* (2016).

saram 13 estrelas estudadas por Bonfils *et al.* (2005) e outras seis estrelas ricas em metais estudadas por Johnson & Apps (2009) com a motivação de englobar uma amostra estelar em um intervalo razoável em metalicidade. Os autores derivam uma nova calibração em função da cor e magnitude ($V - K_s - M_K$) e concluíram que ambos os trabalhos de Bonfils *et al.* (2005) e Johnson & Apps (2009) sobrestimam e subestimam as metalicidades nos extremos, referentes à estrelas ricas e pobres em metais, respectivamente.

Em Neves *et al.* (2012), os autores utilizaram espectros em alta resolução ($R > 50.000$) de estrelas binárias G e K e aprimoram a calibração fotométrica de Schlafman & Laughlin (2010). Os resultados obtidos por Neves *et al.* (2012) se comparam melhor com as metalicidades SPOCS¹ (Valenti & Fischer 2005) e também com resultados anteriores de Bonfils *et al.* (2005). Na Figura 2.6 mostramos os resultados de $[Fe/H]$ fotométrica obtidos por Neves *et al.* (2012) em comparação com as demais calibrações.

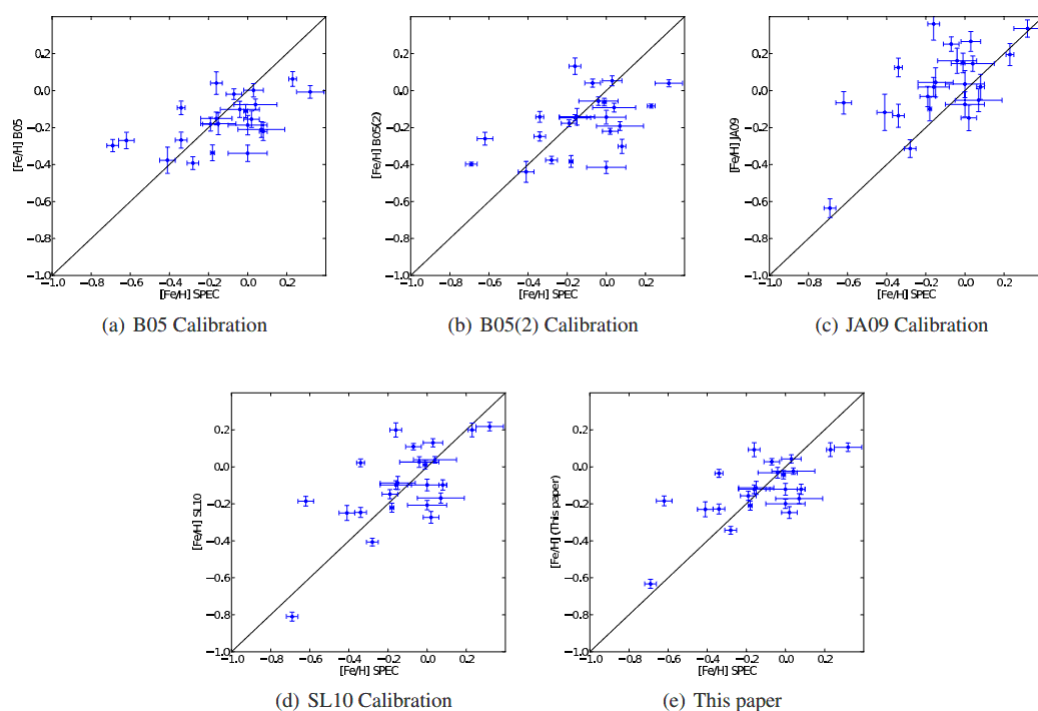


Figura 2.6: Comparação das metalicidades obtidas através das calibrações de Bonfils *et al.* (2005), Johnson & Apps (2009), Schlafman & Laughlin (2010) e Neves *et al.* (2012, “*This Paper*”) em comparação com as metalicidades de Valenti & Fischer (2005). Figura reproduzida de Neves *et al.* (2012).

Embora seja possível obter uma estimativa razoável para as metalicidades utilizando as calibrações fotométricas descritas acima, é impossível obter a composição química

¹Spectroscopic Properties of Cool Stars

estelar com a mesma precisão que com os estudos espectroscópicos. Discutiremos alguns resultados de metalicidades espectroscópicas para estrelas anãs-M a seguir.

2.1.3.2 Metalicidades Espectroscópicas

Woolf & Wallerstein (2005), Bean *et al.* (2006) e Chavez & Lambert (2009) estudaram regiões mais ao vermelho do espectro óptico, entre 8000 – 9000 Å, e apresentaram linhas atômicas parcialmente livres de misturas moleculares. Os autores mostram que é possível derivar abundâncias de ferro, cálcio e titânio nesta região. Porém, notamos que estes são os únicos elementos químicos passíveis de serem estudados a partir de espectros ópticos das estrelas anãs-M.

Estudos recentes desenvolvidos por Önehag *et al.* (2012) e Lindgren *et al.* (2016) utilizando espectros de alta resolução na banda *J* do infravermelho próximo ($\sim 1.2 \mu\text{m}$), mostraram ser possível obter metalicidades de anãs-M através de linhas de Fe I, uma vez que o espectro infravermelho, em particular na banda *J*, é menos afetado por bandas moleculares (Allard 2000; Tsuji *et al.* 2015).

A metodologia aplicada em ambos os trabalhos é similar e consiste na análise e determinação da metalicidade a partir de síntese espectral e modelos de atmosferas MARCS. Na Figura 2.7 mostramos as metalicidades obtidas por Önehag *et al.* (2012, painel à esquerda) e Lindgren *et al.* (2016, painel à direita) comparadas com metalicidades obtidas utilizando calibrações fotométricas da literatura de Bonfils *et al.* (2005), Johnson & Apps (2009), Schlafman & Laughlin (2010) e Neves *et al.* (2012), Mann *et al.* (2015), assim como resultados espectroscópicos obtidos por Bean *et al.* (2006) e Rojas-Ayala *et al.* (2010, 2012). É notável que a calibração fotométrica de Johnson & Apps (2009) subestima as metalicidades, enquanto que a de Bonfils *et al.* (2005) as sobrestima em relação às metalicidades obtidas a partir de espectros em alta resolução de Önehag *et al.* (2012) e Lindgren *et al.* (2016).

Enquanto Önehag *et al.* (2012) e Lindgren *et al.* (2016) utilizaram espectros em alta resolução ($R \sim 50.000$), Barbara Rojas-Ayala estava trabalhando no estudo de anãs-M a partir de espectros em baixa resolução, $R \sim 2.000$. Nos trabalhos publicados em Rojas-Ayala *et al.* (2010, 2012) os autores descrevem a metodologia desenvolvida para estimar $[M/H]$ e $[Fe/H]$ a partir de espectros em baixa resolução na banda *K*, $\sim 2.2 \mu\text{m}$, do espectro eletromagnético. A técnica elaborada por Rojas-Ayala *et al.* (2012) consiste na determinação de larguras equivalentes das linhas de Na I e Ca I. Rojas-Ayala *et al.* (2012) indicam duas linhas de Na I disponíveis em 2.206 e 2.209 μm e três linhas de Ca

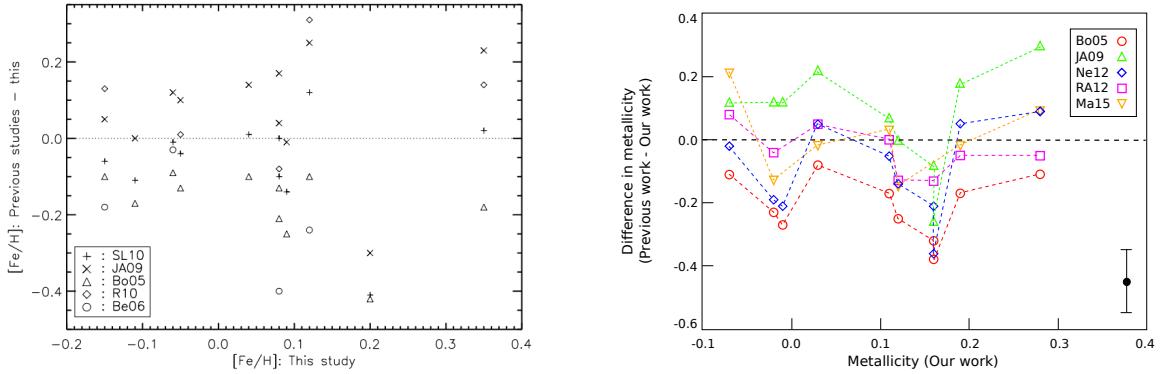


Figura 2.7: Comparação das metalicidades obtidas através de espectros de alta resolução na banda J de Önehag *et al.* (2012; painel à esquerda) e Lindgren *et al.* (2016; painel à direita) com metalicidades obtidas a partir de calibrações fotométricas de Bonfils *et al.* (2005), Johnson & Apps (2009), Schlafman & Laughlin (2010) e Neves *et al.* (2012), Mann *et al.* (2015) e resultados espectroscópicos obtidos por Bean *et al.* (2006) e Rojas-Ayala *et al.* (2010, 2012).

I, 2.261, 2.263 e 2.265 μm . Como indicador de temperatura efetiva, Rojas-Ayala *et al.* (2012) utilizam o índice de água ($\text{H}_2\text{O-K2}$) denotado por Covey *et al.* (2010), de forma que:

$$(2.3) \quad [Fe/H] = A + B \frac{NaI_{EW}}{H_2O - K2} + C \frac{CaI_{EW}}{H_2O - K2}$$

$$(2.4) \quad H_2O - K2 = \frac{\langle F(2.070 - 2.090) \rangle / \langle F(2.235 - 2.255) \rangle}{\langle F(2.235 - 2.255) \rangle / \langle F(2.360 - 2.380) \rangle}$$

onde A, B e C são constantes iguais a: -1.039 ± 0.170 ; 0.092 ± 0.023 ; 0.119 ± 0.033 , respectivamente, e o índice $\text{H}_2\text{O-K2}$ remete aos fluxos nos comprimentos de onda designados.

O método desenvolvido por Rojas-Ayala *et al.* (2012), é, sem dúvida, prático. Espectroscopia em baixa resolução requer menor tempo observacional em relação aos de alta resolução e, conseqüentemente, pode-se observar muito mais estrelas no mesmo período de tempo. Dada esta facilidade, da mesma forma que ocorrido com o trabalho fotométrico de Bonfils *et al.* (2005), a metodologia de Rojas-Ayala *et al.* (2012) foi disseminada e várias tentativas de melhoramentos e aplicações foram desenvolvidas por diversos autores (ver Terrien *et al.* 2012, 2015, Newton *et al.* 2014, 2015 e Mann *et al.* 2013a, 2013b, 2015). A Figura 2.8 mostra a identificação das linhas espectrais para estrelas anãs-M com

diferentes temperaturas efetivas. Notamos que somente as linhas de Na I e Ca I e as bandas moleculares de CO se mantêm presentes para as anãs-M mais frias, M8V e M9V.

Todas as tentativas de obter as metalicidades e/ou composição química de estrelas anãs-M discutidas até então apresentam alguma dificuldade, principalmente, nos métodos fotométricos e nos estudos espectroscópicos em baixa resolução. As calibrações para metalicidades fotométricas discutidas na Seção 2.1.3.1, utilizam como base valores de $[Fe/H]$ obtidos a partir de medidas de largura equivalente de linhas em espectros ópticos de estrelas G e K. Tais medidas possuem incertezas que podem estar relacionadas à própria medida da largura equivalente da linha, na determinação dos parâmetros atmosféricos T_{ef} e $\log g$, na modelagem utilizada, dentre outros.

Incertezas semelhantes aparecem na determinação de metalicidade utilizando as técnicas de Rojas-Ayala *et al.* (2012). Espectros de baixa resolução, em especial de estrelas frias, contêm inúmeras linhas moleculares que dificultam o estudo do perfil da linha formada. Outro fator crucial é que, nestes trabalhos, os autores não incluem quaisquer linhas de ferro como indicativo da metalicidade, $[Fe/H]$, apenas utilizando a abundância de Na e Ca na estimativa de $[Fe/H]$. Tal metodologia pode ser ainda mais imprecisa que as calibrações fotométricas. Rojas-Ayala *et al.* (2012) comentam que as incertezas relacionadas às suas calibrações são da ordem de 0.14 dex, entretanto, em nosso trabalho, publicado em Souto *et al.* (2017a) e apresentado na Seção 2.2, encontramos diferenças da ordem de 0.25 dex. A metodologia utilizada em nossa análise está descrita na Seção 2.2 e também em Souto *et al.* (2016b, 2017a).

Recentemente, em uma tentativa de quantificar as incertezas relacionadas às técnicas de Rojas-Ayala *et al.* (2012), Veyette *et al.* (2016) elaboram um estudo sistemático explorando as metalicidades obtidas usando tais técnicas. Os autores analisaram espectros sintéticos gerados a partir de modelos BT-Settl/PHOENIX de Allard *et al.* (2012) e estudaram o impacto da variação das abundâncias de carbono e oxigênio na determinação das metalicidades, utilizando as calibrações de Rojas-Ayala *et al.* (2012) e também nos trabalhos que utilizam calibrações semelhantes, como: Terrien *et al.* (2012), Mann *et al.* (2013) e Newton *et al.* (2014).

Veyette *et al.* (2016) derivam larguras equivalentes de Na I e Ca I em modelos com diferentes metalicidades $[Fe/H] = -0.50, -0.20, 0.00, +0.20, +0.50$ e para diferentes razões de C/O, variando desde 0.347 à 0.871. Os autores observaram que o espectro depende fortemente da razão C/O, que já havíamos notado em Souto *et al.* (2017a), uma vez que a opacidade das anãs-M é dominada por moléculas de H₂O e CO.

Variações nas abundâncias de carbono e oxigênio deslocam o pseudo-contínuo do

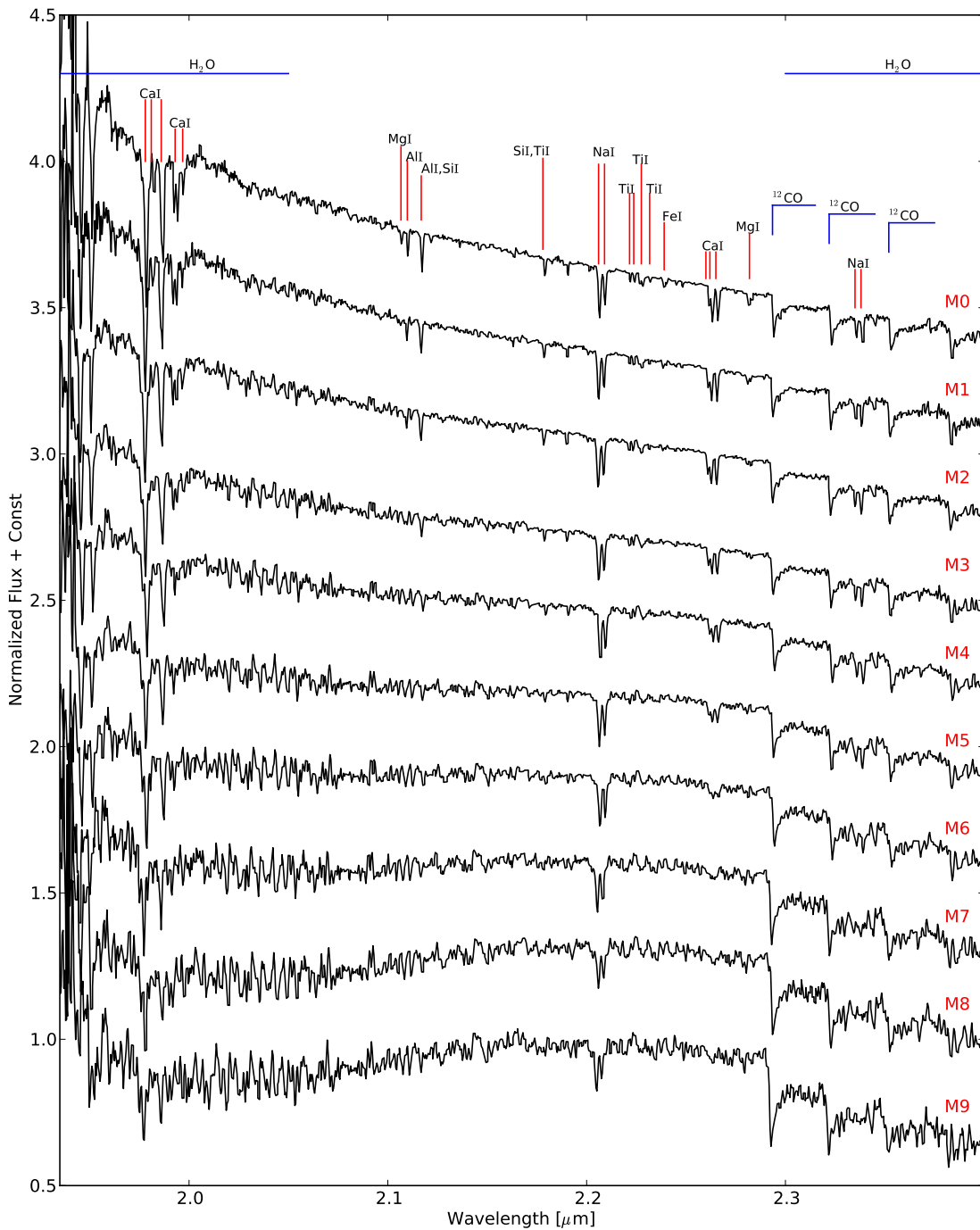


Figura 2.8: Espectros em baixa resolução ($R \sim 2.000$) na banda- K de estrelas anãs-M, com tipos espectrais de M0 a M9, obtidos com o espectrógrafo TripleSpec no telescópio Hale no observatório de Palomar. As principais linhas espectrais estão identificadas. Figura reproduzida de Rojas-Ayala *et al.* (2012).

espectro fazendo com que a intensidade das linhas de Na I e Ca I, assim como qualquer outra linha espectral, se modifique sem relação direta com as abundâncias de Na ou Ca. Veyette *et al.* (2016) concluíram que as metalicidades obtidas utilizando as técnicas de Rojas-Ayala *et al.* (2012) podem sobrestimar ou subestimar a metalicidade real da estrela, em função da razão [O-C/Fe], em mais de 1.00 dex e as diferenças são ainda mais intensas para estrelas mais frias.

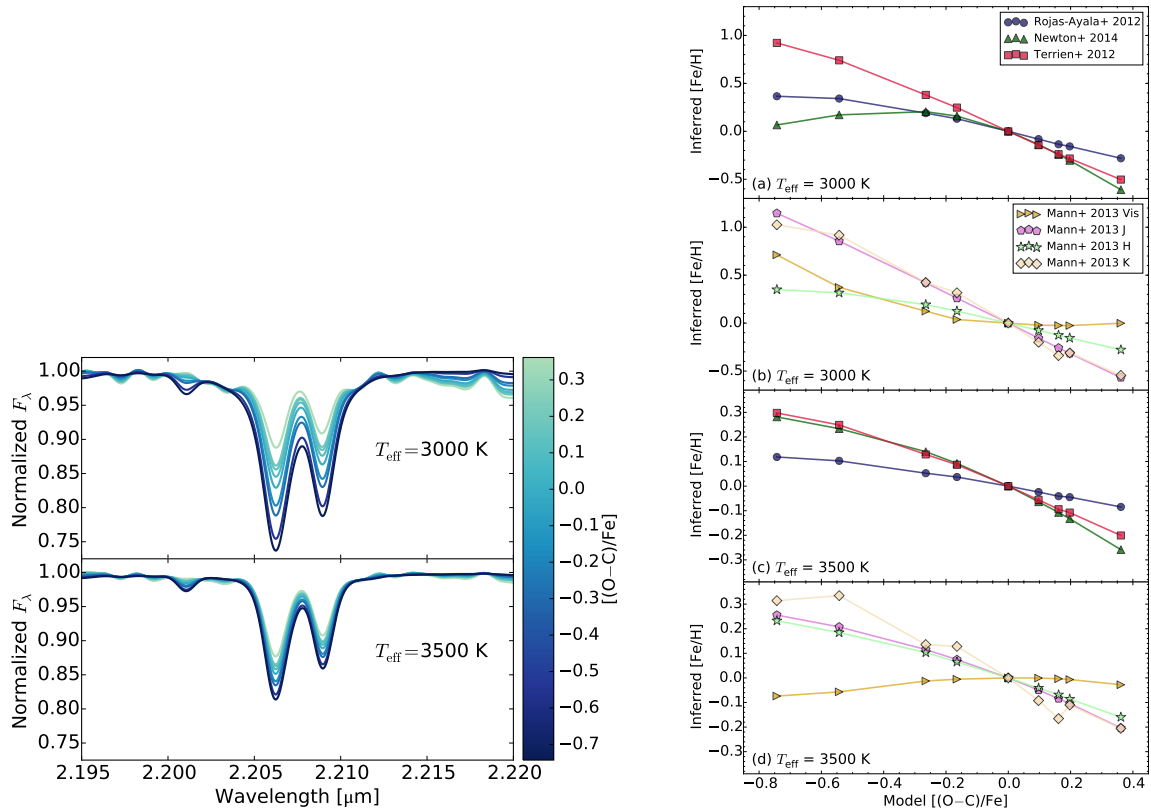


Figura 2.9: Painel à esquerda apresenta espectros sintéticos gerados com modelos PHOENIX com $T_{\text{eff}} = 3000$ K (painel superior) e $T_{\text{eff}} = 3500$ K (painel inferior) para diferentes razões [O-C/Fe] (barra de cor lateral). No painel à direita, vemos a comparação das metalicidades derivadas por Veyette *et al.* (2016). Os autores utilizam espectros sintéticos com diferentes razões de [O-C/Fe], medindo nestes as larguras equivalentes das linhas de Na I e Ca I e utilizando diferentes calibrações da literatura (de Rojas-Ayala *et al.* (2012), Terrien *et al.* (2012), Mann *et al.* (2013) e Newton *et al.* (2014)) para estimar as metalicidades. Figura reproduzida de Veyette *et al.* (2016).

Na Figura 2.9 mostramos alguns dos resultados obtidos por Veyette *et al.* (2016). No painel à esquerda vemos o espectro sintético normalizado e centrado em duas linhas de Na I (2.206 e 2.209 μm), utilizadas nas técnicas de Rojas-Ayala *et al.* (2012), em função das abundâncias [O-C/Fe] para temperaturas efetivas de 3000 e 3500 K. É notável

a dependência da razão [O-C/Fe] sobre a determinação das larguras equivalentes, em especial no caso onde $T_{ef} = 3000$ K. No painel à direita, Veyette *et al.* (2016) derivam larguras equivalentes de Na I e Ca I para modelos com diferentes razões de [O-C/Fe] e aplicam as calibrações de Rojas-Ayala *et al.* (2012), Terrien *et al.* (2012), Mann *et al.* (2013) e Newton *et al.* (2014). Eles observam que a metalicidade obtida a partir destas calibrações são extremamente dependentes de [O-C/Fe], encontrando variações da ordem de 1.6 dex. Veyette *et al.* (2016) comentam que estas dependências sistemáticas só serão minimizadas com determinações precisas das abundâncias de carbono e oxigênio, como mostramos ser possível utilizando espectros APOGEE em Souto *et al.* (2017a).

2.1.4 Exoplanetas em Anãs-M

Com a descoberta do primeiro exoplaneta, 51 Peg-*b*, encontrado por Mayor & Queloz (1995), uma nova área de pesquisa na Astronomia começou a se desenvolver e tem crescido consideravelmente nos últimos anos. Para termos uma ideia quantitativa das descobertas de planetas fora do sistema solar, até o ano 2000 menos de 50 exoplanetas haviam sido detectados e confirmados. Este número cresce para cerca de 600 entre os anos 2000 – 2010 e até o final de 2016 já encontramos 2950² exoplanetas. Este acréscimo nas descobertas se deu, principalmente, por avanços tecnológicos e pelo satélite espacial Kepler.

Basicamente, existem dois métodos mais eficientes na detecção de exoplanetas: um baseado na variação de velocidades radiais e outro em trânsitos planetários. Em ambos os métodos, estrelas anãs-M se beneficiam por apresentar assinaturas observacionais maiores, ou seja, há uma facilidade para se detectar exoplanetas em anãs-M. Uma descrição dos métodos é brevemente discutida a seguir.

Método de Velocidade Radial – Este método consiste no monitoramento da variação da velocidade radial estelar com o tempo. O movimento de translação do exoplaneta irá perturbar o centro de massa da estrela fazendo com que haja um desvio Doppler no espectro observado. Com a análise da variação da VR (velocidade radial) podemos determinar o período e a excentricidade da órbita planetária. Atualmente, é possível determinar, com precisão, variações de VR da ordem de 1 m.s^{-1} com instrumentos como o HARPS³. As buscas por exoplanetas têm se focado em estrelas do tipo solar, pois

²Fonte: <http://exoplanets.org/>

³High Accuracy Radial velocity Planet Searcher.

estas são mais luminosas na região do óptico e contêm dezenas de linhas espectrais bem estabelecidas para verificar os desvios Doppler. No entanto, detectar exoplanetas orbitando estrelas menos massivas é observacionalmente mais fácil.

O desvio Doppler causado a uma estrela de massa $0.25 M_{\odot}$ será 2.5 vezes maior que o observado em uma estrela do tipo solar, para um exoplaneta de mesma massa. Um ponto negativo é que estrelas anãs-M possuem baixa luminosidade no óptico e, consequentemente, apenas estrelas relativamente próximas do Sol podem ser monitoradas através deste método com os telescópios atuais. O primeiro exoplaneta descoberto orbitando uma anã-M foi Gliese 876 (por Delfosse *et al.* 1998) e, atualmente, sabemos que Gl 876 possui 4 planetas detectados, cuja massa dos exoplanetas são: 2.2, 0.26, 0.21 e $0.05 M_{\oplus}$. Trabalhos recentes apontam que estrelas anãs-M abrigam mais exoplanetas de baixa massa e raio em comparação com estrelas do tipo solar (Mulders *et al.* 2015).

Método de Trânsito Planetário – O método de trânsito planetário analisa a variação do brilho da estrela com o tempo. Normalmente, um grupo de estrelas é observado por um longo período de tempo buscando assinaturas dos exoplanetas na curva de luz obtida. Essas assinaturas são consequência de um eclipse do exoplaneta na estrela observada, ou seja, o exoplaneta translada entre a estrela e a linha de visada do observador gerando uma breve diminuição do fluxo de luminosidade estelar. Semelhante ao método de velocidade radial, os (*surveys*) fotométricos como CoRoT e Kepler foram desenvolvidos para estudar estrelas do tipo solar, no entanto, algumas anãs-M também foram observadas e, devido às suas características, são mais sensíveis à detecção de planetas de baixa massa.

O trânsito de um exoplaneta do tipo Terra, sobre uma estrela do tipo solar, geraria uma variação na curva de luz de 0.084 mmag, enquanto que em uma anã-M veríamos um desvio de 1.3 mmag, uma diferença 15 vezes maior. Um dos resultados obtidos com a missão Kepler foi que exoplanetas com raio entre $2-4 R_{\oplus}$ são duas vezes mais numerosos em anãs-M do que em estrelas do tipo solar (Howard *et al.* 2012).

Outro fator que coloca as anãs-M em posição privilegiada é que, por terem menor temperatura e menor luminosidade, a zona habitável da estrela estará mais próxima em relação à estrelas do tipo solar. E por ser mais fácil detectar exoplanetas próximos às estrelas anãs-M, estas apresentam maiores probabilidades de detecção de exoplanetas localizados na zona habitável. Define-se zona habitável a região na qual a água pode ser encontrada em forma líquida na superfície do exoplaneta, pois todas as formas de vida na Terra a utilizam como solvente natural (Des Marais *et al.* 2008; Cockell *et al.* 2016).

Na Figura 2.10 mostramos a localização da zona habitável como função da massa estelar e vemos que os exoplanetas com menor raio ($\sim 1.0 R_{\oplus}$) e na zona habitável são: Kepler 438b, Kepler 186f e Proxima Centauri b. Proxima Centauri b foi, recentemente, descoberta como sendo o exoplaneta mais próximo e com massa similar à da Terra. Ele foi identificado em um programa de 16 anos de observação da variação da velocidade radial (Anglada-Escudé *et al.* 2016). Vários estudos estão em desenvolvimento com o objetivo de verificar a habitabilidade de Proxima Centauri b.

A estrela Kepler-186 foi um dos objetos de estudo durante o doutorado. Os resultados apresentados em Souto *et al.* (2017a) mostram a determinação da composição química da estrela, que pode influenciar diretamente na composição do exoplaneta. Um dos nossos resultados indicam que Kepler 186 é rica em silício⁴, tendo a razão $[\text{Si}/\text{Fe}] = 0.18 \text{ dex}$.

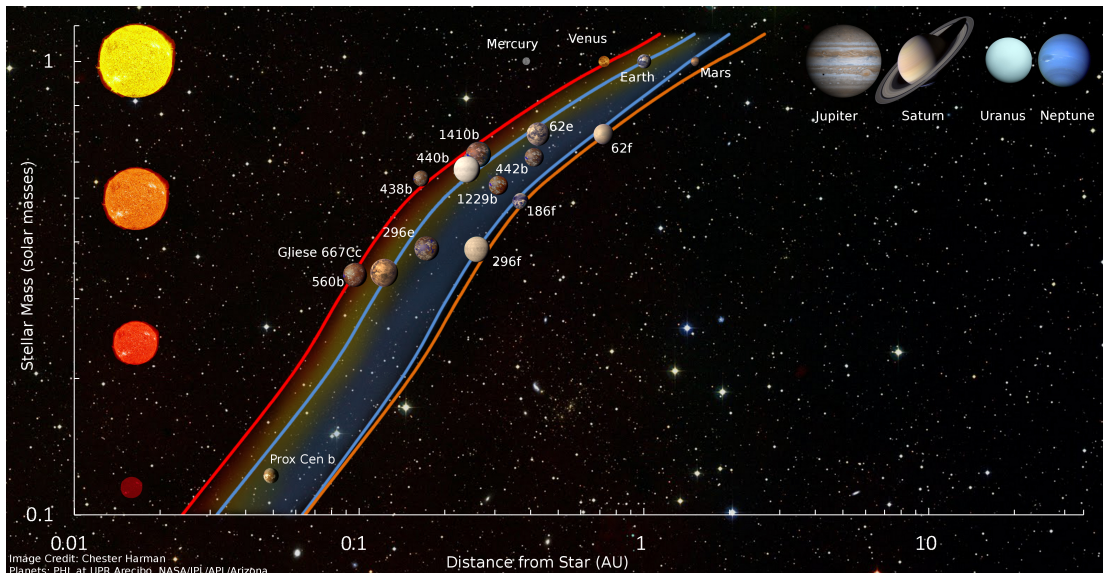


Figura 2.10: Localização da zona habitável para estrelas de diferentes classes/massas. Observamos que estrelas menos massivas possuem a zona habitável mais próxima da estrela. Figura reproduzida de Shields *et al.* (2016).

Nos próximos anos, outros *surveys* estão programados para continuar a procurar exoplanetas na Via Láctea, como a missão TESS (*Transiting Exoplanet Survey Satellite*) da NASA, e da missão Européia PLATO (*PLAnetary Transits and Oscillations*). Ambos *surveys* podem ser vistos como versões posteriores das missões Kepler e CoRoT, respectivamente, e salientamos que a missão TESS deverá priorizar as observações de estrelas

⁴Elemento que controla a estrutura interna de planetas rochosos, como discutido por Unterborn, Dismukes & Panero (2016) e Brewer & Fischer (2016).

CAPÍTULO 2. CARACTERIZAÇÃO E ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS DE ESTRELAS ANÃS-M

anãs-M. As duas missões devem observar mais de um milhão de estrelas e descobrir dezenas de milhares de novos exoplanetas.

2.2 Abundâncias Químicas de Anãs-M Observadas com o APOGEE I. As Estrelas com Exoplanetas Kepler-138 e Kepler-186

Nesta Seção, apresentamos os resultados pioneiros no estudo químico de estrelas anãs-M que foram desenvolvidos com espectros APOGEE e publicados⁵ na revista *Astrophysical Journal*. Pela primeira vez, mostramos ser possível obter abundâncias químicas para 13 elementos (C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn e Fe) em estrelas anãs-M com temperatura efetiva da ordem de 3800 K. A mesma metodologia apresentada também é válida para anãs-M mais frias, com T_{ef} entre 2500 – 4000 K.

O trabalho foi desenvolvido a partir de duas estrelas com exoplanetas detectados, Kepler-138 e Kepler-186. Kepler-138 possui um sistema com três exoplanetas descobertos até o presente momento onde, Kepler-138b aparece como um dos menores exoplanetas já descobertos, com massa e tamanho similar à Marte. Por outro lado, Kepler-186 é um sistema com cinco exoplanetas, onde o mais conhecido destes é Kepler-186f, um exoplaneta de tamanho e densidade similares à Terra e, mais importante, localizado na zona habitabilidade da estrela.

Neste artigo foi elaborado um atlas de linhas espectrais para estrelas anãs-M com $T_{ef} \sim 3800$ K, apontando os melhores indicadores de temperatura efetiva espectroscópica (linhas de OH e H₂O) e de abundâncias químicas. Os resultados indicam que ambas estrelas possuem metalicidades quase sub-solar $[Fe/H] = -0.09$ e -0.08 para Kepler-138 e Kepler-186, respectivamente. Para a estrela Kepler-186 nós encontramos um enriquecimento de silício, onde $[Si/Fe] = +0.18$ dex.

⁵<http://iopscience.iop.org/article/10.3847/1538-4357/835/2/239/meta>



Chemical Abundances of M-Dwarfs from the Apogee Survey. I. The Exoplanet Hosting Stars Kepler-138 and Kepler-186

D. Souto¹, K. Cunha^{1,2}, D. A. García-Hernández^{3,4}, O. Zamora^{3,4}, C. Allende Prieto^{3,4}, V. V. Smith⁵, S. Mahadevan^{6,7}, C. Blake^{8,20}, J. A. Johnson⁹, H. Jönsson^{3,4}, M. Pinsonneault⁹, J. Holtzman¹⁰, S. R. Majewski¹¹, M. Shetrone¹², J. Teske¹³, D. Nidever^{14,15,16}, R. Schiavon¹⁷, J. Sobeck¹¹, A. E. García Pérez^{3,4}, Y. Gómez Maqueo Chew¹⁸, and K. Stassun¹⁹

¹ Observatório Nacional, Rua General José Cristino, 77, 20921-400 São Cristóvão, Rio de Janeiro, RJ, Brazil

² University of Arizona, Tucson, AZ 85719, USA

³ Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC), Vía Lactea S/N, E-38205, La Laguna, Tenerife, Spain

⁴ Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna (ULL), E-38206, La Laguna, Tenerife, Spain

⁵ National Optical Astronomy Observatory, 950 North Cherry Avenue, Tucson, AZ 85719, USA

⁶ Department of Astronomy and Astrophysics, The Pennsylvania State University, USA

⁷ Center for Exoplanets & Habitable Worlds, The Pennsylvania State University, USA

⁸ Department of Physics & Astronomy, University of Pennsylvania, 209 South 33rd Street, Philadelphia, PA 19104, USA

⁹ Department of Astronomy, The Ohio State University, Columbus, OH 43210, USA

¹⁰ New Mexico State University, Las Cruces, NM 88003, USA

¹¹ Department of Astronomy, University of Virginia, Charlottesville, VA 22904-4325, USA

¹² University of Texas at Austin, McDonald Observatory, USA

¹³ Department of Terrestrial Magnetism, Carnegie Institution for Science, Washington, DC 20015

¹⁴ Department of Astronomy, University of Michigan, Ann Arbor, MI, 48104, USA

¹⁵ Large Synoptic Survey Telescope, 950 North Cherry Avenue, Tucson, AZ 85719, USA

¹⁶ Steward Observatory, 933 North Cherry Avenue, Tucson, AZ 85719, USA

¹⁷ Astrophysics Research Institute, Liverpool John Moores University, 146 Brownlow Hill, Liverpool, L3 5RF, UK

¹⁸ Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, Ciudad Universitaria, 04510, Ciudad de México, México

¹⁹ Department of Physics and Astronomy, Vanderbilt University, Nashville, TN 37235, USA

Received 2016 October 9; revised 2016 November 30; accepted 2016 December 5; published 2017 January 31

Abstract

We report the first detailed chemical abundance analysis of the exoplanet-hosting M-dwarf stars Kepler-138 and Kepler-186 from the analysis of high-resolution ($R \sim 22,500$) H -band spectra from the SDSS-IV–APOGEE survey. Chemical abundances of 13 elements—C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, and Fe—are extracted from the APOGEE spectra of these early M-dwarfs via spectrum syntheses computed with an improved line list that takes into account H_2O and FeH lines. This paper demonstrates that APOGEE spectra can be analyzed to determine detailed chemical compositions of M-dwarfs. Both exoplanet-hosting M-dwarfs display modest sub-solar metallicities: $[Fe/H]_{\text{Kepler-138}} = -0.09 \pm 0.09$ dex and $[Fe/H]_{\text{Kepler-186}} = -0.08 \pm 0.10$ dex. The measured metallicities resulting from this high-resolution analysis are found to be higher by ~ 0.1 – 0.2 dex than previous estimates from lower-resolution spectra. The C/O ratios obtained for the two planet-hosting stars are near-solar, with values of 0.55 ± 0.10 for Kepler-138 and 0.52 ± 0.12 for Kepler-186. Kepler-186 exhibits a marginally enhanced [Si/Fe] ratio.

Key words: infrared: stars – planetary systems – planet–star interactions – stars: abundances – stars: fundamental parameters – stars: low-mass

1. Introduction

The *Kepler* mission (Koch et al. 2010; Batalha et al. 2013) has discovered, to date, more than 2300 transiting exoplanets around stars of various stellar types. The majority of exoplanets discovered by *Kepler* have radii between $2 R_{\oplus} < R < 6 R_{\oplus}$ and most of these are found in close orbits around F–G–K stars, while some 300 have radii smaller than $1.2 R_{\oplus}$.²¹ Given that the detection of exoplanets from their transits is directly related to the size of the planet relative to that of its host star, the cooler and also smaller, low-mass main-sequence stars (M-dwarfs) allow for the detection of smaller planets when compared to solar-type stars. For example, the smallest exoplanets for which the radius can be measured are hosted by M-dwarfs, with Kepler-138 and Kepler-186 being noteworthy examples. Kepler-138 has two confirmed planets, and is known to host

one of the smallest planets discovered to date (Kepler-138b), having been recognized as a Mars-sized exoplanet (Jontof-Hutter et al. 2015), Kepler-186 has five planets and hosts the first Earth-sized exoplanet (Kepler-186f) found in a star’s habitable zone, as reported in Quintana et al. (2014).

A precise, quantitative spectroscopic analysis of these two M-dwarfs, which host particularly interesting exoplanets, is important for the characterization of the host stars (determination of the effective temperature, T_{eff} , surface gravity, $\log g$, metallicity and detailed chemical abundances). The stellar parameters T_{eff} and $\log g$ can be used to constrain the stellar radius, which is needed to determine the physical size of an exoplanet, as the transit depth reveals primarily the ratio of exoplanet radius to host-star radius. Knowing the detailed chemistry of the host-star is also important, as this is thought to play a key role in conditions in the protoplanetary disk and subsequent planetary formation. For example, certain abundance ratios, such as Mg and Si relative to O, can affect core-to-mantle mass ratios in rocky exoplanets, while C/O ratios

²⁰ NASA Roman Technology Fellow.

²¹ Data from NASA Exoplanet Archive: <http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu>.

control ice chemistry in protoplanetary disks (e.g., Bond et al. 2010; Delgado Mena et al. 2010; Teske et al. 2014; Santos et al. 2015; Thiabaud et al. 2015; Brewer & Fischer 2016; Dorn et al. 2016; Unterborn & Panero 2016).

Previous detailed spectroscopic analyses of exoplanet host stars have largely focused on the warmer F–G–K hosts and these analyses have reached impressive levels of precision, with typical precision in T_{eff} of ~ 10 – 50 K, in $\log g$ of ~ 0.1 dex, or in values of elemental abundances ($[X/H]$) of 0.02 – 0.05 dex in the most precise analyses (e.g., Meléndez et al. 2009; Ghezzi et al. 2010; Adibekyan et al. 2012; Nissen 2015; Schuler et al. 2015). Such results have yet to appear for exoplanet-hosting M-dwarfs, due primarily to the difficulty of analyzing M-dwarf spectra in the optical region ($\lambda < 10000$ Å): dwarfs with $T_{\text{eff}} < 4000$ K exhibit numerous molecular bands, primarily from TiO, that increase dramatically in strength with decreasing T_{eff} . However, attempts have been made to derive Fe, Ti, and Ca abundances from optical high-resolution spectra (Woolf & Wallerstein 2005; Bean et al. 2006; Chavez & Lambert 2009, and Neves et al. 2014). To produce detailed elemental abundance results for M-dwarfs that rival those for F–G–K dwarfs, it is useful to shift the analysis to the near-infrared (near-IR) part of the spectrum ($\lambda \sim 1.1$ – 2.5 μm), where both the strength and density of molecular absorption features drops relative to optical wavelengths, especially for the warmer M-dwarfs. Recent high-resolution analyses in the *J*- and *K*-bands have derived metallicities (Önehag et al. 2012; Lindgren et al. 2016) and C/O ratios (Tsuji & Nakajima 2014, 2016; Tsuji et al. 2015) in M-dwarfs.

In this paper, we present the first detailed near-IR chemical abundance analysis of M-dwarfs observed by the SDSS-IV–Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE, Majewski et al. 2015). The two targets are the planet-hosting M-dwarfs Kepler-138 and Kepler-186. APOGEE is a survey dedicated to studying Galactic evolution from observations of red-giants; however, APOGEE has also observed a number of M-dwarfs (around 2000) under ancillary projects, or as additional survey targets for filling in some fields. This paper demonstrates that APOGEE spectra can be analyzed to determine detailed chemical compositions of M-dwarfs in general, and of planet-hosting M-dwarfs in particular. Section 2 describes the observed spectra from APOGEE, while in Section 3 the determination of the atmospheric parameters and the abundance analysis for the targets is outlined and presented. Results are discussed in Section 4 and possible connections between certain abundance ratios and exoplanet properties are explored.

2. Apogee Spectra of the Exoplanet-Hosting M-Dwarfs Kepler-138 and Kepler-186

The APOGEE spectrograph operates at the Apache Point Observatory (APO) on the SDSS 2.5 m telescope (Gunn et al. 2006). The instrument is a cryogenic 300-fiber spectrograph covering the wavelength range from $\lambda \sim 1.50$ – 1.70 μm at high resolution ($R = \lambda/\Delta\lambda \sim 22,500$; Wilson et al. 2010). The raw data are reduced to wavelength and flux calibrated spectra via pipeline processing (Nidever et al. 2015).

Kepler-138 and Kepler-186 were observed by APOGEE under an ancillary project devoted to the study of M-dwarf radial velocities (Deshpande et al. 2013). APOGEE obtained

observations in two visits of three hours each, resulting in combined spectra with final signal-to-noise ratios per pixel of ≈ 333 and ≈ 96 for Kepler-138 and Kepler-186, respectively. This is the first study to explore in detail high-resolution spectra of M-dwarfs in the APOGEE region. The high S/N spectrum of Kepler-138 (M0.5V) is valuable in identifying atomic and molecular lines that are useful for detailed abundance analyses of M-dwarfs (Figure 1; Section 3.2). These features will then be used to define spectral windows for the automated abundance analyses via the ASPCAP pipeline (APOGEE Stellar Parameter and Chemical Abundances Pipeline; García Pérez et al. 2016). Currently, ASPCAP is designed primarily to analyze the spectra of red-giants, which are the main targets for the APOGEE survey; a future goal will be to have ASPCAP produce reliable results for dwarfs in general, and M-dwarfs in particular. We note that APOGEE data release 12 (DR12; Alam et al. 2015) and earlier do not present stellar parameters and abundances for M-dwarfs (as the DR12 APOGEE line list did not include H₂O and FeH transitions). The most recent data release 13, (DR13; Albareti et al. 2016) has results for M-dwarfs, however, these are based on a line list that includes H₂O but not yet FeH transitions, which are important in the spectra of M-dwarfs in this wavelength region (see Section 3.2). A future application of this work will be to incorporate FeH lines into the APOGEE line list.

3. Atmospheric Parameters and Spectrum Synthesis Analysis

3.1. Stellar Parameters

The adopted atmospheric parameters for Kepler-138 and Kepler-186 are given in Table 1. The effective temperatures adopted in this study were derived from the photometric calibrations for M-dwarfs by Mann et al. (2015) for the *V*–*J* and *r*–*J* colors. The effective temperatures obtained for the two colors were very similar for the two stars, with a mean effective temperature and standard deviation of: $T_{\text{eff}}(\text{Kepler-138}) = 3835 \pm 21$ K and $T_{\text{eff}}(\text{Kepler-186}) = 3852 \pm 20$ K, confirming that they are both early-type M-dwarfs. Note that no interstellar reddening corrections were applied, as the M-dwarfs studied here have distances less than ~ 150 pc.

Comparisons were made with two other M-dwarf photometric calibrations from Casagrande et al. (2008) and Boyajian et al. (2012), both for the color indices *V*–*J*, *V*–*H*, *V*–*Ks*. The effective temperatures obtained using the Boyajian et al. (2012) calibration agreed well, but were slightly cooler (~ 30 K) than those from Mann et al. (2015), while the calibration from Casagrande et al. (2008) resulted in lower T_{eff} 's by about ~ 80 K.

Surface gravities ($\log g$) for the targets were calculated using the Bean et al. (2006) empirical relation of $\log g$ as a function of stellar mass. Stellar masses were derived using the calibrations described in Delfosse et al. (2000) for the absolute magnitudes M_V , M_J , M_H , and M_K , which were calculated assuming stellar distances of 66.5 and 151 pc for Kepler-138 (Pineda et al. 2013) and Kepler-186 (Quintana et al. 2014), respectively. The derived masses are: $M/M_{\odot} = 0.59 \pm 0.02$ for Kepler-138 and $M/M_{\odot} = 0.52 \pm 0.03$ for Kepler-186 (mean masses and standard deviations calculated using the four adopted absolute magnitudes) and the derived values of surface gravities are: $\log g = 4.64$ dex for Kepler-138 and $\log g = 4.73$ for Kepler-186 (Table 1).

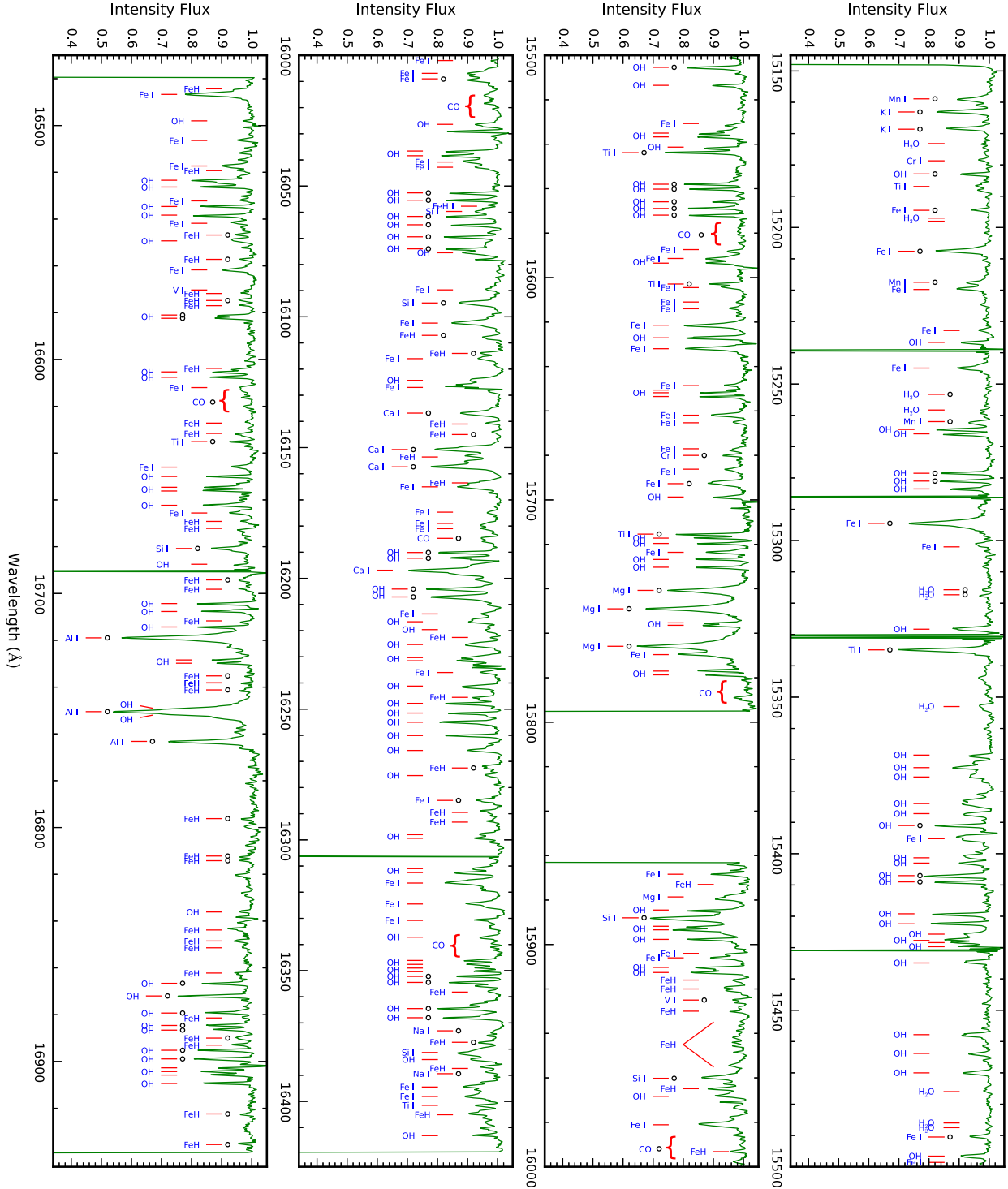


Figure 1. Line identification in the APOGEE spectra of Kepler-138 corresponding to the entire APOGEE region. The lines used in the abundance analysis are indicated by the black dots. We note that most of these features are blended to some extent.

In order to estimate the uncertainties in the derived atmospheric parameters, we used the internal errors quoted in the studies mentioned above: Mann et al. (2015) report an

internal uncertainty for the T_{eff} calibration of $\sim \pm 60$ K; Delfosse et al. (2000) find their results to have a precision of 10% which returns an uncertainty of $\sim \pm 0.05 M_{\odot}$, and Bean et al. (2006)

Table 1
Adopted Photometry and Atmospheric Parameters

	Kepler-138	Kepler-186
V	13.168	15.290
J	10.293	12.473
H	9.680	11.824
K_s	9.506	11.605
r	12.529	14.664
d (pc)	66.5	151.0
T_{eff} (K)	3835 ± 64	3852 ± 64
$\log g$	4.64 ± 0.10	4.73 ± 0.10
M/M_{\odot}	0.59 ± 0.06	0.52 ± 0.06
ξ (km s $^{-1}$)	1.00 ± 0.25	1.00 ± 0.25

Note. The V and r magnitudes were taken from UCAC4 (Zacharias et al. 2012) and the J , H , and K_s magnitudes were taken from 2MASS (Cutri et al. 2003).

estimate that the internal uncertainty in their calibration is ± 0.08 dex in $\log g$. We also added the uncertainties related to the errors in the photometry of ~ 0.03 mag. The estimated uncertainties in T_{eff} , $\log g$, and stellar mass were added in quadrature and result in final uncertainties of ± 64 K in T_{eff} ; $\pm 0.06 M_{\odot}$; and ± 0.10 dex in the $\log g$ (Table 1).

In addition, estimates of the effective temperatures for the target stars could also be obtained from their spectra. Spectroscopic T_{eff} 's were derived from the two oxygen abundance indicators present in the APOGEE spectra of these M-dwarfs: the OH lines (Table 2) and H₂O lines (at 15253.3, 15315.7, 15317.3, and 15334.9 Å). Figure 2 shows the variation of oxygen abundance with effective temperature from the OH (solid line) and H₂O lines (dashed line) for Kepler-138. (The methodology for the abundance analysis is described in Section 3.2). The oxygen abundances displayed were computed by changing the effective temperature in the model atmospheres, while keeping the $\log g$ constant (Table 1). The OH lines are rather insensitive to the effective temperature, in contrast to the H₂O lines, which show a much steeper O-abundance trend with T_{eff} , offering the possibility of finding the $T_{\text{eff}}-A(\text{O})$ pair that best matches the spectral lines of both OH and H₂O simultaneously. The point of agreement in the oxygen abundance for Kepler-138 is $T_{\text{eff}} = 3833$ K, as shown in Figure 2, while for Kepler-186 it is $T_{\text{eff}} = 3850$ K. The spectroscopic values of T_{eff} derived using this method are effectively indistinguishable, within the uncertainties, from the effective temperatures computed using the Mann et al. (2015) photometric calibration. Newton et al. (2015) also derived effective temperatures for the target stars from H -band low-resolution spectra. Their derived T_{eff} for Kepler-138 ($T_{\text{eff}} = 3841$ K) agrees with our determination; for Kepler-186, however, they find a much cooler effective temperature ($T_{\text{eff}} = 3624$ K), which is not in agreement with the H₂O and OH lines in the observed APOGEE spectrum of Kepler-186. A more detailed discussion of the effective temperature scale for the APOGEE spectra will be presented in D. Souto et al. (2017, in preparation; see also Schmidt et al. 2016).

3.2. Abundance Analysis

Since most of the lines in the APOGEE spectra of M-dwarfs, both atomic and molecular, are blended to varying degrees, spectrum synthesis fitting was used, rather than equivalent-width measurements, to compute chemical abundances of several elements. The abundance analysis presented here is

based on the LTE spectral synthesis code *turbospectrum* (Alvarez & Plez 1998; Plez 2012) together with plane-parallel MARCS model atmospheres (Gustafsson et al. 2008) computed specifically for the stellar parameters derived above. As part of this 1D analysis, we investigated the sensitivity of the spectral lines to the microturbulence parameter. The synthetic spectra exhibited little sensitivity to the microturbulent velocity for most of the spectral lines, except for the OH lines, which were found to be more sensitive. The OH lines were then used to estimate the microturbulent velocities, using a similar methodology as described in Smith et al. (2013) for Fe I. We computed oxygen abundances corresponding to $\xi = 0.50, 0.75, 1.00, 1.25, 1.50$ km s $^{-1}$ and the selected value of ξ was the one showing the lowest spread in the oxygen abundances from the different OH lines. We obtained $\xi = 1.0 \pm 0.25$ km s $^{-1}$ for both Kepler-138 and Kepler-186.

3.2.1. Enhancements to the APOGEE Line List for the Study of M-dwarfs

The most recent version of the APOGEE line list for DR13 (tagged version 20150714) was used in the computation of synthetic spectra. The APOGEE DR13 line list is an updated version of the DR12 line list (Shetrone et al. 2015; see also J.A. Holtzman et al. 2017, in preparation). In the context of the study of cool dwarfs, an important improvement in the DR13 line list, relative to DR12, is the inclusion of the strongest water lines from Barber et al. (2006): 1,891,108 water transitions were added. Inclusion of water transitions in the APOGEE line list is crucial for modeling the spectra of M-dwarfs and, in particular, of M-dwarfs of later spectral types (Allard et al. 2000; Tsuji et al. 2015). At the effective temperatures of the studied stars ($T_{\text{eff}} \sim 3850$ K) the intensities of H₂O lines, however, are generally weak, with the stronger water lines falling in the blue part of the APOGEE spectra. Figure 3 shows in the top panels synthetic spectra computed only with the water line list for two spectral regions of the APOGEE spectra (left side between 15200–15300 Å and right side between 16500–16600 Å). The presence of weak water lines throughout the spectra has the general effect of lowering the pseudo stellar continuum by at most ~ 2 percent. However, these lines of H₂O, although relatively weak in the spectra of the target stars, are quite valuable for constraining their effective temperatures, as discussed in Section 3.1.

As previously mentioned, the APOGEE line list does not include any transitions of iron hydride, an important contributor to the spectra of M-dwarfs (Önehag et al. 2012; Lindgren et al. 2016). It was clear from our test syntheses that the DR13 line list could not match well several features in the observed spectra of the target stars. To investigate if the unmatched features were due to FeH, we first tested the line list from Phillips et al. (1987) that includes the vibration-rotation transition of the FeH $\Delta^4-\Delta^4$ system. The computed FeH lines from this line list were weak and did not improve the matching of the observed spectra. Therefore, the missing lines in the line list are probably not from the F–X FeH-transition and the Phillips et al. (1987) was not included in the line list for this study. The unmatched lines, however, could be from the E–X FeH transition with a band-head at 1.35μ (described in Balfour et al. 2004). The addition of the FeH lines from Hargreaves et al. (2010), on the other hand, improved the matching of several of the unidentified features in the synthetic spectra. Hargreaves et al. (2010) studied the electronic transition for the

Table 2
Stellar Abundances

Element	λ (Å)	eV	$\log gf$	A(Kepler-138)	A(Kepler-186)
Fe I	15194.492	2.223	-4.748	7.26	7.27
	15207.530	5.385	0.138	7.39	7.42
	15294.562	5.308	0.680	7.30	7.31
	15490.339	2.198	-4.755	7.30	7.36
	15648.515	5.426	-0.689	7.37	7.45
	15692.751	5.385	-0.610	7.39	7.38
	16009.615	5.426	-0.556	7.43	7.40
	$\langle A(\text{Fe}) \rangle \pm \sigma$			7.36 ± 0.05	7.37 ± 0.06
FeH	16107.085	0.279	-1.688	7.28	7.25
	16114.049	0.279	-1.282	7.28	7.22
	16245.746	0.142	-1.409	7.23	...
	16271.777	0.302	-1.136	7.18	7.26
	16284.665	0.229	-1.274	7.31	7.29
	16377.403	0.344	-1.203	7.22	7.29
	16546.755	0.189	-1.512	7.16	...
	16557.238	0.279	-1.586	7.31	...
	16574.751	0.473	-0.996	7.16	7.31
	16694.389	0.279	-1.485	7.18	...
	16735.420	0.220	-1.326	7.15	...
	16741.657	0.165	-1.341	7.14	...
	16796.382	0.279	-1.031	7.10	...
	16812.687	0.279	-1.041	7.13	7.24
	16814.063	0.178	-1.277	7.17	7.20
	16889.575	0.194	-1.239	7.20	...
	16892.878	0.279	-1.055	7.21	...
	16922.746	0.251	-1.259	7.23	...
	16935.090	0.293	-1.254	7.11	7.31
	$\langle A(\text{Fe}) \rangle \pm \sigma$			7.20 ± 0.06	7.26 ± 0.04
CO	15570-15600			8.26	8.22
	15970-16010			8.25	8.35
	16182-16186			8.21	8.22
	16600-16650			8.22	8.32
$\langle A(\text{C}) \rangle \pm \sigma$			8.24 ± 0.02	8.30 ± 0.03	
OH	15183.943	4.757	-10.703	8.51	8.55
	15278.334	3.852	-8.499	8.53	8.56
	15280.884	1.69	-5.855	8.51	8.50
	15283.771	0.494	-7.786	8.52	8.56
	15391.208	0.494	-5.437	8.53	8.57
	15407.288	0.255	-5.365	8.53	8.58
	15409.308	4.329	-8.532	8.53	8.60
	15505.782	1.888	-6.177	8.50	8.55
	15558.023	0.304	-5.308	8.53	8.61
	15560.244	0.304	-5.300	8.51	8.61
	15565.961	2.783	-4.699	8.50	8.58
	15568.780	0.299	-5.269	8.53	8.61
	15572.084	0.300	-5.269	8.51	...
	16052.765	0.639	-4.910	8.50	8.58
	16055.464	0.640	-4.910	8.51	...
	16061.700	0.476	-5.159	8.49	8.58
	16065.054	0.477	-5.159	8.49	8.57
	16069.524	0.472	-5.128	8.49	8.56
	16074.163	0.473	-5.128	8.42	...
	16190.263	0.915	-5.145	8.55	8.61
	16192.208	3.508	-7.471	8.51	8.60
	16204.076	0.683	-4.851	8.46	8.64
	16207.186	0.683	-4.851	8.48	8.66
	16352.217	0.735	-4.835	8.52	...
	16354.582	0.735	-4.835
	16364.590	0.730	-4.796	8.57	8.59
	16368.135	0.731	-4.797	8.51	8.59
	16581.250	3.200	-5.754	8.51	8.59

Table 2
(Continued)

Element	λ (\AA)	eV	$\log gf$	$A(\text{Kepler-138})$	$A(\text{Kepler-186})$
	16582.013	3.197	-5.744	8.53	8.59
	16866.688	0.762	-4.999	8.54	8.60
	16871.895	0.763	-4.999	8.52	8.57
	16879.090	0.761	-4.975	8.52	8.53
	16884.530	1.612	-7.532	8.48	8.56
	16886.279	1.059	-4.662	8.48	8.56
	16895.180	0.901	-4.685	8.49	8.57
	16898.887	1.2751	-5.283	8.46	...
$\langle A(\text{O}) \rangle \pm \sigma$				8.50 ± 0.03	8.58 ± 0.03
Na I	16373.853	3.753	-1.348	6.11	6.16
	16388.858	3.753	-1.044	6.09	...
$\langle A(\text{Na}) \rangle \pm \sigma$				6.10 ± 0.01	6.16 ± 0.01
Mg I	15740.716	5.931	-0.312	7.53	7.63
	15748.988	5.932	0.125	7.42	7.49
	15765.842	5.933	0.423	7.33	7.46
$\langle A(\text{Mg}) \rangle \pm \sigma$				7.43 ± 0.08	7.53 ± 0.05
Al I	16718.957			6.11	6.12
	16750.564			6.02	6.01
	16763.360			6.26	6.37
$\langle A(\text{Al}) \rangle \pm \sigma$				6.13 ± 0.10	6.17 ± 0.15
Si I	15888.410	5.082	-0.012	7.31	7.46
	15960.063	5.984	0.017	7.53	...
	16094.787	5.964	-0.258	...	7.70
	16680.770	5.984	-0.190	7.42	7.68
$\langle A(\text{Si}) \rangle \pm \sigma$				7.42 ± 0.09	7.61 ± 0.11
K I	15163.067	2.670	0.555	4.89	4.82
	15168.376	2.670	0.405	4.92	4.83
$\langle A(\text{K}) \rangle \pm \sigma$				4.91 ± 0.02	4.83 ± 0.01
Ca I	16136.823	4.531	-0.507	6.32	6.33
	16150.763	4.532	-0.226	6.23	6.31
	16157.364	4.554	-0.169	6.20	6.25
$\langle A(\text{Ca}) \rangle \pm \sigma$				6.25 ± 0.05	6.30 ± 0.03
Ti I	15334.847	1.887	-1.040	4.58	4.60
	15543.756	1.879	-1.160	4.70	7.68
	15602.842	2.267	-1.569	4.84	4.78
	15698.979	1.887	-2.110	4.71	4.75
	15715.573	1.873	-1.295	4.55	4.60
	16635.161	2.345	-1.707	4.70	4.86
$\langle A(\text{Ti}) \rangle \pm \sigma$				4.71 ± 0.08	4.72 ± 0.09
V I	15924.0			3.79	...
$\langle A(\text{V}) \rangle \pm \sigma$				3.79 ± 0.01	... \pm ...
Cr I	15680.063	4.697	0.198	5.61	5.60
$\langle A(\text{Cr}) \rangle \pm \sigma$				5.61 ± 0.01	5.60 ± 0.01
Mn I	15159.0			5.23	5.31
	15217.0			5.20	...
	15262.0			5.32	5.29
$\langle A(\text{Mn}) \rangle \pm \sigma$				5.25 ± 0.05	5.30 ± 0.01

FeH $E^4 \Pi-A^4 \Pi$ system in the near-IR from $1.58 \mu\text{m}$ up to $1.7 \mu\text{m}$, see also Wallace & Hinkle (2001).

The gf -values for the FeH lines from Hargreaves et al. (2010) were computed using their line intensities and the expression

for converting HITRAN-like intensities to Einstein A -values from Šimečková et al. (2006), Equation (20). The A -values were converted to gf -values using the standard expression from Larsson (1983):

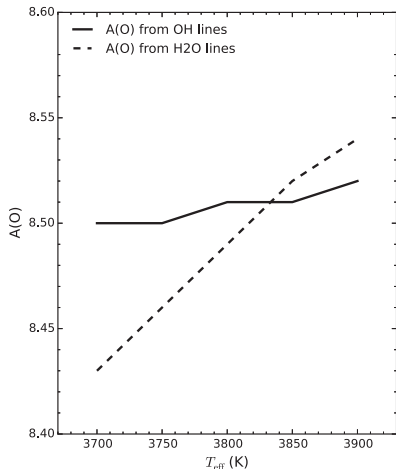


Figure 2. Spectroscopic estimation of the effective temperature for Kepler-138 via the use of OH and H₂O lines. The dashed line represents the derived oxygen abundances from H₂O lines for varying the model atmosphere effective temperatures. The solid line is the same but for derived oxygen abundances from OH lines. The best T_{eff} is the one that brings the oxygen abundances from the two indicators into agreement. All oxygen abundance calculations were done for the same $\log g = 4.64$, as discussed in Section 3.1.

$gf = [1.499(2J+1)A].[(\sigma^2)^{-1}]$, A -value is the Einstein A coefficient, J is the lower state angular momentum and σ is the wave number.

Synthetic spectra computed only with the FeH lines are shown in the second top-to-bottom panels of Figure 3. Note the absence of FeH transitions in the region between 15200 and 15300 Å (left panel), due to the fact that the FeH lines do not extend blueward of the band-head at 15820 Å. In the right panel (16500–16600 Å), conspicuous FeH lines are seen, with several lines reaching depths of 10% relative to the continuum.

Additional line lists for the hydrides MgH, CaH, and CrH from Kurucz (1993) were also tested, but these did not produce improvements in the overall fits, nor could we identify any matching features from these hydrides in the target star spectra. We note that there remain a few unidentified features, e.g., at 15232 and 16059 Å. More work on the line list is needed in order to fully match the spectra of M-dwarfs in the APOGEE region. The line list constructed for this study is however, fairly complete in order to derive detailed chemical abundances of several elements. The third row (top-to-bottom) panels show the DR13 line list including atomic and molecular lines. Best fitting spectra of Kepler-186 using the enhanced line list for this study are illustrated in the bottom panels of the Figure 3.

3.3. Derived Abundances

We derived the chemical abundances of thirteen elements: C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, and Fe in the APOGEE spectra of the M-dwarfs Kepler-138 and Kepler-186. Table 2 lists the selected transitions for this manual abundance analysis, as well as the excitation potentials (eV) and oscillator strengths ($\log gf$) of the lines from DR13, except for FeH (see Section 3.2.1). The selected lines for the abundance analyses are also indicated in Figure 1 (with dots underneath the features). These spectra are dominated by a large number of OH lines (more than 70 OH lines are easily identified in the spectra).

Unfortunately, lines of the CN molecule, as well as the atomic lines of Si I, Co I, Ni I, and Cu I, which can be measured in the APOGEE spectra of red-giants (Smith et al. 2013), become very weak and mostly blended with other species in the M-dwarfs.

The abundances for most of the studied elements were derived from neutral atomic lines, with the exception of C and O, for which we used molecular lines of ¹⁶OH (36 individual transitions of OH) and ¹²C¹⁶O (four regions containing CO lines λ 15570–15600, λ 15970–16010, λ 16182–16186, λ 16600–16650), respectively. We also checked the possibility of measuring carbon abundances from the CI lines (at 15784.546, 16004.900, and 16890.417 Å) but found these lines to be too weak. We derived a carbon abundance from the weak CO lines (for an assumed oxygen abundance, although the CO lines are not very sensitive to the oxygen abundances) and then derived an oxygen abundance from the various strong OH lines. In principle, there is one combination of carbon and oxygen abundances that will produce a good match for both the CO and OH lines, as the OH lines are also sensitive to the carbon abundances. As discussed above, the spectra do not show any contribution from CN and the synthetic spectra were very insensitive to any changes in the nitrogen abundances.

Best fitting synthetic spectra were obtained both from visual comparisons of the observed and modeled spectra around the selected lines for abundance analyses and from the computed differences and standard deviations between the observed spectrum and synthesis. We manually defined the windows covering the selected lines, applied any needed adjustments in radial velocities and defined the pseudo-continuum either locally or in more distant regions depending on each case. Once we had a visual best fit abundance we computed the minimum χ^2 and verified that the best abundance corresponded to a minimum $\chi^2 \sim 0.001$ in each case. The synthetic spectra were broadened with a Gaussian profile corresponding to a full-width half maximum (FWHM, ~ 0.73 Å), given by the APOGEE spectral resolution. We note that in some cases Gaussian profiles with slightly different FWHM (from ~ 0.65 – 0.8 Å) were used to adequately fit the observed line profiles. This is because the APOGEE LSF and the resolution vary slightly depending on the fiber and spectral region (Holtzman et al. 2015). The target M-dwarfs are rotating slowly and below the limit set by the resolution of the instrumental profile. No extra broadening beyond the FWHM was needed to fit the spectra, although marginally larger FWHM were needed to fit Kepler-186 when compared to Kepler-138. Figure 3 (bottom panels) shows best fitting spectra obtained for the target star Kepler-138. Detailed examples of the fits obtained for at least one spectral line per studied element for both Kepler-138 (blue spectra) and Kepler-186 (green spectra) are shown in Figure 4. Individual line and molecular feature abundances are presented in Table 2, along with mean values and their standard deviations.

The iron abundances were derived from the sample Fe I lines in Table 2. There are, however, systematic differences between the mean iron abundances based on Fe I transitions and the iron abundances from best overall fits obtained for the FeH lines in the observed M-dwarf spectra: the FeH lines indicate an iron abundance on average 0.10–0.15 dex lower than the mean value using the sample Fe I lines (both values for the Fe abundances are listed in Table 2). The gf -values for the Fe I transitions in this study are from DR13 and have been adjusted

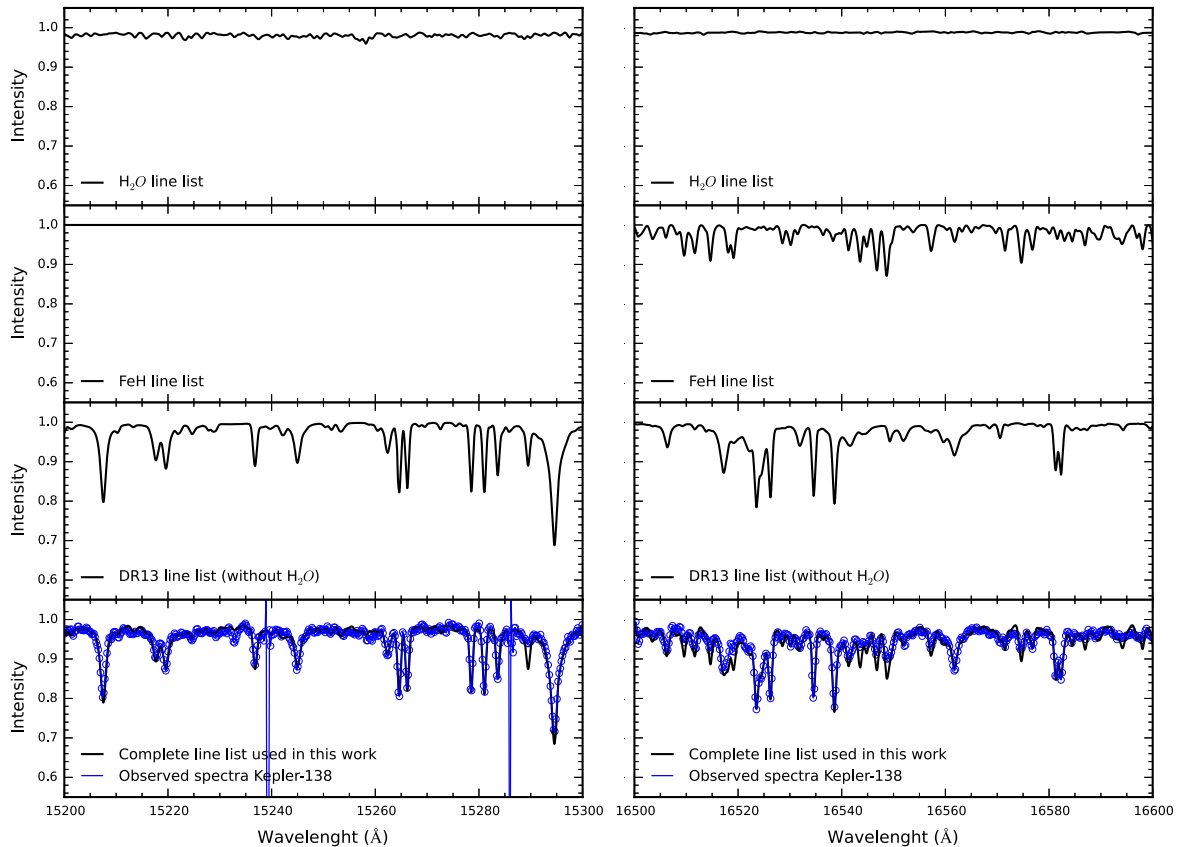


Figure 3. Synthetic spectra computed using, from different subsets, lines of the APOGEE line list for Kepler-138 parameters: $T_{\text{eff}} = 3835$ K; $\log g = 4.64$. Top panels: synthetic spectra computed using only the water line list. Second row from top to bottom: synthetic spectra computed using only the FeH line list. Third row from top to bottom: synthetic spectra computed with the DR13 line list, but with the water lines removed from the line list (DR13 line list does not include FeH). Bottom panels: Synthetic spectra computed with the modified version of the DR13 line list, which is adopted in the study, plotted with the observed spectrum of Kepler-138.

to fit the spectra of the Sun and Arcturus; adjustments were only allowed within 2σ of the gf -value estimated uncertainties (Shetrone et al. 2015). The gf -values for the FeH transitions were computed from their intensities in Hargreaves et al. (2010; Section 3.2.1); such gf -values may be more uncertain and have not yet been verified. It is impossible to derive astrophysical gf -values for FeH lines using the same scheme as for the construction of the DR13 line list, as FeH is not measurable in the spectra of the Sun and Arcturus. Due to the uncertainties in the FeH gf -values, we adopt iron abundances based upon the Fe I lines in this study. Improvements to the FeH gf -values will be presented in a future paper (D. Souto et al. 2017, in preparation).

The uncertainties of the derived abundances due to uncertainties in the adopted stellar parameters can be estimated in a manner similar to that presented in Souto et al. (2016). We adopted the model atmosphere used in the analysis of Kepler-138 as a baseline model, and changed the atmospheric parameters by $T_{\text{eff}} + 65$ K; $\log g + 0.10$ dex; $[M/H] + 0.20$ dex; $C/O + 0.15$, one at a time (Table 3). The sensitivity to the microturbulent velocity parameter is also given ($\xi + 0.25$ km s^{-1}) but it is negligible for all species, except OH. The last column in Table 3 presents the quadrature sum of abundance changes due to variations in the parameters, as discussed

above. Note that while the errors in $[Mg/H]$ and $[Si/H]$ are dominated by uncertainties in the effective temperature, these errors effectively cancel out in the ratio $[Mg/Si]$. We also estimate an abundance uncertainty of ~ 0.02 dex and ~ 0.06 dex that comes from overall uncertainties in setting the pseudo-continuum in the spectra of Kepler-138 and Kepler-186, respectively. These uncertainties in the pseudo-continuum placement are folded into the final abundance uncertainties that are presented in Table 4, together with the mean abundances (in the $[X/H]$ notation) for the two studied stars.

3.4. Comparisons with Metallicities Derived from Low-resolution Spectra

The abundances from Table 2 show that the two exoplanet-hosting M-dwarfs Kepler-138 and Kepler-186 are slightly metal-poor and have very similar mean Fe abundances and standard deviations: $\langle A(\text{Fe}) \rangle_{\text{Kepler-138}} = 7.36 \pm 0.05 (\pm 0.09)$ and $\langle A(\text{Fe}) \rangle_{\text{Kepler-186}} = 7.37 \pm 0.06 (\pm 0.10)$; the numbers in parentheses represent the total estimated abundance uncertainties. These results (based on measurements of Fe I lines in the APOGEE spectra) corresponding to $[\text{Fe}/H]_{\text{Kepler-138}} = -0.09$ dex and $[\text{Fe}/H]_{\text{Kepler-186}} = -0.08$ dex, are higher than the iron abundances obtained previously by Muirhead et al. (2014) for these stars, based on low-resolution K -band spectra from the

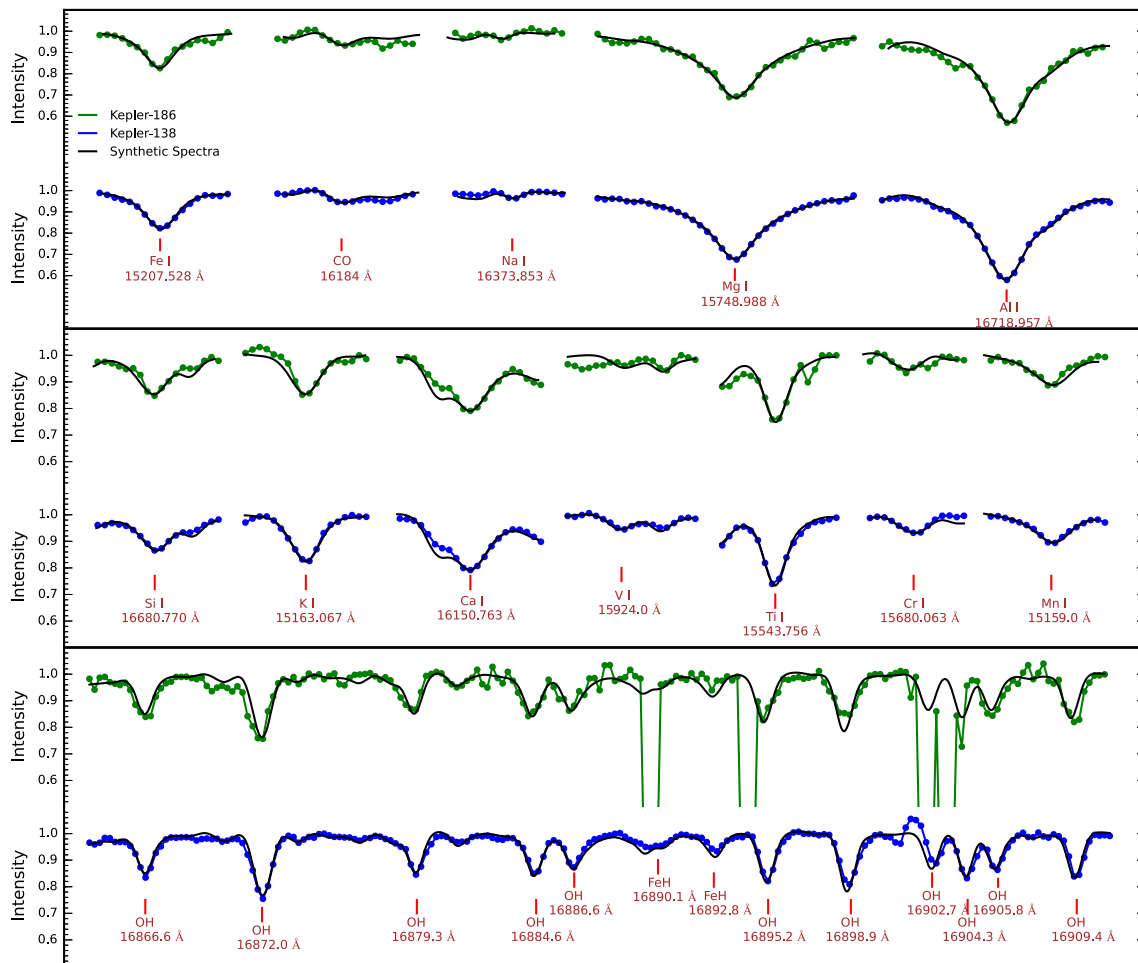


Figure 4. Portions of observed spectra of Kepler-138 (blue) and Kepler-186 (green) in selected spectral regions showing at least one individual line analyzed per studied element (wavelengths are indicated). Best fitting synthetic spectra are shown as black lines. The bottom panel shows several OH lines in the spectral region between 16860 and 16910 Å.

Table 3
Abundance Sensitivities

Element	ΔT_{eff} (+65 K)	$\Delta \log g$ (+0.10 dex)	$\Delta [M/H]$ (+0.20 dex)	$\Delta C/O$ (+0.15)	$\Delta \xi$ (+0.25 km s ⁻¹)	σ
[C/H]	+0.01	+0.00	+0.01	+0.00	+0.00	0.014
[O/H]	+0.01	+0.01	+0.08	+0.01	-0.02	0.084
[Na/H]	+0.01	+0.00	-0.07	+0.02	+0.00	0.073
[Mg/H]	-0.14	-0.05	+0.02	-0.02	+0.00	0.151
[Al/H]	-0.09	-0.05	+0.02	+0.00	+0.00	0.104
[Si/H]	-0.14	-0.04	+0.05	-0.02	+0.00	0.155
[K/H]	+0.04	+0.01	-0.02	+0.01	+0.00	0.047
[Ca/H]	-0.01	-0.03	-0.02	+0.02	+0.00	0.042
[Ti/H]	-0.04	-0.03	-0.07	+0.00	+0.00	0.086
[V/H]	+0.01	-0.01	+0.00	+0.00	+0.00	0.014
[Cr/H]	-0.03	-0.02	-0.02	+0.00	+0.00	0.041
[Mn/H]	+0.01	-0.02	+0.05	+0.00	+0.00	0.054
[Fe/H]	-0.08	+0.02	+0.01	-0.02	+0.00	0.085
[C/O]	+0.00	-0.01	-0.07	-0.01	+0.02	0.074
[Mg/Si]	+0.00	-0.01	-0.03	+0.00	+0.00	0.031

Table 4
Mean Abundances and Uncertainties

Element	Kepler-138	σ	Kepler-186	σ
[C/H]	-0.15	0.024	-0.08	0.062
[O/H]	-0.16	0.086	-0.08	0.103
[Na/H]	-0.07	0.076	-0.01	0.094
[Mg/H]	-0.10	0.152	+0.00	0.162
[Al/H]	-0.24	0.106	-0.20	0.120
[Si/H]	-0.09	0.156	+0.10	0.166
[K/H]	-0.17	0.051	-0.25	0.076
[Ca/H]	-0.06	0.047	-0.01	0.073
[Ti/H]	-0.19	0.089	-0.16	0.105
[V/H]	-0.21	0.024
[Cr/H]	-0.03	0.045	-0.04	0.073
[Mn/H]	-0.14	0.058	-0.09	0.081
[Fe/H]	-0.09	0.087	-0.08	0.104
[C/O]	0.01	0.077	+0.00	0.095
[Mg/Si]	-0.01	0.037	-0.10	0.068

TripleSpec spectrograph on the Palomar Hale 5 m telescope. The latter study obtained: $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Kepler-138}} = -0.25 \pm 0.12$ and $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Kepler-186}} = -0.34 \pm 0.12$; therefore, finding both stars to be somewhat more metal-poor than the result obtained with the APOGEE spectra. To estimate $[\text{Fe}/\text{H}]$, Muirhead et al. (2014) use the same technique as described in Rojas-Ayala et al. (2012), based on equivalent-width measurements of the Na I doublet and Ca I triplet lines as well as the H₂O-K2 index (Covey et al. 2010) as a T_{eff} indicator. In addition, Muirhead et al. (2014; Table 1 in their paper) computed metallicities using two other calibrations involving infrared spectroscopic indices in the *H*-band by Terrien et al. (2012; $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Kepler-138}} = -0.25 \pm 0.13$ and $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Kepler-186}} = -0.20 \pm 0.11$) and in the *K*-band by Mann et al. (2013; $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Kepler-138}} = -0.22 \pm 0.12$ and $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Kepler-186}} = -0.30 \pm 0.13$). The general conclusion from their comparisons is that the methods overall agree but with some scatter. Terrien et al. (2015a) also obtained $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.21$ for Kepler-138 based on *H*-band spectra. These sets of metallicity results, all from low-resolution spectra and not based on transitions involving Fe itself, are roughly consistent with each other but, on average, more metal-poor by about ~ 0.2 dex than what is obtained from the detailed analysis of Fe I lines here.

In a recent study that explores more deeply the low-resolution metallicity analysis technique, Veyette et al. (2016) investigated the impact of varying the C and O abundances on the metallicities derived from calibrations that are based on spectral indices measured from low-resolution spectra (Rojas-Ayala et al. 2012; Terrien et al. 2012; Mann et al. 2013; Newton et al. 2014). Veyette et al. (2016) use synthetic spectra generated with PHOENIX models (Allard et al. 2012a, 2012b) to evaluate how the C/O ratio influences the measured equivalent widths of the Na I and Ca I features that are used to determine metallicities. They find that the pseudo-continua of synthetic spectra of M-dwarfs are very sensitive to the C/O abundance ratios. In essentially all M-dwarfs the carbon-to-oxygen abundance ratio is less than 1 ($\text{C}/\text{O} < 1$) and the very stable CO molecule binds nearly all C into CO, with the remaining O atoms (defined by O-C) going into H₂O and OH. As Veyette et al. (2016) point out, CO and H₂O dominate the line opacity of M-dwarfs in the near-IR, and the strengths of

the CO and H₂O lines are sensitive functions of the C/O ratio. The molecular absorption from these species thus define the pseudo-continuum against which the Na I and Ca I equivalent widths are defined. The detailed modeling in Veyette et al. (2016) demonstrates the importance of the C/O ratios (or, as they point out, the crucial variable is O-C), because differences greater than 1 dex in $[\text{Fe}/\text{H}]$ can be obtained based on different assumed values of C/O when using the Na I and Ca I indicators. The derivation of individual, precise carbon and oxygen abundances, such as is presented in this analysis of high-resolution APOGEE spectra, may help in calibrating some of the low-resolution metallicity indicators for M-dwarfs. This will be investigated in analyses of much larger samples of M-dwarfs (D. Souto et al. 2017, in preparation) and will be particularly interesting for the coolest dwarfs.

4. Detailed Chemical Abundance Distributions

The near-IR APOGEE spectra shown here enable the derivation of detailed abundance patterns in M-dwarf stars; this was discussed and demonstrated in Sections 3.2 and 3.3, with abundances of thirteen elements presented in Tables 2 and 3. The mild Fe-deficiency of ~ -0.1 dex, relative to the Sun is consistent with the other elemental abundances, with global means of all elements measured being $[\text{M}/\text{H}] = -0.13 \pm 0.06$ (± 0.10) for Kepler-138 and $[\text{M}/\text{H}] = -0.08 \pm 0.10$ (± 0.10) for Kepler-186, where M is the mean of all elemental abundances. Looking more closely at nucleosynthesis patterns, the average of α -element abundances (where $[\alpha/\text{Fe}] = [(\text{Mg} + \text{Si} + \text{Ca} + \text{Ti})/4]/[\text{Fe}]$) in Kepler-138 is ($[\alpha/\text{Fe}] = -0.02$ dex) and Kepler-186 ($[\alpha/\text{Fe}] = +0.06$ dex), which suggests a slight α -element enhancement in Kepler-186, especially for silicon and, to a lesser extent, magnesium. The average odd-Z elemental abundances ($[(\text{Na} + \text{Al} + \text{K})/3]/[\text{Fe}]_{\text{Kepler-138}} = [(\text{Na} + \text{Al} + \text{K})/3]/[\text{Fe}]_{\text{Kepler-186}} = -0.07$) and the iron-peak elements ($[(\text{Cr} + \text{Mn})/2]/[\text{Fe}]_{\text{Kepler-138}} = 0.01$ dex, $[(\text{Cr} + \text{Mn})/2]/[\text{Fe}]_{\text{Kepler-186}} = 0.02$ dex) show a behavior very similar to the Galactic trends for thin disk stars in the Solar neighborhood (e.g., Adibekyan et al. 2012; Bensby et al. 2014). The abundance ratio of carbon-to-oxygen also follows Galactic trends, with derived values of $\text{C}/\text{O} = 0.55 \pm 0.10$ and $\text{C}/\text{O} = 0.52 \pm 0.12$, respectively, for Kepler-138 and Kepler-186, or, a nearly solar C/O ratio (Asplund et al. 2005; see also Caffau et al. 2011). The C/O ratios for both Kepler-138 and Kepler-186 fall on the trend of C/O versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ defined in Nissen et al. (2014).

The slight enhancement of silicon in Kepler-186, with $[\text{Si}/\text{Fe}] = +0.18$, could be of interest as Si is an important element in determining the internal structure of Earth-sized rocky planets (e.g., Brewer & Fischer 2016; Unterborn et al. 2016). It is worth noting that the Si I lines sample both weak and strong lines, so the Si abundance is likely to be fairly secure. By itself, the small enhancement of Si relative to Fe in Kepler-186 may not be significant, in particular because the APOGEE spectrum of Kepler-186 is noisier than the one for Kepler-138. Larger samples of exoplanet-hosting M-dwarfs need to be studied in high-resolution to further investigate if this is a real signature. (See also Terrien et al. (2015b) for potential methods for estimating α/Fe from low-resolution spectra).

The recent studies of Unterborn & Panero (2016) and Brewer & Fischer (2016) point out the importance of specific key elements in affecting the interior structures of small

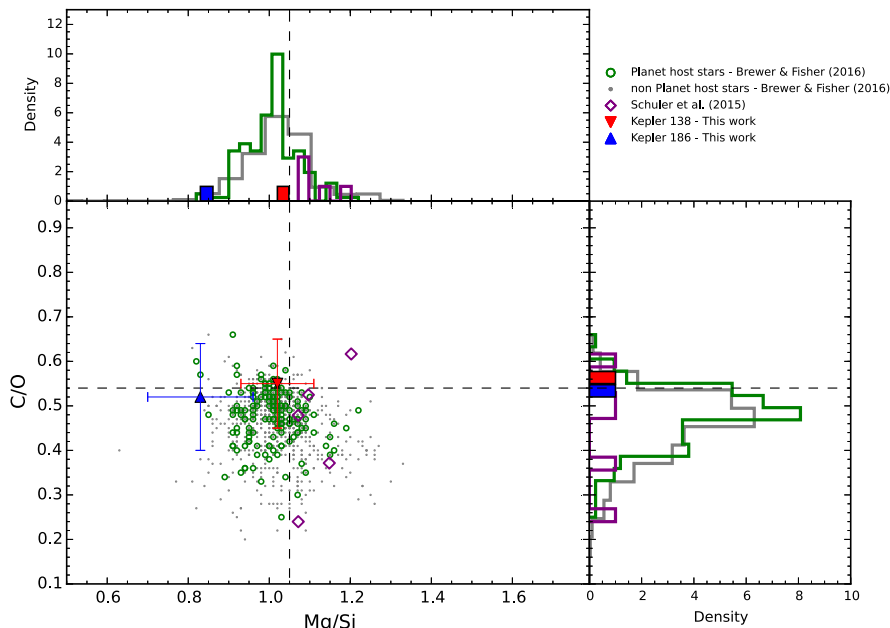


Figure 5. The C/O vs. Mg/Si diagram. Our results for Kepler-138 and Kepler-186 are shown as blue and red triangles. The dashed lines represent the solar values for the C/O and Mg/Si ratios. The green circles are planet-hosting stars and gray dots refer to stars with unknown planet hosting status from Brewer & Fischer (2016), while purple diamonds are *Kepler* stars with small planets from Schuler et al. (2015). The top panel shows a histogram of the normalized distribution of Mg/Si; likewise in the right panel for C/O.

planets, with the examples in these papers being the elemental ratios of C/O and Mg/Si. (See also Alibert 2016). Figure 5 shows results for linear values of C/O versus Mg/Si for the sample of 849 stars from Brewer & Fischer (2016; see also Delgado Mena et al. 2010), which contains both known exoplanet-hosting FGK-dwarfs, as well as FGK-dwarfs whose exoplanet-hosting status is unknown. Given the results from the *Kepler* mission, as well as modeling of those results, it is likely that nearly all FGK-dwarfs host small (super Earth-sized) planets; thus a well-defined criterion of “exoplanet host” or “non-exoplanet host” may not be possible to apply. Perhaps a better label would be to associate known exoplanet-hosting stars with the type of exoplanets that they host. Also shown in Figure 5 are results from Schuler et al. (2015) for five *Kepler* G-dwarfs that host small exoplanets that are similar to the types of exoplanets hosted by Kepler-138 and Kepler-186; estimated uncertainties are shown as error bars for the two M-dwarfs analyzed here. As mentioned, the plotted quantities are on a linear scale and the scatter from the results in Brewer & Fischer (2016) and Schuler et al. (2015) is quite small. Both Kepler-138 and Kepler-186 fall within the scatter defined by the much hotter FGK-dwarfs, with the already discussed somewhat high Si abundance in Kepler-186 pulling its Mg/Si value to the low side of the distributions. Chemical evolution in this diagram moves from larger Mg/Si and smaller C/O ratios at lower metallicity and moves to lower Mg/Si and larger C/O ratios as metallicity increases (e.g., Nissen et al. 2014), or from lower right to upper left. Being near-solar metallicity, both Kepler-138 and Kepler-186 exhibit roughly solar values of C/O, with Kepler-138 also having nearly the same Mg/Si ratio as the Sun, but with Kepler-186 slightly off the main trend because of its slight Si enhancement.

5. Summary

The main result from this study is to demonstrate that a detailed chemical abundance analysis of the elements; C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, and Fe, can be derived high-resolution 1.5–1.7 μm APOGEE spectra of early M-dwarfs. This is the first study of this type and the first time that detailed chemical abundances of a large number of elements are presented for M-dwarfs in general, and for *Kepler* exoplanet-hosting M-dwarfs, in particular.

The target stars are interesting early-type M-dwarfs that host Earth-sized, or smaller, exoplanets, one of which falls in the habitable zone and the other having about the size of Mars. Both of these low-mass stars are found to be slightly metal-poor, with near-solar C/O ratios, and other abundance ratios that are also near-solar. Kepler-186 exhibits a marginally enhanced [Si/Fe] ratio; silicon is an important element when modeling the interiors of rocky exoplanets. The average of the α -element abundances, relative to Fe, in Kepler-186 (O, Mg, Si, Ca, Ti) is $[\alpha/\text{Fe}] = +0.05$, which is what would be expected for a slightly metal-poor star.

Careful comparisons with metallicities derived from low-resolution spectral measurements in M-dwarfs indicate possible systematic differences of ~ 0.2 dex and future comparisons using larger samples of APOGEE spectra may aid in calibrations for low-resolution spectra of M-dwarfs.

We warmly thank Bertrand Plez for pointing out the Hargreaves et al. (2010) study that was fundamental for constructing the line list for this study. We thank the anonymous referee for useful comments that helped improve the paper.

Funding for the Sloan Digital Sky Survey IV has been provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the U.S.

Department of Energy Office of Science, and the Participating Institutions. SDSS-IV acknowledges support and resources from the Center for High-Performance Computing at the University of Utah. The SDSS web site is www.sdss.org.

SDSS-IV is managed by the Astrophysical Research Consortium for the Participating Institutions of the SDSS Collaboration including the Brazilian Participation Group, the Carnegie Institution for Science, Carnegie Mellon University, the Chilean Participation Group, the French Participation Group, Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Instituto de Astrofísica de Canarias, The Johns Hopkins University, Kavli Institute for the Physics and Mathematics of the universe (IPMU)/University of Tokyo, Lawrence Berkeley National Laboratory, Leibniz Institut für Astrophysik Potsdam (AIP), Max-Planck-Institut für Astronomie (MPIA Heidelberg), Max-Planck-Institut für Astrophysik (MPA Garching), Max-Planck-Institut für Extraterrestrische Physik (MPE), National Astronomical Observatory of China, New Mexico State University, New York University, University of Notre Dame, Observatório Nacional/MCTI, The Ohio State University, Pennsylvania State University, Shanghai Astronomical Observatory, United Kingdom Participation Group, Universidad Nacional Autónoma de México, University of Arizona, University of Colorado Boulder, University of Oxford, University of Portsmouth, University of Utah, University of Virginia, University of Washington, University of Wisconsin, Vanderbilt University, and Yale University. D.A.G.H. was funded by the Ramón y Cajal fellowship number RYC-2013-14182. D.A.G.H. and O. Z. acknowledge support provided by the Spanish Ministry of Economy and Competitiveness (MINECO) under grant AYA-2014-58082-P. H.J. acknowledges support from the Sven and Dagmar Salén foundation. S.R.M. acknowledges support from NSF grant AST-1616684.

References

- Adibekyan, V. Z., Sousa, S. G., Santos, N. C., et al. 2012, *A&A*, **545**, A32
- Alam, S., Albareti, F. D., Allende Prieto, C., et al. 2015, *ApJS*, **219**, 12
- Albareti, F. D., Allende Prieto, C., Almeida, A., et al. 2016, arXiv:1608.02013
- Alibert, Y. 2016, *A&A*, **591**, A79
- Allard, F., Hauschildt, P. H., & Schwenke, D. 2000, *ApJ*, **540**, 1005
- Allard, F., Homeier, D., & Freytag, B. 2012a, *RSPTA*, **370**, 2765
- Allard, F., Homeier, D., Freytag, B., & Sharp, C. M. 2012b, EAS Publication Series, ed. C. Reyle, C. Charbonnel, & M. Schultheis (London: EDP Sciences)
- Alvarez, R., & Plez, B. 1998, *A&A*, **330**, 1109
- Asplund, M., Grevesse, N., & Sauval, A. J. 2005, in ASP Conf. Ser. 336, *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, ed. T. G. Barnes & F. N. Bash (San Francisco, CA: ASP), 25
- Balfour, P., Harris, C., & Block, A. 2004, *S&T*, **108**, 145
- Barber, R. J., Tennyson, J., Harris, G. J., & Tolchenov, R. N. 2006, *MNRAS*, **368**, 1087
- Batalha, N. M., Rowe, J. F., Bryson, S. T., et al. 2013, *ApJS*, **204**, 24
- Bean, J. L., Sneden, C., Hauschildt, P. H., Johns-Krull, C. M., & Benedict, G. F. 2006, *ApJ*, **652**, 1604
- Bensby, T., Feltzing, S., & Oey, M. S. 2014, *A&A*, **562**, A71
- Bond, J. C., O'Brien, D. P., & Lauretta, D. S. 2010, *ApJ*, **715**, 1050
- Boyajian, T. S., von Braun, K., van Belle, G., et al. 2012, *ApJ*, **757**, 112
- Brewer, J. M., & Fischer, D. A. 2016, arXiv:1608.06286
- Caffau, E., Ludwig, H.-G., Steffen, M., Freytag, B., & Bonifacio, P. 2011, *SoPh*, **268**, 255
- Casagrande, L., Flynn, C., & Bessell, M. 2008, *MNRAS*, **389**, 585
- Chavez, J., & Lambert, D. L. 2009, *ApJ*, **699**, 1906
- Covey, K. R., Lada, C. J., Román-Zúñiga, C., et al. 2010, *ApJ*, **722**, 971
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, *yCat*, **2246**, 0
- Delfosse, X., Forveille, T., Ségransan, D., et al. 2000, *A&A*, **364**, 217
- Delgado Mena, E., Israelian, G., González Hernández, J. I., et al. 2010, *ApJ*, **725**, 2349
- Deshpande, R., Blake, C. H., Bender, C. F., et al. 2013, *AJ*, **146**, 156
- Dorn, C., Hinkel, N. R., & Venturini, J. 2016, arXiv:1609.03909
- García Pérez, A. E., Allende Prieto, C., Holtzman, J. A., et al. 2016, *AJ*, **151**, 144
- Ghezzi, L., Cunha, K., Smith, V. V., et al. 2010, *ApJ*, **720**, 1290
- Gunn, J. E., Siegmund, W. A., Mannery, E. J., et al. 2006, *AJ*, **131**, 2332
- Gustafsson, B., Edvardsson, B., Eriksson, K., et al. 2008, *A&A*, **486**, 951
- Hargreaves, R. J., Hinkle, K. H., Bauschlicher, C. W., Jr., et al. 2010, *AJ*, **140**, 919
- Holtzman, J. A., Shetrone, M., Johnson, J. A., et al. 2015, *AJ*, **150**, 148
- Jontof-Hutter, D., Rowe, J. F., Lissauer, J. J., Fabrycky, D. C., & Ford, E. B. 2015, *Natur*, **522**, 321
- Koch, D. G., Borucki, W. J., Basri, G., et al. 2010, *ApJL*, **713**, L79
- Kurucz, R. 1993, CD-ROM (Cambridge, MA: Smithsonian Astrophysical Observatory)
- Larsson, M. 1983, *A&A*, **128**, 291
- Lindgren, S., Heiter, U., & Seifahrt, A. 2016, *A&A*, **586**, A100
- Majewski, S. R., Schiavon, R. P., Frinchaboy, P. M., et al. 2015, arXiv:1509.05420
- Mann, A. W., Brewer, J. M., Gaidos, E., Lépine, S., & Hilton, E. J. 2013, *AJ*, **145**, 52
- Mann, A. W., Feiden, G. A., Gaidos, E., Boyajian, T., & von Braun, K. 2015, *ApJ*, **804**, 64
- Meléndez, J., Asplund, M., Gustafsson, B., & Yong, D. 2009, *ApJL*, **704**, L66
- Muirhead, P. S., Becker, J., Feiden, G. A., et al. 2014, *ApJS*, **213**, 5
- Neves, V., Bonfils, X., Santos, N. C., et al. 2014, *A&A*, **568**, A121
- Newton, E. R., Charbonneau, D., Irwin, J., et al. 2014, *AJ*, **147**, 20
- Newton, E. R., Charbonneau, D., Irwin, J., & Mann, A. W. 2015, *ApJ*, **800**, 85
- Nidever, D. L., Holtzman, J. A., Allende Prieto, C., et al. 2015, *AJ*, **150**, 173
- Nissen, P. E. 2015, *A&A*, **579**, A52
- Nissen, P. E., Chen, Y. Q., Carigi, L., Schuster, W. J., & Zhao, G. 2014, *A&A*, **568**, A25
- Önehag, A., Heiter, U., Gustafsson, B., et al. 2012, *A&A*, **542**, A33
- Phillips, J. G., Davis, S. P., Lindgren, B., & Balfour, W. J. 1987, *ApJS*, **65**, 721
- Pineda, J. S., Bottom, M., & Johnson, J. A. 2013, *ApJ*, **767**, 28
- Plez, B. 2012, Turbospectrum: Code for spectral synthesis, Astrophysics Source Code Library, ascl:1205.004
- Quintana, E. V., Barclay, T., Raymond, S. N., et al. 2014, *Sci*, **344**, 277
- Rojas-Ayala, B., Covey, K. R., Muirhead, P. S., & Lloyd, J. P. 2012, *ApJ*, **748**, 93
- Santos, N. C., Adibekyan, V., Mordasini, C., et al. 2015, *A&A*, **580**, L13
- Schmidt, S. J., Wagoner, E. L., Johnson, J. A., et al. 2016, *MNRAS*, **460**, 2611
- Schuler, S. C., Vaz, Z. A., Katime Santrich, O. J., et al. 2015, *ApJ*, **815**, 5
- Shetrone, M., Bizyaev, D., Lawler, J. E., et al. 2015, *ApJS*, **221**, 24
- Šimečková, M., Jacquemart, D., Rothman, L. S., Gamache, R. R., & Goldman, A. 2006, *JQSRT*, **98**, 130
- Smith, V. V., Cunha, K., Shetrone, M. D., et al. 2013, *ApJ*, **765**, 16
- Souto, D., Cunha, K., Smith, V., et al. 2016, *ApJ*, **830**, 35
- Terrien, R. C., Mahadevan, S., Bender, C. F., et al. 2012, *ApJL*, **747**, L38
- Terrien, R. C., Mahadevan, S., Bender, C. F., Deshpande, R., & Robertson, P. 2015a, *ApJL*, **802**, L10
- Terrien, R. C., Mahadevan, S., Deshpande, R., & Bender, C. F. 2015b, *ApJS*, **220**, 16
- Teske, J. K., Cunha, K., Smith, V. V., Schuler, S. C., & Griffith, C. A. 2014, *ApJ*, **788**, 39
- Thiabaud, A., Marboeuf, U., Alibert, Y., Leya, I., & Mezger, K. 2015, *A&A*, **580**, A30
- Tsuji, T., & Nakajima, T. 2014, *PASJ*, **66**, 98
- Tsuji, T., & Nakajima, T. 2016, *PASJ*, **68**, 13
- Tsuji, T., Nakajima, T., & Takeda, Y. 2015, *PASJ*, **67**, 26
- Unterborn, C. T., Dismukes, E. E., & Panero, W. R. 2016, *ApJ*, **819**, 32
- Unterborn, C. T., & Panero, W. R. 2016, arXiv:1604.08309
- Veyette, M. J., Muirhead, P. S., Mann, A. W., & Allard, F. 2016, arXiv:1605.04904
- Wallace, L., & Hinkle, K. 2001, *ApJ*, **559**, 424
- Wilson, J. C., Hearty, F., Skrutskie, M. F., et al. 2010, *Proc. SPIE*, **7735**, 77351C
- Wolf, V. M., & Wallerstein, G. 2005, *MNRAS*, **356**, 963
- Zacharias, N., Finch, C. T., Girard, T. M., et al. 2012, *yCat*, **1322**, 0

2.3 Estrelas Anãs-M em Sistemas Binários

A análise de estrelas anãs-M a partir dos espectros APOGEE, que foi apresentada e discutida na Seção anterior, é completamente nova na literatura de forma que os resultados obtidos devem ser verificados e validados. A escala de temperatura efetiva, gravidade superficial e metalicidades pode ser verificada, por exemplo, através do estudo de estrelas anãs-M para as quais se tem informação adicional sobre os parâmetros estelares ou estrelas que estejam em sistemas binários.

Partindo do princípio que estrelas formadas a partir da mesma nuvem molecular possuem a mesma composição química, pode-se esperar que estrelas em sistemas binários ou múltiplos possuam composição química ainda mais semelhante entre si.

2.3.1 Amostra

Neste trabalho, selecionamos uma amostra de 11 estrelas anãs-M em sistemas binários com companheiras primárias quentes (de tipos espectrais K ou G), onde estas últimas foram previamente analisadas em vários estudos da literatura, e em particular por Mann *et al.* (2013), a partir de espectros de alta resolução no óptico obtidos com o espectrógrafo Espadon. Adicionalmente, selecionamos de Boyajian *et al.* (2012) duas outras estrelas anãs-M que foram observadas pelo APOGEE e que possuem medidas interferométricas de raio. A metodologia utilizada neste trabalho foi similar àquela desenvolvida para a análise das estrelas anãs-M de Souto *et al.* (2017a) e que foi apresentada e discutida na Seção 2.2.

As estrelas da nossa amostra foram observadas pelo APOGEE e tem os parâmetros estelares dispostos na Tabela 2.1, onde os valores de paralaxe foram obtidos de de Bruijne *et al.* (2012), fotometria J , H e K_s obtidas do catálogo 2MASS (Cutri *et al.* 2003) e as magnitudes V , r e z são provenientes do catálogo UCAC4 (Zacharias *et al.* 2012).

2.3.2 Determinação dos Parâmetros Atmosféricos

Os indicadores espectroscópicos de temperatura efetiva para as anãs-M são as linhas de OH e H₂O. Observamos também que as linhas de Fe I e FeH são bons indicadores da gravidade superficial. Pode-se dizer que a temperatura efetiva é o principal parâmetro atmosférico que define as características espectrais de estrelas anãs-M.

Determinamos as temperaturas efetivas das estrelas da amostra seguindo a mesma metodologia descrita na Seção 2.2 (Souto *et al.* 2016b) e utilizando a mesma grade de modelos de atmosferas MARCS. A metodologia consistiu em adotar a calibração de Mann *et al.* (2015) para as cores $V-J$ e $r-J$ com o objetivo de obter um valor inicial para a temperatura efetiva e posteriormente refinar esta estimativa usando os espectros APOGEE. Para isso, encontramos um par $T_{ef} - A(O)$ que satisfaça a ambos os indicadores da abundância de oxigênio, às linhas de OH e H_2O , dado que as linhas de OH são pouco sensíveis à variação de temperatura efetiva, enquanto que, as linhas de H_2O apresentam uma forte sensibilidade à T_{ef} . As temperaturas efetivas obtidas para as estrelas da amostra variam de 3200 a 4100 K e estão apresentadas na Tabela 2.1.

A Figura 2.11 ilustra esta metodologia para a estrela 2M14045583+0157230. No painel superior esquerdo, mostramos uma região do espectro, observado desta estrela, contendo várias linhas de H_2O e no painel inferior esquerdo, mostramos uma outra região com linhas de OH. Em cada um destes painéis também mostramos espectros sintéticos gerados com diferentes temperaturas efetivas (3400K, 3500K, 3600K, 3700K). No painel à direita, temos a variação das abundâncias de oxigênio com a temperatura efetiva para os dois indicadores: H_2O e OH.

A gravidade superficial, $\log g$, está relacionada diretamente à massa e à idade da estrela e é bastante estável para estrelas na sequência principal. Se pensarmos que o intervalo de massa de uma anã-M é limitado entre 0.08 e 0.60 M_{\odot} , o intervalo em $\log g$ também deverá estar limitado entre 5.2 e 4.6 dex, de acordo com Bean *et al.* (2006). Os valores de $\log g$ neste trabalho foram determinados de forma similar ao apresentado em Souto *et al.* (2017a), que utiliza as calibrações de Delfosse *et al.* (2000) e Bean *et al.* (2006) como referência. Os valores de $\log g$ obtidos são apresentados na Tabela 2.1.

Uma estimativa do $\log g$ também pode ser obtida a partir de espectros APOGEE e de forma similar ao elaborado para a determinação da temperatura efetiva. Podemos estimar o $\log g$ a partir das linhas de Fe I e FeH, cujas sensibilidades à gravidade superficial são mostradas na Figura 2.12. Notamos que as diferenças nas profundidades das linhas de FeH nos espectros sintéticos com $\log g = 4.75$ e 5.00 são mínimas. Adicionalmente, as linhas de OH são sensíveis à variação de $\log g$, enquanto que, as linhas de H_2O não são muito sensíveis. Os $\log g$'s espectroscópicos derivados com esta análise serão discutidos na seção 2.3.2.

Neste trabalho adotamos a velocidade de microturbulência, ξ , igual a 1.00 km s^{-1} para todas as estrelas da amostra, dado que a importância da ξ em estrelas anãs-M é mínima, conforme discutido em Souto *et al.* (2017a, Tabela 3).

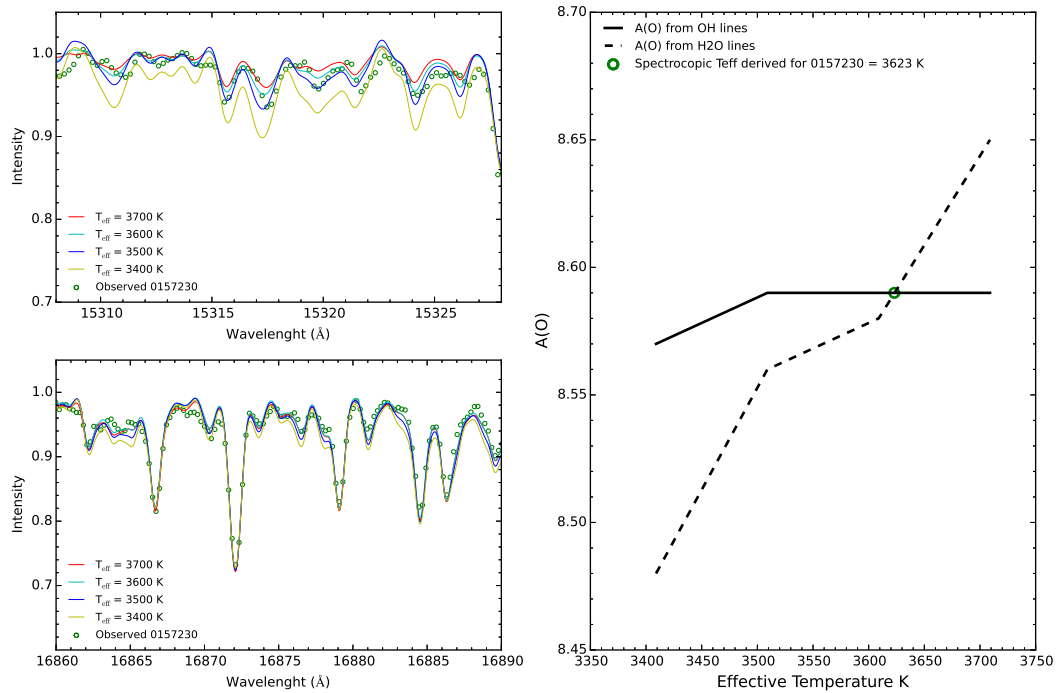


Figura 2.11: Metodologia utilizada na determinação da temperatura efetiva espectroscópica. No painel superior esquerdo, mostramos uma região do espectro APOGEE com linhas de H_2O , no painel inferior esquerdo, apresentamos uma região com linhas de OH. Em ambos os painéis, espectros sintéticos gerados para diferentes temperaturas efetivas são mostrados. No painel à direita, apresentamos o diagrama $A(\text{O})-T_{ef}$ para a determinação de T_{ef} utilizando as linhas de OH e H_2O como indicadores da abundância de oxigênio.

2.3.2.1 Determinação das Abundâncias Estelares

A metodologia adotada para a determinação das abundâncias químicas em estrelas anãs-M foi apresentada e discutida em Souto *et al.* (2016b, Seção 2.2). Neste trabalho, seguimos o mesmo método de síntese espectral em ETL, usando a mesma grade de modelos MARCS e a mesma lista de linhas para obter as abundância químicas dos elementos: C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn e Fe. As linhas atômicas e as abundâncias individuais para cada elemento são apresentadas na Tabela 2.2 e a Tabela 2.3 apresenta os valores médios de abundâncias para cada estrela.

No apêndice B, apresentamos nas Figuras B1–B8 espectros sintéticos calculados para um intervalo de temperatura efetiva entre 3200 e 4000 K, onde identificamos todas

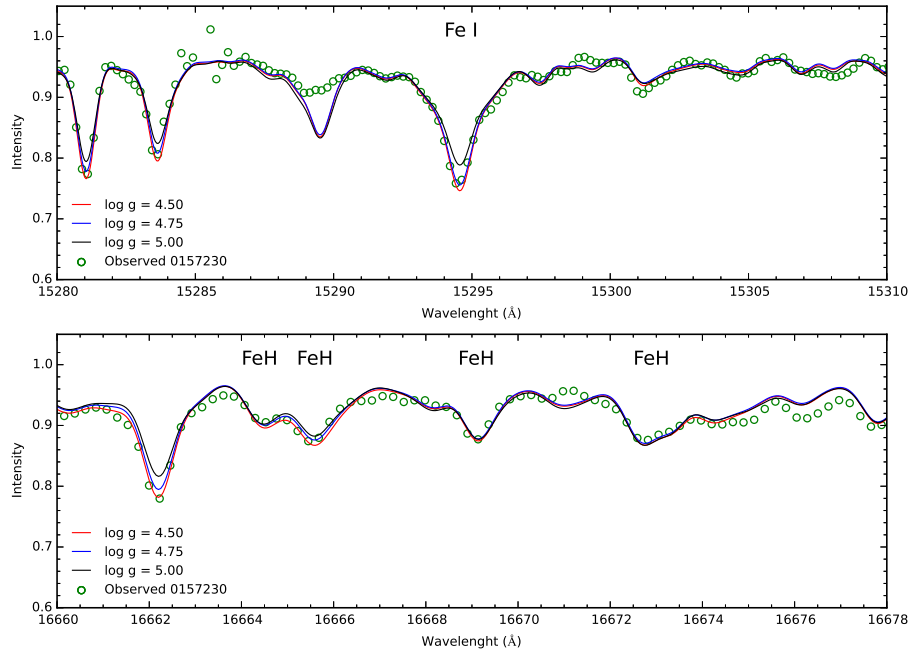


Figura 2.12: Sensitividade das linhas de Fe I (painel superior) e FeH (painel inferior) à gravidade superficial. Em círculos verdes mostramos o espectro observado da estrela 2M14045583+0157230 e em vermelho, azul e preto espectros sintéticos para valores de $\log g = 4.50$, 4.75 e 5.00 , respectivamente.

as linhas espectrais que podem ser utilizadas no estudo de estrelas anãs-M da nossa amostra.

2.3.3 Discussão

Nesta Seção, apresentaremos os resultados de temperatura efetiva, gravidade superficial e abundâncias químicas, obtidos neste trabalho, em comparação com resultados determinados por outros métodos, incluindo uma comparação com os resultados do ASPCAP DR12 e DR13, cuja metodologia foi discutida no Capítulo 1.

2.3.3.1 Temperaturas Efetivas e Gravidades Superficiais

Uma comparação das temperaturas efetivas derivadas neste trabalho (Tabela 2.1) com resultados obtidos usando as calibrações fotométricas da literatura (Mann *et al.* 2015, Boyajian *et al.* 2013 e Casagrande *et al.* 2008) é apresentada nos painéis inferiores da Figura 2.13. Nesta figura (painel superior esquerdo), comparamos nossos resultados de T_{ef} com as temperaturas efetivas espectroscópicas obtidas adotando uma grade diferente

de modelos de atmosfera, que é muito usada em estudos de estrelas frias: os modelos PHOENIX (Allard *et al.* 2012). Adicionalmente, comparamos nossos resultados com as temperaturas efetivas determinadas com o ASPCAP, tanto para *data releases* DR12 quanto para o DR13 (painel superior central e superior direito) .

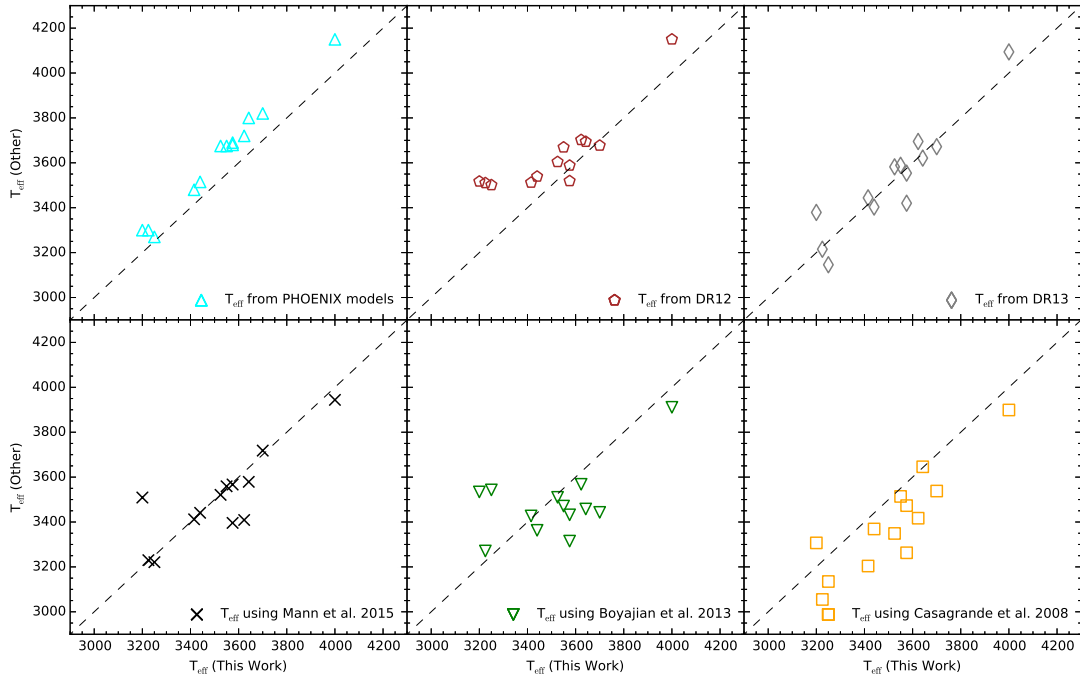


Figura 2.13: Comparação das temperaturas efetivas espectroscópicas determinadas utilizando modelos MARCS com as temperaturas efetivas obtidas por calibrações fotométricas da literatura, temperaturas espectroscópicas utilizando modelos PHOENIX e resultados do APOGEE obtidos pelo ASPCAP (DR12 e DR13).

Observamos que as temperaturas efetivas derivadas utilizando os modelos de atmosfera PHOENIX são sistematicamente maiores ($\langle \delta(T_{ef}(\text{Este trabalho} - \text{PHOENIX})) \rangle = -104 \pm 38$ K) que as obtidas neste trabalho com modelos MARCS. Nossos resultados se comparam bem com os determinados pelo ASPCAP DR13, tendo uma diferença média de $\langle \delta(T_{ef}(\text{Este trabalho} - \text{DR13})) \rangle = -7 \pm 83$ K. Por outro lado, os resultados de DR12 apresentam um comportamento diferente, sendo sistematicamente maiores para estrelas com $T_{ef} > \sim 3600$ K e estão consideravelmente diferentes para as estrelas mais frias. Vale notar que, no DR13, melhorias significativas foram implementadas em relação ao DR12 no que concerne o tratamento de estrelas mais frias, como a inclusão de modelos MARCS para temperaturas entre 2500 – 3500 K e a inclusão da lista de linhas de água, a mesma utilizada nesta Tese e descrita na Seção 2.2.

Analisando os painéis inferiores da Figura 2.13, notamos que a calibração de Mann *et al.* (2015) obtém $T_{ef}'s$ que mais se assemelham às temperaturas efetivas que foram derivadas neste trabalho, a partir dos espectros APOGEE. A média das diferenças entre as temperaturas efetivas é $\langle\delta(T_{ef}(\text{Este trabalho} - \text{Mann } et al. 2015)))\rangle = 16 \pm 117$ K. Conforme mencionado anteriormente, para determinar a temperatura efetiva utilizando a calibração de Mann *et al.* (2015), usamos a média dos resultados obtidos com as cores $V-J$ e $r-J$. Para as calibrações de Boyajian *et al.* (2013) e Casagrande *et al.* (2008) utilizamos a média das T_{ef} para as respectivas cores $V-J$, $V-H$ e $V-K_s$. As temperaturas efetivas obtidas utilizando a calibração de Boyajian *et al.* (2013) são sistematicamente menores que as nossas e com uma maior dispersão, $\langle\delta(T_{ef}(\text{Este trabalho} - \text{Boyajian } et al. 2013)))\rangle = 36 \pm 174$ K. Já os resultados obtidos com a calibração de Casagrande *et al.* (2008) apresentam uma diferença sistemática ainda maior quando comparados com nossos resultados: $\langle\delta(T_{ef}(\text{Este trabalho} - \text{Casagrande } et al. 2008)))\rangle = 119 \pm 102$ K.

Conforme mencionado anteriormente, valores de $\log g$ para as estrelas da amostra também foram determinados espectroscopicamente a partir das linhas de Fe I e FeH. Na Figura 2.14 mostramos um diagrama $T_{ef}-\log g$ onde podem ser comparados os valores de $\log g$ derivados a partir do espectro APOGEE (espectrocópico; quadrado vermelho) com os valores de $\log g$ adotados neste trabalho (círculos azuis). Também são apresentadas duas isócronas PARSEC (Bressan *et al.* 2012) correspondentes a idade solar (4.5 Ganos) e metalicidades adotadas de $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.00$ (curva em preto) e $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.50$ (curva verde). Os resultados de $\log g$ concordam bastante bem onde a diferença média entre os valores de $\log g$ é de $\langle\delta(\log g(\text{Este trabalho} - \text{Espectrocópico}))\rangle = 0.03 \pm 0.04$. Tal diferença pode ser considerada insignificante no cálculo das abundâncias dos elementos.

2.3.3.2 Metalicidades e Abundâncias Químicas

Os resultados de metalicidades para as estrelas primárias (mais quentes) dos sistemas binários de nossa amostra foram obtidas de vários estudos da literatura e são mostradas na Tabela 2.4. Na Figura 2.15, mostramos uma comparação das metalicidades obtidas neste trabalho com aquelas obtidas para as estrelas primárias quentes nos sistemas binários estudados. Notamos que a estrela com a menor metalicidade da nossa amostra tem $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.87$. As metalicidade derivadas para as estrelas anãs-M estão em bom acordo com os resultados obtidos da literatura (para as estrelas primárias quentes) e sem um desvio sistemático significativo, onde: $\langle\delta([\text{Fe}/\text{H}](\text{anãs-M} - \text{Primárias Quentes}))\rangle$

CAPÍTULO 2. CARACTERIZAÇÃO E ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS DE ESTRELAS ANÃS-M

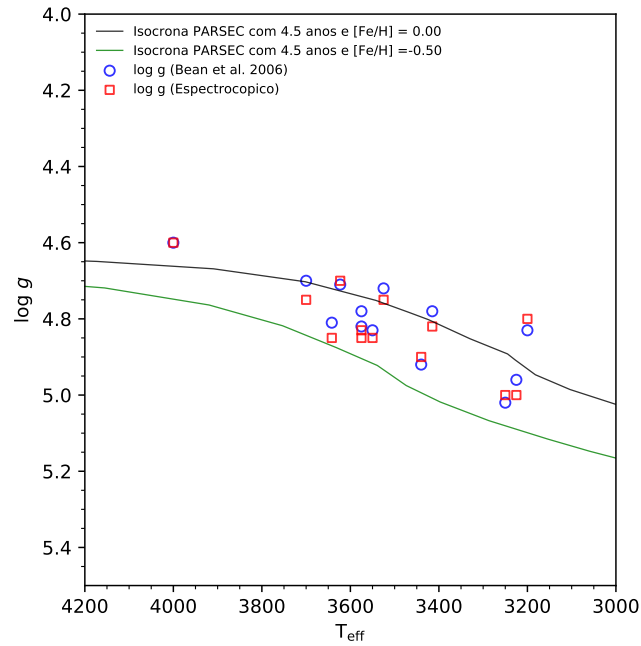


Figura 2.14: Diagrama T_{eff} - $\log g$ das estrelas analisadas. Os valores de $\log g$ obtidos espectroscopicamente são representados por quadrados vermelhos e os valores de $\log g$ obtidos utilizando a calibração de Bean *et al.* (2006) são indicados por círculos azuis.

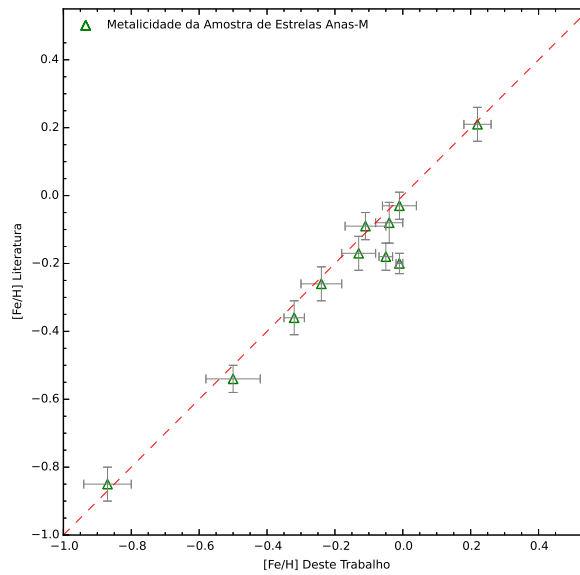


Figura 2.15: Metalicidades das estrelas anãs-M (secundárias) obtidas neste trabalho e comparadas às metalicidades das estrelas primárias, quentes, obtidas da literatura a partir de espectros ópticos.

= 0.035 ± 0.063 .

Os resultados de abundância para os elementos: C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr e Mn que foram obtidos neste trabalho, estão apresentados como função da metalicidade ([Fe/H]) nos 12 painéis da Figura 2.16. Outros resultados de abundância da literatura também são mostrados na Figura a título de comparação. Estes foram obtidos de: Bensby *et al.* (2014); Adibekyan *et al.* (2012), Allende-Prieto *et al.* (2004), Nissen *et al.* (2014), Reddy *et al.* (2003) e Teske *et al.* (2014). Note-se que os resultados da literatura são referentes a diferentes classes estelares, tanto gigantes vermelhas quanto estrelas anãs mais quentes da vizinhança solar.

As abundâncias de carbono obtidas para as estrelas anãs-M da amostra apresentam uma tendência que é similar àquela encontrada em estudos de estrelas anãs (mais quentes) na vizinhança solar, por Nissen *et al.* (2014) e Teske *et al.* (2015), enquanto que os resultados de Allende *et al.* (2004) apresentam um maior nível de dispersão. Para o oxigênio, nossos resultados encontram-se na parte inferior da distribuição delineada pelos resultados de Bensby *et al.* (2014) e Nissen *et al.* (2014), porém sem desvios sistemáticos óbvios. As abundâncias de Na, Mg e Si também encontram-se, em geral, em bom acordo com estes obtidos na literatura e com o mesmo nível de espalhamento. As abundâncias de Al, K, Ti, e V, obtidas neste trabalho, encontram-se sistematicamente mais baixas que em Bensby *et al.* (2014), Adibekyan *et al.* (2012) e Reddy *et al.* (2003). Deve-se notar, entretanto, que os resultados de Adibekyan *et al.* (2012) apresentam um enorme espalhamento. As abundâncias de Ca apresentam uma inclinação diferente quando comparada com a tendência encontrada pelos estudos da literatura, embora Adibekyan *et al.* (2012) também encontrem algumas poucas estrelas em baixa metalicidade com a mesma tendência. De qualquer modo, nossos resultados são sistematicamente mais altos que em Bensby *et al.* (2014), principalmente no regime de baixa metalicidades. Para Mn e Cr, obtivemos um espalhamento significativo nos resultados para as estrelas anãs-M. Isto provavelmente é consequência da dificuldade de medir as abundância destes elementos em estrelas frias ou que as linhas medidas apresentam alguma componente importante de outro elemento. Para o elemento Cr, por exemplo, existe apenas uma linha de Cr I disponível no espectro APOGEE (ver Tabela 2.3) e esta encontra-se provavelmente misturada com linhas de outras moléculas para a maioria das estrelas estudadas. A validade desta linha em estudos de estrelas anãs-M será investigada no futuro.

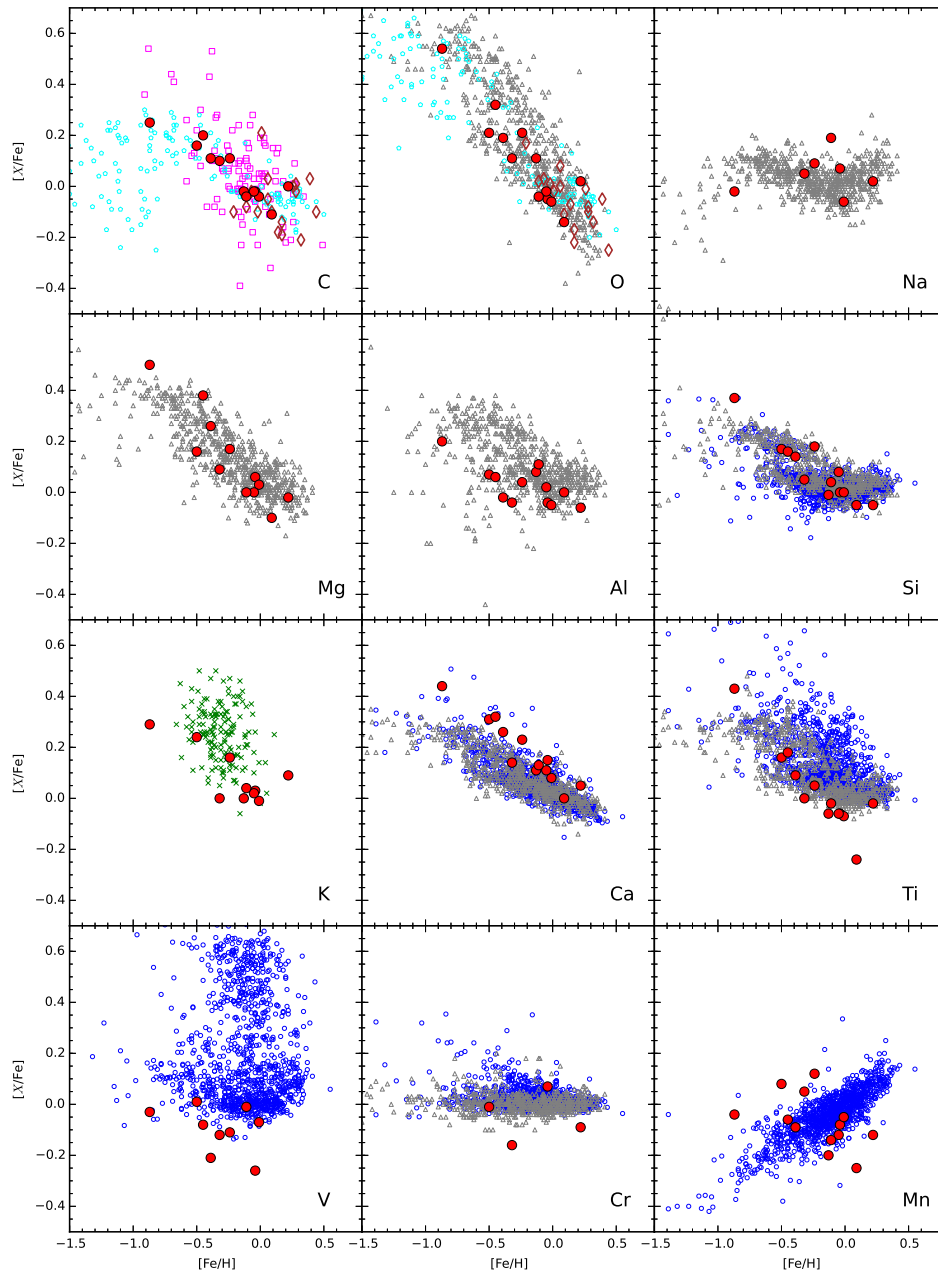


Figura 2.16: A variação das abundâncias dos elementos C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr and Mn em função da metalicidade ($[Fe/H]$) para estrelas estudadas neste trabalho (círculos vermelhos). Também mostramos resultados da literatura de Bensby *et al.* (2014, triângulos cinzas); Adibekyan *et al.* (2012, círculos azuis), Allende-Prieto *et al.* (2004, quadrados lilás), Nissen *et al.* (2014; pentágonos azuis claros), Reddy *et al.* (2003; xis verdes) e Teske *et al.* (2015, losangos marrons) como comparação.

2.3.4 Conclusões

Neste trabalho, estudamos uma amostra de 11 estrelas anãs-M em sistemas binários e duas anãs-M com raio estelar medido através de interferometria, cobrindo um intervalo de temperatura efetiva variando entre ~ 3200 K e 4000K. Determinamos temperaturas efetivas e gravidades superficiais usando espectros observados pelo APOGEE, além de derivar as abundâncias dos elementos: C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn e Fe.

Obtivemos que as diferenças entre as temperaturas efetivas espectroscópicas, derivadas nesta tese, e as temperaturas efetivas obtidas usando a calibração fotométrica de Mann *et al.* (2015) para as cores $r-J$ e $V-J$ é pequena, assim como as diferenças entre $\log g_s$ obtidos com os espectros APOGEE e aqueles derivados utilizando as calibrações de Delfosse *et al.* (2000) e Bean *et al.* (2006).

As metalicidades $[Fe/H]$ obtidas para as estrelas anãs-M (secundárias) em sistemas binários estão em bom acordo com os resultados obtidos na literatura para as estrelas quentes (primárias), onde a diferença entre estes é da ordem de $\langle \delta([Fe/H](\text{anãs-M} - \text{Primárias Quentes})) \rangle = 0.035 \pm 0.063$. Os resultados obtidos para as abundâncias individuais dos elementos estudados também apresentam um bom acordo com os resultados da literatura, para a maioria dos elementos. No entanto, as abundâncias dos elementos Al, K, Ti e V são sistematicamente mais baixas que as tendências encontradas na literatura. Os elementos vanádio, cromo e manganês, apresentaram dispersões muito altas, que podem estar associadas a misturas das linhas com outras espécies que não foram consideradas, o que deve ser investigado com mais detalhe no futuro.

Tabela 2.1: Amostra Estelar

ID	SNR	Visitas	RV	Vsin(<i>i</i>)	Paralaxe	V	r	z	J	H	K _s	T _{ef}	log g
2M03044335+6144097	137	3	-0.83 ± 0.1	< 5	41.27	13.16	12.30	...	8.877	8.328	8.103	3600 ± 25	4.78 ± 0.08
2M03150093+0103083	123	4	89.0 ± 0.1	< 5	12.64	14.679	14.061	12.795	11.622	11.043	10.855	3675 ± 25	4.81 ± 0.08
2M03553688+5214291	304	6	-31.5 ± 0.1	< 5	26.38	14.431	13.878	12.198	10.885	10.325	10.127	3440 ± 25	4.92 ± 0.08
2M06312373+0036445	246	6	77.17 ± 0.1	< 5	11.29	14.273	13.782	12.997	11.077	10.465	10.252	3700 ± 25	4.70 ± 0.08
2M08103429-1348514	370	3	32.80 ± 0.2	< 5	44.68	11.815	11.156	9.486	8.276	7.672	7.418	3525 ± 25	4.72 ± 0.08
2M12045611+1728119	445	3	-22.76 ± 22	≈ 15	25.74	13.43	9.793	9.183	8.967	3200 ± 25	4.83 ± 0.08
2M14045583+0157230	408	3	-11.545 ± 0.2	< 5	18.34	13.518	13.695	11.645	10.129	9.483	9.269	3635 ± 25	4.71 ± 0.08
2M18244689-0620311	630	3	-21.5 ± 0.2	≈ 9	25.71	13.523	12.950	...	9.659	9.052	8.795	3415 ± 25	4.78 ± 0.08
2M20032651+2952000	112	3	-42.98 ± 0.1	< 5	63.06	13.63	13.082	...	9.554	9.026	8.712	3225 ± 25	5.02 ± 0.08
2M02361535+0652191	201	1	27.43 ± 0.1	< 5	129.4	11.664	11.062	...	7.333	6.793	6.574	3225 ± 25	4.96 ± 0.08
2M01052974+1523190	146	1	-3.22 ± 0.1	< 5	37.60	9.852	9.10	8.42	7.147	6.532	6.366	4100 ± 25	4.60 ± 0.08
2M11032023+3558117	242	1	-83.84 ± 0.1	< 5	392.6	7.490	8.335	...	4.203	3.640	3.254	3565 ± 25	4.82 ± 0.08
2M11052903+4331357	161	1	68.82 ± 0.1	< 5	206.3	8.820	8.897	...	5.538	5.002	4.769	3550 ± 25	4.83 ± 0.08

Tabela 2.2: Abundâncias Químicas Individuais dos Elementos

Elemento	λ	6144097	0103083	5214291	0036445	1348514	1728119	0157230	0620311	2952000	0652191	3558117	4331357
Fe I	15194.492	...	6.61	7.09	7.02	7.35
	15207.528	7.26	6.94	7.47	...	7.49	7.39	...	7.39	7.08	7.09
	15294.562	7.11	6.65	7.17	6.86	7.40	7.54	7.38	7.39	7.65	7.29	6.96	7.06
	15490.339	7.22	...	7.14	6.97	7.39	...	7.41	...	7.73	7.28	7.01	7.06
	15648.515	7.28	...	7.11	...	7.43	...	7.45	...	7.63	...	6.94	...
	15692.751	7.16	6.85	7.40	...	7.40
	16009.615	...	6.49	7.14	7.05	7.51	7.43	7.01
CO	15570-15600	8.21	8.11	8.27	...	8.34	8.31	...	8.28	8.15	8.11
	15970-16010	8.29	7.81	8.16	8.05	8.34	...	8.35	8.32	...	8.22	8.17	8.13
	16182-16186	8.28	...	8.18	8.03	8.35	8.35	8.31	8.32	8.60	...	8.11	8.09
	16600-16650	8.30	8.22	7.73	8.16	7.99	8.35	...	8.34	8.31	8.62	8.25	...
OH	15183.943	...	8.29	8.43	8.33	8.55	8.51	8.57	8.56	8.91	8.61	8.53	8.42
	15278.334	8.58	...	8.47	8.36	8.56	8.62	8.64	...	8.88	8.64	8.55	8.46
	15280.884	8.64	8.36	8.43	...	8.56	8.58	8.64	8.63	8.87	8.66	8.51	8.42
	15283.771	...	8.28	8.42	8.37	8.56	...	8.62	8.54	...	8.59	8.49	8.43
	15391.208	...	8.31	8.45	8.38	8.57	8.53	8.58	8.53	...	8.65	8.57	8.46
	15407.288	8.59	8.32	8.48	8.39	8.57	8.58	8.60	8.60	8.92	8.67	8.54	8.48
	15409.308	8.68	8.36	8.48	8.42	8.61	...	8.61	8.61	8.85	...	8.58	8.48
	15505.782	...	8.27	8.43	8.34	8.52	...	8.59	8.55	8.86	8.66	8.48	8.42
	15558.023	8.65	8.32	8.47	8.37	8.60	8.57	8.60	8.61	8.88	8.63	8.51	8.56
	15560.244	8.62	...	8.43	8.37	8.58	8.58	8.60	8.66	8.86	8.62	8.51	8.51
	15565.961	...	8.36	8.44	8.35	8.54	...	8.57	8.56	8.89	...	8.51	8.47
	15568.780	8.69	8.37	8.49	8.39	8.58	8.62	8.61	8.63	...	8.67	8.60	8.53
	15572.084	8.69	8.40	8.49	8.39	8.58	8.58	8.59	...	8.84	8.66	8.58	8.51
	16055.464	8.64	8.32	8.43	8.37	8.60	8.56	8.59	8.58	8.88	8.63	8.54	8.43
	16061.700	8.59	8.30	8.41	8.34	8.58	8.53	8.57	8.57	8.95	8.64	8.47	8.45
	16065.054	8.59	8.31	8.42	8.34	8.56	...	8.55	8.52	...	8.61	8.49	8.43
	16069.524	...	8.36	8.53	8.37	8.61	8.61	8.59	8.63	8.93	...	8.56	8.45
	16074.163	8.67	8.29	8.42	8.35	8.56	8.54	8.55	8.58	...	8.63	8.49	8.42
	16190.263	8.38	8.60	...	8.64	8.63	8.97	...	8.53	8.51
	16192.208	8.66	8.35	8.55	8.52	8.62	8.63	...	8.75	8.58	8.48
16204.076	8.62	...	8.52	8.41	8.58	8.57	8.60	8.60	8.93	...	8.52	8.49	
16207.186	8.63	...	8.51	8.41	8.60	8.57	8.62	8.55	8.49	

	16352.217	8.61	8.36	8.44	8.36	8.58	...	8.57	8.56	8.95	8.59	8.53	8.43
	16354.582	8.62	8.35	...	8.32	8.58	8.60	8.59	8.57	8.93	8.60	8.48	8.43
	16364.590	8.69	8.43	...	8.42	8.62	...	8.66	8.69	8.57	8.46
	16368.135	8.64	8.43	...	8.41	8.59	...	8.59	8.63	8.53	8.41
	16581.250	8.58	8.31	8.41	8.35	8.55	...	8.55	8.52	8.87	8.62	8.48	8.41
	16582.013	8.60	8.32	8.41	8.35	8.54	...	8.56	8.54	8.87	8.59	8.52	8.41
	16866.688	8.62	8.29	8.45	8.35	8.57	8.52	8.59	8.69	8.88	8.69	8.54	8.49
	16871.895	8.60	8.28	8.43	8.34	8.53	8.55	8.58	8.56	8.85	8.70	8.56	8.41
	16879.090	8.61	8.31	8.41	8.35	8.53	...	8.58	8.59	8.93	8.69	8.56	8.48
	16884.530	8.56	8.35	8.45	8.38	8.51	...	8.57	8.56	8.93	8.62	8.53	8.44
	16886.279	8.56	8.28	8.42	8.35	8.52	...	8.59	8.54	8.93	...	8.54	8.44
	16895.180	8.64	8.28	8.44	...	8.50	...	8.58	8.58	8.93	8.63	8.52	8.51
	16898.887	...	8.26	8.36	8.30	...	8.58	8.55	8.53	8.93	8.62	8.52	...
Na I	16373.853	6.26	...	6.15
	16388.858	6.02	5.28	5.90	...	6.15	...	6.05	...	6.41
Mg I	15740.716	7.55	7.30	7.65
	15748.988	7.46	7.18	...	7.14	7.57	7.55	7.52	7.51	7.49	7.42
	15765.842	7.37	7.14	7.30	7.12	7.53	7.49	7.47	7.45	7.73	...	7.44	7.37
Al I	16718.957	6.04	5.71	6.02	5.91	6.21	...	6.22	6.29	6.50	6.30	6.03	5.92
	16750.564	6.01	5.63	5.94	5.76	6.15	...	6.19	6.28	5.87	5.94
	16763.360	6.39	6.07	6.42	6.43	6.42	6.33
Si I	15888.410	...	7.11	7.15	...	7.42	7.55	7.70	7.38	7.11	7.16
	15960.063	7.37	7.16	7.51	...	7.51	...	7.61
	16094.787	7.40	6.90	...	7.21	7.55	...	7.48	...	7.74	7.35
	16680.770	7.58	...	7.32	...	7.39	...	7.50	7.54	7.23	7.23
K I	15163.067	4.98	4.48	4.76	4.77	5.03	4.75	4.99	5.04	5.33
	15168.376	4.97	...	4.72	4.84	5.07	...	5.09	5.02	5.41	4.93
Ca I	16136.823	6.06	6.34
	16150.763	6.31	5.88	6.20	6.13	6.44	...	6.41	6.37	6.58	6.29	6.16	6.17
	16157.364	6.29	6.11	6.40	6.40	6.34	6.40	6.21	6.19

Ti I	15334.847	4.57	4.33	4.46	4.40	4.68	...	4.72	4.70	4.98	4.68	4.52	4.45
	15543.756	4.72	4.41	...	4.59	4.70	...	4.76	4.73	...	4.63	4.53	4.54
	15602.842	4.80	4.51	4.66	4.67	4.92	4.73	4.89	4.89	5.18	...	4.72	4.68
	15698.979	...	4.48	4.57	4.58	4.79	...	4.81	4.76	...	4.74	4.59	4.55
	15715.573	4.65	...	4.53	4.38	4.77	...	4.78	4.70	4.54	4.53
	16635.161	4.71	4.46	4.59	4.60	4.81	...	4.86	...	5.09	...	4.76	4.70
VI	15924.0	3.65	3.10	3.56	3.51	3.70?	...	3.92	3.47	3.40
Cr I	15680.063	5.13	5.10	5.64	5.74
Mn I	15159.0	...	4.50	5.06	4.98	5.26	...	5.34
	15217.0	5.23	4.93	4.95	4.98
	15262.0	5.31	4.45	5.17	4.99	5.28	5.23	5.32	5.22	5.49	5.06	4.82	4.84

Tabela 2.3: Abundâncias Químicas da Amostra

Elemento	6144097	0103083	5214291	0036445	1348514	1728119	0157230	0620311	2952000	0652191	1523190	3558117	4331357
Fe I	7.21±0.06	6.58±0.07	7.13±0.03	6.95±0.08	7.41±0.04	7.54±0.01	7.44±0.05	7.40±0.02	7.67±0.04	7.32±0.05	7.34±0.05	7.00±0.05	7.06±0.03
C I	8.26±0.03	7.77±0.04	8.17±0.02	8.05±0.04	8.33±0.03	8.37±0.01	8.34±0.02	8.32±0.01	8.61±0.01	8.24±0.02	8.24±0.04	8.14±0.02	8.11±0.02
O I	8.63±0.04	8.33±0.04	8.45±0.04	8.37±0.03	8.57±0.03	8.61±0.03	8.59±0.03	8.59±0.05	8.90±0.04	8.64±0.04	8.51±0.06	8.53±0.03	8.46±0.04
Na I	6.02±0.01	5.28±0.01	5.90±0.01	...	6.20±0.05	...	6.10±0.05	...	6.41±0.01	...	6.25±0.04
Mg I	7.46±0.07	7.16±0.02	7.30±0.01	7.19±0.08	7.55±0.02	7.52±0.02	7.55±0.08	7.48±0.03	7.73±0.01	...	7.42±0.06	7.46±0.02	7.40±0.02
Al I	6.15±0.17	5.67±0.04	5.98±0.04	5.91±0.13	6.26±0.12	6.43±0.01	6.28±0.10	6.31±0.02	6.50±0.01	6.29±0.01	5.34±0.05	5.95±0.08	5.93±0.01
Si I	7.45±0.09	7.01±0.10	7.24±0.08	7.18±0.02	7.47±0.06	7.55±0.01	7.50±0.01	7.54±0.01	7.68±0.05	7.37±0.02	7.44±0.04	7.17±0.06	7.20±0.04
K I	4.98±0.01	4.48±0.01	4.74±0.02	4.80±0.04	5.05±0.02	...	5.04±0.05	5.03±0.01	5.37±0.04	4.93±0.01	4.99±0.03
Ca I	6.30±0.01	5.88±0.01	6.13±0.07	6.12±0.01	6.42±0.02	6.40±0.01	6.38±0.04	6.37±0.02	6.58±0.01	6.29±0.01	6.33±0.03	6.18±0.02	6.18±0.01
Ti I	4.69±0.08	4.44±0.06	4.56±0.07	4.54±0.11	4.78±0.08	4.73±0.01	4.80±0.06	4.77±0.07	5.08±0.08	4.69±0.04	4.75±0.03	4.61±0.10	4.58±0.09
V I	3.65±0.01	3.10±0.01	3.56±0.01	3.51±0.01	3.70±0.01	...	3.92±0.01	3.88±0.01	3.47±0.01	3.40±0.01
Cr I	5.13±0.01	5.10±0.01	5.64±0.01	5.74±0.01
Mn I	5.27±0.04	4.48±0.03	5.12±0.06	4.97±0.03	5.27±0.01	5.23±0.01	5.33±0.01	5.22±0.01	5.49±0.01	5.06±0.01	5.14±0.04	4.88±0.06	4.91±0.07

Tabela 2.4: Metalicidades das Estrelas em Sistema Binário

ID secundária	[Fe/H] (anã-M)	ID primária	[Fe/H] (Estrela Quente)	Fonte
2M03044335+6144097	-0.24 ± 0.06	HIP 14286	-0.26 ± 0.05	e,i,j
2M03150093+0103083	-0.87 ± 0.07	HIP 15126	-0.85 ± 0.05	d,h,k,l
2M03553688+5214291	-0.32 ± 0.03	HIP 18366	-0.36 ± 0.05	d,k
2M06312373+0036445	-0.50 ± 0.08	HIP 31127	-0.54 ± 0.04	h
2M08103429-1348514	-0.04 ± 0.04	HIP 40035	-0.08 ± 0.06	d,g,k
2M12045611+1728119	-0.01 ± 0.04	HIP 58919	-0.20 ± 0.03	b
2M14045583+0157230	-0.01 ± 0.05	HIP 68799	-0.03 ± 0.04	h
2M18244689-0620311	-0.05 ± 0.02	HIP 90246	-0.18 ± 0.04	a,d,h
2M20032651+2952000	+0.22 ± 0.04	HIP 98767	0.21 ± 0.05	c,d,k,l
2M02361535+0652191	-0.13 ± 0.05	HIP 12114	0.17 ± 0.05	f,i,k
2M01052974+1523190	-0.11 ± 0.06	HIP 5110	0.09 ± 0.04	h

Fonte: (a) Adibekyan *et al.* 2012; (b) Ammons *et al.* 2006; (c) Bensby *et al.* 2014; (d) Carretta 2013; (e) de Silva *et al.* 2015; (f) Ghezzi *et al.* 2010; (g) Lambert *et al.* 2004; (h) Mann *et al.* 2013; (i) Mishenina *et al.* 2008; (j) Ramirez *et al.* 2007; (k) Ramirez *et al.* 2012; (l) Reddy *et al.* 2006; (l) Santos *et al.* 2003.

ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS DE UMA AMOSTRA DE GIGANTES VERMELHAS NO AGLOMERADO ABERTO NGC 2420 OBSERVADAS COM O APOGEE

O estudo químico de estrelas gigantes vermelhas do aglomerado aberto NGC 2420, apresentado neste capítulo, foi publicado na revista *Astrophysical Journal*¹.

Este aglomerado aberto está localizado na direção do anticentro da Galáxia com uma distância galactocêntrica de 10,78 kpc e uma idade de ~2 Giga anos (Sharma *et al.* 2006).

NGC 2420 é um aglomerado relativamente bem estudado e com resultados divergentes de metalicidades e abundâncias químicas na literatura. Os resultados obtidos a partir de espectros na região do ótico encontraram metalicidades variando desde $[Fe/H] = -0.60$ a -0.05 dex (Pilachowski *et al.* 1980; Pancino *et al.* 2010). Esta inconsistência nos resultados da literatura foi uma das motivações para fazermos um estudo químico detalhado do aglomerado aberto NGC 2420 a partir de espectros no infravermelho próximo, utilizando dados do APOGEE. Outra motivação no estudo foi a de comparar os resultados obtidos por meio de análises de abundâncias manuais com os resultados derivados pelo *pipeline* do APOGEE, o ASPCAP, dado que este é um dos aglomerados de calibração do APOGEE.

O artigo a seguir apresenta a determinação das abundâncias químicas para 16 elementos (C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co e Ni), em uma amostra de 12 estrelas gigantes vermelhas, onde identificamos seis delas como sendo pertencentes

¹<http://iopscience.iop.org/article/10.3847/0004-637X/830/1/35>

CAPÍTULO 3. ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS DE UMA AMOSTRA DE GIGANTES VERMELHAS NO AGLOMERADO ABERTO NGC 2420 OBSERVADAS COM O APOGEE

ao ramo das gigantes RGB (*red giant branch*) e outras seis pertencentes ao agrupamento vermelho, ou RC (*red clump*).

Nossos resultados indicaram que o aglomerado possui uma metalicidade sub-solar, $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = -0.16 \pm 0.04$. Encontramos também que os resultados obtidos com o ASPCAP estão em acordo razoável com as nossas determinações, onde: $\langle\delta(T_{ef}(\text{Este trabalho} - \text{ASPCAP}))\rangle = 49 \pm 22$ K para a temperatura efetiva e $\langle\delta(\log g(\text{Este trabalho} - \text{ASPCAP}))\rangle = -0.26 \pm 0.12$ para a gravidade superficial. No caso das abundâncias individuais, as diferenças são da ordem de $\leq \pm 0.10$ dex. A análise das abundâncias de carbono e nitrogênio não indicaram diferenças relevantes entre as estrelas do RC e do RGB.



CHEMICAL ABUNDANCES IN A SAMPLE OF RED GIANTS IN THE OPEN CLUSTER NGC 2420 FROM APOGEE

DIOGO SOUTO¹, K. CUNHA¹, V. SMITH², C. ALLENDE PRIETO^{3,4}, M. PINSONNEAULT⁵, O. ZAMORA^{3,4}, D. A. GARCÍA-HERNÁNDEZ^{3,4},
SZ. MÉSZÁROS⁶, J. BOVY^{7,8}, A. E. GARCÍA PÉREZ^{3,4}, F. ANDERS⁹, D. BIZYAEV^{10,11}, R. CARRERA^{3,4}, P. M. FRINCHABOY¹²,
J. HOLTZMAN¹³, I. IVANS¹⁴, S. R. MAJEWSKI¹⁵, M. SHETRONE¹⁶, J. SOBECK¹⁵, K. PAN¹⁰,

B. TANG¹⁷, S. VILLANOVA¹⁷, AND D. GEISLER¹⁷

¹ Observatório Nacional, Rua General José Cristino, 77, 20921-400 São Cristóvão, Rio de Janeiro, RJ, Brazil; souto@on.br

² National Optical Astronomy Observatory, 950 North Cherry Avenue, Tucson, AZ 85719, USA

³ Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC), Vía Lactea S/N, E-38205, La Laguna, Tenerife, Spain

⁴ Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna (ULL), E-38206, La Laguna, Tenerife, Spain

⁵ Department of Astronomy, The Ohio State University, Columbus, OH 43210, USA

⁶ ELTE Gothard Astrophysical Observatory, H-9704 Szombathely, Szent Imre Herceg st. 112, Hungary

⁷ Department of Astronomy and Astrophysics, University of Toronto, 50 St. George Street, Toronto, ON, M5S 3H4, Canada

⁸ Dunlap Institute for Astronomy and Astrophysics, University of Toronto, ON M5S 3H4, Canada

⁹ Leibniz-Institut für Astrophysik Potsdam (AIP), An der Sternwarte 16, D-14482 Potsdam, Germany

¹⁰ Apache Point Observatory and New Mexico State University, P.O. Box 59, Sunspot, NM, 88349-0059, USA

¹¹ Sternberg Astronomical Institute, Moscow State University, Moscow

¹² Department of Physics and Astronomy, Texas Christian University, Fort Worth, TX 76129, USA

¹³ New Mexico State University, Las Cruces, NM 88003, USA

¹⁴ Department of Physics and Astronomy, The University of Utah, Salt Lake City, UT 84112, USA

¹⁵ Department of Astronomy, University of Virginia, Charlottesville, VA 22904-4325, USA

¹⁶ University of Texas at Austin, McDonald Observatory, USA

¹⁷ Departamento de Astronomía, Casilla, 160-C, Universidad de Concepción, Concepción, Chile

Received 2016 June 3; revised 2016 July 19; accepted 2016 July 20; published 2016 October 7

ABSTRACT

NGC 2420 is a ~ 2 Gyr old well-populated open cluster that lies about 2 kpc beyond the solar circle, in the general direction of the Galactic anti-center. Most previous abundance studies have found this cluster to be mildly metal-poor, but with a large scatter in the obtained metallicities. Detailed chemical abundance distributions are derived for 12 red-giant members of NGC 2420 via a manual abundance analysis of high-resolution ($R = 22,500$) near-infrared ($\lambda 1.5\text{--}1.7 \mu\text{m}$) spectra obtained from the Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE) survey. The sample analyzed contains six stars that are identified as members of the first-ascent red giant branch (RGB), as well as six members of the red clump (RC). We find small scatter in the star-to-star abundances in NGC 2420, with a mean cluster abundance of $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.16 \pm 0.04$ for the 12 red giants. The internal abundance dispersion for all elements (C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, Co and Ni) is also very small ($\sim 0.03\text{--}0.06$ dex), indicating a uniform cluster abundance distribution within the uncertainties. NGC 2420 is one of the clusters used to calibrate the APOGEE Stellar Parameter and Chemical Abundance Pipeline (ASPCAP). The results from this manual analysis compare well with ASPCAP abundances for most of the elements studied, although for Na, Al, and V there are more significant offsets. No evidence of extra-mixing at the RGB luminosity bump is found in the ^{12}C and ^{14}N abundances from the pre-luminosity-bump RGB stars in comparison to the post-He core-flash RC stars.

Key words: infrared: stars – open clusters and associations: general – stars: abundances

1. INTRODUCTION

The open cluster NGC 2420, with an age of roughly 2 Gyr, is located toward the Galactic anti-center at a Galactocentric distance of 10.78 kpc (Sharma et al. 2006). Given its age, location, and metallicity, this cluster is an interesting object for studies of Galactic chemical evolution. The first detailed photometric study of NGC 2420 was by Sarma & Walker (1962) and, later, West (1967) noted its stars exhibited a mild excess in $\delta(U-B)$, which suggested the cluster was somewhat metal-poor. The earliest determinations of spectroscopic metallicities for NGC 2420 were made by Pilachowski et al. (1980), Cohen (1980), and Smith & Suntzeff (1987). These studies found a small range of metallicities clustering around $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.60$. Later studies using photometric data and isochrones (Anthony-Twarog et al. 2006) derived somewhat higher values of $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.30$. More recently, the high-resolution spectroscopic study by Pancino et al. (2010) found

NGC 2420 to be considerably more metal-rich, with $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.05$ dex. Meanwhile Jacobson et al. (2011) analyzed spectra of moderately high-resolution ($R \approx 18,000$) and found an average metallicity for this cluster of $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.20$ dex. The large scatter for $[\text{Fe}/\text{H}]$ in the literature suggests that a new abundance analysis using different spectra would be worthwhile and here a sample of red-giant members of NGC 2420 are analyzed using near-infrared (NIR) high-resolution spectra from the SDSS-III/APOGEE survey (Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment; Eisenstein et al. 2011; Majewski et al. 2015).

The APOGEE-1 survey observed more than 146,000 Galactic red giants in three years of operation having ended in 2014 July. A number of red giants in disk open clusters, including NGC 2420, were targeted by APOGEE-1 to serve as calibration clusters for the survey, to study cluster membership, and measure Galactic metallicity gradients. Stellar parameters (effective temperatures and surface gravities), chemical

Table 1
Atmospheric Parameters

Star	RV	S/N	V	J	H	K	T_{eff} (K)	$\log g$ (cm s^{-2})	ξ (km s^{-1})	Note
J07380545+2136507	73.49 ± 0.56	220	13.06	11.258	10.755	10.651	4890 ± 77	2.75	1.40	RGB
J07380627+2136542 ^{a,b}	73.93 ± 0.56	414	12.656	10.781	10.198	10.125	4769 ± 64	2.49	1.45	RGB
J07381507+2134589	74.39 ± 0.29	1089	11.042	8.572	7.854	7.687	4209 ± 53	1.46	1.60	RGB
J07381549+2138015 ^{a,b}	74.59 ± 0.48	323	12.666	10.903	10.405	10.305	4932 ± 69	2.62	1.80	RC
J07382114+2131418 ^a	74.24 ± 0.28	138	12.579	10.988	10.524	10.413	5111 ± 14	2.67	1.60	RC
J07382148+2135050	74.13 ± 1.18	222	13.096	11.345	10.805	10.707	4890 ± 27	2.77	1.80	RGB
J07382195+2135508 ^a	73.58 ± 0.14	272	12.562	10.840	10.350	10.210	4933 ± 11	2.58	1.70	RC
J07382347+2124448	74.14 ± 0.38	117	13.133	11.426	10.955	10.826	4981 ± 36	2.85	1.70	RGB
J07382670+2128514	74.38 ± 0.33	131	12.535	10.827	10.335	10.223	4971 ± 35	2.60	1.50	RC
J07382696+2138244 ^{a,b}	73.67 ± 1.12	316	12.401	10.590	10.057	9.982	4876 ± 85	2.47	1.60	RC
J07382984+2134509 ^a	75.11 ± 0.22	321	12.958	11.107	10.592	10.475	4825 ± 71	2.65	1.40	RGB
J07383760+2134119 ^a	73.83 ± 0.23	270	12.574	10.848	10.358	10.234	4947 ± 31	2.60	2.00	RC

Notes.^a Stars in common with Jacobson et al. (2011).^b Stars in common with Pancino et al. (2010).

abundances of several elements, and metallicities for all the stars observed in the APOGEE survey are derived automatically by means of the pipeline APOGEE Stellar Parameter and Chemical Abundances Pipeline (ASPCAP; García Pérez et al. 2016).

This paper presents chemical abundances for 12 red-giant members of the open cluster NGC 2420 using a manual spectroscopic chemical abundance analysis in the same way as made by Cunha et al. (2015) and Smith et al. (2013). We derive stellar parameters and the abundances of 16 elements: C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co and Ni. One of the goals of this study is to provide a direct comparison of the results from a manual abundance analysis with those derived automatically by the ASPCAP pipeline. The APOGEE team is continually improving ASPCAP and the most recent version has produced the stellar parameters and metallicity results for the 13th SDSS Data Release, hereafter DR13, which will become publicly available in summer 2016. The results presented in this independent work will help to verify ASPCAP.

2. THE APOGEE SPECTRA

APOGEE spectra are obtained with a 300-fiber cryogenic spectrograph on the 2.5 m telescope at the Apache Point Observatory obtaining high-resolution spectra ($R \sim 22,500$) between $\sim 1.5\text{--}1.7 \mu\text{m}$ (Gunn et al. 2006; Wilson et al. 2010). The reduction of the APOGEE spectra, as well as the determination of radial velocities, was carried out by the data reduction pipeline (Nidever et al. 2015) using reduction scripts designed for DR13. Each spectrum analyzed here was combined from multiple visits, typically three to five, resulting in very high signal-to-noise ratio spectra ($S/N > 100$) for all targets.

APOGEE-1 targeted 19 red-giants (Zasowski et al. 2013) as possible members of NGC 2420 (these are labeled as *APOGEE calibration cluster* in the DR13 tables; Frinchaboy et al. 2013). However, it was found that seven of these targets are either binaries or not members of the cluster given their inconsistent radial velocities when compared to that expected for this open cluster of $\sim +73 \text{ km s}^{-1}$ (Liu & Janes 1987; Smith & Suntzeff 1987). The final sample of red giants studied here, their measured radial velocities and dispersion from individual

visits, as well as the signal-to-noise ratios for the combined spectra, are found in Table 1.

3. DETERMINATION OF EFFECTIVE TEMPERATURES AND SURFACE GRAVITIES

Standard stellar chemical abundance analysis requires a pre-determined set of atmospheric parameters—effective temperature (T_{eff}), surface gravity, and metallicity, that are used to compute model atmospheres. In this analysis, photometric calibrations were used to derive effective temperatures, while stellar mass and luminosity were used to calculate the surface gravities, and Fe I lines to derive both microturbulent velocities and metallicities. The adopted atmospheric parameters for the studied stars are presented in Table 1.

The effective temperatures were obtained using the photometric calibrations of González Hernández & Bonifacio (2009) for the colors $V - J$, $V - H$, $V - K_S$ and $J - K_S$. The J , H and K_S magnitudes are from 2MASS and V magnitudes from UCAC4 (Zacharias et al. 2013), NOMAD (Zacharias et al. 2005) and Anthony-Twarog et al. (2006). Relations in Schlegel et al. (1998) and Carpenter (2001) were used to derive the de-reddened colors, using a reddening of $E(B - V) = 0.05$ (Grocholski & Sarajedini 2003; Salaris et al. 2004; Anthony-Twarog et al. 2006). Figure 1 shows the effective temperature calibrations corresponding to the four different colors considered; the final effective temperatures adopted for the stars (shown as red points) are the mean of the T_{eff} obtained for each color. The errorbars represent the standard deviation of the mean and typical values are ± 50 K. As an estimate of the sensitivity of the effective temperatures to the adopted reddening, an extreme change in the reddening by 0.05 mag would impart a difference in the derived effective temperatures of ≈ 120 K, averaged over all colors.

The surface gravities were determined from fundamental relations (Equation (1)). Stellar masses of $M_* \sim 1.6 M_{\odot}$ were estimated using PARSEC isochrones (Bressan et al. 2012) for a cluster age of 2 Gyr (Sharma et al. 2006) and $[M/H] = -0.20$ dex. Absolute magnitudes were derived using the distance modulus of $(m - M)_0 = 11.94$ (Salaris et al. 2004) and bolometric corrections from Montegriffo et al. (1998). The solar values adopted were: $\log g_{\odot} = 4.437$ dex, $T_{\text{eff},\odot} = 5770$ K

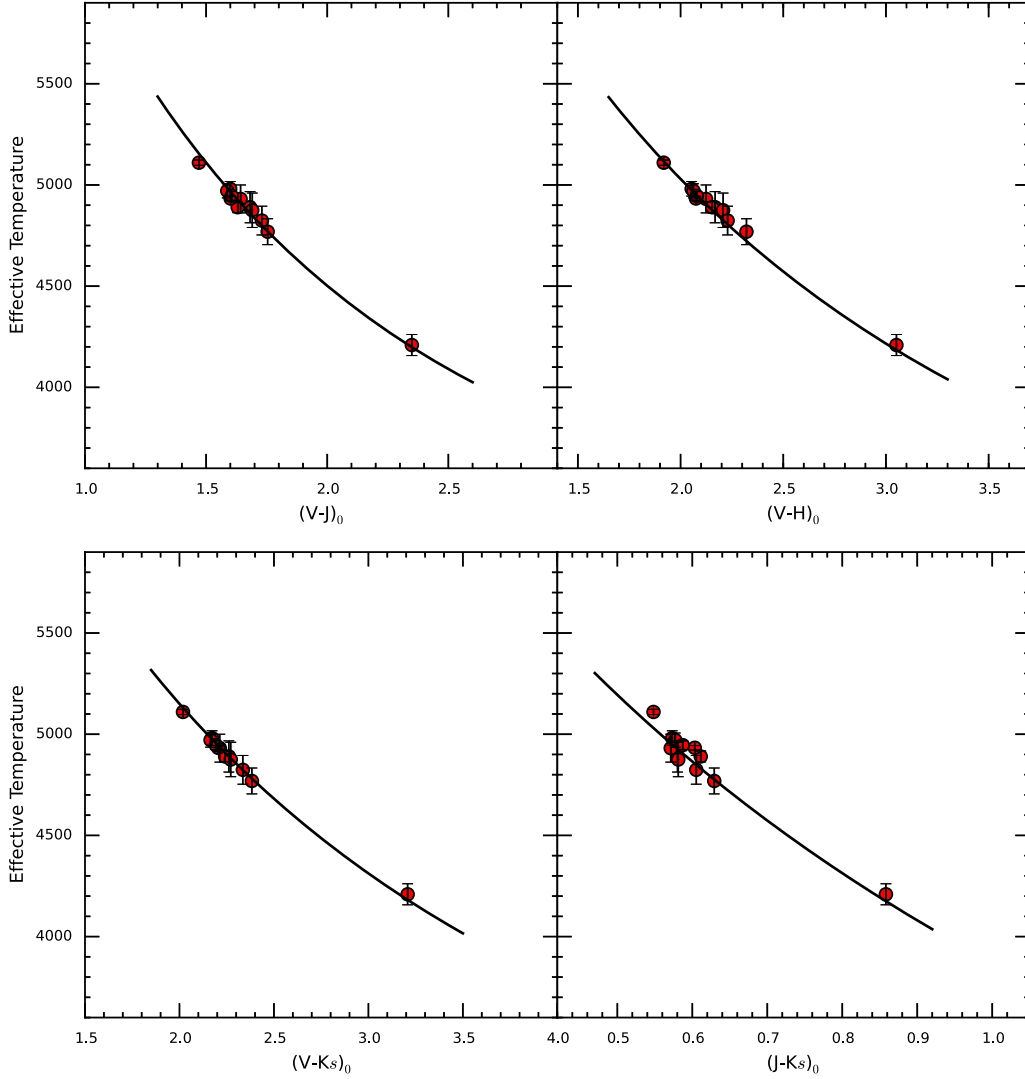


Figure 1. The effective temperature calibrations from González Hernández & Bonifacio (2009) for the different colors considered in this study: $(V - J)_0$, $(V - H)_0$, $(V - K_s)_0$, and $(J - K_s)_0$. The red points are our derived effective temperatures.

and $M_{\text{bol},\odot} = 4.75$ (Andersen 1999):

$$\log g = \log g_{\odot} + \log \left(\frac{M_{\star}}{M_{\odot}} \right) + 4 \log \left(\frac{T_{\star}}{T_{\odot}} \right) + 0.4(M_{\text{bol},\star} - M_{\text{bol},\odot}), \quad (1)$$

Figure 2 (top panel) shows the selected isochrone in the effective temperature versus H_0 magnitude plane. The derived T_{eff} for 10 of the targets cluster around $T_{\text{eff}} = 4901 \pm 63$ K; one star deviates clearly from this group as it is much cooler ($T_{\text{eff}} \sim 4209$ K) and further up the red-giant branch (RGB), while another is just slightly hotter ($T_{\text{eff}} \sim 5110$ K). In this diagram, the H_0 magnitudes can be used to identify the slightly more luminous clump giants (filled circles) and less luminous first-ascent RGB stars (open circles), as defined by the isochrones. We recognize that the same six selected red clump

(RC) stars segregate in the spectroscopic HR diagram shown in the bottom panel of Figure 2, where $\log g$ is plotted versus T_{eff} .

The bottom panel of Figure 2 takes the physical values of $\log g$ calculated from Equation (1) and plots them versus photometric T_{eff} s, with the selected isochrone overplotted. The agreement between the isochrone and derived stellar parameters is very good. The segregation between the RGB and RC stars noted for their values of H_0 carries over into a clear segregation in $\log g$; the difference in $\log g$ between an RGB and RC star in NGC 2420 is about 0.25 dex for a given T_{eff} .

The small scatter found in the observed red giants about the RGB and RC isochrone suggests that the internal values of $\log g$ have small uncertainties, with $\Delta \log g \leq 0.05$ dex. Systematic offsets in $\log g$ are undoubtedly somewhat larger, due to uncertainties in the assumed turnoff mass, caused by uncertainties in the cluster age, as well as errors in the distance. A range of cluster ages has been estimated for NGC 2420:

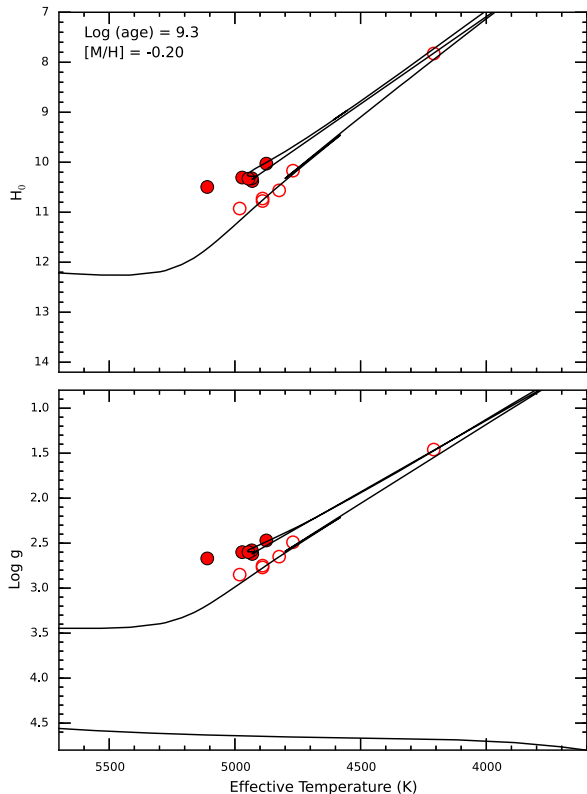


Figure 2. Top panel: T_{eff} vs. H_0 magnitude diagram. The black line indicates a 2 Gyr isochrone from Bressan et al. (2012) for $[M/H] = -0.20$ dex. Our sample contains six stars on the red-giant branch (open circles) and six are red-clump giants (filled circles). Bottom panel: HR-diagram with the surface gravities obtained from the fundamental relation in Equation (1).

2 Gyr (Sharma et al. 2006), 3.4 Gyr (Anthony-Twarog et al. 1990), and 4.0 Gyr (McClure et al. 1978). The scatter within these age estimates is 1.0 Gyr, which would cause offsets in the $\log g$ scale of about ± 0.10 dex.

4. ABUNDANCE ANALYSIS

A total of 70 spectral features were analyzed for the computation of the chemical abundances of 16 elements: C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co and Ni. A classical LTE manual abundance analysis of the APOGEE spectra was performed with the code MOOG (Snedden 1973) using spectrum synthesis. The model atmospheres used were calculated for the APOGEE-1 project by Mészáros et al. (2012) and these are one-dimensional plane parallel models from the Kurucz ATLAS9 grid (Kurucz 1993).

The line list adopted for the calculation of the synthetic spectra was developed by the APOGEE/ASPCAP team and it is part of DR13 (this line list designation is 20150714). The details concerning the construction of the APOGEE line list (for DR12) can be found in Shetrone et al. (2015), and the changes in DR13 will be presented elsewhere.

Examples of synthetic fits to a portion of the observed APOGEE spectra (spectral region covering 15600–15700 Å) are shown in Figure 3 for three sample giants with effective temperatures spanning the range of our sample:

$T_{\text{eff}} \sim 4200\text{--}5100$ K. Those lines used in the abundance measurements are indicated in the figure. The best fitting spectra were selected visually and the quality of the fits presented are typical of what was obtained for other regions of the APOGEE spectra. Red giants have typically low rotational velocities (≤ 8 km s $^{-1}$; e.g., Carlberg et al. 2016), along with macroturbulent velocities of ~ 7 km s $^{-1}$ (Grey 1978). The spectra were fit using only a Gaussian profile with a broadening corresponding to a full width half maximum (FWHM) of ~ 730 mÅ, or ~ 13.7 km s $^{-1}$ in velocity broadening. We tested different values of stellar $V \sin(i)$, as well as macroturbulent velocities, using the broadening tool in MOOG, but did not detect any excess broadening beyond the FWHM of the instrumental profile corresponding to the APOGEE resolution.

4.1. Metallicities and Microturbulent Velocities

Iron is often used as a proxy for the overall stellar metallicity and nine Fe I lines (Table 3) were used to set the Fe abundance in this study. The sample Fe I lines were used to derive the microturbulent velocities (ξ), in a manner similar to the previous work by Smith et al. (2013). Iron abundances were derived for different values of ξ and the selected microturbulence was the one that produced the minimum spread in the Fe I abundances. The adopted values of microturbulent velocities for the stars can be found in Table 1.

4.2. C, N, O, and Other Elements

Carbon, nitrogen, and oxygen are key elements being probed by APOGEE (Majewski et al. 2015). Their abundances are important in studying nucleosynthesis and chemical evolution, as well as mixing and dredge-up in red-giant stars. The APOGEE spectral window contains numerous CO, OH, and CN lines and is well-suited for determining C, N, and O abundances.

We use the CO lines to derive the carbon abundances, lines of CN for nitrogen and the OH lines to obtain oxygen abundances. The molecular lines discussed here are composed of the dominant isotopes of each element and, thus, consist of $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$, $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$, and ^{16}OH . The same methodology as described in Smith et al. (2013) was used to obtain a solution for C, N and O abundances that satisfies the fitting of all molecular lines consistently: we first derive carbon abundances from CO, then derive oxygen from OH and nitrogen from CN lines. The molecular transitions and spectral regions used in our analysis are listed in Table 2. This set of lines/regions is the same as in Smith et al. (2013) and these were adequate for the analysis of our target stars, which are mostly hotter than those in Smith et al. (2013). We note, however, that the region containing the $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ lines from the (3–0) vibration–rotation transitions covering the wavelength between 15578 and 15586 Å become weakly dependent on the carbon abundance and varied mostly with the nitrogen abundance in the range of $T_{\text{eff}} \sim 4800$ K. These features were then used in conjunction with other lines of CN to help constrain the nitrogen abundances.

The APOGEE spectra contain several lines arising from atomic transitions of a number of elements produced in most major nucleosynthetic sites. These include spectral lines of the alpha-elements such as: Mg I, Si I, Ca I and Ti I; spectral lines of the odd-Z elements: Na I, Al I, K I, as well as Fe-peak elements, such as: V I, Cr I, Mn I, Fe I, Co I and Ni I. The

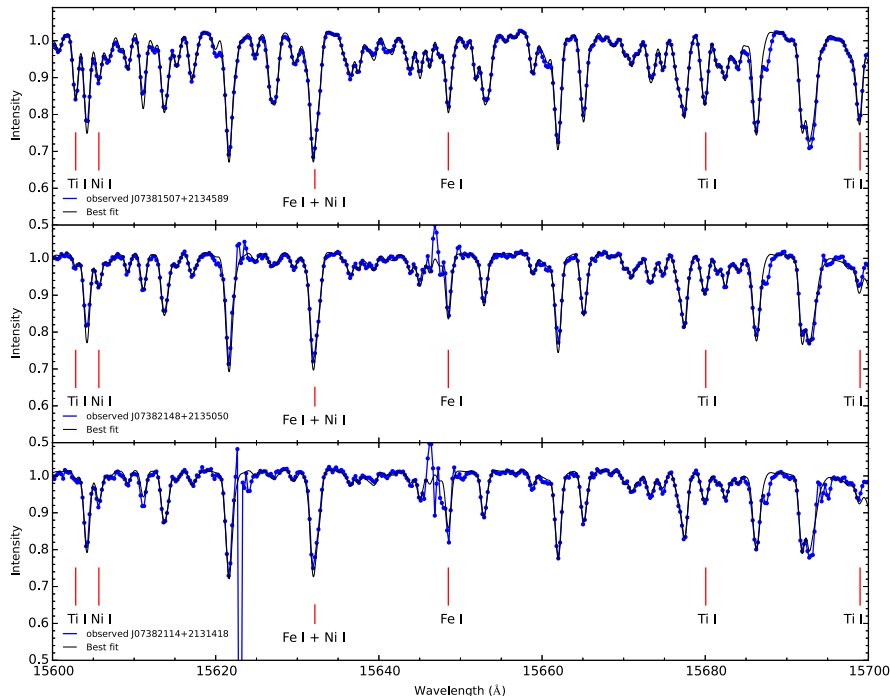


Figure 3. Sample observed spectra for three stars along with the best fit synthetic spectra. Lines of Ti I, Fe I and Ni I used in the abundance analysis are indicated. The star with the lowest effective temperature (J07381507+2134589; $T_{\text{eff}} = 4209$ K) is shown in the top panel. The middle panel shows a red-clump star (J07382148+2135050; $T_{\text{eff}} = 4890$ K). The hottest star in our sample (J07382114+2131418; $T_{\text{eff}} = 5111$ K) is shown the bottom panel.

atomic lines analyzed in this study and the individual abundances measured in each case are listed in Table 3.

4.3. Abundance Sensitivies

Table 4 presents the sensitivity of the derived abundances to changes in the effective temperature, surface gravity, microturbulent velocity and metallicity, similarly to the discussion in Smith et al. (2013). We adopted a base model that is representative of our red-giant sample: $T_{\text{eff}} = 4900$ K, $\log g = 2.70$, $[M/H] = -0.20$. For the manual analysis conducted here, abundance uncertainties were calculated in a simplified way by varying each stellar parameter individually and computing a new model atmosphere. In these tests, the effective temperature was changed by 50 K, the surface gravity value by 0.20 dex and the metallicity by 0.20 dex. The microturbulent velocity adopted was 1.40 km s^{-1} and it was varied by 0.20 km s^{-1} . The changes in stellar parameters are not very different from typically expected uncertainties for this type of spectroscopic analysis, although the perturbation in metallicity is somewhat conservative and larger than the expected uncertainty.

A quadrature sum of the stellar parameter errors from Table 4 reveals uncertainties that are ≤ 0.10 dex, except for Ti I and O, which present the largest uncertainties: $\Delta A(\text{Ti}) = 0.10$ dex and $\Delta A(\text{O}) = 0.13$ dex. The Ti abundances (from Ti I) are dominated by sensitivity to T_{eff} , while the O abundances (from OH) are dominated by sensitivity to overall model metallicity.

The observed dispersions in the line-to-line abundances are presented in Tables 2 and 3 (the mean abundances and standard deviations of the mean are found below the individual line

abundances for each studied element). The abundances derived from the different lines are overall quite consistent with sigmas typically around ± 0.04 dex.

This level of dispersion can certainly be accounted for by the uncertainties in the gf -values, as well as modest errors in the stellar parameters of the approximate magnitude as investigated in Table 4. The elements that exhibit larger line-to-line scatter in their abundances are magnesium (six Mg I lines measured) and silicon (eight Si I lines measured): $\langle \sigma \rangle = 0.09$ dex and $\langle \sigma \rangle = 0.07$ dex, respectively. It should be noted that the Mg I and Si I lines are some of the stronger lines in the APOGEE spectral window. Three elements have only one well-defined spectral line each in the APOGEE region and the abundances of these species should be treated with more caution: V I, Cr I and Co I.

5. DISCUSSION

We analyzed 12 red giant members of NGC 2420: 6 from the RC and 6 from the RGB. Line-by-line measurements of the iron abundances for all studied stars are presented in Table 3; the individual elemental abundances have typical standard deviations of the mean that are less than 0.07 dex. There is also small scatter in the star-to-star abundances in NGC 2420, with a mean cluster abundance and standard deviation of the mean of $\langle A(\text{Fe}) \rangle = 7.29 \pm 0.04$ for the 12 giants. This translates to $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0.16 \pm 0.04$ for NGC 2420 by using Asplund et al. (2005) as solar reference. The mean C and N abundances obtained for the stars in our sample are quite consistent and indicate a small standard deviation of the mean values: $\langle [\text{C}/\text{Fe}] \rangle = -0.07 \pm 0.04$, $\langle [\text{N}/\text{Fe}] \rangle = +0.17 \pm 0.03$. These carbon and nitrogen results are overall consistent with the CN-

Table 2
Molecular Lines and Derived Abundances

Element	λ (Å)	J07380545 +2136507	J07380627 +2136542	J07381507 +2134589	J07381549 +2138015	J07382114 +2131418	J07382148 +2135050	J07382195 +2135508	J07382347 +2124448	J07382670 +2128514	J07382696 +2138244	J07382984 +2134509	J07383760 +2134119
¹² C from ¹² C ¹⁶ O													
(4-1) V-R	15774.	8.19	8.12	8.06	8.15	8.19	8.15	8.14	8.20	8.21	8.16	8.16	8.17
(5-2) V-R	15976.	8.17	8.15	8.04	8.17	8.16	8.14	8.13	8.23	8.21	8.16	8.13	8.18
(6-3) V-R	16183.	8.17	8.15	8.05	8.17	8.23	8.15	8.18	8.20	8.22	8.18	8.20	8.10
(A(C)) $\pm \sigma$		8.18 \pm 0.01	8.14 \pm 0.01	8.05 \pm 0.01	8.16 \pm 0.01	8.19 \pm 0.03	8.15 \pm 0.01	8.15 \pm 0.02	8.21 \pm 0.01	8.21 \pm 0.01	8.17 \pm 0.01	8.16 \pm 0.03	8.15 \pm 0.04
¹⁶ O from ¹⁶ OH													
(2-0) P ₁ 9.5	15278.	8.70
(2-0) P ₁ 9.5	15281.	8.65	8.53	8.64	8.50	8.58	8.69	8.61	8.58	8.68	8.59	8.64	8.57
(3-1) P ₂ 3.5	15390.	8.57	8.56	8.62	8.62	...	8.62	...	8.62	8.63	8.56	8.61	8.61
(2-0) P ₂ 11.5	15568.	8.61	8.63	8.65	8.62	8.63	8.58	8.65	8.59	8.63	8.62	8.63	8.56
(3-1) P ₂ 9.5	16190.	8.66	8.56	8.63	8.56	8.58	8.61	8.56	8.59	8.61	8.54	8.63	8.55
(3-1) P ₂ 9.5	16192.	8.62	8.55	8.63	8.57	...	8.61	8.59	...	8.66	8.62	8.54	...
(A(O)) $\pm \sigma$		8.62 \pm 0.03	8.56 \pm 0.04	8.65 \pm 0.03	8.57 \pm 0.04	8.60 \pm 0.02	8.62 \pm 0.05	8.60 \pm 0.03	8.60 \pm 0.02	8.64 \pm 0.02	8.59 \pm 0.03	8.61 \pm 0.03	8.57 \pm 0.02
¹⁴ N from ¹² C ¹⁴ N													
(1-2) Q2 41.5	15260.	...	7.74	7.69	7.66	7.73	7.77	7.80	7.75	7.73	7.72	7.72	7.75
(1-2) P2 34.5	15322.	7.79	7.77	7.77	7.71	7.86	7.85	7.83	7.75	7.87	7.78	7.76	7.78
(1-2) R2 56.5	15397.	7.76	7.80	7.85	7.81	7.89	7.85	7.86	7.77	7.84	7.83	7.76	7.78
(0-1) R1 68.5	15332.	...	7.77	7.83	7.83	7.80	7.83	7.88	...	7.88	7.79	7.78	7.85
(0-1) P2 49.5	15410.	7.75	7.80	7.78	7.79	7.86	7.79	7.85	7.70	7.84	7.75	7.76	7.77
(0-1) Q2 59.5	15447.	7.82	7.82	7.87	7.77	7.88	7.89	7.84	7.82	7.89	7.77	7.81	7.81
(0-1) Q1 60.5	15466.	7.76	7.81	7.82	7.74	7.79	7.79	7.79	7.78	7.83	7.78	7.79	7.72
(1-2) P2 38.5	15472.	7.71	7.69	7.80	7.65	...	7.85	7.85	7.66	7.78	7.71	7.72	7.77
(0-1) P1 51.5	15482.	7.66	7.76	7.79	7.78	7.71	7.83	7.89	7.74	7.84	7.76	7.83	7.75
(A(N)) $\pm \sigma$		7.75 \pm 0.05	7.77 \pm 0.04	7.80 \pm 0.05	7.75 \pm 0.06	7.82 \pm 0.06	7.82 \pm 0.03	7.84 \pm 0.03	7.75 \pm 0.04	7.83 \pm 0.05	7.77 \pm 0.03	7.77 \pm 0.03	7.78 \pm 0.03

Table 3
Atomic Lines and Derived Abundances

Element	λ (Å)	J07380545 +2136507	J07380627 +2136542	J07381507 +2134589	J07381549 +2138015	J07382114 +2131418	J07382148 +2135050	J07382195 +2135508	J07382347 +2124448	J07382670 +2128514	J07382696 +2138244	J07382984 +2134509	J07383760 +2134119
Fe I	15194.492	7.40	7.33	7.26	7.32	7.38	7.34	7.42	7.35	7.48	7.38	7.35	7.32
	15207.526	7.24	7.37	7.23	7.16	7.32	7.17	7.27	7.13	7.34	7.36	7.29	7.19
	15395.718	7.24	7.26	7.24	7.23	7.29	7.25	7.34	7.20	7.36	7.29	7.27	7.19
	15490.339	7.37	7.25	7.23	7.30	7.26	7.33	7.33	7.30	7.36	7.30	7.28	7.26
	15648.510	7.16	7.25	7.27	7.24	7.37	7.26	7.20	...	7.35	7.32	7.17	...
	15964.867	7.29	7.34	7.34	7.27	7.33	7.32	7.32	7.26	7.32	7.28	7.34	7.26
	16040.657	7.29	7.25	7.21	7.14	7.30	7.18	7.35	7.23	7.27	7.22	7.30	7.28
	16153.247	7.32	7.26	7.24	7.22	7.32	7.23	7.28	7.29	7.39	7.24	7.22	7.14
	16165.032	7.32	7.32	7.34	7.28	7.32	7.27	7.33	7.31	7.40	7.37	7.29	7.17
(A(Fe)) $\pm \sigma$		7.29 \pm 0.07	7.29 \pm 0.04	7.26 \pm 0.04	7.24 \pm 0.06	7.32 \pm 0.04	7.26 \pm 0.05	7.32 \pm 0.06	7.26 \pm 0.07	7.36 \pm 0.05	7.31 \pm 0.05	7.28 \pm 0.05	7.23 \pm 0.06
Na I	16373.853	6.16	6.05	6.02	6.10	6.16	6.08	6.05	...	6.14	...	6.19	6.10
	16388.858	6.11	6.05	6.10	6.11	6.14	6.11	6.18	6.06	6.18	6.13	6.10	6.13
(A(Na)) $\pm \sigma$		6.14 \pm 0.03	6.05 \pm 0.01	6.06 \pm 0.04	6.11 \pm 0.01	6.15 \pm 0.01	6.10 \pm 0.02	6.12 \pm 0.07	6.06 \pm 0.01	6.16 \pm 0.02	6.13 \pm 0.01	6.15 \pm 0.05	6.12 \pm 0.02
Mg I	15740.716	7.21	7.25	7.26	7.20	7.36	7.20	7.23	7.18	7.35	7.29	7.19	7.12
	15748.9	7.31	7.33	7.35	7.30	7.37	7.25	7.35	7.23	7.41	7.35	7.31	7.28
	15765.8	7.32	7.28	7.21	7.26	7.31	7.26	7.37	7.17	7.37	7.30	7.29	7.29
	15879.5	7.31	7.32	7.29	7.34	7.31	7.31	7.32	7.28	7.32	7.30	7.26	7.25
	15886.2	7.43	7.45	7.42	7.45	7.50	7.49	7.45	7.47	7.50	7.47	7.50	7.50
	15954.477	7.40	7.39	7.44	7.44	7.42	7.44	7.48	7.44	7.49	7.42	7.43	7.41
(A(Mg)) $\pm \sigma$		7.33 \pm 0.07	7.34 \pm 0.06	7.33 \pm 0.08	7.33 \pm 0.09	7.38 \pm 0.06	7.33 \pm 0.11	7.37 \pm 0.08	7.30 \pm 0.12	7.41 \pm 0.07	7.36 \pm 0.07	7.33 \pm 0.10	7.31 \pm 0.12
Al I	16718.957	6.33	6.31	6.38	6.30	6.36	6.27	6.37	6.26	6.42	6.33	6.27	6.27
	16763.359	6.35	6.34	6.26	6.26	6.33	6.28	6.29	6.21	6.34	6.28	6.27	6.22
(A(Al)) $\pm \sigma$		6.34 \pm 0.02	6.33 \pm 0.02	6.32 \pm 0.06	6.28 \pm 0.02	6.35 \pm 0.02	6.28 \pm 0.01	6.33 \pm 0.04	6.24 \pm 0.03	6.38 \pm 0.04	6.31 \pm 0.03	6.27 \pm 0.01	6.25 \pm 0.03
Si I	15361.161	7.42	7.34	7.28	7.38	7.40	7.43	7.45	7.46	7.40	7.41	7.37	7.40
	15376.831	7.46	7.44	7.55	7.43	7.51	7.44	7.44	7.53	7.53	7.48	7.49	7.45
	15960.063	7.44	7.43	7.46	7.37	7.52	7.37	7.46	7.36	7.51	7.49	7.43	7.31
	16060.009	7.31	7.35	7.28	7.29	7.38	7.24	7.30	7.34	7.37	7.30	7.27	7.21
	16094.787	7.34	7.29	7.29	7.28	7.36	7.28	7.34	7.29	7.42	7.31	7.33	7.33
	16215.670	7.45	7.42	7.31	7.30	7.47	7.35	7.43	7.41	7.52	7.48	7.41	7.43
	16680.770	7.36	7.27	7.26	7.26	...	7.31	7.29	7.32	7.23
	16828.159	7.37	7.38	7.38	7.38	7.36	7.34	7.40	7.39	7.44	7.40	7.37	7.37
(A(Si)) $\pm \sigma$		7.39 \pm 0.05	7.37 \pm 0.06	7.35 \pm 0.10	7.35 \pm 0.05	7.43 \pm 0.06	7.35 \pm 0.07	7.39 \pm 0.07	7.40 \pm 0.07	7.44 \pm 0.08	7.40 \pm 0.08	7.37 \pm 0.06	7.34 \pm 0.08
K I	15163.067	4.94	4.92	4.93	4.87	5.01	4.90	4.94	4.78	4.94	4.96	4.87	4.86
	15168.376	4.89	4.90	4.91	4.89	4.81	4.91	4.91	4.73	4.94	4.93	4.89	4.89
(A(K)) $\pm \sigma$		4.92 \pm 0.03	4.91 \pm 0.01	4.92 \pm 0.01	4.88 \pm 0.01	4.91 \pm 0.10	4.91 \pm 0.01	4.93 \pm 0.02	4.76 \pm 0.03	4.94 \pm 0.01	4.95 \pm 0.02	4.88 \pm 0.01	4.88 \pm 0.02
Ca I	16136.823	6.13	6.07	6.11	6.09	6.14	6.12	6.14	6.04	6.13	6.07	6.10	6.07
	16150.763	6.18	6.14	6.12	6.10	6.15	6.13	6.17	6.07	6.21	6.12	6.10	6.06
	16155.236	6.15	6.17	6.14	6.15	6.13	6.19	6.17	6.14	6.25	6.19	6.25	6.19
	16157.364	6.19	6.20	6.22	6.18	6.18	6.18	6.20	6.13	6.18	6.20	6.19	6.14
(A(Ca)) $\pm \sigma$		6.16 \pm 0.02	6.15 \pm 0.05	6.15 \pm 0.04	6.13 \pm 0.04	6.15 \pm 0.02	6.16 \pm 0.03	6.17 \pm 0.02	6.10 \pm 0.04	6.19 \pm 0.04	6.15 \pm 0.05	6.16 \pm 0.06	6.12 \pm 0.05
Ti I	15543.756	4.78	4.70	4.88	4.70	4.76	4.71	4.79	4.67	4.78	4.79	4.78	4.69
	15602.842	4.88	4.75	4.84	4.82	4.72	4.73	4.84	4.87	4.79	4.71	4.76	4.67
	15698.979	4.67
	15715.573	4.75	4.68	4.73	4.75	4.63	4.69	4.70	...	4.76	4.67	4.72	4.71
	16635.161	4.83	4.76	4.87	4.74	4.76	4.81	4.85	4.80	4.80	4.78	4.67	4.75
(A(Ti)) $\pm \sigma$		4.81 \pm 0.05	4.72 \pm 0.03	4.80 \pm 0.08	4.75 \pm 0.05	4.72 \pm 0.05	4.74 \pm 0.05	4.80 \pm 0.06	4.78 \pm 0.09	4.78 \pm 0.01	4.74 \pm 0.05	4.74 \pm 0.04	4.71 \pm 0.03

Table 3
(Continued)

Element	λ (Å)	J07380545 +2136507	J07380627 +2136542	J07381507 +2134589	J07381549 +2138015	J07382114 +2131418	J07382148 +2135050	J07382195 +2135508	J07382347 +2124448	J07382670 +2128514	J07382696 +2138244	J07382984 +2134509	J07383760 +2134119
V I	15924.769	3.97	3.90	3.86	3.88	...	3.87	3.85	3.82	3.82	3.79	3.91	3.84
$\langle A(V) \rangle \pm \sigma$		3.97 ± ...	3.90 ± ...	3.86 ± ...	3.88 ± ± ...	3.87 ± ...	3.85 ± ...	3.82 ± ...	3.82 ± ...	3.79 ± ...	3.91 ± ...	3.84 ± ...
Cr I	15680.063	5.46	5.38	5.42	5.41	5.46	5.40	5.46	5.50	5.48	5.41	5.43	5.42
$\langle A(Cr) \rangle \pm \sigma$		5.46 ± ...	5.38 ± ...	5.42 ± ...	5.41 ± ...	5.46 ± ...	5.40 ± ...	5.46 ± ...	5.50 ± ...	5.48 ± ...	5.41 ± ...	5.43 ± ...	5.42 ± ...
Mn I	15159.0	5.18	5.11	5.17	5.17	5.17	5.17	5.18	5.18	5.21	5.21	5.18	5.10
	15217.0	5.14	5.14	5.17	5.16	5.18	5.19	5.19	5.09	5.22	5.17	5.18	5.15
	15262.0	5.23	5.17	5.18	5.15	5.19	5.21	5.19	5.12	5.23	5.20	5.14	5.13
$\langle A(Mn) \rangle \pm \sigma$		5.18 ± 0.04	5.14 ± 0.02	5.17 ± 0.01	5.16 ± 0.01	5.18 ± 0.01	5.19 ± 0.02	5.19 ± 0.01	5.13 ± 0.04	5.22 ± 0.01	5.19 ± 0.02	5.17 ± 0.02	5.13 ± 0.02
Co I	16757.7	4.75	4.58	4.66	4.60	4.60	4.69	4.68	4.70	4.66	4.69	4.62	4.63
$\langle A(Co) \rangle \pm \sigma$		4.75 ± ...	4.58 ± ...	4.66 ± ...	4.60 ± ...	4.60 ± ...	4.69 ± ...	4.68 ± ...	4.70 ± ...	4.66 ± ...	4.69 ± ...	4.6279 ± ...	4.63 ± ...
Ni I	15605.68	5.99	6.01	5.95	6.02	6.11	5.99	6.07	5.97	6.11	6.04	6.03	6.00
	15632.654	6.05	6.04	6.02	6.03	6.05	6.04	6.02	6.02	6.00	6.06	6.02	6.05
	16584.439	5.99	5.98	5.96	6.03	6.01	6.03	6.03	6.00	6.03	6.02	6.01	6.03
	16589.295	5.96	6.01	5.95	6.08	5.99	6.05	6.09	5.97	6.03	6.01	6.04	6.03
	16673.711	5.99	6.00	5.92	6.01	6.06	6.02	6.00	5.95	6.03	6.02	5.95	5.99
	16815.471	6.05	5.99	5.91	5.99	6.01	6.07	6.01	6.02	6.12	6.06	6.00	6.00
	16818.76	6.04	6.11	6.04	6.07	6.12	6.07	6.03	6.01	6.10	6.06	6.05	6.09
$\langle A(Ni) \rangle \pm \sigma$		6.01 ± 0.03	6.02 ± 0.04	5.96 ± 0.04	6.03 ± 0.03	6.04 ± 0.03	6.04 ± 0.03	6.04 ± 0.03	5.99 ± 0.03	6.04 ± 0.03	6.04 ± 0.02	6.01 ± 0.03	6.03 ± 0.03

8

Table 4
Abundance Sensitivities

Element	ΔT (+50 K)	$\Delta \log g$ (+0.20 dex)	$\Delta \xi$ (+0.20 km s ⁻¹)	ΔM (+0.20 dex)	σ
C	+0.02	+0.02	-0.03	+0.04	0.057
N	-0.02	+0.02	+0.00	+0.08	0.085
O	+0.03	-0.03	-0.06	+0.11	0.132
Na	+0.02	-0.02	+0.00	+0.02	0.035
Mg	+0.02	-0.02	+0.00	+0.04	0.049
Al	+0.05	-0.02	-0.04	+0.04	0.078
Si	+0.00	-0.01	-0.02	+0.05	0.055
K	+0.03	-0.04	-0.02	+0.01	0.055
Ca	+0.04	-0.02	-0.02	+0.02	0.053
Ti	+0.09	+0.00	-0.01	+0.05	0.103
V	+0.04	+0.00	-0.03	+0.03	0.058
Cr	+0.03	-0.02	-0.03	+0.02	0.051
Mn	+0.02	+0.02	-0.01	+0.01	0.032
Fe	+0.01	-0.02	-0.05	+0.03	0.062
Co	+0.02	+0.00	-0.05	+0.04	0.067
Ni	+0.00	+0.01	-0.03	+0.03	0.044

cycle, given that the abundance of carbon is down (slightly below the solar scaled value) and the abundance of nitrogen is enhanced relative to the solar scaled value (Section 5.2).

The alpha element oxygen is also mildly enhanced: $\langle [O/Fe] \rangle = +0.10 \pm 0.03$. We note that this spread is very similar to the values found by Bertran de Lis et al. (2016) for stars with similar temperatures in other clusters with metallicities near solar, such as M67, NGC 6819 and NGC 2158. The mean abundances for the other alpha elements, however, are roughly solar scaled with the mean value for Mg, Si, Ca and Ti being $\langle [\alpha/Fe] \rangle = \langle [(Mg+Si+Ca+Ti)/4]/Fe \rangle = +0.01 \pm 0.02$ dex. For the iron peak elements we obtained: $\langle [(Cr+Mn+Co+Ni)/4]/Fe \rangle = -0.06 \pm 0.02$ dex, while the odd-Z elements Na, Al and K show a marginal enhancement of $\langle [(Na+Al+K)/3]/Fe \rangle = +0.06 \pm 0.06$ dex.

5.1. Comparisons with ASPCAP and the Literature

One of the objectives of this study is to compare the results from the APOGEE automated abundance analysis derived using ASPCAP with an independent manual abundance analysis. ASPCAP abundances and stellar parameters are obtained from automatic matches of APOGEE spectra to synthetic libraries (Zamora et al. 2015) for a 6D or 7D optimization of T_{eff} , $\log g$, $[M/H]$, $[C/Fe]$, $[N/Fe]$, $[\alpha/Fe]$ and sometimes (ξ) using the FERRE code (Allende Prieto et al. 2006). DR13 includes both raw ASPCAP values, as well as calibrated values that were adjusted in order to match literature abundances of selected calibrators (see the discussion in Holtzman et al. 2015).

5.1.1. Stellar Parameters

Figure 4 shows an HR diagram plotted as $\log g$ versus T_{eff} for the target stars. DR13 results for both raw and calibrated ASPCAP abundances are also shown. This comparison indicates that there is a clear offset between the stellar parameters derived in this study (red circles) and the raw values from ASPCAP (brown pentagons), while the calibrated ASPCAP values (gray diamonds) show overall much better agreement with our results. It can be seen from the top left panel of Figure 5 that our effective temperatures (computed from photometric calibrations; Section 3) agree quite well with

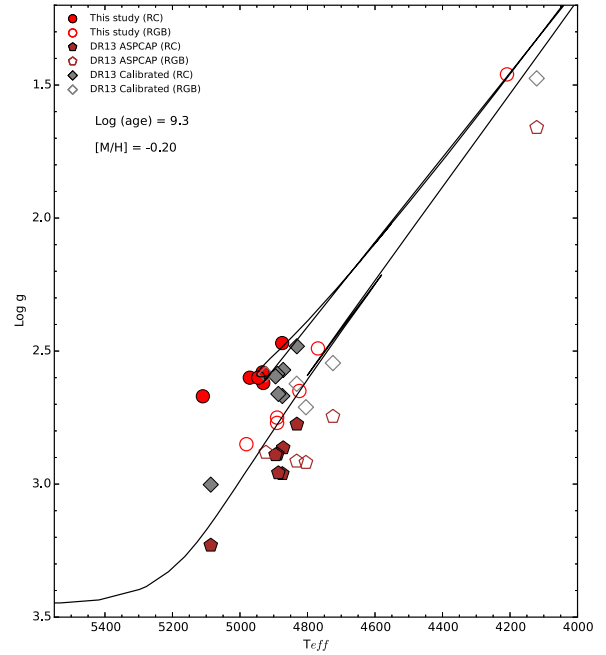


Figure 4. $\log g$ vs T_{eff} diagram showing and showing a PARSEC isochrone from Bressan et al. (2012). Results from this study are compared with those from ASPCAP both for raw and calibrated values.

the ASPCAP T_{eff} s, which are derived purely from the APOGEE spectra. There is just a small tendency for our effective temperatures to be hotter than those from ASPCAP: the average difference between the two independent scales is $\langle \delta(T_{\text{eff}}(\text{this work} - \text{ASPCAP})) \rangle = 49 \pm 22$ K. (We note that ASPCAP effective temperatures were not calibrated for DR13.) We also show in the bottom left panel the T_{eff} results from Jacobson et al. (2011) and Pancino et al. (2010) for a sample of stars that we have in common with those studies (Table 1). The effective temperatures from Jacobson et al. (2011, green triangles) and Pancino et al. (2010; blue squares), which are both derived from the photometric calibrations in

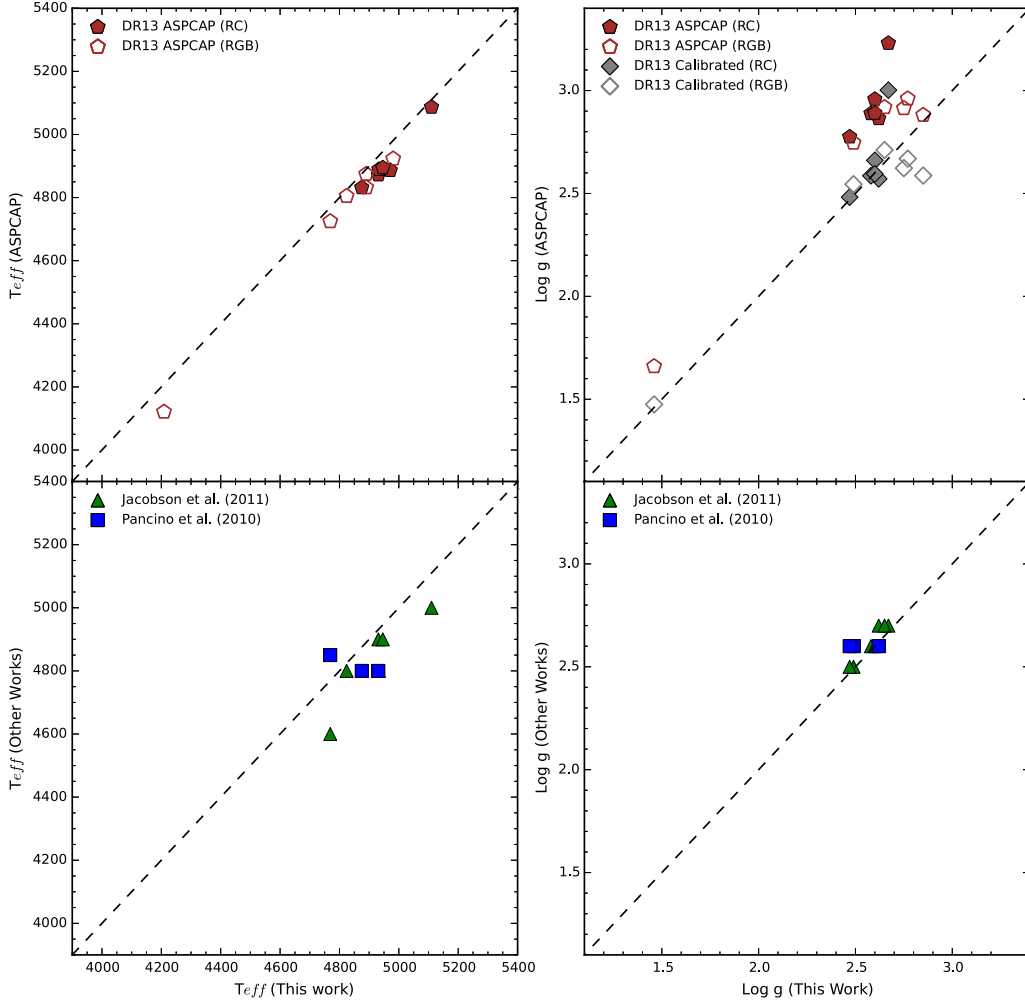


Figure 5. Comparisons of the atmospheric parameters derived here with the results obtained with the APOGEE abundance pipeline ASPCAP (top panels) and the literature (bottom panels). The open symbols in the top panels represent stars on the RGB, while the filled symbols in the top panels are RC stars. The left panels show the comparisons for the effective temperatures, while the right panels show surface gravity comparisons. Note that the $\log g$ values derived from Equation (1) agree very well with the calibrated ASPCAP values.

Alonso et al. (1999), do not show significant offsets with our results.

The surface gravity comparisons are shown in the right panels of Figure 5. Our derived $\log g$ values agree very well with those obtained by Pancino et al. (2010, blue squares) and Jacobson et al. (2011, green triangles) for the stars in common. This is expected because those previous $\log g$ derivations are based on physical relations (Equation (1)). It is also clear from this figure that the surface gravity results in DR13, which come directly from the ASPCAP analysis of the APOGEE spectra (brown pentagons), are systematically larger than the $\log g$ values obtained from fundamental relations: $\langle \delta(\log g(\text{This work} - \text{ASPCAP})) \rangle = -0.26 \pm 0.12$. We note that for the RC sample the $\log g$ difference is $\delta = -0.34 \pm 0.10$, while for the RGB sample $\delta = -0.18 \pm 0.07$.

This systematic offset in the ASPCAP derived surface gravities was also noticed in the previous APOGEE data releases (DR10, Ahn et al. 2014 and DR12, Alam et al. 2015) and calibrations have been applied to correct for this bias (see

the discussions in Holtzman et al. 2015 and Mészáros et al. 2013). The calibration of the ASPCAP $\log g$ results in DR13 uses an algorithm for deciding if a star is on the RC or RGB based on its T_{eff} , $\log g$ and $[C/N]$ abundances. DR13 ASPCAP calibrated $\log g$ values show, on average, much better agreement with our $\log g$ (non-spectroscopic) determinations: $\langle \delta(\log g(\text{This work} - \text{ASPCAP}_{\text{calibrated}})) \rangle = 0.00 \pm 0.12$. The source of the offset between the uncalibrated ASPCAP values of $\log g$ and the physical $\log g$ values is unknown and we note that the APOGEE spectra themselves cannot be used the Fe I/Fe II ionization balance as no Fe II lines are detected in APOGEE spectra.

5.1.2. Chemical Abundances

Elemental abundances obtained for the NGC 2420 stars, along with the raw and calibrated ASPCAP results, are shown in Figure 6 as a function of the effective temperatures derived here. The calculated mean abundance differences between our

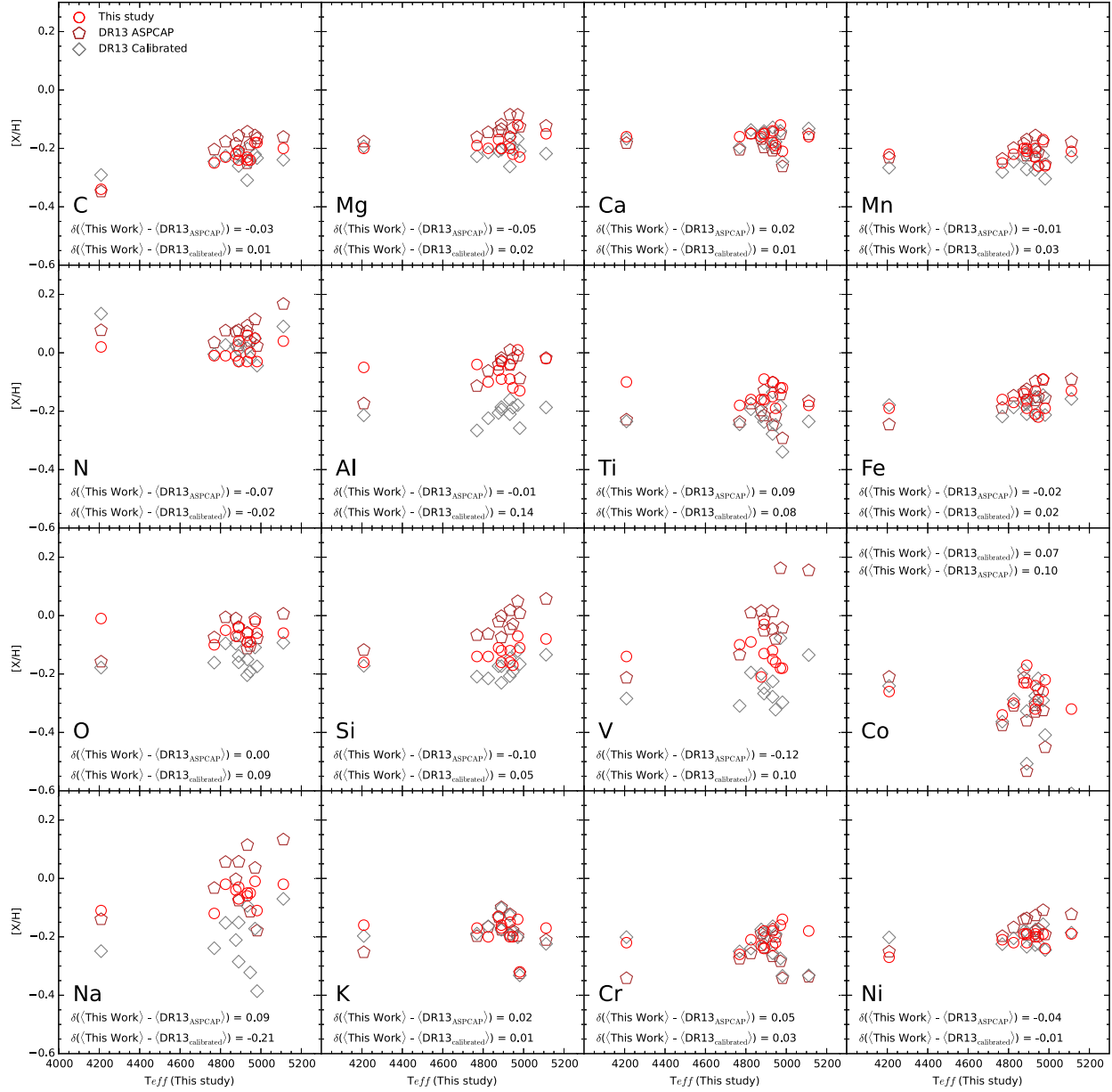


Figure 6. Chemical abundances for all elements are shown as a function of T_{eff} for three sets of results: abundances from the manual analysis in this study; raw ASPCAP abundances and calibrated ASPCAP DR13 abundances.

results and ASPCAP are also indicated in each panel of Figure 6.

For a significant fraction of the elements, the abundances obtained manually are similar to those derived automatically by ASPCAP, with all three types of results (manual, ASPCAP raw, and ASPCAP calibrated) agreeing in the mean to ~ 0.05 dex. This is the case for the elements: C, Mg, K, Ca, Cr, Mn, Fe, and Ni.

The remaining eight elements exhibit offsets between the mean abundances of these three sets that are greater than ~ 0.05 dex. In the case of O and Al, in particular, the ASPCAP

calibrated values fall below both the manual and raw ASPCAP results by 0.09 dex and 0.14 dex, respectively. The coolest RGB star in our sample has both raw and calibrated ASPCAP abundances that fall ~ 0.15 dex below the manual value, with the manual abundance result agreeing with the abundances from the hotter giants: the manual O and Al abundances show no significant trend with T_{eff} , while the ASPCAP results do. The abundances from Na, Si, and V exhibit similar behaviors among themselves, with the manual abundances falling in-between the calibrated and raw ASPCAP values. We note the large corrections to the raw ASPCAP abundances for Na, Si,

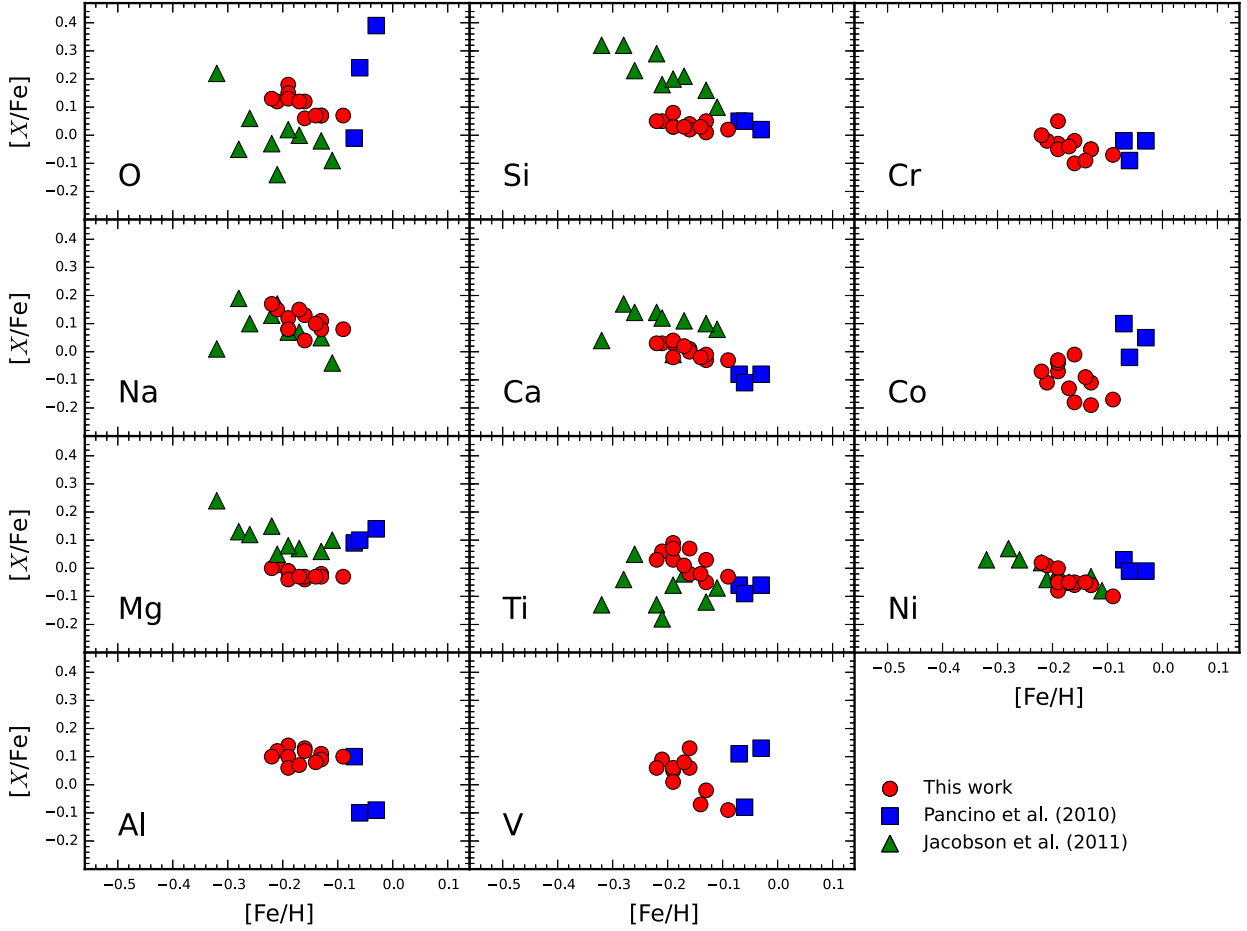


Figure 7. Values of $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ for elements analyzed in common with the studies of Pancino et al. (2010) and Jacobson et al. (2011).

and V, becoming as large as ~ 0.3 dex in the case of Na. Cobalt abundances from both raw and calibrated techniques seem to simply show larger scatter when compared to the manual analysis. The manually derived nitrogen abundances show marginal differences with the raw ASPCAP results, while the corrected ASPCAP abundances show good agreement. For titanium, the differences between the three sets of results are close to 0.1 dex with a similar abundance scatter.

As discussed previously, several spectroscopic investigations in the 1980s found that the metallicity of the open cluster NGC 2420 was around $[Fe/H] = -0.6$ dex (Pilachowski et al. 1980, $[Fe/H] = -0.7$ dex; Cohen 1980, $[Fe/H] = -0.6$ dex; and Smith & Suntzeff 1987, $[Fe/H] = -0.5$ dex). More recently, Pancino et al. (2010) analyzed several open clusters, including NGC 2420, using high-resolution ($R = \lambda/\delta\lambda \approx 30,000$) echelle optical spectra and found a metallicity for NGC 2420 that was near-solar, with $[Fe/H] = -0.05 \pm 0.03$, therefore, much more metal-rich than the previous determinations. The study of Jacobson et al. (2011), using spectra obtained with the Hydra spectrograph on WIYN ($R = \lambda/\delta\lambda \approx 18,000$), found a metallicity of -0.20 ± 0.06 . The mean iron abundance obtained here from the APOGEE spectra of 12 red-giants in NGC 2420 is $\langle [Fe/H] \rangle = -0.16 \pm 0.04$ and this result

compares very well with the mean metallicity from Jacobson et al. (2011).

In addition, our analysis here has 12 chemical elements in common with Pancino et al. (2010) and Jacobson et al. (2011). Figure 7 provides a visual comparison of these results, shown as $[X/Fe]$ versus $[Fe/H]$. Our abundances show small internal scatter in both $[X/Fe]$ and $[Fe/H]$, probably due to the high quality of the APOGEE spectra coupled to a homogeneous analysis. Because Pancino et al. (2010) found a larger metallicity ($[Fe/H]$) than both this study and that of Jacobson et al. (2011), all of the Pancino et al. points are shifted to larger values of $[Fe/H]$; the Jacobson et al. (2011) iron abundances show larger scatter than ours, but generally overlap with our results.

Examining various element ratios ($[X/Fe]$) in Figure 7, the differences between the mean elemental abundances in the three studies are typically close to 0.1 dex, with a few points worth noting. Pancino et al. (2010) find two stars (from their sample of three) that show somewhat higher values of $[O/Fe]$ and lower values of $[Al/Fe]$. There are offsets between the Jacobson et al. (2011) results and this study for almost all elements $[O/Fe]$, $[Mg/Fe]$, $[Si/Fe]$, $[Ca/Fe]$, and $[Ti/Fe]$, except for sodium and nickel, which overlap almost perfectly.

Table 5
Mean Abundances for NGC 2420

Element	$\langle A(x) \rangle$	$\langle [x/H] \rangle$	σ_x (dex)	Bovy (2016): 68% Limits on Abundance Scatter (dex)
C	8.16	-0.23	0.04	0.03
N	7.79	+0.01	0.03	0.03
O	8.60	-0.06	0.03	0.06
Na	6.11	-0.06	0.04	0.06
Mg	7.34	-0.19	0.03	0.02
Al	6.31	-0.06	0.04	0.02
Si	7.38	-0.13	0.03	0.04
K	4.90	-0.18	0.05	0.06
Ca	6.15	-0.16	0.02	0.02
Ti	4.76	-0.14	0.03	0.05
V	3.86	-0.14	0.05	0.05
Cr	5.44	-0.20	0.04	...
Mn	5.17	-0.22	0.03	0.03
Fe	7.29	-0.16	0.04	0.02
Co	4.66	-0.26	0.05	...
Ni	6.02	-0.21	0.02	0.04

It is expected that these offsets are within the uncertainties from both stellar parameter determinations and *gf*-values.

Table 5 presents the final average chemical abundances from all stars analyzed in NGC 2420 and their respective standard deviations. The derived standard deviations in all elements range from 0.02 to 0.05 dex, well within expected uncertainties due to the abundance analysis itself. The standard deviation values obtained limit any intrinsic abundance differences among this sample of red giants to less than these rather small values: the observed red giants in NGC 2420 are chemically homogeneous to a few hundredths of a dex. Using a novel and very different technique, Bovy (2016) analyzed APOGEE spectra from four open clusters, including NGC 2420, to constrain abundance spreads in these clusters. The technique removes T_{eff} trends in relative flux levels in both observed and simulated spectra and then evaluates the residuals both with and without abundance scatter in the simulated spectra. The distributions of the values of the residuals can be used to provide strong constraints on any underlying abundance variations in the cluster stars. Bovy (2016) finds quite small upper limits to any abundance variations in all four clusters, including NGC 2420; values from Bovy (2016) are included in Table 5. The upper limits set by Bovy (2016) compare well with the limits set by the standard deviations resulting from the classical spectroscopic abundance analysis performed here. The largest difference between the two techniques for limiting abundance variations is for oxygen, from OH, where here $\sigma = 0.03$ dex, while the limit from Bovy (2016) is 0.06 dex. The scatter found here is indeed small, given that OH is both sensitive to T_{eff} and stellar metallicity (Table 4). Since the red giants analyzed here have, except for one star, very similar temperatures and the same metallicity, the small scatter found for oxygen may not be so surprising.

5.2. Mixing in Red Giants

The members of NGC 2420 present a useful combination of stellar mass and metallicity for probing red-giant mixing along the RGB. With an estimated turn-off mass of $M \sim 1.6 M_{\odot}$ and a metallicity of $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.16$, as measured here, the NGC 2420 red giants fall in a mass/metallicity range where the extent and impact of non-standard mixing across the luminosity

bump is sensitive to the details of the type of mixing and the input physics used in the modeling, (e.g., Charbonnel & Lagarde 2010; Lagarde et al. 2012). Of the elemental abundances analyzed here, it is ^{12}C , ^{14}N , and the minor isotope ^{13}C whose abundances are most sensitive to both standard and non-standard mixing. Eleven of the red giants in our study have effective temperatures that are too hot ($T_{\text{eff}} \sim 4700\text{--}4800$ K) to easily measure the $^{13}\text{C}^{16}\text{O}$ or $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ lines to strongly constrain values of $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, which is one of the most sensitive indicators of extra-mixing. The value of $^{12}\text{C}/^{14}\text{N}$, however, can be used to probe extra-mixing, but is not as sensitive. Previous studies using APOGEE data (DR12) have used the $[\text{C}/\text{N}]$ ratios in order to estimate stellar masses and ages for the APOGEE sample (Masseron & Gilmore 2015; Martig et al. 2016 and Ness et al. 2016).

Assuming initial scaled-solar values of $[\text{C}/\text{Fe}]$ and $[\text{N}/\text{Fe}]$ for NGC 2420 (since it is only slightly sub-solar in metallicity, this assumption is likely a good approximation), the red giants measured here have slightly lowered mean values of $[\text{C}/\text{Fe}] = -0.06$ and elevated values of $[\text{N}/\text{Fe}] = +0.11$, which are what is expected qualitatively for first dredge-up in low-mass red giants. The altered ^{12}C and ^{14}N abundances are due to H-burning on the CN-cycle, as predicted by stellar evolution, with the result that the total number of CNO nuclei are conserved. Neglecting ^{13}C , which is a minor isotope, the approximate conservation of $^{12}\text{C} + ^{14}\text{N}$ nuclei can be tested in these red giants, under the assumption that initial abundance ratios were $[\text{C}/\text{Fe}] = 0.0$ and $[\text{N}/\text{Fe}] = 0.0$. The NGC 2420 red giants are identified in Figure 8 as either RGB or RC stars (see the discussion in Section 3), with the error bars equal to the standard deviations of the means from each abundance determination. The hotter red giants, near the lower RGB and RC, scatter around the C+N curve quite closely: within less than 0.1 dex, which is similar to the expected uncertainties. These red giants display the signature of the first dredge-up of matter exposed to the CN-cycle. The coolest red giant analyzed here, 2M07381507+2134589, is offset from the hotter giants, as well as the C+N curve. This offset (~ 0.1) is relatively small by typical abundance standards; however, given the accuracy of the analysis of APOGEE spectra, it is significantly larger than the abundance uncertainties. This effect for carbon abundances, as derived from CO molecular lines, has been noted in NGC 6791 from APOGEE spectra (Cunha et al. 2015), with the result that carbon abundances decrease by ~ 0.1 dex from $T_{\text{eff}} \sim 5000$ to 4000 K. For the discussion here, this red giant is not considered in constraining stellar models from its ^{12}C abundance alone.

In Figure 8 the two groups of red giants (RGB and RC) do not show obvious differences in their respective C and N abundances. The mean abundances are $\langle A(^{12}\text{C}_{\text{RGB}}) \rangle = 8.17 \pm 0.03$ and $\langle A(^{14}\text{N}_{\text{RGB}}) \rangle = 7.77 \pm 0.03$ for the five RGB stars (we do not include the coolest RGB star) and the mean values of six RC stars are $A(^{12}\text{C}_{\text{RC}}) = 8.18 \pm 0.02$ and $A(^{14}\text{N}_{\text{RC}}) = 7.80 \pm 0.04$. The corresponding mean values of $^{12}\text{C}/^{14}\text{N}$ for the RGB and RC stars are, respectively, 2.50 ± 0.29 and 2.36 ± 0.18 . We note that the RC mean value of C/N is slightly smaller than for the lower RGB stars, which would be in the sense of extra-mixing. However, this difference is not statistically significant or conclusive. We note, however, that differences for C/N between RC and RGB stars have also been reported by Mikolaitis et al. (2012) and Drazdauskas et al. (2016), who obtain ratios of $(\text{C}/\text{N})_{\text{RC}} = 1.62$,

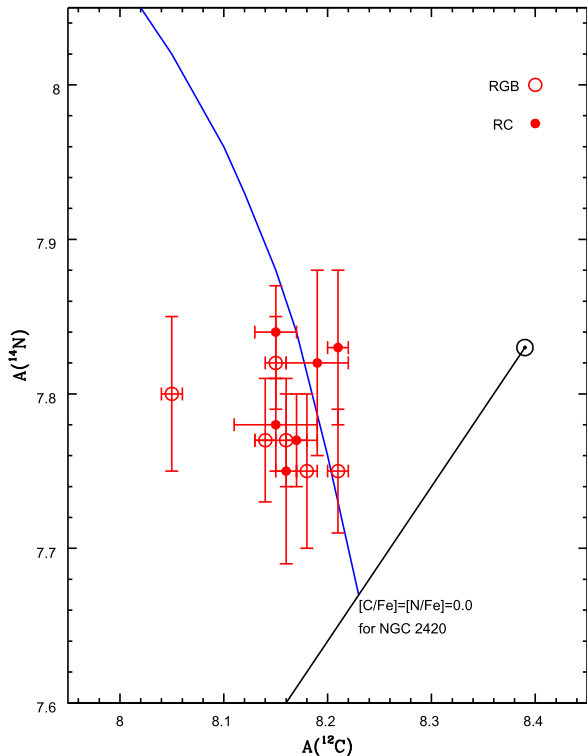


Figure 8. $A(^{14}\text{N})$ vs. $A(^{12}\text{C})$ for the six RGB and six RC sample stars showing the signature of first dredge-up. The solar symbol indicates the solar abundances adopted by APOGEE/ASPCAP (Asplund et al. 2005), with the solid black line delineating scaled-solar values of $A(^{12}\text{C})$ and $A(^{14}\text{N})$. The solid blue curve represents a constant sum of ^{12}C and ^{14}N , as carbon is cycled into nitrogen, beginning with initial values scaled down from the Sun by -0.16 dex.

$C/N_{\text{RGB}} = 2.04$) and ($C/N_{\text{RC}} = 1.60$, $C/N_{\text{RGB}} = 1.74$) for the open cluster Collinder 261. In addition, Tautvaišienė et al. (2000) obtained $C/N_{\text{RC}} = 1.40$ and $C/N_{\text{RGB}} = 1.70$ for M67. These three studies all find somewhat lower C/N ratios on the RC when compared with the RGB. On a more quantitative footing, the results here constrain any extra-mixing between the lower RGB through the He core-flash and onto the RC, causing a $\Delta(C/N)$ to be less than 0.1–0.3 in the linear ratio.

Recent studies using the previous APOGEE data release (DR12) have used the $[C/N]$ ratios to estimate stellar masses and ages for the APOGEE sample (Masseron & Gilmore 2015; Martig et al. 2016; Ness et al. 2016). The results from Martig et al. (2016), would indicate a mean mass for our NGC 2420 sample of $M_* \sim 1.31 \pm 0.12 M_{\odot}$ and a mean age of $\sim 3.56 \pm 0.86$ Gyr, therefore finding this open cluster to be older than what we adopt. The mean masses and ages for the studied stars estimated in Ness et al. (2016) are: $M_* = 1.52 \pm 0.22 M_{\odot}$ and age $\sim 2.84 \pm 0.86$ Gyr. However, both these studies are based on DR12 and the improved abundances from DR13 have not yet been adopted.

5.3. Abundance Comparisons with Galactic Trends

Results for the Milky Way field disk stars, defining the Galactic trends, are also shown as comparisons in Figure 9. We use the results from Adibekyan et al. (2012; blue circles),

Bensby et al. (2014, green triangles), Allende Prieto et al. (2004; magenta squares), Nissen et al. (2014, cyan pentagons), Reddy et al. (2003, gray axis) and (Carretta et al. 2000 black pluses) to define the disk trends. The abundances obtained for our sample of red giants in NGC 2420 are in general agreement with what is obtained for field disk stars at the corresponding metallicity of NGC 2420, although the derived abundances of, for example, Mg, Ca, Ti, V, and Co, show some marginal systematic differences when compared to field star results shown in Figure 9; these fall close to the lower envelope of the elemental distribution obtained in the other studies. Some of those samples are quite local to the solar neighborhood, such as Allende Prieto et al. (2004) who have stars within a volume within 15 pc from the Sun, while other samples extend much further into the disk, as well as the thick disk (Bensby et al. 2014). In addition, there is a metallicity gradient in the Milky Way disk. Several recent studies derive metallicity gradients from open clusters (Magrini et al. 2009; Andrucci et al. 2011; Carrera & Pancino 2011; Jacobson et al. 2011; Frinchaboy et al. 2013; Cunha et al. 2016). For APOGEE results, in particular, Cunha et al. (2016) present metallicity gradients based on DR12 abundances of 29 open clusters. The obtained gradients of $[X/H]$ are typically -0.030 dex/kpc with some possible evidence of flatter gradients for $R_{\text{GC}} > 12$ kpc. Having a Galactocentric distance $R_{\text{GC}} \sim 11$ kpc, the derived abundances here are in line, i.e., about 0.1 dex lower, with the derived gradients from the APOGEE open cluster sample results in DR12, although for some elements there are small systematic offsets due to the different line lists used here and in DR12.

6. SUMMARY

A manual abundance analysis was carried out for the open cluster NGC 2420 using APOGEE spectra. Twelve red giants (six from the RGB and six from the RC) were included with abundances derived for 16 chemical elements. A comparison between the manually derived stellar parameters and abundances with those from ASPCAP found overall good agreement in T_{eff} and $\log g$, when the ASPCAP calibrated surface gravities were used. Good agreements (i.e., ≤ 0.1 dex) in the chemical abundances were found for many elements, although some exhibit larger offsets between ASPCAP raw or calibrated abundances when compared to manual values; the most notable differences are for Na, Al, V, and to a lesser extent Si.

The mean iron abundance and standard deviation of the mean were found to be $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.16 \pm 0.04$, which is in good agreement with the recent result from Jacobson et al. (2011) of $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.20$ based on optical spectra. This value for $[\text{Fe}/\text{H}]$ is in line with what would be expected for a cluster 2 kpc farther out from the solar circle given an Fe-abundance gradient of ~ -0.03 dex/kpc (Cunha et al. 2016). Values of $[X/\text{Fe}]$ for the other elements do not deviate significantly from solar (not including C and N which are affected by the first dredge-up), although $[\text{O}/\text{Fe}]$, $[\text{Na}/\text{Fe}]$, and $[\text{Al}/\text{Fe}]$ are slightly elevated by $\sim +0.1$ dex, while $[\text{Co}/\text{Fe}] \sim -0.1$. We note that the values for $[\text{O}/\text{Fe}]$ and $[\text{Al}/\text{Fe}]$ follow the trends defined by the Galactic thin disk stars, while, $[\text{Na}/\text{Fe}]$ remains somewhat offset from the Galactic trend possibly due to systematic differences in the studies.

The NGC 2420 red giants have ^{12}C and ^{14}N abundances that are consistent with first dredge-up, with carbon-12 mildly

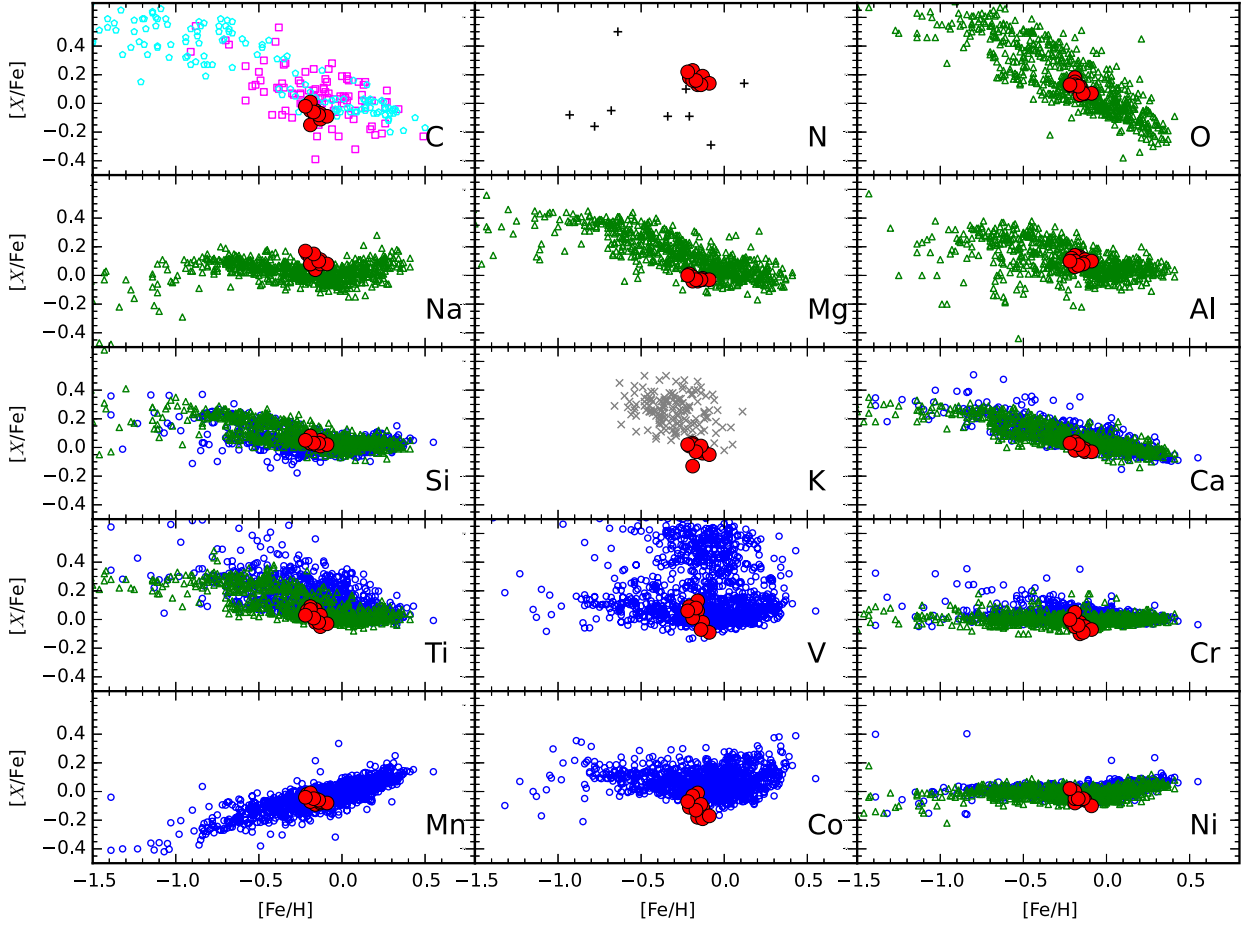


Figure 9. Galactic trends of $[X/Fe]$ as a function of $[Fe/H]$ for the stars in the open cluster NGC 2420 (red points). Field stars in the thin and thick disk are from Bensby et al. (2014, green triangles); Adibekyan et al. (2012, blue circles), Allende Prieto et al. (2004, magenta squares), Nissen et al. (2014, cyan pentagons), Reddy et al. (2003 gray axis) and Carreta et al. (2000; black pluses).

depleted (-0.06 dex on average) and nitrogen-14 slightly elevated ($+0.11$ dex on average). No significant differences in the ratio of $^{12}C/^{14}N$ are found between the RGB stars (below the luminosity bump) and the RC stars, providing some constraints on extra-mixing mechanisms. More stringent tests of possible extra-mixing will come with an analysis of $^{12}C/^{13}C$, which is difficult in the APOGEE spectral window for red giants having effective temperatures that are characteristic of the lower RGB and RC in NGC 2420.

We thank H-W. Rix and A. Roman-Lopes for useful comments. Funding for the Sloan Digital Sky Survey IV has been provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the U.S. Department of Energy Office of Science, and the Participating Institutions. SDSS-IV acknowledges support and resources from the Center for High-Performance Computing at the University of Utah. The SDSS web site is www.sdss.org.

SDSS-IV is managed by the Astrophysical Research Consortium for the Participating Institutions of the SDSS Collaboration including the Brazilian Participation Group, the Carnegie Institution for Science, Carnegie Mellon University, the Chilean Participation Group, the French Participation

Group, Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Instituto de Astrofísica de Canarias, The Johns Hopkins University, Kavli Institute for the Physics and Mathematics of the universe (IPMU)/University of Tokyo, Lawrence Berkeley National Laboratory, Leibniz Institut für Astrophysik Potsdam (AIP), Max-Planck-Institut für Astronomie (MPIA Heidelberg), Max-Planck-Institut für Astrophysik (MPA Garching), Max-Planck-Institut für Extraterrestrische Physik (MPE), National Astronomical Observatory of China, New Mexico State University, New York University, University of Notre Dame, Observatório Nacional/MCTI, The Ohio State University, Pennsylvania State University, Shanghai Astronomical Observatory, United Kingdom Participation Group, Universidad Nacional Autónoma de México, University of Arizona, University of Colorado Boulder, University of Oxford, University of Portsmouth, University of Utah, University of Virginia, University of Washington, University of Wisconsin, Vanderbilt University, and Yale University. CAP acknowledges support from the Spanish MINECO through grant AYA2014-56359-P. D.A.G.H. was funded by the Ramon y Cajal fellowship number RYC-2013-14182. D.A.G.H. and O.Z. acknowledge support provided by the Spanish Ministry of Economy and

Competitiveness (MINECO) under grant AYA-2014-58082-P. RC acknowledge support from the Spanish Ministry of Economy and Competitiveness through grants AYA2014-56359-P, AYA2014-56795, and AYA2013-42781P. Szabolcs Mészáros has been supported by the János Bolyai Research Scholarship of the Hungarian Academy of Sciences. B.T., S.V., and D.G. gratefully acknowledge support from the Chilean BASAL Centro de Excelencia en Astrofísica y Tecnologías Afines (CATA) grant PFB-06/2007. P.M.F. acknowledges support from NSF Grant AST-1311835. A.R.L. is thankful for partial support from the DIULS Regular Project PR15143.

REFERENCES

- Adibekyan, V. Z., Sousa, S. G., Santos, N. C., et al. 2012, *A&A*, **545**, A32
- Ahn, C. P., Alexandroff, R., Allende Prieto, C., et al. 2014, *ApJS*, **211**, 17
- Alam, S., Albareti, F. D., Allende Prieto, C., et al. 2015, *ApJS*, **219**, 12
- Allende Prieto, C., Barklem, P., Lambert, D., & Cunha, K. 2004, *A&A*, **420**, 183
- Allende Prieto, C., Beers, T. C., Wilhelm, R., et al. 2006, *ApJ*, **636**, 804
- Alonso, A., Arribas, S., & Martínez-Roger, C. 1999, *A&AS*, **140**, 261
- Andersen, J. 1999, *IAUTA*, **24**, 36
- Andreuzzi, G., Bragaglia, A., Tosi, M., & Marconi, G. 2011, *MNRAS*, **412**, 1265
- Anthony-Twarog, B., Tanner, D., Cracraft, & Twarog, B. 2006, *AJ*, **131**, 461
- Anthony-Twarog, B., Twarog, B., Kaluzny, J., & Shara, M. 1990, *AJ*, **99**, 1504
- Asplund, M., Grevesse, N., & Sauval, A. J. 2005, in *ASP Conf. Ser.* 336, *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, ed. T. G. Barnes III & F. N. Bash (San Francisco, CA: ASP), 25
- Bensby, T., Feltzing, S., & Oey, M. 2014, *A&A*, **562**, A71
- Bertran de Lis, S., Allende Prieto, C., Majewski, S. R., et al. 2016, *A&A*, **590**, A74
- Bovy, J. 2016, *ApJ*, **817**, 49
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., et al. 2012, *MNRAS*, **427**, 127
- Carlberg, J. K., Smith, V. V., Cunha, K., & Carpenter, K. G. 2016, *ApJ*, **818**, 25
- Carpenter, J. M. 2001, *AJ*, **121**, 2851
- Carrera, R., & Pancino, E. 2011, *A&A*, **535**, A30
- Carretta, E., Gratton, R., & Sneden, C. 2000, *A&A*, **356**, 238
- Charbonnel, C., & Lagarde, N. 2010, *A&A*, **522**, A10
- Cohen, J. 1980, *ApJ*, **241**, 981
- Cunha, K., Frinchaboy, P., Souto, D., et al. 2016, *AN*, in press
- Cunha, K., Smith, V., Johnson, J., et al. 2015, *ApJL*, **798**, L41
- Drazdauskas, A., Tautvaišienė, G., Randich, S., et al. 2016, *A&A*, **589**, A50
- Eisenstein, D., Weinberg, D., Agol, E., et al. 2011, *AJ*, **142**, 72
- Frinchaboy, P. M., Thompson, B., Jackson, K. M., et al. 2013, *ApJL*, **777**, L1
- García Pérez, A. E., Allende Prieto, C., Holtzman, J. A., et al. 2016, *AJ*, **151**, 144
- González Hernández, J., & Bonifacio, P. 2009, *A&A*, **497**, 497
- Grey, D. F. 1978, *SoPh*, **59**, 193
- Grocholski, A., & Sarajedini, A. 2003, *MNRAS*, **345**, 1015
- Gunn, J. E., Siegmund, W. A., Mannery, E. J., et al. 2006, *AJ*, **131**, 2332
- Holtzman, J., Shetrone, M., Johnson, J., et al. 2015, *AJ*, **150**, 148
- Jacobson, H., Pilachowski, C., & Friel, E. 2011, *ApJ*, **142**, 59
- Kurucz, R. 1993, in *ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km s⁻¹ Grid*, Kurucz CD-ROM No. 13 (Cambridge, MA: Smithsonian Astrophysical Observatory), 13
- Lagarde, N., Decressin, T., Charbonnel, C., et al. 2012, *A&A*, **543**, A108
- Liu, T., & Janes, K. 1987, *PASP*, **99**, 1076
- Magrini, L., Sestito, P., Randich, S., & Galli, D. 2009, *A&A*, **494**, 95
- Majewski, S. R., Schiavon, R. P., Frinchaboy, P. M., et al. 2015, arXiv:1509.05420
- Martig, M., Fouesneau, M., Rix, H.-W., et al. 2016, *MNRAS*, **456**, 3655
- Masseron, T., & Gilmore, G. 2015, *MNRAS*, **453**, 1855
- McClure, R., Newell, B., & Barnes, J. 1978, *PASP*, **90**, 170
- Mészáros, S., Allende Prieto, C., Edvardsson, B., et al. 2012, *AJ*, **144**, 120
- Mészáros, S., Holtzman, J., García Pérez, A. E., et al. 2013, *AJ*, **146**, 133
- Mikolaitis, Š., Tautvaišienė, G., Gratton, R., Bragaglia, A., & Carretta, E. 2012, *A&A*, **541**, A137
- Montegriffo, P., Ferraro, F., Origlia, L., & Fusi, P. 1998, *MNRAS*, **297**, 872
- Ness, M., Hogg, D. W., Rix, H. W., et al. 2016, *ApJ*, **823**, 114
- Nidever, D., Holtzman, J., Allende Prieto, C., et al. 2015, *AJ*, **150**, 173
- Nissen, P., Chen, Y., Carigi, L., Schuster, W., & Zhao, G. 2014, *A&A*, **568**, A25
- Pancino, E., Carrera, R., Rossetti, E., & Gallart, C. 2010, *A&A*, **511**, 56
- Pilachowski, C., Wallerstein, G., & Canterna, R. 1980, *ApJL*, **235**, L21
- Reddy, B. E., Tomkin, J., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2003, *MNRAS*, **340**, 304
- Salaris, M., Weiss, A., & Percival, S. 2004, *A&A*, **414**, 163
- Sarma, M., & Walker, M. 1962, *ApJ*, **135**, 11
- Schlegel, D., Finkbeiner, D., & Davis, M. 1998, *ApJ*, **500**, 525
- Sharma, S., Pandey, A., Ogura, K., et al. 2006, *AJ*, **132**, 1669
- Shetrone, M., Bizyaev, D., Lawler, J., et al. 2015, *ApJS*, **221**, 24
- Smith, V., Cunha, K., Shetrone, M., et al. 2013, *ApJ*, **765**, 16
- Smith, V., & Suntzeff, N. 1987, *AJ*, **93**, 359
- Sneden, C. 1973, *ApJ*, **184**, 839
- Tautvaišienė, G., Edvardsson, B., Tuominen, I., & Ilyin, I. 2000, *A&A*, **360**, 499
- West, F. R. 1967, *ApJS*, **14**, 384
- Wilson, J. C., Hearty, F., Skrutskie, M. F., et al. 2010, *Proc. SPIE*, **7735**, 77351C
- Zacharias, N., Finch, C., Girard, T., et al. 2013, *AJ*, **145**, 44
- Zacharias, N., Monet, D. G., Levine, S. E., et al. 2016, *yCat*, **1297**, 0
- Zamora, O., García-Hernández, D. A., Allende Prieto, C., et al. 2015, *AJ*, **149**, 181
- Zasowski, G., Johnson, J., Frinchaboy, P., et al. 2013, *AJ*, **146**, 28

ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS DE ESTRELAS ANÃS DE TIPO M E G, SUBGIGANTES DE TIPO G E GIGANTES VERMELHAS DO TIPO K EM M 67: TESTANDO A DIFUSÃO

Este capítulo apresenta o artigo “*Chemical Abundances of M- and G-type Dwarfs, G-type Subgiants and K-type Red Giants in M 67 with APOGEE: Testing Diffusion*” que será submetido à revista *Astrophysical Journal*. Este trabalho apresenta resultados de abundâncias químicas para os elementos: C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn e Fe obtidos a partir do estudo de oito estrelas pertencentes ao aglomerado aberto Messier 67, ou mais conhecido como M 67, que foram observadas pelo APOGEE. M 67 é um dos aglomerados abertos mais estudado da literatura, principalmente por possuir idade e metalicidade similares ao nosso Sol (Salaris et al. 2004).

A amostra estudada é composta por oito estrelas, sendo duas delas anãs-M, duas estrelas de tipo solar, duas estrelas subgigantes de tipo G e outras duas gigantes vermelhas de tipo K. A amostra estudada cobre massas variando entre 0.5 a 1.3 M_{\odot} . Tal cobertura em massa, e conseqüentemente em diferentes estágios evolutivos, faz desta amostra um conjunto ideal para estudar efeitos, tais como a difusão atômica e assentamento gravitacional.

Obtivemos uma metalicidade muito próxima da solar, $[Fe/H] = 0.03 \pm 0.05$, para todas as estrelas estudadas. Também encontramos evidência da primeira dragagem a partir dos resultados obtidos para a razão $^{12}C/^{14}N$ de estrelas subgigantes ($^{12}C/^{14}N = 2.34$) e gigantes vermelhas ($^{12}C/^{14}N = 1.73$).

CAPÍTULO 4. ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS DE ESTRELAS ANÃS DE TIPO M E G,
SUBGIGANTES DE TIPO G E GIGANTES VERMELHAS DO TIPO K EM M 67:
TESTANDO A DIFUSÃO

Pela primeira vez foram apresentados resultados para abundâncias químicas de estrelas anãs-M pertencentes ao aglomerado aberto M 67. Os resultados de abundância obtidos são homogêneos para as estrelas em diferentes estágios evolutivos, com algumas ressalvas referentes aos elementos químicos mais leves, como C, N, Na, Mg, Al e Si. Além disto, observamos variações da ordem de 0.10 – 0.20 dex nas abundâncias de Na, Mg, Al e Si para as estrelas estudadas em diferentes estágios evolutivos. Estas diferenças podem estar relacionadas a processos de difusão e assentamento gravitacional em M 67.

To be submitted to ApJ

**Chemical Abundances of M- and G-type Dwarfs, G-type
Subgiants and K-type Red Giants in M 67 with APOGEE:
Testing Diffusion**

Diogo Souto¹

Katia Cunha^{1,2}

Verne Smith³

Carlos Allende Prieto^{4,5}

D. A. García-Hernández^{4,5}

O. Zamora^{4,5}

Bertrand Plez⁶

Inese. I. Ivans⁷

Parker Holzer⁷

Marc. Pinsonneault⁸

Ricardo Carrera^{4,5}

Peter. Frinchaboy⁹

Jon. Holtzman¹⁰

J. A. Johnson⁸

Steve Majewski¹¹

Szabolcs. Mészáros¹²

Matthew. Shetrone¹³

Jennifer Sobeck¹¹

Gail. Zasowski¹⁴

– 2 –

J. Teske¹⁵

Kaike Pan¹⁶

Adam Burgasser¹⁷

Keivan Stassun¹⁸

Guy Stringfellow¹⁹

Baitian Tang²⁰

Sandro Villanova²⁰

ABSTRACT

The open cluster M67 is one of the most studied Galactic open clusters, in part to it having an age and metallicity that are similar to those of the Sun. We present the determination of chemical abundances for fourteen elements (C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn and Fe) from H -band high-resolution ($R \sim 22,500$) APOGEE spectra of eight M67 targets: two M-dwarfs, two G-dwarfs, two G-subgiants and two K-giants. The mean iron abundance obtained for this sample is very close to solar: $\langle A(\text{Fe}) \rangle = 7.48 \pm 0.02$, or, $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = +0.03 \pm$

¹Observatório Nacional, Rua General José Cristino, 77, 20921-400 São Cristóvão, Rio de Janeiro, RJ, Brazil

²University of Arizona, Tucson, AZ 85719, USA

³National Optical Astronomy Observatory, 950 North Cherry Avenue, Tucson, AZ 85719, USA

⁴Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC), Vía Lactea S/N, E-38205, La Laguna, Tenerife, Spain

⁵Departamento de Astrofísica, Universidad de La Laguna (ULL), E-38206, La Laguna, Tenerife, Spain

⁶Laboratoire Univers et Particules de Montpellier, LUPM, Université de Montpellier, CNRS, 34095 Montpellier cedex 5, France

⁷Department of Physics and Astronomy, The University of Utah, Salt Lake City, UT 84112, USA

⁸Department of Astronomy, The Ohio State University, Columbus, OH 43210, USA

⁹Department of Physics and Astronomy, Texas Christian University, Fort Worth, TX 76129, USA

¹⁰New Mexico State University, Las Cruces, NM 88003, USA

¹¹Department of Astronomy, University of Virginia, Charlottesville, VA 22904-4325, USA

¹²ELTE Gothard Astrophysical Observatory, H-9704 Szombathely, Szent Imre Herceg st. 112, Hungary

¹³University of Texas at Austin, McDonald Observatory, USA

¹⁴Department of Physics and Astronomy, Johns Hopkins University, Baltimore, MD 21218, USA

¹⁵Department of Terrestrial Magnetism, Carnegie Institution for Science, Washington, DC 20015

¹⁶Apache Point Observatory and New Mexico State University, P.O. Box 59, Sunspot, NM, 88349-0059, USA

¹⁷Center for Astrophysics and Space Science, University of California San Diego, La Jolla, CA 92093, USA

¹⁸Department of Physics and Astronomy, Vanderbilt University, Nashville, TN 37235, USA

¹⁹Center for Astrophysics and Space Astronomy, University of Colorado, 389 UCB, Boulder, CO, 80309-0389, USA

²⁰Departamento de Astronomía, Casilla, 160-C, Universidad de Concepcion, Concepcion, Chile

0.02. The ^{12}C and ^{14}N abundances derived reveal signs of the first dredge-up where $^{12}\text{C}/^{14}\text{N} = 2.34$ (subgiants) and $^{12}\text{C}/^{14}\text{N} = 1.73$ (red-giants), the decrease of this ratio in red-giants is indicative of the dredge-up of ^{14}N that is driven by H-burning during the CN-cycle. We found signs of atomic diffusion and/or gravitational settling for the analyzed stars, with the light elements as Na, Mg, Al, and Si being the most affected ones.

Subject headings: infrared: stars; stars: fundamental parameters – abundances – low-mass – planetary systems; stars - open clusters - stars: abundance

1. Introduction

Messier 67 (M67), NGC 2682, is one of the most studied Galactic open clusters, due in part to it having an age (~ 4.0 Gyr) and metallicity ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0.00$ dex) that are similar to those of the Sun, making it an interesting cluster in which to study the properties of solar twins, as well as the evolution of solar-like stars. Photometric studies have provided a well-determined reddening ($E(\text{B}-\text{V})=0.041$; Taylor 2007, Sarajedini et al. 2009), distance modulus ($\mu = 9.56-9.72$, or $d=800-860$ pc, Yadav et al. 2008), and age (~ 4.0 Gyrs, Salaris et al. 2004, Yadav et al. 2008, Sarajedini et al. 2009) for M 67 and the extensive radial velocity survey by Geller et al. (2015) has determined the mean cluster radial velocity to be $+33.6 \pm 0.8$ km-s $^{-1}$ for single cluster members. High-resolution spectroscopic abundance studies have found M67 to have a near-solar chemical composition ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0.00$; Cohen 1980; Foy & Proust 1981; Friel & Boesgaard 1992; Tautvaišienė et al. 2000; Pancino et al. 2010; Jacobson et al. 2011; Önehag et al. 2014; Liu et al. 2016). M67 also falls in one of the Kepler K2 Campaign fields and thus has precision photometry available for a number of its members, with these data being used in recent asteroseismology studies of its red giants (e.g., González 2016; Stello et al. 2016; Leiner et al. 2016).

A valuable use of M67 as a quantitative spectroscopic test is to exploit its range of member stellar types (from M-dwarfs on the lower main sequence, up the turnoff through the subgiant branch and the red-giant branch), all having the same age and initial chemical composition (an assumption that can be tested), to reveal if abundance differences between the different stellar types exist, and to establish whether these differences are real, or, if these are systematic differences induced by the analysis technique itself.

In this work we focus on the determination of chemical abundances for fourteen elements (C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn and Fe) in the H -band using high-resolution ($R \sim 22,500$) APOGEE (Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment; Majew-

ski et al. 2015) spectra of eight M67 targets: two M-dwarfs, two G-dwarfs, two G-subgiants and two K-giants. This sample is well-suited to probe both limits on chemical homogeneity in the cluster members, as well as to search for not well-understood physical processes, such as diffusion and gravitational settling of chemical elements in the stellar photospheres. As pointed out by Michaud et al. (2015), atomic diffusion is mostly ignored in stellar nucleosynthesis and evolutionary models, even though it is a fundamental physical process. It has already been observed that some stars in clusters exhibit chemical composition variations across the HR diagram that may be the signatures of diffusion and mixing, as indicated by Korn et al. (2007), Lind et al. (2008), and Nordlander et al. (2012), see also Richer et al. (1998), Richard et al. (2002), Michaud et al. (2004), Önehag et al. (2014), and Blanco-Cuaresma et al. (2015).

Of particular interest in using M67 as a laboratory to investigate possible subtle abundance differences across the HR Diagram, is the inclusion of M-dwarf members in the analysis; these cool, low-mass stars have not been included in previous detailed abundance studies of clusters. Quantitative spectroscopic analyses of M-dwarfs in the optical remain a challenge due to the presence of strong molecular absorption from TiO. Using near infrared spectroscopy, however, it becomes possible to derive detailed chemical abundances of thirteen elements from the APOGEE spectra of early-M dwarfs, as shown recently by Souto et al. (2017) from the analysis of two exoplanet-hosting M-dwarfs, Kepler 138 and Kepler 186. The analysis of the M-dwarfs in M67 using the same methodology as in Souto et al. (2017) can, therefore, be used to ultimately verify the metallicities of M-dwarfs obtained in that previous study. We note that Souto et al. (2017) found somewhat different metallicities for those two M dwarfs, when compared to the metallicities derived from low-resolution studies.

In Section 2 we discuss the sample and their membership, while in Section 3 we determine atmospheric parameters, such as T_{eff} and $\log g$. Sections 4 and 5 discuss the derivation of the individual abundances and Section 6 presents the abundance uncertainties. Sections 7 we discuss the results obtained, while the main results are summarized in Section 8.

2. The APOGEE Spectra and the Stellar Sample

The spectra analyzed in this work are from the SDSS-IV/APOGEE survey. APOGEE is a cryogenic multi-fiber spectrograph (300-fibers) at the Apache Point Observatory (APO) 2.5-m telescope (Gunn et al. 2006). APOGEE obtains high-resolution ($R=\lambda/\Delta\lambda \sim 22,500$; Wilson et al. 2010) spectra of stars, primarily red giants, in the near infrared ($\sim \lambda 1.50 \mu\text{m} - \lambda 1.70 \mu\text{m}$) with the ultimate goal of exploring the chemical evolution of the stellar populations in the Milky Way.

The open cluster M67 is one of the clusters that have been observed by APOGEE (Zasowski et al. 2013; Frinchaboy et al. 2013) and the optical abundances for this cluster from the literature have been used in the calibration of the chemical abundances derived automatically by the pipeline ASPCAP (García Pérez et al. 2016; Meszáros et al. 2013; Holtzman et al. 2015). A dedicated M67 plate with 563 targets has been observed by APOGEE (plate number 4162) and each of the targeted stars had multiple visits, mostly more than three, to reach the required signal-to-noise ratio of the combined spectra higher than ~ 100 .

Our sample contains eight stars which are deemed as members of M67; these will be analyzed manually for detailed chemical abundances in this study. We selected targets strategically to sample a range in effective temperature along with surface gravity representative of stars on the main sequence and stars in more evolved phases of evolution: two M-dwarfs, two G-dwarfs, two G-type subgiants, and two K-type red giants. All targets, except one of the M-dwarfs, are in the proper motion study of Yadav et al. (2008) and have probabilities of membership higher than 91% (Table 1). The M-dwarf 2M08540614+1203247 has not been studied in Yadav et al. (2008). However, its radial velocity of $\sim 35 \text{ km s}^{-1}$ and proper motion ($\mu_\alpha \cos \delta = -12.9$; $\mu_\delta = -3.8$) indicate its membership in M67 when compared to mean cluster values of proper motion ($\mu_\alpha \cos \delta = -9.6$; $\mu_\delta = -3.7$) and radial velocity $\sim 33.78 \text{ km.s}^{-1}$ (Bellini et al. 2010).

Figure 1 (top panel) shows the star sample superimposed on a color magnitude diagram of $(B-V)$ versus V of M67. The gray dots are the stars in Yadav et al. (2008) with membership probabilities higher than 80%. The green pluses, indicate the APOGEE stars having membership probability $\geq 80\%$ in Yadav et al. (2008). The red symbols represent the studied sample and we use squares to represent the M-dwarfs, diamonds for the solar-type stars, triangles for the subgiants, and circles for the red-giants. The isochrone plotted is from PARSEC (Bressan et al. 2012) for an adopted age of 4.0 Gyr, $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.05$, and $(m-M)_0 = 9.60$. We also tested for an isochrone from BaSTI (Pietrinferni et al. 2006) and found it to be very similar to the PARSEC one. In the bottom panel, we show the ASPCAP derived radial velocities for the APOGEE stars with membership probabilities higher than 80% in Yadav et al. (2008). The peak of the RV distribution compares well with the mean radial velocity for the cluster in Geller et al. (2015) of $\sim 33 \text{ km.s}^{-1}$. The discrepant radial velocities found could indicate that some of these stars are in binary systems.

3. Atmospheric Parameters Determination

We used photometric calibrations from the literature to estimate the effective temperatures for the studied stars, while the surface gravity values were determined from physical relations with the exception of M-dwarfs.

3.1. Effective Temperatures

For all stars in our sample, except for the M dwarfs, we used the photometric calibration of González-Hernández & Bonifacio (2009) for five different colors ($B-V$, $V-J$, $V-H$, $V-K_s$ and $J-K_s$) to determine T_{eff} . The individual magnitudes B and V were taken from Yadav et al. (2008) and the infrared colors are from 2MASS catalog (Cutri et al. 2003). A reddening $E(B-V) = 0.041$ (e.g., Taylor 2007, Sarajedini et al. 2009) was adopted, and individual dereddened colors were obtained using the relations from Schlegel et al. (1998) and Carpenter (2001). The typical scatter (standard deviation of the mean) obtained for the derived T_{eff} is ~ 55 K. If we include the internal uncertainty in the calibration of González-Hernández & Bonifacio (2009), as well as the uncertainties in the photometry, the total estimated uncertainty in T_{eff} is about 100 K, when all the uncertainties are added in quadrature.

The effective temperatures for the M dwarfs were derived in the same way as in our recent M-dwarf study (Souto et al. 2017). We adopted the $V-J$ and $r-J$ calibrations for solar metallicity from Mann et al. (2015) and magnitudes V from Yadav et al. (2008), r from UCAC4, and J from 2MASS (the for 2M08540614+1203247 V mag is from the UCAC4 catalog). We also determined spectroscopic effective temperatures from OH and H₂O features present in the spectra (see Souto et al. 2017 for details on the methodology) and found that the spectroscopic effective temperatures derived were in agreement with the $T_{\text{eff}'s}$ obtained using the Mann et al. (2015) calibration.

An estimation of the uncertainties in the derived effective temperatures for the M dwarfs was calculated using the standard deviation of the mean of the effective temperatures obtained for each color, along with the internal uncertainty in the Mann et al. (2015) calibration and the photometric errors. We estimate an uncertainty in the derived $T_{\text{eff}'s}$ of $\sim \pm 70$ K.

3.2. Surface gravities

The surface gravities ($\log g_s$) for the targets, except the M dwarfs, were derived from Equation 1. Stellar masses were estimated by using the absolute magnitudes B , V , H , J ,

and Ks along with the adopted isochrone (Age = 4.0 Gyr, [Fe/H] = 0.05 and $(m-M)_0 = 9.60$) to estimate masses of $\sim 1.34 M_\odot$ for the giants, $\sim 1.30 M_\odot$ for the subgiants and $\sim 1.00 M_\odot$ for the solar-type stars. The combination of effective temperature, stellar mass, and bolometric magnitudes (with bolometric corrections from Montegriffo et al. 1998) in equation 1 provide the surface gravity values found in Table 1.

$$\log g = \log g_\odot + \log \left(\frac{M_\star}{M_\odot} \right) + 4 \log \left(\frac{T_\star}{T_\odot} \right) + 0.4(M_{bol,\star} - M_{bol,\odot}), \quad (1)$$

For the M-dwarfs, we used the effective temperatures along with the adopted isochrone to derive $\log g = 4.67$ for 2M08513177+1205496 and $\log g = 4.68$ for 2M08540614+1203247, respectively. The solar values used were: $\log g_\odot = 4.437$ dex, $T_{\text{eff},\odot} = 5770$ K and $M_{bol,\odot} = 4.75$ (Andersen 1999). Derived $\log g$ s for the sample are in Table 1.

To estimate the uncertainties in the surface gravities we adopted two isochrones with ages of 3.5 Gyr and 4.5 Gyr and rederived the stellar masses. We included the effective temperature uncertainty, and an estimation of the typical metallicity uncertainty for the cluster of ± 0.05 dex. Uncertainties in the photometric magnitudes are small and can be neglected. Adding these values in quadrature we obtain an uncertainty of $\sim \pm 0.07$ dex for our derived $\log g$'s values.

Figure 2 shows surface gravity versus effective temperature for the M67 stars as well as the adopted isochrone from Bressan et al. (2012). The symbols are the same as in Figure 1. The values for $\log g$ and T_{eff} for all stars shown in the figure are from DR13 uncalibrated values. It is worth noting that the DR13 ASPCAP results for surface gravities are noticeably offset from the isochrone for the main sequence stars and subgiants (with offsets going in opposite senses for the two types; see also Holtzman et al. 2015). The ASPCAP results for the studied stars are shown as large black crosses and these are connected to the results obtained in Section 7.1 for comparison. Both red giants studied here appear to belong to the red-clump, while the subgiants 2M08513540+1157564 and 2M08514474+1146460 are near the base of the red-giant branch.

4. Detailed Chemical Abundances of Target Red Giants, subgiants and Dwarfs

The determination of the chemical abundance of C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Fe, Ti, V, Cr, and Mn for the two red giants in our sample (2M08521856+1144263 and 2M08514388+1156425) followed the same methodology described in our previous study of the open cluster NGC 2420 (Souto et al. 2016). The red giants in that study are slightly more

metal-poor than solar, but have T_{eff} and $\log g$ that are similar to those of M67. Concerning the M dwarfs, as recently shown for the first time in Souto et al. (2017), it is possible to use the APOGEE spectra to determine detailed chemical abundances of thirteen elements (C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, and Fe) in early-type M-dwarfs. Here we will use the same methodology as in Souto et al. (2017) to derive chemical abundances for the M dwarfs in this sample.

The previous works noted above did not analyze solar-type dwarfs nor G-type subgiants. In this study we did a careful exploration of the lines available in the APOGEE spectra of G-type stars with the goal of maximizing the number of lines measured for each species. The initial identification of the main features in the spectra of G-type stars was done using, as a reference, the solar proxy spectrum of VESTA, which has been observed by APOGEE with the 1-m telescope at the APO.

The atomic and molecular lines used in the manual abundance analysis of all stars in this study (and associated abundances) are listed in Table 2. A total number of 189 spectral lines were selected as abundance indicators: 77 Fe I, 19 FeH, 7 CO, 10 CN, 36 OH, 3 H₂O, 2 Na I, 6 Mg I, 3 Al I, 9 Si I, 2 K I, 4 Ca I, 6 Ti I, 1 V I, 1 Cr I, and 3 Mn I. As the studied sample probes an extended range in the T_{eff} - $\log g$ parameter space, it is not possible to measure the exact same transitions for all sample stars given the strength of the spectral lines changes as a function of T_{eff} and $\log g$.

The spectra of cool red giants in the APOGEE region are dominated mostly by molecular features but also show atomic lines from several elements. For solar-type dwarfs and G-type subgiants, with higher effective temperatures, the molecular contribution becomes less important and the neutral atomic lines become dominant. In the case of the solar-type stars it is not possible to derive the oxygen and nitrogen abundances as the molecular OH and CN lines are not measurable in their spectra. Vanadium abundances are also not measurable. Solar-type stars and G-type subgiants exhibit APOGEE spectra that are similar to each other and dominated by Fe I lines, although some lines of CN are visible in the hotter stars closer to the turn-off.

The chemical abundances of Fe, Na, Al, Mg, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, and Mn are all based upon transitions of neutral atomic lines. These lines can be measured, for the most part, in all 4 stellar classes, although for some lines there are small blends and/or the lines become weaker, depending on the stellar class. Concerning iron, usually taken as a metallicity indicator, few Fe I lines can be analyzed in red giants and M-dwarfs, while more than 70 Fe I lines can be used in the warmer subgiants and solar-type stars.

There are only a few strong unblended CO lines in the APOGEE spectra; although the

CO lines become quite weak for solar-type stars, three C I lines (15784.7 Å, 16005.0 Å, 16021.7 Å) become stronger and measurable in these stars. As noted already for solar type stars, M dwarfs also contain no useful CN or N I absorption lines, unlike the case for the G-type subgiants and K-type red giants, where CN lines are visible. Thus, nitrogen abundances cannot be measured from the APOGEE spectra of M-dwarf and solar-type stars.

The spectra of early M-dwarfs contain many OH lines from the $X^2\Pi^+$ vibration-rotation transitions. We identified more than 70 distinct and useful OH lines in the spectra of the early M-type dwarf Kepler-138 in Souto et al. (2017). There are no strong and unblended OH lines in the spectra of the solar-type and G-type subgiant stars, while the spectra of red giants have six good OH lines with which to define the oxygen abundance. For the M-dwarfs, the H₂O and FeH molecules can be used as additional indicators of the oxygen and iron abundances, respectively. Even the very weak H₂O lines (at 15253.3 Å, 15315.7 Å, 15317.3 Å and 15334.9 Å) can be used to constrain both the oxygen abundance and T_{eff} , while the FeH lines can provide a more precise iron abundance, as there are more than 30 identified FeH lines (see discussion in Souto et al. 2017).

5. Abundance Determination via Spectral Synthesis

Chemical abundances were derived from a 1-D LTE analysis and spectral synthesis using the Turbospectrum code (Plez 2012, Alvaréz & Plez 1998) in combination with MARCS model atmospheres (Gustafsson et al. 2008) computed with the atmospheric parameters derived in Section 2, see Table 1. The APOGEE line list used was the same one as discussed in Souto et al. (2017) and is an updated version of the DR13 line list (see Shetrone et al. 2015) with the inclusion of iron hydride (FeH). The FeH line list was from the electronic transition $E^4\Pi - A^4\Pi$ system, as reported by Hargreaves (2010, see also Wallace & Hinkle 2001).

In a 1-D abundance analysis the microturbulence (ξ) is a necessary parameter in order to have both weak and strong lines of a given species yield the same abundance. The microturbulence was determined using the same procedure as in Souto et al. (2016, 2017). The method for determining ξ is illustrated in Figure 3 for the four different classes of stars studied here (shown in the four panels top-to-bottom). In the case of the red giants, the subgiants, and the solar type stars, the same Fe I lines were used to determine ξ , while in the M-dwarfs OH lines were used, as the Fe I lines become very weak and their abundances are not sensitive to ξ . In all cases, the abundance of iron (or oxygen for the M-dwarfs) was derived for each line as a function of ξ . As expected, stronger lines display a larger sensitivity of abundance with microturbulence and the best value of ξ is that which yields

the best agreement between the stronger and weaker lines (or, the minimum dispersion). In Figure 3 the red lines show the individual line abundances and the blue cross indicates the adopted value for ξ . Note in Figure 3 that the top two panels, consisting of the main sequence stars, display approximately the same microturbulence value, while the somewhat lower gravity subgiant has a larger microturbulence and the red giant displays the largest value for this parameter. The increase in the microturbulence velocity with the decrease in surface gravity has been noticed in many previous studies and in the 7-D results (chi-squared minimization for the parameters T_{eff} , $\log g$, metallicity, abundances of α -elements, C, N, and the microturbulence velocity parameter; García Pérez et al. 2016) from ASPCAP as well.

In order to derive chemical abundances for the studied stars we performed a line-by-line manual analysis obtaining best fits of the synthetic spectra to the observed profiles for each line. We manually set the continuum level of the observed spectra and changed the elemental abundance in the synthetic spectra until we reproduced the observation as well as possible. Given the resolution of the APOGEE spectra ($R \sim 22,500$) and the wavelength coverage between ~ 1.5 and $1.7 \mu\text{m}$, we estimate the broadening caused by the instrumental profile to be of $\sim 13.7 \text{ km s}^{-1}$ (full-width-half-maximum (FWHM) = $\sim 0.71 \text{ \AA}$). As the APOGEE spectra use the LSF to convolve the observed spectra (Holtzman et al. 2015), in some instances we needed to slightly change the adopted FWHM by about $\pm 0.08 \text{ \AA}$. We have searched for extra-broadening effects in our sample stars related to $v \sin(i)$ and/or macroturbulence, however, we have not needed any extra line-broadening beyond the instrumental APOGEE profile to obtain a good fit of the line profiles.

Figure 4 illustrates the observed and best-fit synthetic spectra for one star in each class. From top to bottom are shown the spectra of one of the studied red giants, subgiants, solar-type stars and M-dwarfs. The spectra shown are between 16140 \AA and 16270 \AA , covering only a small portion of the APOGEE wavelength range. Many of the spectral lines shown become noticeably broader in the M-dwarf spectrum due primarily to increasing surface pressure. One can notice also a change in the nature of the absorption lines when going from the red-giant (top panel) down to the M dwarf (bottom panel): for example, the CN lines in the K-type red giant become much weaker in the hotter subgiant and in the solar-type star, as well as the M dwarf. Note the prominence of OH features in the spectrum of the M dwarf, as well as FeH. The absorption features marked with a circle indicate the ones used to derive the elemental abundances in this study.

6. Abundance Uncertainties

To estimate the uncertainties in the derived abundances due to uncertainties in the adopted stellar parameters, we computed new abundances for perturbed values of the microturbulent velocity and using model atmospheres with perturbed values of effective temperature, $\log g$, and metallicity. For the M-dwarfs, we adopted as a baseline the model atmosphere for the star 2M08513177+1205496, and changed the T_{eff} by +70 K, $\log g$ by +0.20 dex, and $[\text{Fe}/\text{H}]$ +0.20 dex. The microturbulent velocity, ξ , was varied by +0.25 km s⁻¹. For the other stellar classes, the baseline models corresponded to the stars: 2M08510076+1153115 (solar-type), 2M08513540+1157564 (subgiant), and 2M08521856+1144263 (red-giant). In each case T_{eff} was changed by +100 K, $\log g$ by +0.20 dex, $[\text{Fe}/\text{H}]$ by +0.20 dex, and ξ by +0.20 km s⁻¹. Table 4 presents the final estimated abundances uncertainties, σ , representative of each stellar class. The final uncertainties were computed from the sum in quadrature of all the estimated uncertainties (same procedure as Souto et al. 2016, 2017).

The final abundance uncertainties for all stars are overall similar. For the M-dwarfs, the abundances of Mg, Al, and Si are more sensitive to changes in both T_{eff} and $\log g$; their uncertainties are $\sim 0.10 - 0.15$ dex. This behavior changes for the solar-type stars where the most sensitive elements become Mg and Al, while for subgiants the abundances of Mg and Si show higher sensitivity to changes in the atmospheric parameters. The abundances of red giants indicate a higher dependence to changes in ξ for Fe I and OH lines. Ti is found to have highest sensitive to T_{eff} , while the oxygen abundance from OH is found to be more sensitive to changes in $[\text{Fe}/\text{H}]$. Variations of $\log g$ by +0.20 dex in the model do not change significantly the abundances in red giants. The study by Bovy (2016) analyzed the homogeneity of the APOGEE open cluster sample using results from DR12 and found that the ASPCAP abundances of cluster red-giants have internal uncertainties below 0.10 dex for all elements studied, in agreement with what we derive from total estimated uncertainties.

7. Discussion

For the first time detailed chemical abundances are derived for two M-dwarf members of the M 67 open cluster. In this paper we also analyzed two solar-type stars, two G-type subgiants and two red-clump giants belonging to M67 and derived chemical abundances for up to fourteen elements: C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, and Fe. Abundance results from line-by-line measurements are shown in Table 2 and mean elemental abundances obtained for each star along with cluster average abundances are presented in Table 3.

The mean iron abundance for all studied stars in all stellar classes shows an apparent

homogeneous iron abundance with small standard deviation: $\langle A(\text{Fe}) \rangle = 7.48 \pm 0.02$, or $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = +0.03 \pm 0.02$ (using Asplund et al. 2005 solar composition).

The carbon and nitrogen abundances reveal signs of the first dredge-up when comparing the results obtained for subgiants and red-giants. (As discussed previously, the determination of the nitrogen abundances are only possible for the subgiants and giants). The signature of the first dredge-up is most apparent in the comparison of the ratio $^{12}\text{C}/^{14}\text{N}$. We find: $^{12}\text{C}/^{14}\text{N} = 2.34$ for the subgiants and $^{12}\text{C}/^{14}\text{N} = 1.73$ for the red-giants. The decrease of this ratio in the red-giants is indicative of the dredge-up of ^{14}N that is driven by H-burning during the CN-cycle. We note also that this is consistent with a slightly higher carbon abundance found for the unevolved M dwarfs and solar-type stars ($\langle A(\text{C}) \rangle = 8.38 \pm 0.02$) when compared to the more evolved subgiants and red-giants ($\langle A(\text{C}) \rangle = 8.35 \pm 0.01$).

Moving on to oxygen, in stars with $T_{\text{eff}} > 5000$ K, the OH lines become too weak to be useful to measure the oxygen abundances. In the case of the M dwarfs and red giants, however, an apparently homogeneous oxygen abundance is found with $\langle A(\text{O}) \rangle = 8.63 \pm 0.01$.

Regarding the abundances of the other elements for the entire sample analyzed here, they all display near-solar abundances with small standard deviations, when all cluster member abundances are averaged together (Table 3). It can be seen that some elements show larger standard deviations of the mean, such as, $\langle A(\text{Na}) \rangle = 6.37 \pm 0.05$, $\langle A(\text{Al}) \rangle = 6.44 \pm 0.07$, $\langle A(\text{Mg}) \rangle = 7.53 \pm 0.06$, and $\langle A(\text{Si}) \rangle = 7.55 \pm 0.05$. We note that this scatter may be associated with trends related to trends with T_{eff} and $\log g$, as discussed below.

7.1. Abundance Trends as a Function of Surface Gravity and Effective Temperature

Figure 5 presents the elemental abundances derived in this work as a function of $\log g$ (red symbols) and Figure 6 as a function of the effective temperature. The abundances are plotted relative to the solar abundances derived in this study ($[X/\text{H}]$). We also show as comparisons (blue x's) the ASPCAP raw (non-calibrated) DR13 results for all stars in the APOGEE plate 4162 (Section 2) with spectra having $S/N \geq 150$, and that have membership probabilities higher than 80% (Yadav et al. 2008). These comparisons indicate that our manual abundance results are generally in rough agreement with the results from ASPCAP, although there is some indication of possible systematic differences in the abundances for certain elements, such as, Na, Ti or V. In the following discussion carbon and nitrogen will not be considered, as changes in their abundances are expected to be due to first dredge-up.

Two main types of behaviors can be noted from the manual results in Figure 5: in one

case there is a very small to no-trend in the abundances as a function of surface gravity (this is case for Fe, K, Ca and Cr), while in the other, there is a significant trend, in the sense of an overall increase in the abundances with decreasing surface gravity (this is case for Na, Mg, Al, Si, Ti and Mn). The abundances of oxygen and vanadium can only be measured for the M-dwarfs and red giants and we find a small difference between the oxygen abundances of the red giants and M-dwarfs ($\langle\delta A(\text{O})\rangle = 0.03$), while for vanadium there is a large difference between the derived abundances for the red giants and M-dwarfs of $\langle\delta A(\text{V})\rangle = 0.2$. Vanadium is the element with the largest variation between the abundances in M-dwarfs and red giants; however, the ASPCAP results for this element are very scattered and probably not real. The APOGEE spectra have only one well defined V I line at 15924.0 Å that is very weak and becomes blended for solar-type and subgiants. In the following discussion about all 4 classes of stars, O and V will not be considered.

Looking more carefully at the behavior with $\log g$ for the elements Mg, Si, Mn, and to a lesser degree, Ca, note that there is a small decrease in the abundances from the M-dwarfs to the G-dwarfs, or put another way, there is a negative trend of abundance within a very restricted range in $\log g$ from ~ 4.7 to ~ 4.4 that is likely related to a systematic effect due to the significant difference in T_{eff} between the M-dwarfs and G-dwarfs (1960 K in the averages). This is then followed by a change in slope (positive trend) as $\log g$ decreases from G-dwarfs, through the subgiants and onto the RGB. Similar trends for these elements are also present in the ASPCAP results. As a function of $\log g$, these trends resemble a “hook”.

The elements showing the largest and simplest abundance changes as a function of $\log g$ are Na and Al, which display monotonic increase with decreasing $\log g$. These trends may result from a combination of possible physical effects, such as Non-LTE departures and/or diffusion, gravitational settling, as well as systematics in the abundance analysis. For sodium, in particular, for the M-dwarfs we obtain $\langle A(\text{Na}) \rangle = 6.32 \pm 0.02$, while for the red giants $\langle A(\text{Na}) \rangle = 6.44 \pm 0.01$. For Al we derived $\langle A(\text{Al}) \rangle = 6.39 \pm 0.03$ for M-dwarfs and $\langle A(\text{Al}) \rangle = 6.56 \pm 0.01$ for the red giants. A similar difference between M-dwarfs and red giants is derive for Mg and Si, where $\langle A(\text{Mg}) \rangle = 7.56 \pm 0.03$, $\langle A(\text{Mg}) \rangle = 7.61 \pm 0.01$ and $\langle A(\text{Si}) \rangle = 7.55 \pm 0.02$, $\langle A(\text{Si}) \rangle = 7.62 \pm 0.01$ for M-dwarfs and red giants, respectively.

Trends of Na and Al abundances as a function of $\log g$ are also found when comparing recent optical results from the literature. Liu et al. (2016) studied solar-twins in M 67 and derived $[\text{Na}/\text{H}] = -0.05 \pm 0.02$, while the study of red-giants by Friel et al. (2010) obtained $[\text{Na}/\text{H}] = +0.11 \pm 0.10$. In both studies the authors use high-resolution optical spectra to determine abundances. The Al abundance for the solar-twins from Liu et al. (2016) is $[\text{Al}/\text{H}] = +0.01 \pm 0.03$ and for the red-giants Friel et al. (2010) obtain $[\text{Al}/\text{H}] = 0.08 \pm 0.07$. These results for Na and Al, taken at face value, indicate a behavior reminiscent of

Na and Al as found here. It would suggest that these abundances may increase as the star evolves (not expected), or alternatively, that other effects become significant in the red giant regime. However, it must be kept in mind that comparisons from different studies using different techniques might result in systematic differences.

The distribution of the elemental abundances as a function of the effective temperature (Figure 6) can also be divided in elements that show small to no trends with T_{eff} (such as, Fe, K, Ca, and Cr, as well as oxygen within a smaller T_{eff} range) and those that show a trend of increasing abundances with T_{eff} between the M-dwarfs and the K-type red giants (which is probably related to a surface gravity effect) with subsequent decrease in the with the abundances decreasing as a function of effective temperature from the K-type red giants to the warmer G-type stars.

7.2. Departures from LTE

The trends of elemental abundances with surface gravity and effective temperature seen for some elements in Figures 5 and 6, respectively, can be due to a combination of effects that include, but are not limited to, abundance offsets due to departures from LTE. This is a possible effect for the abundances in this study as the targets cover a large range in the parameter space $T_{\text{eff}}\text{-log } g$, although all with roughly solar metallicity. Departures from LTE are expected to be larger for red giants and in the metal-poor regime (e.g., Asplund et al. 2009). Several studies in the literature have investigated Non-LTE effects for lines in the optical (Andrievsky et al. 2008, Bergemann 2012, Smiljanic et al. 2016). However, to date, few non-LTE studies have investigated the behavior of transitions in the H -band and, in particular, in the APOGEE region.

Cunha et al. (2015) presented non-LTE abundance corrections for Na I lines in the APOGEE region for stars in the red clump and on the red-giant branch in the very metal-rich ($[\text{Fe}/\text{H}]=+0.35$) open cluster NGC 6791; the departures from LTE were found to be minimum. Here, the differences in $A(\text{Na})$ between the red giants (RG) and the G-dwarfs (GD) are $\Delta(\text{RGB} - \text{GD})= +0.08$ dex. Considering the sodium results for the M-dwarfs the abundance offset is even larger (0.21 dex). Non-LTE effects are expected to be smaller than these differences and of the order of ~ 0.02 dex (Lind et al. 2011; private communication).

Two recent studies investigated the formation of Mg I lines (Zhang et al. 2016a) and Si I lines (Zhang et al. 2016b) in the APOGEE region. Zhang et al. (2016a) found that the Mg I lines $\lambda 15740\text{\AA}$, $\lambda 15748\text{\AA}$, $\lambda 15765\text{\AA}$ are well modeled in LTE (showing small non-LTE departures). We find that the Mg abundances in the red giants are 0.15 dex larger than

in the G-dwarfs. Such offset between the abundances cannot be explained as being due to departures from LTE.

The results in Zhang et al. (2016b) indicated that the Si I lines analyzed here at $\lambda 15888\text{\AA}$, $\lambda 16380\text{\AA}$, $\lambda 16680\text{\AA}$, and $\lambda 16828\text{\AA}$ show larger departures from LTE: $\delta A(\text{Si})(\text{Non-LTE} - \text{LTE}) = -0.06$ for K-type red-giant stars, $\delta A(\text{Si})(\text{Non-LTE} - \text{LTE}) = -0.05$ and -0.03 for G-type subgiants and solar type-stars, respectively, with no calculations available for M dwarfs. These non-LTE corrections are all in the same sense and the offsets are roughly the same for red giants and subgiants, and slightly smaller (by 0.03 dex) for solar-type stars. These Non-LTE corrections would not seem to be a plausible explanation for the differences found here between the Si abundances of RG and GD of +0.13 dex.

7.3. Comparisons with the Literature

M67 has been studied in several other high-resolution studies in the literature. Figure 7 is similar to Figure 5 and shows a comparison of the abundances obtained here for all elements with results from the literature by Liu et al. (2016; solar twins), Önehag et al. (2014; solar twin, main-sequence star; subgiant stars), Jacobson et al. (2011; red giants), and Pancino et al. (2010; red giants). All abundances are plotted as a function of $\log g$. Detailed chemical abundances of M-dwarfs in M67 have not yet been reported in the literature and comparisons with the results obtained here are not possible.

The results in Figure 7 show that our abundances for solar-type stars in M67 are in good agreement with those from both Liu et al. (2016) and Önehag et al. (2014).

Several investigators have determined red giant chemical abundances via high-resolution spectroscopy (Cohen 1980; Tautvaisiene 2000; Michaud et al. 2004; Yong et al. 2005; Friel et al. 2010; Pancino et al. 2010; Canto Martins et al. 2011; Jacobson et al. 2011; Stelo et al. 2016; Bertelli Motta et al. 2017). Comparisons with the literature results for red-giants are done using Pancino et al. (2010) and Jacobson et al. (2011), with both studies based upon high-resolution optical spectroscopy. The iron abundance for the red-giants, as well as for other elements derived here are, in general, similar to that found by both Pancino et al. and Jacobson et al. In particular, abundances of Mg, Al, and Si are found to be enhanced relative to solar in all red giant results. Overall, the abundance patterns derived from the 4 optical studies are similar to those obtained from the APOGEE spectra (with some offsets or scatter in certain elements). It is worth noting here again that all studies are based upon 1-D LTE analyses.

7.4. Is M 67 Chemically homogeneous?

Probing the level of homogeneity of open clusters is important for understanding their formation and for testing the chemical tagging paradigm in stellar populations, as well as trying to detect the signature of diffusion. The chemical abundances obtained for the eight M67 members studied here, taken at face value, would indicate a measurable abundance spread within M67 for some of the studied elements. However, in all cases the abundances in the two targets of the same stellar class are found to be quite homogeneous, hinting that when comparing stars across significantly different T_{eff} -log regimes, the analyses may be detecting effects other than simple primordial abundance dispersions. In the following we discuss the results within each stellar class.

7.4.1. *M-dwarfs*

The two M-dwarfs have similar values of effective temperature and surface gravity ($T_{\text{eff}} \sim 3900$ K; $\log g \sim 4.67$). For both stars we derived similar abundances for all elements, with a mean difference of $+0.02 \pm 0.03$ dex (in the sense of the hotter M-dwarf minus the cooler one). In particular, the iron abundances, often used as a proxy for metallicity, compare very well, within 0.01 dex ($A(\text{Fe}) = \sim 7.50$ from Fe I lines). It should be noted that the iron abundances derived from the FeH lines (Table 2) are offset by ~ -0.15 dex in comparison with the iron abundances obtained from the Fe I lines. This pattern was discussed in Souto et al. (2017) where it was concluded that the log gf-values adopted for the FeH line list were uncertain and possibly responsible for these offsets.

7.4.2. *Solar-type Stars*

The two G-dwarfs studied here have atmospheric parameters similar to that of the Sun ($T_{\text{eff}} = 5724$ K, $\log g = 4.48$ for 2M08510076+1153115; $T_{\text{eff}} = 5958$ K, $\log g = 4.35$ for 2M08512314+1154049). The chemical similarities between solar-type stars in M 67 and the Sun have been discussed previously by Önehag et al. (2014).

The elemental abundances of the two G-dwarfs are found to be very consistent with each other, with a mean difference of $+0.01 \pm 0.03$ dex (in the sense of hotter minus cooler star). Figure 8 illustrates the close match to a solar abundance pattern (within less than 0.05 dex) of both G-dwarfs in M67. One of the G-dwarfs (2M08510076+1153115 or YBP 1514) has an exoplanet detected by Brucalassi et al. (2014, 2016) with $\text{Mass}/\text{Mass}_{\odot} = 0.40$. The other G-dwarf (2M08512314+1154049 or YBP 1587) has been reported in Pasquini et al. (2012)

to be an exoplanet hosting candidate. Our derived stellar parameters and metallicity for 2M08510076+113115 suggests that this star is a solar-twin, exhibiting abundance differences relative to the Sun of ≤ 0.04 dex for all elements.

Certain stellar abundance ratios are important for studies of exoplanet properties, such as the C/O ratio, one of the factors that affects the ice chemistry in protoplanetary disks (Bond et al. 2010; Teske et al. 2014). Unfortunately, the APOGEE spectra cannot be used to determine precise oxygen abundances in solar-type stars; however, another interesting abundance ratio that affects the interior structure of rocky exoplanets is Mg/Si (Delgado-Mena et al. 2010; Unterborn & Panero 2016; Brewer & Fischer 2016). We derive Mg/Si = 0.93 for both M67 G-dwarf stars, compared to the same value of 0.93 for the Sun.

7.4.3. *Subgiant Stars*

The subgiants analyzed in this work are 2M08513540+1157564 ($T_{\text{eff}} = 5596$ K, $\log g = 3.77$) and 2M08514474+1146460 ($T_{\text{eff}} = 5137$ K, $\log g = 3.64$); 2M08513540+1157564 is located between the turn-off of the main sequence and the base of the red-giant branch (RGB), while 2M08514474+1146460 is near the base of the red giant branch. Their carbon and nitrogen abundances are found to be slightly different in the two stars, and such differences are expected based on stellar evolution models (e.g., Lagarde et al. 2012).

7.4.4. *Red-giant Stars*

The red giants analyzed here have similar atmospheric parameters: 2M08521856+1144263 with $T_{\text{eff}} = 4842$ K, $\log g = 2.45$ and 2M08514388+1156425 where $T_{\text{eff}} = 4819$ K, $\log g = 2.45$. Both stars are members of the red-clump (RC) of M67.

As with the other pairs of stellar types isolated here, these M67 red giants share a nearly identical chemistry, with the mean difference in elemental abundances being $+0.02 \pm 0.03$ dex (where the difference is hotter giant - cooler giant). The largest differences are 0.08 dex for ^{14}N , which could be the results of slightly different first dredge-up and He core flash mixing, and K at 0.09 dex.

7.5. Is diffusion Measured in M 67?

Within the pairs of stars of the same stellar classes analyzed here, their chemical compositions are quite homogeneous, while a comparison across the stellar classes may be used to probe the existence and extent of diffusion. Convective mixing predicts (e.g., Lagarde et al. 2012) that red-giant photospheres become richer in nitrogen, due to internal stellar nucleosynthesis and deep mixing; however, an increase in the abundances of elements, such as, Na, Mg, Al, Si, Ti, V, and Mn is not expected in low-mass giants, such as those found in M67. Small increases in red giant abundances, relative to main-sequence and perhaps sub-giant stars might be associated with stellar diffusion operating in the hotter main-sequence stars, while the convective envelopes developing in the atmospheres of evolved stars would tend to erase the diffusion signature.

Önehag et al. (2014) investigated possible diffusion signatures in M67 by studying a sample of hot, main sequence stars just below the turnoff ($T_{\text{eff}} \sim 6130\text{K} - 6200\text{K}$), turnoff stars ($T_{\text{eff}} \sim 6150\text{K} - 6215\text{K}$), and early subgiant stars ($T_{\text{eff}} \sim 6040\text{K} - 6110\text{K}$). Comparing the abundances in the subgiant and turnoff stars, Önehag et al. (2014) found differences in elemental abundances of $\Delta(\text{SG} - \text{TO}) \sim +0.02 - +0.06$ dex; this is in the correct sense predicted by models of diffusion, as the heavy elements that have sunk below the small convection zones in the hotter turnoff stars are mixed back to the observable surface by the deepening convective envelopes in the subgiants. The specific elements studied by Önehag et al. (2014) were C, O, S, Na, Mn, Cr, Si, Fe, Mg, Ni, Ca, Ti, and Al, and our study includes 10 of these elements in the G-dwarfs and subgiants.

Results derived here for the subgiant stars and red giants, compared to the solar twin are examined to search for the effects of diffusion in the solar twin. Figure 9 plots differences in the abundances between the subgiants and red giants (their mean abundances for each class) minus the solar twin. The red giants display larger abundances in most elements relative to the solar twin, which may reflect the convective erasure of a diffusion signature in the solar twin, or the pattern may point to systematic effects in the analysis, as the two types of stars have quite different values of effective temperature and surface gravity (see Section 3).

The abundance differences in Figure 9 between the subgiants and the solar twin are much smaller than in the red giants, with differences typically < 0.05 dex. The stellar parameters between these stars are much more similar than for the red giants. The pattern in the differences is interesting and warrants closer examination. The magnitude of diffusion varies from element-to-element and Önehag et al. (2014), in their Figure 8, also indicate the expected magnitude of the effect of diffusion for each element in M67 stars on the warm main sequence and turnoff (from private communication with O. Richard). Using this as a guide, the order of the magnitude of diffusion differences would be expected to be the largest

in Na, Mg, Al, Fe, and C, while differences in Mn, Cr, and Si would be smaller, and for Ca and Ti almost non-existent. Examining the subgiant - solar twin pattern, we note that Na, Mg, and Al all exhibit relatively strong positive differences, as does Si. Iron shows almost no difference and C has a negative difference. Interestingly, Ca, Ti, Mn, and Cr all show small negative differences. Given that there may be small, overall systematic affects in the absolute abundance scale as derived for the subgiants and the solar twin (a few hundredths of a dex), the overall pattern in Figure 9 may point to the signature of diffusion in the M67 solar twin.

This comparison is a concept study of what can be accomplished with the APOGEE spectra and a larger comparison of subgiants and solar-like stars in M67 to probe for diffusion would seem to be a promising endeavor.

8. Summary

This paper presents detailed chemical abundances for the elements C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, and Fe in eight star members of the open cluster M 67. The sample stars have different stellar masses and are in different evolutionary stages: two M-type dwarfs, two K-type red-giants, two G-type dwarfs, two G-type subgiants; noting that this is the first study to probe the chemical abundances of the cool M-type dwarfs in M 67.

Our analysis of the solar type star 2M08510076+113115 indicated that this star is a solar-twin exhibiting abundance differences relative to the Sun ≤ 0.04 dex for all elements analyzed.

The metallicity obtained averaging the iron abundances derived for all stars were found to be quite homogeneous with $\langle A(\text{Fe}) \rangle = 7.48 \pm 0.02$, or, $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = 0.03 \pm 0.02$.

We observe the signature of the first dredge-up from subgiants to red-giant stars, where $^{12}\text{C}/^{14}\text{N} = 2.34$ for the subgiants and $^{12}\text{C}/^{14}\text{N} = 1.73$ for the red-giants. The increase of the ^{14}N is consequence of the H-burning during the CN-cycle.

From the analysis of the abundance variations as a function of T_{eff} and $\log g$ we verify that ASPCAP results are roughly in agreement between our measurements with small offsets for Na, Ti, and V. The abundances of Na, Mg, Al, Si, Ti and Mn show a dependence as a function of $\log g$ as well as T_{eff} with differences that can reach 0.20 dex and cannot be explained by non-LTE departures. It is possible that these differences are due to diffusion and/or gravitational settling mechanisms that are present in M 67 stars dwarfs stars. We also note that the effect is stronger for light elements, such as, Na, Mg, Al, and Si.

9. Acknowledgments

Funding for the Sloan Digital Sky Survey IV has been provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the U.S. Department of Energy Office of Science, and the Participating Institutions. SDSS-IV acknowledges support and resources from the Center for High-Performance Computing at the University of Utah. The SDSS web site is www.sdss.org.

SDSS-IV is managed by the Astrophysical Research Consortium for the Participating Institutions of the SDSS Collaboration including the Brazilian Participation Group, the Carnegie Institution for Science, Carnegie Mellon University, the Chilean Participation Group, the French Participation Group, Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Instituto de Astrofísica de Canarias, The Johns Hopkins University, Kavli Institute for the Physics and Mathematics of the Universe (IPMU) / University of Tokyo, Lawrence Berkeley National Laboratory, Leibniz Institut für Astrophysik Potsdam (AIP), Max-Planck-Institut für Astronomie (MPIA Heidelberg), Max-Planck-Institut für Astrophysik (MPA Garching), Max-Planck-Institut für Extraterrestrische Physik (MPE), National Astronomical Observatory of China, New Mexico State University, New York University, University of Notre Dame, Observatório Nacional / MCTI, The Ohio State University, Pennsylvania State University, Shanghai Astronomical Observatory, United Kingdom Participation Group, Universidad Nacional Autónoma de México, University of Arizona, University of Colorado Boulder, University of Oxford, University of Portsmouth, University of Utah, University of Virginia, University of Washington, University of Wisconsin, Vanderbilt University, and Yale University. D.A.G.H. was funded by the Ramón y Cajal fellowship number RYC-2013-14182. D.A.G.H. and O.Z. acknowledge support provided by the Spanish Ministry of Economy and Competitiveness (MINECO) under grant AYA-2014-58082-P. RC acknowledge support from the Spanish Ministry of Economy and Competitiveness through grants AYA2014-56359-P, AYA2014-56795, and AYA2013-42781P.

REFERENCES

- SDSS Collaboration, Albareti, F. D., Allende Prieto, C., et al. 2016, arXiv:1608.02013
- Alam, S., Albareti, F. D., Allende Prieto, C., et al. 2015, *ApJS*, 219, 12
- Alvarez, R., & Plez, B. 1998, *A&A*, 330, 1109
- Andersen, J. 1999, *Transactions of the International Astronomical Union, Series A*, 24, 36
- Andrievsky, S. M., Spite, M., Korotin, S. A., et al. 2008, *A&A*, 481, 481
- Asplund, M., Grevesse, N., & Sauval, A. J. 2005, *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, 336, 25
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, *ARA&A*, 47, 481
- Bellini, A., Bedin, L. R., Pichardo, B., et al. 2010, *A&A*, 513, A51
- Bergemann, M., Lind, K., Collet, R., Magic, Z., & Asplund, M. 2012, *MNRAS*, 427, 27
- Bertelli Motta, C., Salaris, M., Pasquali, A., & Grebel, E. K. 2017, *MNRAS*, 466, 2161
- Blanco-Cuaresma, S., Soubiran, C., Heiter, U., et al. 2015, *A&A*, 577, A47
- Bond, J. C., O’Brien, D. P., & Lauretta, D. S. 2010, *ApJ*, 715, 1050
- Bovy, J. 2016, *ApJ*, 817, 49
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., et al. 2012, *MNRAS*, 427, 127
- Brewer, J. M., & Fischer, D. A. 2016, *ApJ*, 831, 20
- Brucalassi, A., Pasquini, L., Saglia, R., et al. 2014, *A&A*, 561, L9
- Brucalassi, A., Pasquini, L., Saglia, R., et al. 2016, *A&A*, 592, L1
- Canto Martins, B. L., Lèbre, A., Palacios, A., et al. 2011, *A&A*, 527, A94
- Carpenter, J. M. 2001, *AJ*, 121, 2851
- Cohen, J. G. 1980, *ApJ*, 241, 981
- Cunha, K., Smith, V. V., Johnson, J. A., et al. 2015, *ApJ*, 798, L41
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, “The IRSA 2MASS All-Sky Point Source Catalog, NASA/IPAC Infrared Science Archive”,

- Delgado Mena, E., Israelian, G., González Hernández, J. I., et al. 2010, *ApJ*, 725, 2349
- Foy, R., & Proust, D. 1981, *A&A*, 99, 221
- Friel, E. D., & Boesgaard, A. M. 1992, *ApJ*, 387, 170
- Friel, E. D., Jacobson, H. R., & Pilachowski, C. A. 2010, *AJ*, 139, 1942
- Frinchaboy, P. M., Thompson, B., Jackson, K. M., et al. 2013, *ApJ*, 777, L1
- García Pérez, A. E., Allende Prieto, C., Holtzman, J. A., et al. 2016, *AJ*, 151, 144
- Geller, A. M., Latham, D. W., & Mathieu, R. D. 2015, *AJ*, 150, 97
- González Hernández, J. I., & Bonifacio, P. 2009, *A&A*, 497, 497
- Gonzalez, G. 2016, *MNRAS*, 463, 3513
- Gustafsson, B., Edvardsson, B., Eriksson, K., et al. 2008, *A&A*, 486, 951
- Gunn, J. E., Siegmund, W. A., Mannery, E. J., et al. 2006, *AJ*, 131, 2332
- Hargreaves, R. J., Hinkle, K. H., Bauschlicher, C. W., Jr., et al. 2010, *AJ*, 140, 919-924
- Holtzman, J. A., Shetrone, M., Johnson, J. A., et al. 2015, *AJ*, 150, 148
- Jacobson, H. R., Pilachowski, C. A., & Friel, E. D. 2011, *AJ*, 142, 59
- Korn, A. J., Grundahl, F., Richard, O., et al. 2007, *ApJ*, 671, 402
- Lagarde, N., Decressin, T., Charbonnel, C., et al. 2012, *A&A*, 543, A108
- Leiner, E., Mathieu, R. D., Stello, D., Vanderburg, A., & Sandquist, E. 2016, *ApJ*, 832, L13
- Lind, K., Korn, A. J., Barklem, P. S., & Grundahl, F. 2008, *A&A*, 490, 777
- Lind, K., Asplund, M., Barklem, P. S., & Belyaev, A. K. 2011, *A&A*, 528, A103
- Liu, F., Asplund, M., Yong, D., et al. 2016, *MNRAS*, 463, 696
- Majewski, S. R., Schiavon, R. P., Frinchaboy, P. M., et al. 2015, arXiv:1509.05420
- Mann, A. W., Feiden, G. A., Gaidos, E., Boyajian, T., & von Braun, K. 2015, *ApJ*, 804, 64
- Mészáros, S., Holtzman, J., García Pérez, A. E., et al. 2013, *AJ*, 146, 133
- Michaud, G., Richard, O., Richer, J., & Vandenberg, D. A. 2004, *ApJ*, 606, 452

- Michaud, G., Alecian, G., & Richer, J. 2015, *Atomic Diffusion in Stars*, Astronomy and Astrophysics Library, ISBN 978-3-319-19853-8. Springer International Publishing Switzerland, 2015.,
- Montegriffo, P., Ferraro, F. R., Origlia, L., & Fusi Pecci, F. 1998, *MNRAS*, 297, 872
- Nordlander, T., Korn, A. J., Richard, O., & Lind, K. 2012, *ApJ*, 753, 48
- Önehag, A., Gustafsson, B., & Korn, A. 2014, *A&A*, 562, A102
- Pancino, E., Carrera, R., Rossetti, E., & Gallart, C. 2010, *A&A*, 511, A56
- Pasquini, L., Brucalassi, A., Ruiz, M. T., et al. 2012, *A&A*, 545, A139
- Pietrinferni, A., Cassisi, S., Salaris, M., & Castelli, F. 2006, *ApJ*, 642, 797
- Plez, B. 1992, *A&AS*, 94, 527
- Richard, O., Michaud, G., Richer, J., et al. 2002, *ApJ*, 568, 979
- Richer, H. B., Fahlman, G. G., Rosvick, J., & Ibata, R. 1998, *ApJ*, 504, L91
- Salaris, M., Weiss, A., & Percival, S. M. 2004, *A&A*, 414, 163
- Sarajedini, A., Dotter, A., & Kirkpatrick, A. 2009, *ApJ*, 698, 1872
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Shetrone, M., Bizyaev, D., Lawler, J. E., et al. 2015, *ApJS*, 221, 24
- Smiljanic, R., Romano, D., Bragaglia, A., et al. 2016, *A&A*, 589, A115
- Stello, D., Vanderburg, A., Casagrande, L., et al. 2016, *ApJ*, 832, 133
- Souto, D., Cunha, K., Smith, V., et al. 2016, *ApJ*, 830, 35
- Souto, D., Cunha, K., García-Hernández, D. A., et al. 2017, *ApJ*, 835, 239
- Tautvaišiene, G., Edvardsson, B., Tuominen, I., & Ilyin, I. 2000, *A&A*, 360, 499
- Taylor, B. J. 2007, *AJ*, 133, 370
- Teske, J. K., Cunha, K., Smith, V. V., Schuler, S. C., & Griffith, C. A. 2014, *ApJ*, 788, 39
- Unterborn, C. T., & Panero, W. R. 2016, *arXiv:1604.08309*
- Yadav, R. K. S., Bedin, L. R., Piotto, G., et al. 2008, *A&A*, 484, 609

Yong, D., Carney, B. W., & Teixeira de Almeida, M. L. 2005, *AJ*, 130, 597

Wallace, L., & Hinkle, K. 2001, *ApJ*, 559, 424

Wilson, J. C., Hearty, F., Skrutskie, M. F., et al. 2010, *Proc. SPIE*, 7735, 77351C

Zasowski, G., Johnson, J. A., Frinchaboy, P. M., et al. 2013, *AJ*, 146, 81

Zhang, J., Shi, J., Pan, K., Allende Prieto, C., & Liu, C. 2016, *ApJ*, 833, 137

Zhang, J., Shi, J., Pan, K., Allende Prieto, C., & Liu, C. 2016, arXiv:1610.05888

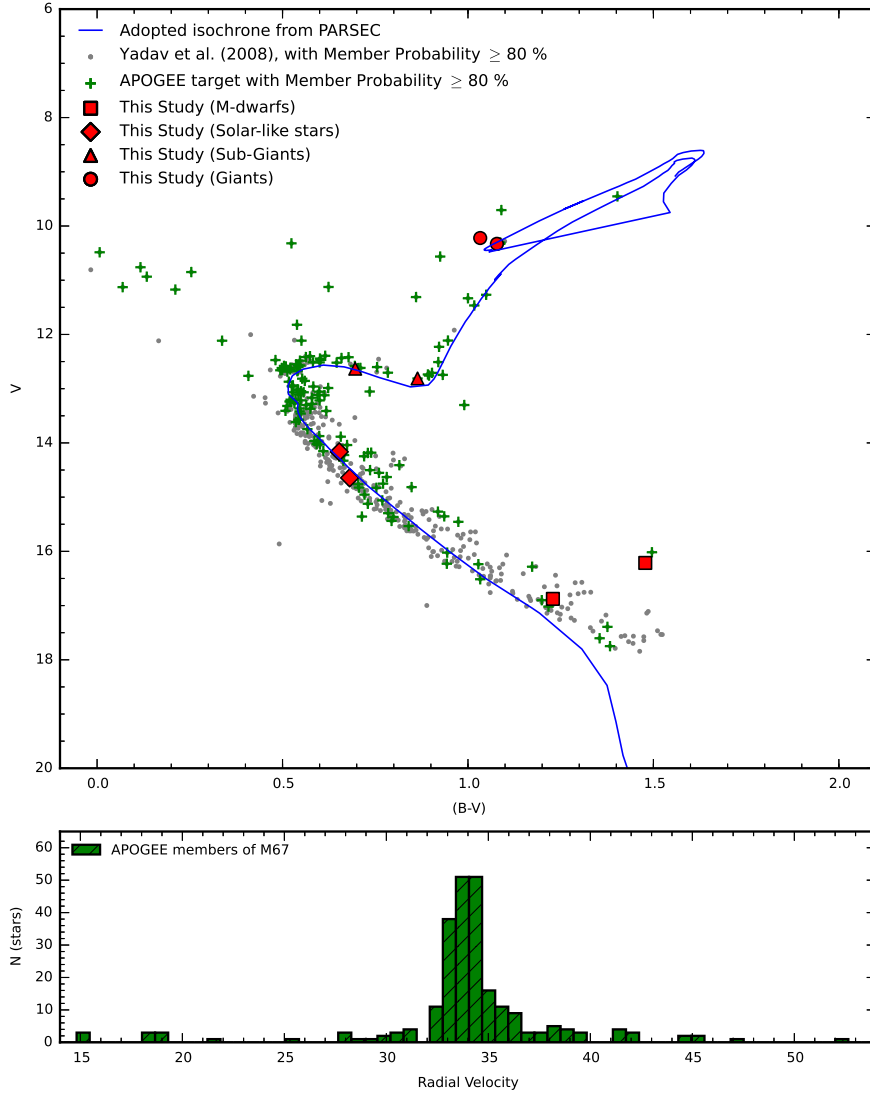


Fig. 1.— Top Panel: CMD for $B-V$ against V using data from Yadav et al. (2008). We show the positions of the target stars (as red symbols) and a selected isochrone from PARSEC is also shown. Bottom Panel: radial velocity distribution obtained from ASPCAP for the APOGEE M 67 targets with membership probabilities $\geq 80\%$ in Yadav et al. (2008).

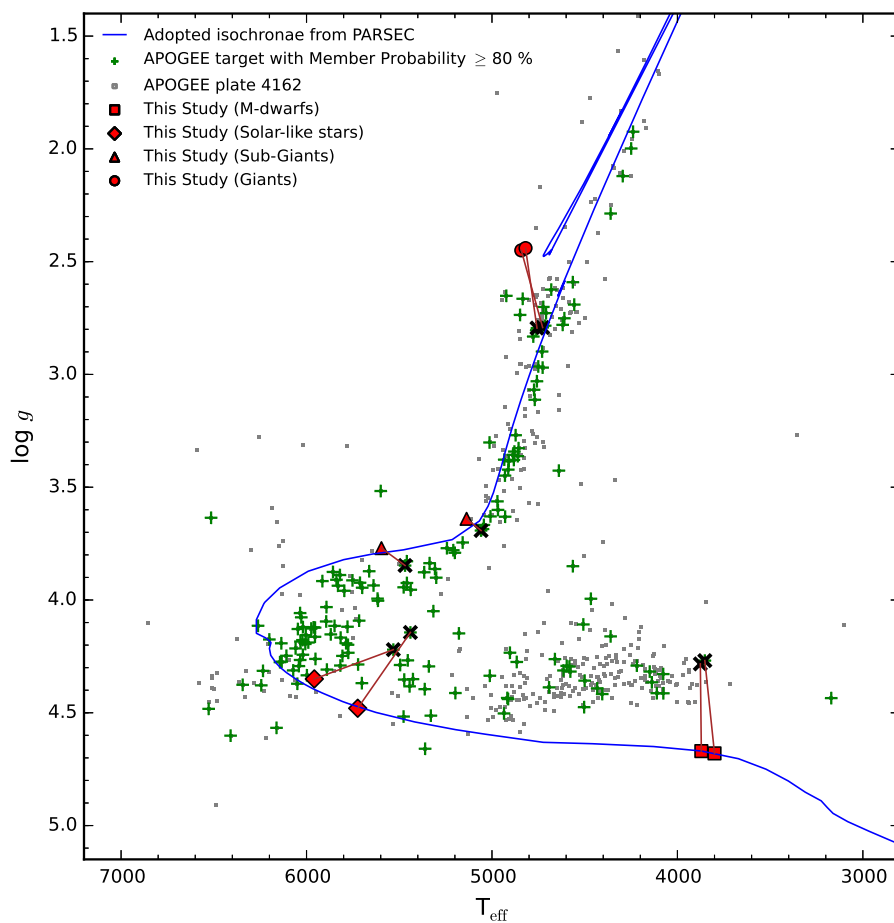


Fig. 2.— $T_{\text{eff}} - \log g$ diagram showing the ASPCAP results for all targets observed in the M 67 APOGEE plate (grey dots), while those targets in the APOGEE plate with membership probabilities > 80 percent in Yadav et al. (2008) are overplotted as green pluses. The red symbols are the stars studied here; the black crosses show the ASPCAP results for them.

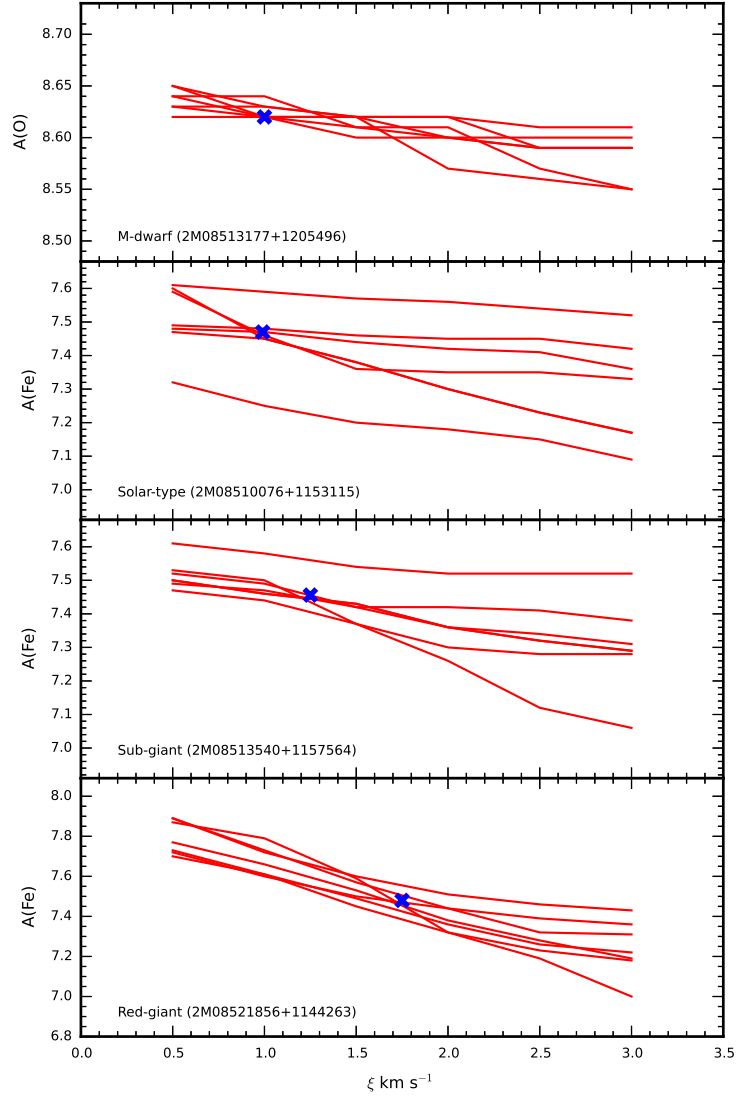


Fig. 3.— Individual line abundances as a function of the microturbulent velocity, ξ , for four of the target stars: one M-dwarf, one G-type subgiant, one K-type red-giant and one solar-type star. To estimate ξ , we use $A(\text{Fe})$ in most cases and $A(\text{O})$ for the M-dwarfs, as the Fe I lines are very weak in these stars.

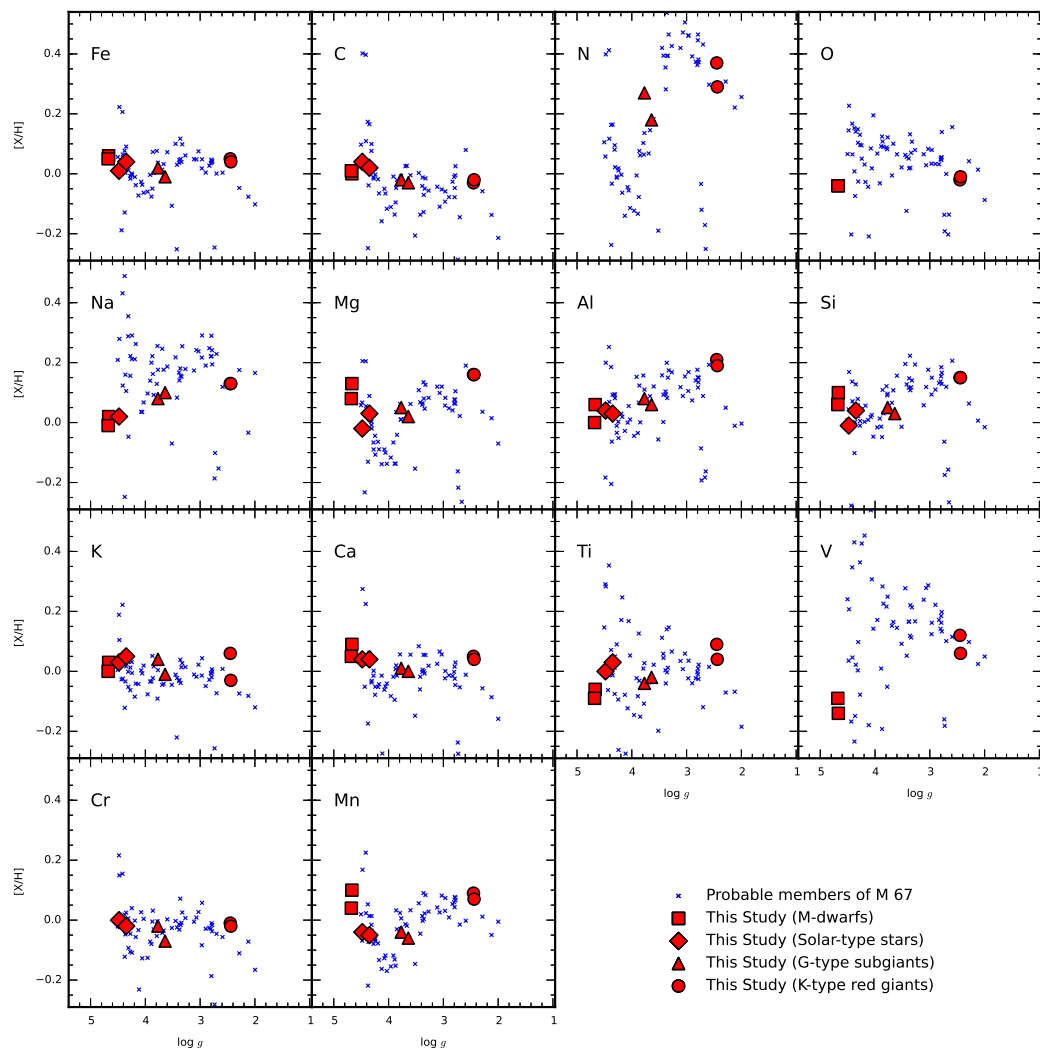


Fig. 5.— The chemical abundances for the studied stars are presented as a function of the adopted $\log g$ s. The red symbols refer to the analyzed sample and the blue crosses represent the ASPCAP results obtained for the sample of M 67 members having APOGEE spectra with $S/N \geq 150$.

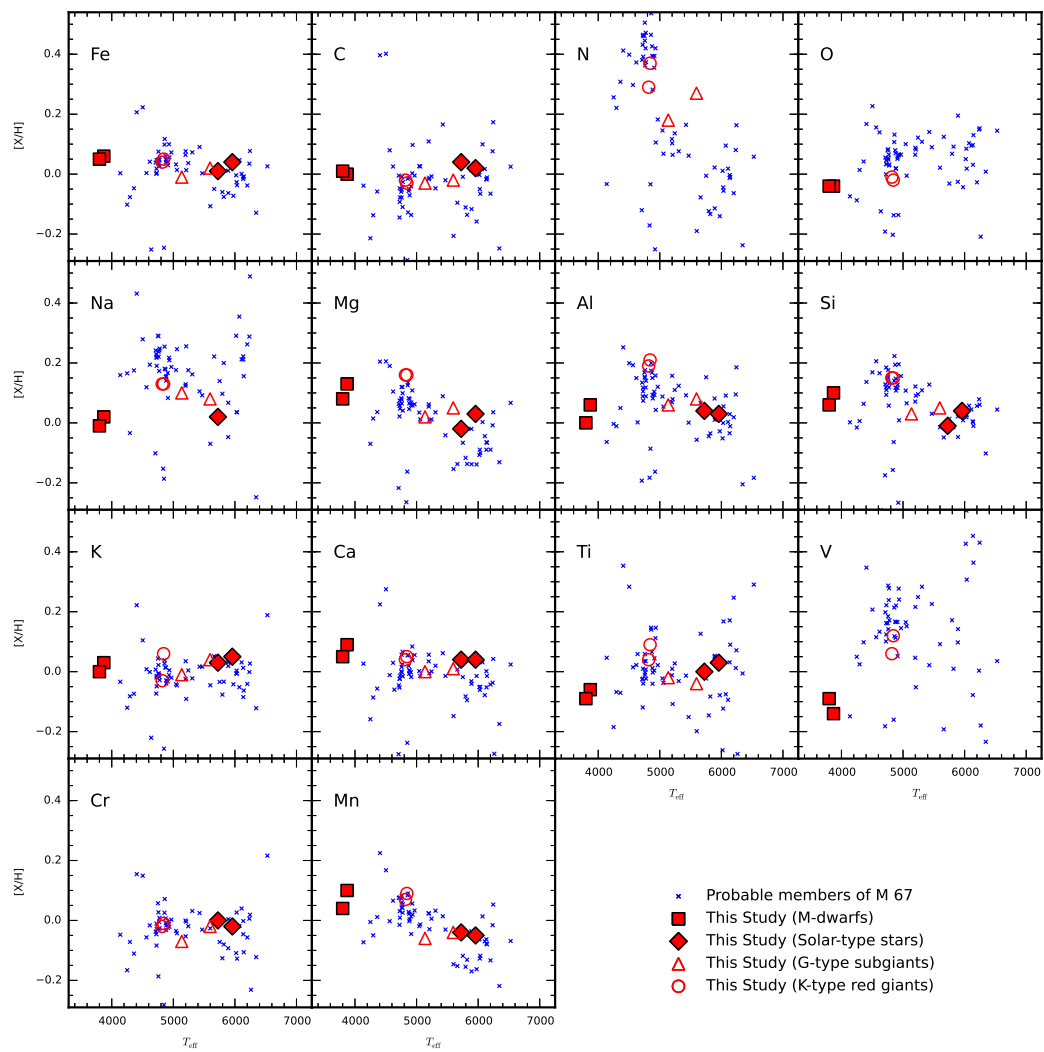


Fig. 6.— The chemical abundances for the studied stars are shown as a function of the adopted T_{eff} . The symbols are the same as in Figure 5.

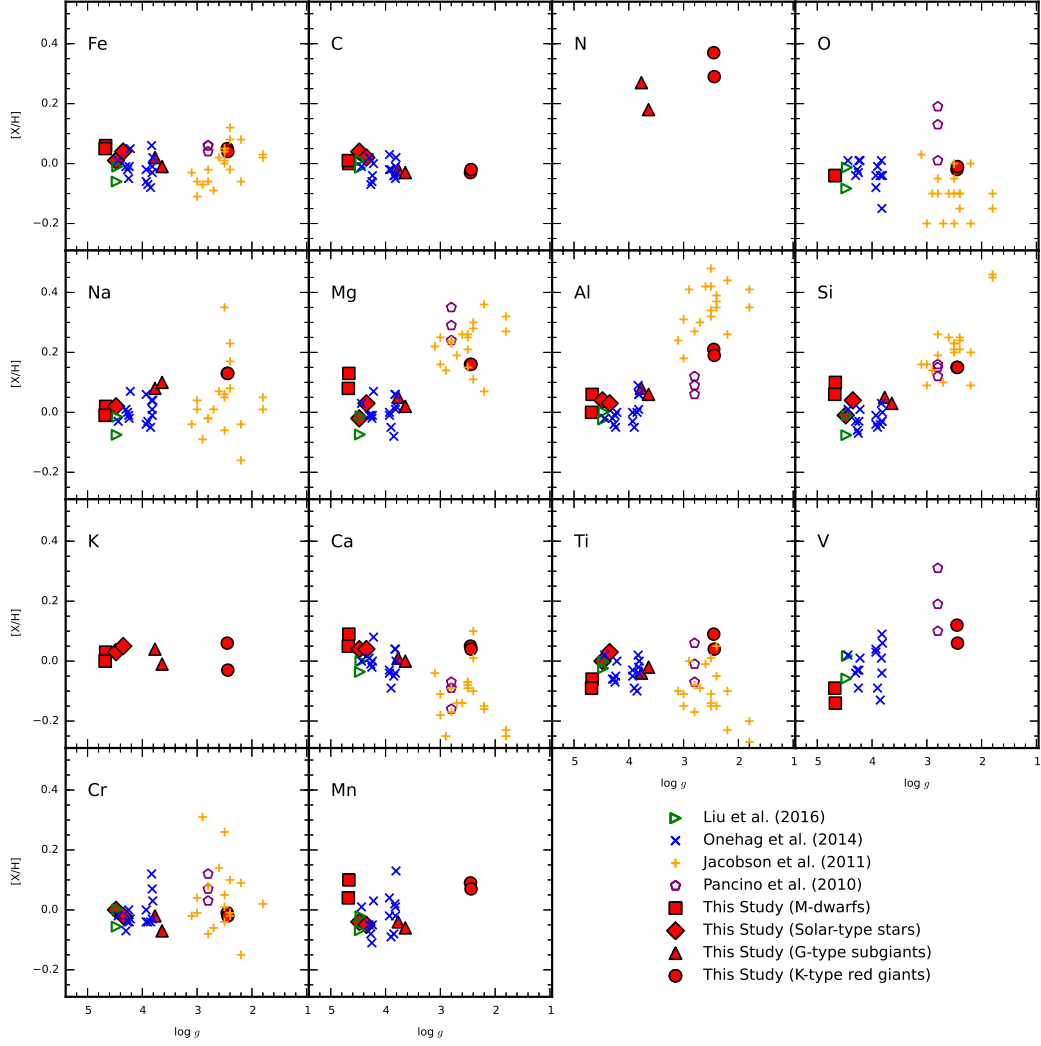


Fig. 7.— The chemical abundances for the studied stars are shown as a function of $\log g$. Results from the literature for other stars in M 67 from Liu et al. (2016), Önehag et al. (2014), Jacobson et al. (2011), and Pancino et al. (2010) are also show for comparison.

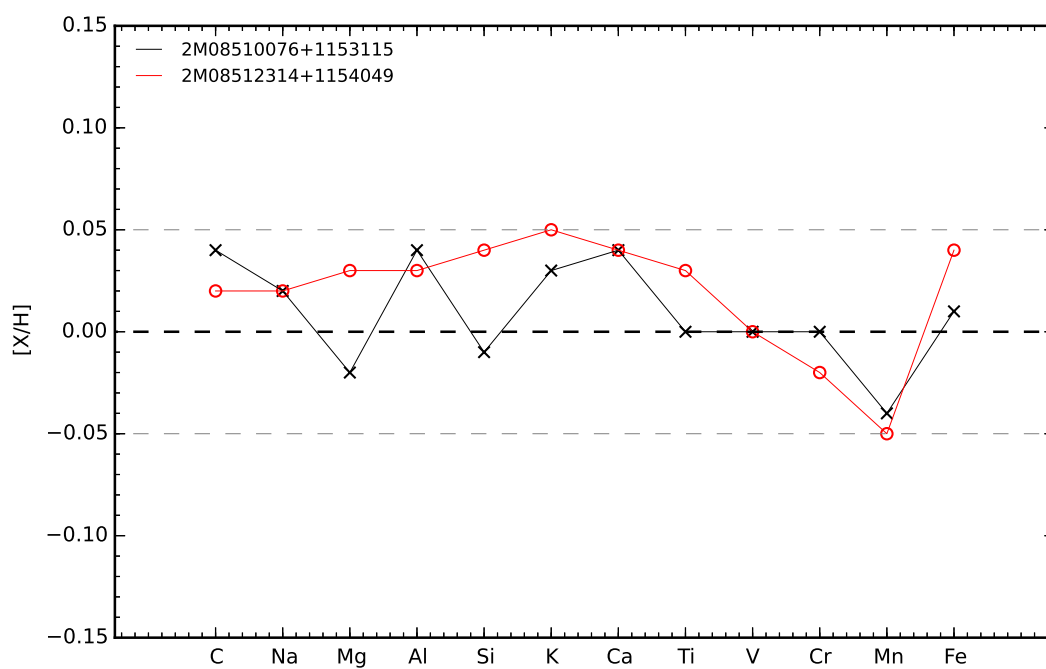


Fig. 8.— The chemical abundances for the two G-type dwarfs relative to Sun ($[X/H]$, with solar results from this study). The solar abundances ($[X/H]=0$) \pm 0.05 dex are indicated as dashed lines. This illustrates the close match to a solar abundance pattern (within less than 0.05 dex) of both G-dwarfs studied in M67.

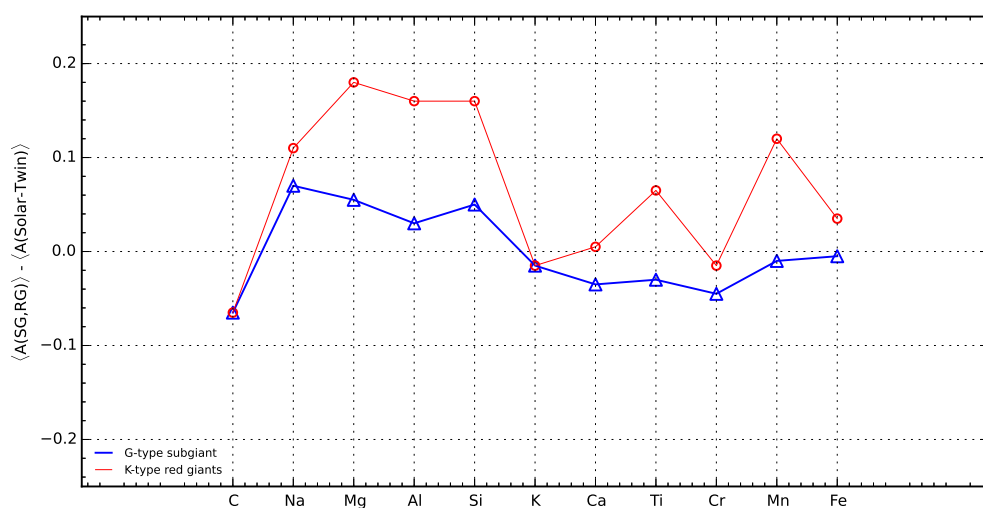


Fig. 9.— Mean abundances for red-giants (red curve) and subgiants (blue curve) minus the abundances for the solar twin 2M08510076+1153115 for all studied elements. The subgiants show elevated abundances for the elements Na, Mg, Al and Si. The abundance of Fe in the subgiants is roughly the same as the solar twin.

Table 1. Atmospheric Parameters

	2M08513177 +1205496 M-dwarf	2M08540614 +1203247 M-dwarf	2M08510076 +1153115 G-dwarf	2M08512314 +1154049 G-dwarf	2M08513540 +1157564 G-subgiant	2M08514474 +1146460 G-subgiant	2M08521856 +1144263 K-giant	2M08514388 +1156425 K-giant
<i>B</i>	17.685	17.410	15.498	14.804	13.500	13.848	11.427	11.579
<i>V</i>	16.149	16.400	14.777	14.163	12.764	12.944	10.354	10.461
<i>r</i>	15.685	16.260	14.613	14.028	12.606	12.718	10.149	10.214
<i>J</i>	13.408	13.949	13.474	13.017	11.427	11.357	8.572	8.618
<i>H</i>	12.737	13.237	13.157	12.741	11.143	10.918	8.087	8.114
<i>Ks</i>	12.528	13.046	13.105	12.681	11.030	10.822	7.923	7.996
<i>pmra</i>	-16.7	-18.4	-9.2	-9.3	-10.0	-4.5	-13.6	-11.7
<i>pmdec</i>	-13.8	-4.3	-5.1	-4.7	-4.1	-1.1	-3.4	-5.9
Probability	96	xx	98	99	91	99	96	97
<i>RV</i>	39	35	34	34	34	34	39	34
<i>SNR</i>	162	110	126	122	238	354	496	486
T_{eff} (K)	3898 ± 20	3873 ± 20	5724 ± 92	5958 ± 33	5596 ± 38	5137 ± 58	4842 ± 23	4819 ± 82
$\log g$	4.67 ± 0.08	4.68 ± 0.08	4.48 ± 0.05	4.35 ± 0.05	3.77 ± 0.05	3.64 ± 0.05	2.45 ± 0.05	2.44 ± 0.05
ξ <i>Km/s</i>	1.00	1.00	1.00	1.00	1.25	1.20	1.75	1.60

Table 2. Individual Abundances

Element	λ (Å)	2M08513177 +1205496 M-dwarf	2M08540614 +1203247 M-dwarf	2M08510076 +1153115 G-dwarf	2M08512314 +1154049 G-dwarf	2M08513540 +1157564 G-subgiant	2M08514474 +1146460 G-subgiant	2M08521856 +1144263 K-giant	2M08514388 +1156425 K-giant	Sun This Work
Fe I	15194.492	7.51	7.47	7.50	7.45	7.55	7.53	...
	15207.528	7.56	7.52	7.54	7.49	7.47	7.46	7.51	7.48	7.45
	15220	7.44	7.51	7.46	7.43	7.45
	15224	7.53	7.62	7.50	7.45	7.52
	15240	7.51	7.53	7.47	7.44	7.49
	15245	7.48	7.54	7.47	7.46	7.46
	15294	7.45	7.46	7.42	7.43	7.47	7.42	7.43
	15301	7.50	7.47	7.52	7.48	7.47
	15344	7.47	7.49	7.52	7.48	7.51
	15395.718	7.50	7.49	7.48	7.48	7.54	7.52	7.47
	15490.339	7.54	7.48	7.53	7.54	7.45	7.48	7.52	7.48	7.46
	15498	7.51	7.50	7.49	7.48	7.43
	15502	7.47	7.53	7.50	7.41
	15532	7.49	7.52	7.46	7.42	7.49
	15534	7.44
	15537	7.56	7.44	7.46
	15588	7.41	7.49	7.48	7.41	7.43
	15648.515	7.50	7.53	7.46
	15662	7.37	7.41	7.46	7.40	7.41
	15677	7.45	7.47	7.47	7.45	7.47
	15685	7.47	7.49	7.44	7.45	7.45
	15692.751	...	7.54	7.42	7.50	7.44	7.47	7.42
	15904	7.38	7.52	7.43	7.39	7.46
	15908	7.40	7.45	7.41	7.38	7.45
	15910	7.37	7.42	7.46	7.49	7.47
	15913
	15920	7.41	7.45	7.41	7.42	7.42
	15964.867	7.42	7.40	7.45	7.44	7.41
	15980	7.43	7.47	7.40	7.40	7.42
	16006	7.44	7.41	7.44	7.43
	16009.615	7.51	7.50	7.41	7.48	7.47	7.43	7.48
	16038	7.41	7.48	7.43	7.44	7.37
	16040.657	7.47	7.51	7.48	7.46	7.47	7.47	7.45
	16043	7.46	7.51	7.47	7.45	7.48
	16075	7.43	7.51	7.42	7.47
	16088	7.45	7.48	7.46	7.45	7.47
	16102	7.45	7.50	7.48	7.43	7.48
	16115	7.40	7.48	7.46	7.46	7.51
	16126	7.46	7.49	7.48	7.46	7.41
	16153.247	7.42	...	7.43	7.44	7.46	7.48	7.47
	16165.032	7.51	7.49	...
	16175	7.41	7.49	7.45	7.41	7.43
16178	7.44	7.49	7.46	7.43	7.48	
16180	7.46	7.51	7.46	7.44	7.49	
16184	7.49	7.46	7.44	7.50	
16195	7.48	7.46	7.47	7.42	7.45	
16197	7.53	7.52	7.44	7.40	7.52	
16199	7.49	7.49	7.44	7.42	7.48	
16204	7.40	7.47	7.42	7.40	7.43	

Table 2—Continued

Element	λ (Å)	2M08513177 +1205496 M-dwarf	2M08540614 +1203247 M-dwarf	2M08510076 +1153115 G-dwarf	2M08512314 +1154049 G-dwarf	2M08513540 +1157564 G-subgiant	2M08514474 +1146460 G-subgiant	2M08521856 +1144263 K-giant	2M08514388 +1156425 K-giant	Sun This Work
	16207	7.53	7.48	7.44	7.40	7.41
	16213	7.46	7.48	7.48	7.45	7.45
	16232	7.49	7.39	7.44	7.42
	16235	7.46	7.49	7.47	7.42
	16246	7.47	7.47	7.45	7.47	7.46
	16294	7.52	...	7.44	7.50	7.47
	16315	7.51	7.42	7.45	7.45
	16324	7.43	7.51	7.48	7.44	7.43
	16332	7.48	7.45	7.52
	16395	7.50	7.54	7.48	7.47	7.48
	16398	7.51	...	7.49	7.47	7.46
	16404	7.50	7.53	7.49	7.44	7.49
	16487	7.42	7.41	7.43	7.45	7.37
	16506	7.53	...	7.52	7.44	7.47
	16516	7.47	7.53	7.45	7.43	7.44
	16519	7.50	7.50	7.49	7.42	7.45
	16522	7.47	7.52	7.51	7.46	7.46
	16525	7.47	7.48	7.50	7.43	7.44
	16531	7.51	7.57	7.49	7.42	7.48
	16542	7.45	...	7.48	7.43	7.45
	16552	7.46	7.47	7.49	7.43	7.41
	16560	7.48	...	7.49	7.41	7.40
	16612	7.49	7.48	7.48	7.43	7.45
	16645	7.52	7.49	7.49	7.43	7.47
	16653	7.52	7.51	7.46	7.45	7.44
	16657	7.48	7.54	7.50	7.47	7.47
	16661	7.53	...	7.54	7.49	7.43
	16664	7.48	7.52	7.49	7.44	7.49
FeH	16114.049	7.39	7.32
	16245.746	7.37
	16271.777	7.36	7.31
	16288.906	7.35	7.41
	16377.403	7.44	7.38
	16374.751	7.41	7.42
	16594.389	7.39
	16738.294	7.38	7.33
	16741.657	7.33	7.35
	16796.382	7.37	7.43
	16812.687	7.43	7.36
	16814.063	...	7.42
	16892.878	...	7.44
	16935.090	7.39
CO	15570-15600	8.34	8.39	8.31	8.33	8.34	8.39	...
	15970-16010	8.36	8.32	8.35	8.37	...
	16184	8.39	8.41	8.33	8.35	...
	16600-16650	8.37	8.38

Table 2—Continued

Element	λ (Å)	2M08513177 +1205496 M-dwarf	2M08540614 +1203247 M-dwarf	2M08510076 +1153115 G-dwarf	2M08512314 +1154049 G-dwarf	2M08513540 +1157564 G-subgiant	2M08514474 +1146460 G-subgiant	2M08521856 +1144263 K-giant	2M08514388 +1156425 K-giant	Sun This Work
C I	15784.7	8.41	8.40	8.31	8.34	8.31
	16005.0	8.40	8.37	8.42	8.48	8.37
	16021.7	8.41	8.41	8.34	bad	8.44
CN	15260.	8.15	7.95	8.03	8.05	...
	15322.	7.93	8.16	8.05	...
	15397.	8.04	8.02	8.17	8.07	...
	15332.	8.10	8.07	...
	15410.	7.93	8.15	8.09	...
	15447.	8.07	7.93	8.17	8.12	...
	15466.	8.03	7.95	8.16	8.06	...
	15472.	7.90	8.18	8.07	...
	15482.	7.96	8.17	8.06	...
	15580.88	8.09	8.05	8.18	8.09	...
	OH	15183.943	8.63	8.60
15278.334		8.62	8.62	8.60	8.63	...
15280.884	
15283.771	
15391.208		8.61	8.63
15407.288		8.65	8.62
15409.308		8.67	8.64
15505.782		8.64	8.62
15558.023		8.69	8.67
15560.244		8.62	8.63
15565.961		8.65	8.64
15568.780		8.65	8.63	8.66	8.68	...
15572.084		8.62	8.62
16052.765		8.57	8.61
16055.464		8.62	8.61
16061.700		8.60	8.60
16065.054		8.60	8.61
16069.524		8.59	8.58
16074.163	
16190.263		8.62	8.63	8.68	8.65	...
16192.208		8.62	8.63	8.63	8.65	...
16204.076		8.61	8.59
16207.186		8.62	8.62
16352.217		8.58	8.58
16354.582		8.60	8.56
16364.590		8.60	8.61
16368.135		8.61	8.61
16381.250		8.64	8.64
16582.013		8.67	8.63
16866.688		8.64	8.63
16871.895		8.61	8.62
16879.090	8.66	8.63	
16884.530	8.61	8.61	
16886.279	8.63	8.62	

Table 2—Continued

Element	λ (Å)	2M08513177 +1205496 M-dwarf	2M08540614 +1203247 M-dwarf	2M08510076 +1153115 G-dwarf	2M08512314 +1154049 G-dwarf	2M08513540 +1157564 G-subgiant	2M08514474 +1146460 G-subgiant	2M08521856 +1144263 K-giant	2M08514388 +1156425 K-giant	Sun This Work
	16895.180
	16898.887	8.62
Na I	16373.853	6.13	6.18	6.37	6.40	6.40	6.37	...
	16388.858	6.27	6.21	6.33	...	6.38	6.42	6.41	6.46	6.31
Mg I	15740.716	7.69	7.63	7.43	7.48	7.49	7.45	7.58	7.60	7.45
	15748.988	7.59	7.50	7.44	7.48	7.50	7.48	7.65	7.62	7.44
	15765.842	7.46	7.45	7.41	7.46	7.52	7.48	7.54	7.52	7.46
	15879.5	7.50	7.57	...
	15886.2	7.72	7.71	...
	15954.477	7.68	7.62	...
Al I	16718.957	6.31	6.25	6.40	6.36	6.39	6.41	6.55	6.56	6.36
	16750.564	6.37	6.33	6.43	6.38	6.57	6.55	6.34
	16763.360	6.53	6.46	6.44	6.47	6.51	6.46	6.59	...	6.42
Si I	15361.161	7.62	7.63	...
	15376.831	7.61	7.59	...
	15888.410	7.51	7.45	7.46	7.52	7.52	7.48	7.42
	15960.063	...	7.60	7.43	7.45	7.53	7.52	7.46
	16060.009	7.56	7.59	...
	16094.787	7.45	7.44	7.49	7.48	7.65	7.63	7.45
	16215.67	7.63	7.61	...
	16680.770	7.63	...	7.50	7.54	7.54	7.49	7.67	7.64	7.53
	16828.159	7.60	7.62	...
K I	15163.067	5.08	5.07	5.08	5.09	5.12	5.08	5.14	5.04	5.06
	15168.376	5.14	5.08	5.13	5.16	5.11	5.06	5.13	5.05	5.10
Ca I	16136.823	...	6.42	6.38	6.38	6.37	6.32	6.33	6.33	6.36
	16150.763	6.42	6.35	6.32	6.36	6.30	6.33	6.37	6.36	6.31
	16155.236	6.43	6.39	...
	16157.364	6.41	6.37	6.37	6.33	6.36	6.33	6.39	6.40	6.32
Ti I	15334.847	4.79	4.76
	15543.756	4.87	4.88	4.92	...	4.86	4.87	4.97	4.91	4.92
	15602.842	4.93	4.89	4.89	5.04	4.99
	15698.979	4.87	4.75	4.88	4.92	4.94	4.88	...
	15715.573	4.71	4.73	4.88	4.93	4.85	4.82	5.01	4.95	...
	16635.161	4.88	4.82	4.99	4.95	...
V I	15924.0	3.86	3.91	4.12	4.06	...
Cr I	15680.063	5.69	5.67	5.67	5.62	5.68	5.67	5.67
Mn I	15159.0	5.51	5.49	5.42	5.36	5.39	5.37	5.53	5.55	5.40
	15217.0	5.58	5.46	5.37	5.39	5.41	5.40	5.53	5.55	5.40
	15262.0	5.50	5.48	5.42	5.41	5.39	5.38	5.54	5.51	5.41

Table 2—Continued

Element	λ (Å)	2M08513177 +1205496 M-dwarf	2M08540614 +1203247 M-dwarf	2M08510076 +1153115 G-dwarf	2M08512314 +1154049 G-dwarf	2M08513540 +1157564 G-subgiant	2M08514474 +1146460 G-subgiant	2M08521856 +1144263 K-giant	2M08514388 +1156425 K-giant	Sun This Work

Table 3. Stellar Abundances

	2M08513177 +1205496 M-dwarf	2M08540614 +1203247 M-dwarf	2M08510076 +1153115 G-dwarf	2M08512314 +1154049 G-dwarf	2M08513540 +1157564 G-subgiant	2M08514474 +1146460 G-subgiant	2M08521856 +1144263 K-giant	2M08514388 +1156425 K-giant	Sun This Work	(A(Element)) Cluster Mean
Fe	7.51 ± 0.04	7.50 ± 0.03	7.46 ± 0.04	7.49 ± 0.04	7.47 ± 0.03	7.44 ± 0.03	7.50 ± 0.03	7.49 ± 0.03	7.45 ± 0.03	7.48 ± 0.02
C	8.37 ± 0.02	8.38 ± 0.03	8.41 ± 0.02	8.39 ± 0.02	8.35 ± 0.05	8.38 ± 0.07	8.34 ± 0.01	8.37 ± 0.02	8.37 ± 0.05	8.37 ± 0.03
N	8.08 ± 0.04	7.96 ± 0.05	8.15 ± 0.04	8.07 ± 0.02	...	8.06 ± 0.07
O	8.62 ± 0.03	8.62 ± 0.02	8.64 ± 0.03	8.65 ± 0.02	...	8.63 ± 0.02
Na	6.20 ± 0.07	6.20 ± 0.02	6.33 ± 0.01	...	6.38 ± 0.01	6.41 ± 0.01	6.41 ± 0.01	6.41 ± 0.07	6.31 ± 0.01	6.37 ± 0.05
Mg	7.58 ± 0.09	7.53 ± 0.08	7.43 ± 0.01	7.48 ± 0.01	7.50 ± 0.02	7.47 ± 0.01	7.61 ± 0.07	7.61 ± 0.06	7.44 ± 0.01	7.53 ± 0.06
Al	6.42 ± 0.11	6.36 ± 0.13	6.40 ± 0.03	6.39 ± 0.06	6.44 ± 0.05	6.42 ± 0.03	6.57 ± 0.02	6.55 ± 0.01	6.37 ± 0.04	6.44 ± 0.07
Si	7.57 ± 0.06	7.53 ± 0.08	7.46 ± 0.02	7.51 ± 0.03	7.52 ± 0.02	7.50 ± 0.01	7.62 ± 0.03	7.62 ± 0.02	7.47 ± 0.04	7.54 ± 0.05
K	5.11 ± 0.03	5.08 ± 0.01	5.11 ± 0.03	5.13 ± 0.04	5.12 ± 0.01	5.07 ± 0.01	5.14 ± 0.01	5.05 ± 0.01	5.08 ± 0.02	5.10 ± 0.03
Ca	6.42 ± 0.01	6.38 ± 0.03	6.37 ± 0.03	6.37 ± 0.02	6.34 ± 0.03	6.33 ± 0.01	6.38 ± 0.04	6.37 ± 0.03	6.33 ± 0.02	6.37 ± 0.03
Ti	4.84 ± 0.07	4.81 ± 0.06	4.90 ± 0.01	4.93 ± 0.01	4.86 ± 0.01	4.88 ± 0.04	4.99 ± 0.03	4.94 ± 0.04	4.92 ± 0.01	4.89 ± 0.05
V	3.86	3.91	4.12	4.06	...	3.99 ± 0.11
Cr	5.69	5.67	5.67	5.62	5.68	5.67	5.67	5.66 ± 0.02
Mn	5.54 ± 0.04	5.48 ± 0.01	5.40 ± 0.02	5.39 ± 0.02	5.40 ± 0.01	5.38 ± 0.02	5.53 ± 0.01	5.51 ± 0.03	5.40 ± 0.01	5.45 ± 0.06

Table 4. Abundance Sensitivities due to Atmospheric Parameters

Stellar Class	Element	T_{eff} (+100 K)	$\log g$ (+0.2 dex)	ξ (+0.2 km s ⁻¹)	[M/H] (+0.2 dex)	σ
Red Giants	C	+0.03	+0.02	-0.03	+0.04	0.062
	N	-0.04	+0.02	+0.00	+0.08	0.092
	O	+0.05	-0.03	-0.06	+0.11	0.138
	Na	+0.03	-0.02	+0.00	+0.02	0.041
	Mg	+0.04	-0.02	+0.00	+0.04	0.060
	Al	+0.08	-0.02	-0.04	+0.04	0.100
	Si	+0.03	-0.01	-0.02	+0.05	0.062
	K	+0.04	-0.04	-0.02	+0.01	0.061
	Ca	+0.05	-0.02	-0.02	+0.02	0.061
	Ti	+0.13	+0.00	-0.01	+0.05	0.140
	V	+0.06	+0.00	-0.03	+0.03	0.073
	Cr	+0.05	-0.02	-0.03	+0.02	0.065
	Mn	+0.03	+0.02	-0.01	+0.01	0.039
	Fe	+0.03	-0.02	-0.05	+0.03	0.069
	subgiants	C	+0.02	+0.02	-0.02	+0.00
N		-0.02	+0.05	-0.03	+0.01	0.062
O		+0.01	-0.03	-0.02	+0.03	0.048
Na		+0.01	+0.01	+0.00	+0.01	0.017
Mg		-0.06	-0.07	-0.02	-0.09	0.130
Al		-0.05	-0.03	-0.02	-0.05	0.079
Si		-0.05	-0.03	-0.03	-0.04	0.155
K		+0.02	+0.01	+0.00	+0.00	0.077
Ca		+0.01	+0.01	-0.01	+0.00	0.022
Ti		-0.02	-0.02	-0.03	-0.03	0.017
V		+0.03	+0.00	-0.01	+0.00	0.014
Cr		+0.02	+0.02	+0.00	+0.00	0.028
Mn		+0.02	+0.01	-0.01	+0.00	0.024
Fe		+0.02	+0.07	-0.03	+0.01	0.079
Solar-Type		C	+0.00	+0.02	+0.00	+0.01
	N					
	O					
	Na	+0.01	+0.01	+0.00	+0.01	0.017
	Mg	+0.03	-0.07	+0.02	-0.06	0.099
	Al	+0.02	-0.05	+0.02	-0.05	0.076
	Si	+0.02	-0.04	+0.01	-0.03	0.055
	K	+0.01	+0.01	+0.00	+0.01	0.017
	Ca	+0.02	+0.02	+0.00	+0.03	0.041
	Ti	+0.02	-0.03	+0.02	-0.02	0.046
	V					
	Cr	+0.00	+0.01	+0.00	+0.01	0.014
	Mn	+0.02	+0.00	+0.01	+0.01	0.024
	Fe	+0.02	-0.03	+0.02	-0.02	0.046
	M-dwarfs ¹	C	+0.01	+0.01	+0.00	+0.01
N						
O		+0.01	+0.02	-0.02	+0.08	0.085
Na		+0.01	+0.01	+0.00	-0.07	0.071
Mg		-0.12	-0.09	+0.00	+0.02	0.151
Al		-0.09	-0.08	+0.00	+0.02	0.122
Si		-0.12	-0.09	+0.00	+0.05	0.158
K		+0.04	+0.02	+0.00	-0.02	0.049
Ca		-0.01	-0.05	+0.00	-0.02	0.055
Ti		-0.04	-0.06	+0.00	-0.07	0.010
V		+0.01	-0.02	+0.00	+0.00	0.022
Cr		-0.03	-0.04	+0.00	-0.02	0.054
Mn		+0.01	-0.04	+0.00	+0.05	0.065
Fe		-0.07	+0.04	+0.00	+0.01	0.081

¹Note: for M-dwarfs we adopt changes in the atmospheric parameters about $T_{\text{eff}} +60$ K, $\log g +0.20$ dex, $\xi +0.25$ km s⁻¹, and $[\text{Fe}/\text{H}] +0.20$ dex.

CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS FUTURAS

O objetivo desta Tese foi estudar a composição química detalhada de uma amostra de estrelas frias a partir de espectros obtidos com o APOGEE. O *survey* APOGEE obtém espectros de alta resolução ($R \sim 22.000$) no infravermelho, entre 1.5 e 1.7 μm , de estrelas em diferentes populações na Galáxia.

A amostra estudada nesta Tese contém estrelas pertencentes a diversos estágios evolutivos, desde estrelas anãs de tipo-M, estrelas do tipo solar, estrelas subgigantes de tipo-G, até estrelas gigantes vermelhas de tipo-K. Foram analisadas: duas estrelas anãs-M com exoplanetas detectados pela missão Kepler, onde um deles possui tamanho similar a Marte e o outro similar à Terra, este último encontrando-se na zona habitável; uma amostra de duas anãs-M com raios estelares medidos através de interferometria e 11 estrelas anãs-M em sistemas binários (contendo estrelas primárias de tipo K e G) e cobrindo um intervalo de temperatura efetiva entre ~ 3200 K e 4000K; uma amostra de 12 estrelas gigantes vermelhas que pertencem ao aglomerado aberto NGC 2420; e por fim, estudamos uma amostra de oito estrelas do aglomerado aberto Messier 67 sendo: duas estrelas anãs-M; duas de tipo solar; duas subgigantes de tipo-G e duas gigantes vermelhas de tipo-K.

A metodologia adotada consistiu na análise manual dos espectros APOGEE utilizando a técnica de síntese espectral. Os espectros sintéticos foram computados em equilíbrio termodinâmico local e em 1-D, adotando modelos de atmosferas MARCS e Kurucz. Os códigos de síntese adotados no cálculos foram o MOOG e o TurboSpectrum. Dada a abrangência das classes estelares analisadas nesta Tese, foi realizado um minucioso tra-

balho de identificação das linhas espectrais nos espectros APOGEE, já que os indicadores das abundâncias químicas dos elementos estudados variam com a temperatura efetiva e com a gravidade superficial das estrelas. Foi medido um total de 183 linhas espectrais: 83 linhas foram medidas nos espectros de estrelas anãs-M; 100 medidas nas anãs-G; 115 medidas nas subgigantes tipo-G e outras 61 linhas espectrais medidas nas gigantes vermelhas.

Determinamos as abundâncias químicas de 14 elementos para as estrelas gigantes vermelhas do aglomerado aberto M 67, sendo eles: C, N, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn, Fe. Nas estrelas gigantes vermelhas do aglomerado aberto NGC 2420 determinamos, adicionalmente, as abundâncias dos elementos Co e Ni. Já para as estrelas mais quentes de tipo-G (tanto subgigantes quanto anãs estudadas no aglomerado M 67) a abundância do importante elemento oxigênio não pode ser determinada, dado que as linhas de OH tornam-se muito fracas neste regime de temperatura efetiva. A abundância de vanádio também não pode ser determinada nestas estrelas porque temos apenas uma linha de V I no espectro APOGEE que encontra-se muito fraca nestes casos. Por outro lado, a abundância do elemento nitrogênio não pode ser medida em estrelas anãs. Para as estrelas anãs-M, mostramos ser possível determinar a composição química de 13 elementos: C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Ti, V, Cr, Mn e Fe. Este foi o primeiro estudo na literatura capaz de obter abundâncias de múltiplos elementos com precisão para esta classe de estrelas frias.

Os principais resultados obtidos nesta Tese foram:

- O resultado mais importante desta Tese foi a demonstração que se pode fazer uma análise de abundâncias detalhada de 13 elementos químicos a partir de espectros APOGEE de estrelas anãs-M. Este é o primeiro estudo deste tipo e a primeira vez que abundâncias químicas detalhadas de um grande número de elementos são apresentadas para anãs-M, e, em particular, para duas estrelas anãs-M que hospedam exoplanetas descobertos pela missão Kepler. Este trabalho pioneiro abrirá uma nova janela no estudo desta classe estelar.
- O estudo da composição química das estrelas com exoplanetas, Kepler-138 e Kepler-186, mostrou que ambas possuem metalicidades próximas da solar, onde: $[Fe/H] = -0.09 \pm 0.09$ dex e $[Fe/H] = -0.08 \pm 0.10$ dex, para Kepler-138 e Kepler-186, respectivamente. As razões C/O obtidas foram: $C/O = 0.55 \pm 0.10$ para Kepler-138 e 0.52 ± 0.12 para Kepler-186. Além disto, observamos que a estrela Kepler-186 é

mais rica em silício, $[\text{Si}/\text{Fe}] = +0.18$, elemento este que controla a estrutura interna de planetas rochosos.

- Comparações das metalicidades obtidas para as duas estrelas anãs M K-186 e K-138 com metalicidades derivadas a partir de espectros de baixa resolução da literatura indicam possíveis diferenças sistemáticas de ~ 0.2 dex. Comparações futuras usando amostras maiores de espectros APOGEE podem auxiliar em calibrações para espectros de baixa resolução de anãs M.
- As metalicidades $[\text{Fe}/\text{H}]$ obtidas para as estrelas anãs-M (secundárias) em sistemas binários estão em bom acordo com os resultados na literatura obtidos a partir de espectros ópticos de alta resolução para as estrelas quentes (primárias), onde a diferença entre estes é da ordem de $\langle \delta([\text{Fe}/\text{H}](\text{anãs-M} - \text{Primárias Quentes})) \rangle = 0.035 \pm 0.063$.
- Um outro resultado importante obtido nesta Tese é que podemos determinar a temperatura efetiva e a gravidade superficial de estrelas anãs-M a partir dos espectros APOGEE. Uma comparação entre as temperaturas efetivas espectroscópicas com aquelas determinadas usando a calibração fotométrica de Mann *et al.* (2015) apresenta bom acordo: $\langle \delta(T_{ef}(\text{Este trabalho} - \text{Mann } et al. 2015)) \rangle = 16 \pm 117$ K. Obtivemos que as diferenças entre $\log g$'s obtidos com os espectros APOGEE e aqueles derivados utilizando as calibrações de Delfosse *et al.* (2000) e Bean *et al.* (2006) são: $\langle \delta(\log g(\text{Bean } et al. (2006) - \text{Espectroscópico})) \rangle = 0.03 \pm 0.04$.
- As abundâncias obtidas para as 13 estrelas anãs-M da amostra também apresentam um bom acordo com os resultados da literatura, para a maioria dos elementos. No entanto, as abundâncias de Al, K, Ti e V são sistematicamente mais baixas que os resultados da literatura. As abundâncias obtidas para vanádio, cromo e manganês apresentam dispersões muito altas, o que deve ser investigado com mais detalhe no futuro.
- Abundâncias químicas de 16 elementos foram determinadas em uma amostra de 12 estrelas gigantes vermelhas do aglomerado aberto NGC 2420. Nossos resultados indicam que seis destas estrelas são pertencentes ao RGB e enquanto que as outras seis pertencem ao RC. As estrelas gigantes vermelhas apresentam abundâncias de ^{12}C e ^{14}N consistentes com a primeira dragagem, com as abundâncias de ^{12}C ligeiramente diminuída (na média por -0.06 dex) e de ^{14}N ligeiramente elevada (na média por $+0.11$ dex). As razões de abundâncias de carbono sobre nitrogênio

obtidas não indicam diferenças significativas entre as estrelas destes dois grupos com valores médios $^{12}\text{C}/^{14}\text{N} = 2.50 \pm 0.29$ (RGB) e 2.36 ± 0.18 (RC).

- A metalicidade obtida para NGC 2420 foi de $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = -0.16 \pm 0.04$, este resultado esta em bom acordo com a metalicidade obtida no trabalho recente de Jacobson *et al.* (2011) ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.20$) baseado em espectros ópticos. Adicionalmente, a metalicidade obtida para NGC 2420 está dentro do esperado, dada a localização deste aglomerado (distância do Sol = 2 kpc) e se considerarmos um gradiente de metalicidade de ~ -0.03 dex/kpc (Cunha *et al.* 2016).
- Os valores de $[\text{X}/\text{Fe}]$ obtidos para os elementos estudados nas estrelas de NGC 2420, exceto C e N, são solares, embora os valores de $[\text{O}/\text{Fe}]$, $[\text{Na}/\text{Fe}]$, e $[\text{Al}/\text{Fe}]$ apareçam elevados de +0.1 dex. Note-se que os valores de $[\text{O}/\text{Fe}]$ and $[\text{Al}/\text{Fe}]$ seguem as tendências de $[\text{E}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ definidas pelas estrelas do disco fino obtidas da literatura, enquanto $[\text{Na}/\text{Fe}]$ mostra uma diferença sistemática.
- O valor médio das metalicidades obtidas para as oito estrelas analisadas do aglomerado aberto M 67 é $\langle A(\text{Fe}) \rangle = 7.48 \pm 0.02$, demonstrando um grau significativo de homogeneidade nas abundâncias de ferro derivadas a partir das linhas de Fe I. A abundâncias de carbono e nitrogênio obtidas revelam a assinatura da primeira dragagem: $^{12}\text{C}/^{14}\text{N} = 2.34$ para estrelas subgigantes e $^{12}\text{C}/^{14}\text{N} = 1.73$ para estrelas gigantes vermelhas. O acréscimo na abundância de ^{14}N é consequência da queima de H durante o ciclo CN.
- Os parâmetros estelares obtidos para a estrela anã de tipo-G de M 67 (2M08510076+113115) indicam diferenças bastante pequenas em relação aos valores solares: $\delta T_{ef} = 46$ K, $\delta \log g = 0.04$ dex. Adicionalmente, as abundâncias obtidas para os elementos nesta estrela exibem diferenças ≤ 0.04 dex em relação aos valores solares. Tais resultados indicam que 2M08510076+113115 pode ser considerada como uma gêmea solar.
- A análise da variação das abundâncias dos elementos estudados nas estrelas de M 67 como dos parâmetros estelares indicou que os elementos Na, Mg, Al, Si, Ti e Mn apresentam uma dependência em função do $\log g$ e da T_{ef} , com diferenças sistemáticas podendo atingir ~ 0.20 dex. Tais diferenças não podem ser facilmente explicadas por efeitos não-ETL, dados os resultados não-ETL encontrados na literatura. É possível, entretanto, que tais diferenças possam ser devidas a efeitos de difusão e/ou mecanismos de assentamento gravitacional que estariam presentes

na estrelas anãs-M de M 67. Observamos também que o efeito é mais forte para os elementos mais leves, tais como, Na, Mg, Al, e Si.

São inúmeras as perspectivas de trabalhos futuros que podem ser desenvolvidos a partir da metodologia utilizada nos trabalhos que constituíram esta Tese de Doutorado. Discutirei algumas propostas que já encontram-se em desenvolvimento a seguir.

1. Finalização e submissão do artigo “*Chemical Abundances of M- and G-type Dwarfs, G-type Subgiants and K-type Red Giants in M 67 with APOGEE: Testing Diffusion*”, que foi apresentado no Capítulo 4.
2. Finalização e redação do artigo “*Chemical Abundances os M-dwarfs from the APOGEE Survey. II. A Calibrator Sample*”, discutido no Capítulo 2, Seção 2.3.
3. Desenvolvimento de um Atlas espectral de estrelas anãs-M, cobrindo todos os tipos espectrais e metalicidades, e apontando os indicadores espectroscópicos que podem ser utilizados na determinação dos parâmetros atmosféricos e das abundâncias químicas dos elementos, de forma similar ao apresentado no apêndice B.
4. Um dos projetos futuros principais será a implementação da lista de linhas de FeH para utilização com o ASPCAP. Este será um passo fundamental para que o ASPCAP possa, finalmente, obter resultados confiáveis para estrelas anãs-M.
5. O estudo de abundâncias químicas em estrelas anãs M com exoplanetas detectados a partir de espectros obtidos com o APOGEE. Estrelas anãs-M serão o foco principal de missões de busca de exoplanetas no futuro, principalmente por serem importantes no contexto do estudo de exoplanetas encontrados na zona habitável.

Das principais perspectivas a longo prazo está o acompanhamento *follow-up* espectroscópico das estrelas anãs M com exoplanetas que serão descobertos por missões futuras, como PLATO, TESS, CARMENES, entre outros.

BIBLIOGRAFIA

- Adibekyan, V. Z., Sousa, S. G., Santos, N. C., et al. 2012, *A&A*, 545, A32
- Alam, S., Albareti, F. D., Allende Prieto, C., et al. 2015, *ApJS*, 219, 12
- Allard, F., Homeier, D., Freytag, B., et al. 2013, *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 24, 128
- Allard, F., Homeier, D., & Freytag, B. 2011, *16th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, 448, 91
- Allard, F., Hauschildt, P. H., & Schwenke, D. 2000, *ApJ*, 540, 1005
- Allende Prieto, C., Barklem, P. S., Lambert, D. L., & Cunha, K. 2004, *A&A*, 420, 183
- Allende Prieto, C., Beers, T. C., Wilhelm, R., et al. 2006, *ApJ*, 636, 804
- Allende Prieto, C., Fernández-Alvar, E., Schlesinger, K. J., et al. 2014, *A&A*, 568, A7
- Ammons, S. M., Robinson, S. E., Strader, J., et al. 2006, *ApJ*, 638, 1004
- Anglada-Escudé, G., Amado, P. J., Barnes, J., et al. 2016, *Nature*, 536, 437
- Asplund, M., Grevesse, N., & Sauval, A. J. 2005, *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, 336, 25
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, *ARA&A*, 47, 481

BIBLIOGRAFIA

- Bai, Y., Bajaj, J., Beletic, J. W., et al. 2008, *Proc. SPIE*, 7021, 702102
- Baraffe, I., & Chabrier, G. 1996, *ApJ*, 461, L51
- Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 1998, *A&A*, 337, 403
- Barber, R. J., Tennyson, J., Harris, G. J., & Tolchenov, R. N. 2006, *MNRAS*, 368, 1087
- Bean, J. L., Sneden, C., Hauschildt, P. H., Johns-Krull, C. M., & Benedict, G. F. 2006, *ApJ*, 652, 1604
- Bean, J. L., Benedict, G. F., & Endl, M. 2006, *ApJ*, 653, L65
- Bennett, C. L., Halpern, M., Hinshaw, G., et al. 2003, *ApJS*, 148, 1
- Bensby, T., Feltzing, S., & Oey, M. S. 2014, *A&A*, 562, A71
- Bessell, M. S. 1990, *pasp*, 102, 1181
- Bizyaev, D., & Shetrone, M. 2015, *Astrophysics Source Code Library*, ascl:1502.022
- Binney, J., & Merrifield, M. 1998, *Galactic astronomy*, James Binney and Michael Merri-field. Princeton, NJ : Princeton University Press, 1998
- Blanco-Cuaresma, S., Soubiran, C., Heiter, U., et al. 2015, *A&A*, 577, A47
- Bonfils, X., Delfosse, X., Udry, S., et al. 2005, *A&A*, 442, 635
- Boyajian, T. S., von Braun, K., van Belle, G., et al. 2013, *ApJ*, 771, 40
- Boyajian, T. S., von Braun, K., van Belle, G., et al. 2012, *ApJ*, 757, 112
- Bovy, J., Nidever, D. L., Rix, H.-W., et al. 2014, *ApJ*, 790, 127

-
- Brewer, J. M., & Fischer, D. A. 2016, *ApJ*, 831, 20
- Brooke, J. S. A., Ram, R. S., Western, C. M., et al. 2014, *ApJS*, 210, 23
- Burke, B *et al.* (2007), CCD Imager Development for Astronomy,
LINCOLN LABORATORY JOURNAL, VOLUME 16, NUMBER 2, 2007
- Casagrande, L., Flynn, C., & Bessell, M. 2008, *MNRAS*, 389, 585
- Carretta, E., Gratton, R. G., Bragaglia, A., D'Orazi, V., & Lucatello, S. 2013,
A&A, 550, A34
- Castelli, F., & Kurucz, R. L. 2003, *Modelling of Stellar Atmospheres*, 210, A20
- Castelli, F. 2005, *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 8, 25 Catalog,
NASA/IPAC Infrared Science Archive
- Chavez, J., & Lambert, D. L. 2009, *ApJ*, 699, 1906
- Cockell, C. S., Bush, T., Bryce, C., et al. 2016, *Astrobiology*, 16, 89
- Covey, K. R., Lada, C. J., Roman-Zuniga, C., et al. 2010, *ApJ*, 722, 971
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003,
The IRSA 2MASS All-Sky Point Source
- De Silva, G. M., Freeman, K. C., Bland-Hawthorn, J., et al. 2015, *MNRAS*, 449, 2604
- De Bruijne, J. H. J., & Eilers, A.-C. 2012, *A&A*, 546, A61
- Delfosse, X., Forveille, T., Ségransan, D., et al. 2000, *A&A*, 364, 217
- Des Marais, D. J., Nuth, J. A., III., Allamandola, L. J., et al. 2008, *Astrobiology*, 8, 715

BIBLIOGRAFIA

- Ekberg, U., Eriksson, K., & Gustafsson, B. 1986, *A&A*, 167, 304
- García Pérez, A. E., Allende Prieto, C., Holtzman, J. A., et al. 2016, *AJ*, 151, 144
- Ghezzi, L., Cunha, K., Schuler, S. C., & Smith, V. V. 2010, *ApJ*, 725, 721
- Girardi, L., Groenewegen, M. A. T., Hatziminaoglou, E., & da Costa, L. 2005, *A&A*, 436, 895
- Goldman, A., Schoenfeld, W. G., Goorvitch, D., et al. 1998, *J. Quant. Spec. Radiat. Transf.*, 59, 453
- González Hernández, J. I., & Bonifacio, P. 2009, *A&A*, 497, 497
- Goorvitch, D. 1994, *ApJS*, 95, 535
- Gray, D. F. 1992, *Camb. Astrophys. Ser.*, Vol. 20, 20
- Gunn, J. E., Siegmund, W. A., Mannery, E. J., et al. 2006, *AJ*, 131, 2332
- Gustafsson, B., Edvardsson, B., Eriksson, K., et al. 2008, *A&A*, 486
- Gustafsson, B., Bell, R. A., Eriksson, K., & Nordlund, A. 1975, *A&A*, 42, 407
- Hargreaves, R. J., Hinkle, K. H., Bauschlicher, C. W., Jr., et al. 2010, *AJ*, 140, 919-924
- Henry, T. J., Jao, W.-C., Pewett, T., et al. 2015, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 225, 138.02
- Hinkle, K., Wallace, L., & Livingston, W. 1995, *PASP*, 107, 1042
- Holtzman, J. A., Shetrone, M., Johnson, J. A., et al. 2015, *AJ*, 150, 148
- Howard, A. W., Marcy, G. W., Bryson, S. T., et al. 2012, *ApJS*, 201, 15

-
- Jontof-Hutter, D., Rowe, J. F., Lissauer, J. J., Fabrycky, D. C., & Ford, E. B. 2015, *Nature*, 522, 321
- Johnson, J. A., & Apps, K. 2009, *ApJ*, 699, 933
- Kurucz, R. L. 1993, *Kurucz CD-ROM*, Cambridge, MA: Smithsonian Astrophysical Observatory, c1993, December 4, 1993
- Kurucz, R. L. 1979, *ApJS*, 40, 1
- Lambert, D. L., & Reddy, B. E. 2004, *MNRAS*, 349, 757
- Lanz, T., & Hubeny, I. 2003, *ApJS*, 146, 417
- Laughlin, G., & Adams, F. C. 1997, *ApJ*, 491, L51
- Lindgren, S., Heiter, U., & Seifahrt, A. 2016, *A&A*, 586, A100
- Lima *et al.* (2015), *Relações céu-terra entre os indígenas no Brasil: distintos céus, diferentes olhares*, disponível em: <http://www.mast.br/>
- Livingston, W., & Wallace, L. 1991, *NSO Technical Report*, Tucson: National Solar Observatory, National Optical Astronomy Observatory, 1991
- Mann, A. W., Gaidos, E., & Ansdell, M. 2013, *ApJ*, 779, 188
- Mann, A. W., Feiden, G. A., Gaidos, E., Boyajian, T., & von Braun, K. 2015, *ApJ*, 804, 64
- Mann, A. W., Brewer, J. M., Gaidos, E., Lépine, S., & Hilton, E. J. 2013, *AJ*, 145, 52
- Majewski, S. R., Schiavon, R. P., Frinchaboy, P. M., et al. 2015, *arXiv:1509.05420*
- Mayor, M., & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355

BIBLIOGRAFIA

- Mihalas, D. 1978, San Francisco, W. H. Freeman and Co., 1978. 650
- Mishenina, T. V., Soubiran, C., Bienaymé, O., et al. 2008, *A&A*, 489, 923
- Mészáros, S., Holtzman, J., García Pérez, A. E., et al. 2013, *AJ*, 146, 133
- Mészáros, S., Allende Prieto, C., Edvardsson, B., et al. 2012, *AJ*, 144, 120
- Michaud, G., Richard, O., Richer, J., & Vandenberg, D. A. 2004, *ApJ*, 606, 452
- Mulders, G. D., Pascucci, I., & Apai, D. 2015, *ApJ*, 814, 130
- Neves, V., Bonfils, X., Santos, N. C., et al. 2012, *A&A*, 538, A25
- Newton, E. R., Charbonneau, D., Irwin, J., & Mann, A. W. 2015, *ApJ*, 800, 85
- Newton, E. R., Charbonneau, D., Irwin, J., et al. 2014, *AJ*, 147, 20
- Nidever, D. L., Holtzman, J. A., Allende Prieto, C., et al. 2015, *AJ*, 150, 173
- Nissen, P. E., Chen, Y. Q., Carigi, L., Schuster, W. J., & Zhao, G. 2014, *A&A*, 568, A25
- Pancino, E., Carrera, R., Rossetti, E., & Gallart, C. 2010, *A&A*, 511, A56
- Pilachowski, C. A., Wallerstein, G., & Canterna, R. 1980, *ApJ*, 235, L21
- Plez, B., Brett, J. M., & Nordlund, A. 1992, *A&A*, 256, 551
- Önehag, A., Gustafsson, B., & Korn, A. 2014, *A&A*, 562, A102
- Önehag, A., Heiter, U., Gustafsson, B., et al. 2012, *A&A*, 542, A33
- Quintana, E. V., Barclay, T., Raymond, S. N., et al. 2014, *Science*, 344, 277

-
- Ramírez, I., Fish, J. R., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2012, *ApJ*, 756, 46
- Ramírez, I., Allende Prieto, C., & Lambert, D. L. 2007, *A&A*, 465, 271
- Reid, I. N., & Gizis, J. E. 1997, *AJ*, 113, 2246
- Reddy, B. E., Tomkin, J., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2003, *MNRAS*, 340, 304
- Reddy, B. E., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2006, *MNRAS*, 367, 1329
- Rieke, G. H. 2009, *Experimental Astronomy*, 25, 125
- Rojas-Ayala, B., Covey, K. R., Muirhead, P. S., & Lloyd, J. P. 2010, *ApJ*, 720, L113
- Rojas-Ayala, B., Covey, K. R., Muirhead, P. S., & Lloyd, J. P. 2012, *ApJ*, 748, 93
- Salaris, M., Weiss, A., & Percival, S. M. 2004, *A&A*, 414, 163
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., Rebolo, R., & Udry, S. 2003, *A&A*, 398, 363
- Schlaufman, K. C., & Laughlin, G. 2010, *A&A*, 519, A105
- Schmidt, S. J., Wagoner, E. L., Johnson, J. A., et al. 2016, *MNRAS*, 460, 2611
- SDSS Collaboration, Albareti, F. D., Allende Prieto, C., et al. 2016, [arXiv:1608.02013](https://arxiv.org/abs/1608.02013)
- Sharma, S., Pandey, A. K., Ogura, K., et al. 2006, *AJ*, 132, 1669
- Shetrone, M., Bizyaev, D., Lawler, J. E., et al. 2015, *ApJS*, 221, 24
- Shields, A. L., Ballard, S., & Johnson, J. A. 2016, [arXiv:1610.05765](https://arxiv.org/abs/1610.05765)

BIBLIOGRAFIA

Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, *A&A*, 358, 593

Smith, V. V., Cunha, K., Shetrone, M. D., et al. 2013, *ApJ*, 765, 16

Snedden, C. 1973, *ApJ*, 184, 839

Souto, D., Cunha, K., Smith, V., et al. 2016, *ApJ*, 830, 35

Souto, D., Cunha, K., García-Hernández, D. A., et al. 2017, *ApJ*, 835, 239

Terrien, R. C., Mahadevan, S., Deshpande, R., & Bender, C. F. 2015, *ApJS*, 220, 16

Terrien, R. C., Mahadevan, S., Bender, C. F., et al. 2012, *ApJ*, 747, L38

Teske, J. K., Cunha, K., Smith, V. V., Schuler, S. C., & Griffith, C. A. 2014, *ApJ*, 788, 39

Tsuji, T., Nakajima, T., & Takeda, Y. 2015, *PASJ*, 67, 26

Unterborn, C. T., Dismukes, E. E., & Panero, W. R. 2016, *ApJ*, 819, 32

Valenti, J. A., & Fischer, D. A. 2005, *ApJS*, 159, 141

Vespúcio, Américo (2014), *Carta de Lisboa*, Tradução de Riccardo Fontana, Brasília:
NetHistória, disponível em: <http://www.nethistoria.com.br/secao/ensaios/372/>

Veyette, M. J., Muirhead, P. S., Mann, A. W., & Allard, F. 2016, *ApJ*, 828, 95

Wolf, V. M., & Wallerstein, G. 2005, *MNRAS*, 356, 963

Wilson, J. C., Hearty, F., Skrutskie, M. F., et al. 2010, *Proc. SPIE*, 7735, 77351C

Zamora, O., García-Hernández, D. A., Allende Prieto, C., et al. 2015, *AJ*, 149, 181

Zasowski, G., Johnson, J. A., Frinchaboy, P. M., et al. 2013, *AJ*, 146, 81

Zacharias, N., Finch, C. T., Girard, T. M., et al. 2012, VizieR Online Data Catalog, 1322

APÊNDICE A – FORMAÇÃO DE LINHAS ESPECTRAIS EM EQUILÍBRIO TERMODINÂMICO LOCAL

Neste apêndice apresentamos uma breve introdução à formação de linhas espectrais na fotosfera estelar.

A.1 Aproximação ETL, Equilíbrio Termodinâmico Local

As estrelas são formadas principalmente por átomos, elétrons livres, moléculas e radiação, onde podemos dizer que toda informação obtida de uma estrela advém das observações dos fótons por ela emitidos. O transporte dos fótons ou da radiação no interior estelar é descrito pela equação do transporte radiativo (Equação A.1).

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

onde I_ν é a intensidade luminosa, τ_ν a profundidade ótica estelar e S_ν é a função fonte. A equação do transporte radiativo é essencial nos cálculos dos modelos de atmosfera estelar e, nesta Tese, utilizamos modelos que descrevem a atmosfera estelar em equilíbrio termodinâmico local, ETL.

A1.1 Aproximação ETL, Equilíbrio Termodinâmico Local

O modelo físico que descreve o equilíbrio termodinâmico local é função da temperatura e da densidade de partículas em uma região específica, ou seja, em determinada camada da atmosfera estelar. A termo-estatística do ETL, em sua forma macroscópica, pode ser descrita através de três equações: a distribuição de velocidades de Maxwell, descrita pela

Maxwelliana; dos níveis de população com a equação de Boltzmann; e dos estágios de ionização com a equação de Saha.

Distribuição de Maxwell: descreve os processos colisionais e a distribuição de velocidades. Pode-se definir que a probabilidade em que uma partícula de massa m e temperatura T , com velocidade variando em um intervalo $(v, v + dv)$ seja dado pela Maxwelliana da equação A.2, com a velocidade em qualquer direção. A função Maxwelliana abaixo é usada neste contexto por descrever bem o fluxo de radiação em diferentes temperaturas,

$$(2) \quad \left[\frac{n(v)}{N} dv \right]_{ETL} = \left(\frac{m}{2\pi kT} \right)^{\frac{3}{2}} 4\pi v^2 e^{-(1/2)mv^2/kT} dv.$$

Distribuição de Boltzmann: descreve os níveis de excitação dos átomos em função da temperatura, densidade de partículas e dos níveis de degenerescência. Como sabemos, ao quantizar a energia, um elétron muda de nível atômico e, conseqüentemente, um fóton é absorvido ou emitido. É possível escrever a transição radiativa de um estado (r, s) para outro (r, t) , onde s é um estado de maior energia que t , como: $h\nu = \chi_{r,s} - \chi_{r,t}$. Definindo também $g_{r,s}$ como o peso estatístico do nível s em um estágio r , e a função de partição¹ do sistema como: $U_r \equiv \sum_s g_{r,s} \exp(-\chi_{r,s}/kT)$, obtém-se que a equação de Boltzmann assume a forma:

$$(3) \quad \left[\frac{n_{r,s}}{n_{r,t}} \right]_{ETL} = \frac{g_{r,s}}{g_{r,t}} e^{-(\chi_{r,s} - \chi_{r,t})/k_b T} \rightarrow \left[\frac{n_{r,s}}{n_r} \right]_{ETL} = \frac{g_{r,s}}{U_r(T)} e^{-\chi_{r,s}/k_b T}.$$

Distribuição de Saha: descreve a distribuição de partículas ionizadas a partir do estado fundamental aos estágios ionizados, $r \rightarrow r + 1$. Sabe-se que acima de uma barreira de autoestados² há uma faixa contínua com elétrons cuja energia cinética é não nula. É possível definir o potencial de ionização (χ_r) como a energia acima do nível contínuo, no qual $\chi_r = h\nu_{limiar}$. A equação de Saha também é uma extensão da equação de Boltzmann para estados livres. De forma análoga ao caso de Boltzmann, obtém-se o peso estatístico $g_{r,r+1}$ e g_r dos níveis fundamentais e com o uso da mesma função de partição do caso anterior, com N_{r+1} e N_r sendo a densidade total da população em dois estágios sucessivos de ionização, escrevemos a equação de Saha como:

¹Função de Partição é a soma sobre os estados acessíveis de um sistema e é associada a normalização da probabilidade P deste sistema. Usualmente se denota por: $Z = \sum_j \exp(-E_j/k_b T)$.

²São grandezas que definem um estado quântico. Geralmente só é possível extrair informação da matéria em análise quântica quando esta é aplicada a um autoestado, seja uma função ou um operador. A função $A|\psi_n\rangle = a_n|\psi_n\rangle$, onde A é o operador e a_n o autovalor associado pode descrever o sistema.

$$(4) \quad \left[\frac{N_{r+1,1}}{N_{r,1}} \right]_{ETL} = \frac{1}{N_e} \frac{2U_{r+1,r}}{U_{r,1}} \left(\frac{2\pi m_e k_b T}{h^2} \right)^{\frac{3}{2}} e^{-\chi_{r,1}/k_b T}.$$

Além disso, é possível escrever uma generalização da equação de Boltzmann e Saha (**Distribuição Boltzmann-Saha**), de forma que esta seja uma combinação das equações citadas. Dado que o sistema esteja inserido entre um nível particular i e um estado ionizado c , onde n_i e n_c são as respectivas densidades de partículas e a energia possui a forma: $\chi_{c,i} = \chi_c - \chi_{r,i} + \chi_{r+1,c} = h\nu_{limiar}$; pode-se escrever a razão entre os níveis, como:

$$(5) \quad \left[\frac{n_c}{n_i} \right]_{ETL} = \frac{1}{N_e} \frac{2g_c}{g_i} \left(\frac{2\pi m_e k_b T}{h^2} \right)^{\frac{3}{2}} e^{-\chi_{c,i}/k_b T}.$$

Outra equação fundamental para descrever a distribuição da radiação no caso ETL é a função de Planck. Sabe-se que é possível escrever a função fonte utilizando os coeficientes de Einstein, de tal forma que a igualdade ($[g_u n_l / g_l n_u] \equiv \exp(h\nu/k_b T)$) seja satisfeita e que $S_\nu = B_\nu$. Assim obtemos:

$$(6) \quad [S_\nu^l]_{ETL} = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\left[\frac{g_u n_l}{g_l n_u} \right]_{ETL} - 1} = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{k_b T}} - 1} = B_\nu(T).$$

A.1.2 Formação de Linhas Espectrais

O espectro eletromagnético é obtido por meio da difração da luz e é função da frequência e/ou comprimento de onda. Este tópico visa descrever de forma simples o processo de formação de uma linha de absorção e alguns processos de alargamento da linha espectral, que são consequência de distintos processos no interior estelar.

A forma clássica para determinar o coeficiente de absorção da linha espectral está ligada ao eletromagnetismo, onde podemos descrever a luz como uma onda plana e os átomos como um dipolo. É sabido que a força resultante em um dipolo que oscila possui a forma: $m_e \ddot{x} = -m_e \gamma \dot{x} - m_e \omega_0^2 x + eE_0 \exp(i\omega t)$, na qual, a função gama descreve a constante de amortecimento do sistema, classicamente $\gamma = 8\pi^2 e^2 \nu^2 / 3mc^3$, onde e é a carga do elétron, m a massa eletrônica e c a velocidade da luz. Um passo além para este desenvolvimento, discutido por Gray (1992) e/ou Mihalas (1978), é a obtenção do índice

de refração em sua forma complexa, $\tilde{n} = n + ik$, e com isso, podemos obter o coeficiente de absorção por átomo como:

$$(7) \quad \kappa_\nu \rho = N \alpha_\nu \rightarrow \alpha_\nu = \frac{\kappa_\nu \rho}{N} = \left(\frac{e^2}{mc} \right) \frac{\gamma/4\pi}{(\Delta\nu)^2 + (\gamma/4\pi)^2} = \alpha_0 \phi_\nu.$$

onde $\alpha = \pi e^2/mc$ é uma constante e ν a frequência da transição. Podemos definir o termo $\phi_\nu = (\gamma/4\pi^2)/[(\Delta\nu)^2 + (\gamma/4\pi)^2]$ como o perfil da linha, que é conhecido como função de alargamento natural.

Um tratamento mais realístico para esta análise é feito através da descrição quântica destes fenômenos, pois, em nível atômico, a mecânica quântica governa a natureza da matéria. Por esse ângulo, a largura da linha espectral é consequência de finitas larguras relacionadas a cada nível de energia envolvido na transição. Um problema solucionado pela descrição quântica é, que no caso clássico, as linhas espectrais possuem a mesma largura para qualquer λ , removendo exatamente a mesma energia do espectro. Este fenômeno não é observado na natureza, ao passo que o que verificamos são inúmeras formas e intensidades das linhas espectrais. A equação que descreve a formação das linhas espectrais em seu caráter quântico é escrita como:

$$(8) \quad \alpha_\nu = \frac{\kappa_\nu \rho}{N} = \frac{e^2}{mc} \frac{\Gamma_{rad}/4\pi}{(\Delta\nu)^2 + (\Gamma_{rad}/4\pi)^2} f.$$

De forma que Γ seja a descrição quântica para a constante de amortecimento (γ) escrita em função dos coeficientes de Einstein, $\Gamma_{rad} = \sum_{i < j} A_{ji} + \sum_{i < j} B_{ji} I_{\nu_{ji}} + \sum_{i' > j} B_{ji'} I_{\nu_{ji'}}$. O termo f , ou f_{ij} , descreve a probabilidade da transição $i \rightarrow j$ e varia para cada comprimento de onda fazendo com que cada transição tenha uma intensidade específica própria. O valor de f descreve a força do oscilador, ou a intensidade da linha, e pode ser obtido precisamente em laboratório, por modelos teóricos ou estimado a partir de estrelas padrão, como o Sol e Arcturus. Na literatura esse parâmetro é comumente denotado por gf , ou também, $\log gf$.

A.1.3 Efeitos de Alargamento da Linha Espectral

Discutiremos a seguir alguns processos de alargamento das linhas espectrais como: o alargamento Doppler, por pressão ou colisional, por velocidade radial e outros mecanismos extras.

Alargamento Doppler: é consequência dos movimentos térmicos e atômicos na atmosfera estelar. A distribuição de velocidade das partículas é descrita pela Maxwelliana, $N(v_r)dv_r = 1/v_0\sqrt{\pi} * \exp(-v_r^2/v_0^2)dv_r$ e ao escrever o coeficiente de absorção utilizando os efeitos do alargamento Doppler em função da função de Voigt,³ obtém-se:

$$(9) \quad \kappa_{\nu\rho} = N\alpha_{\nu} = N \frac{\pi e^2}{m_e c} fV(u, a).$$

O movimento ou deslocamento atômico nas regiões onde as linhas são formadas interferem de forma análoga ao alargamento Doppler e este alargamento é denotado como microturbulência (ξ). A microturbulência, entretanto, não é uma grandeza real, e sim um artifício utilizado para explicar o alargamento devido aos movimentos térmicos em pequena escala e em diferentes direções na atmosfera estelar. Como consequência, linhas fortes e fracas de um mesmo elemento podem apresentar abundâncias distintas. Modelos hidrodinâmicos em três dimensões eliminam a necessidade da microturbulência, como discute Asplund *et al.* (2009).

Alargamento por pressão ou colisional: descreve a interação do plasma via colisões com outros átomos ou partículas carregadas. A mudança de energia de um nível perturbado através uma colisão possui a forma $\Delta E \propto R^{-n}$, onde R descreve a separação entre a partícula absorvedora e a partícula perturbadora e n varia a ordem dessa separação. Para $n = 2$, ΔE será proporcional ao campo elétrico (efeito Stark linear); quando $n = 4$ temos o efeito Stark quadrático; e para $n = 6$, mais comum em estrelas frias, temos o alargamento de van der Waals, ou o *damping*. Tais alargamentos são descritos por:

$$(10) \quad \log\gamma_4 = 19 + \frac{2}{3}C_4 + \log P_e - \frac{5}{6}\log T,$$

$$(11) \quad \log\gamma_6 \approx 19.6 + 1.4\log C_6 + \log P_g - 0.7\log T,$$

onde P_e e P_g são as pressões eletrônica e do gás, respectivamente, e C é uma constante de iteração.

Alargamento por Velocidade de Rotação: é consequência dos efeitos da rotação estelar (tipicamente denotados por $v \sin(i)$) e podem ser estudados como sucessivas

³Função de convolução Gaussiana com Lorentziana.

sobreposições dos perfis de alargamento Doppler. O desenvolvimento deste método assume que a estrela se comporta como uma esfera rígida e é descrito por Gray (1992), onde o perfil de rotação estelar é definido pela equação abaixo:

$$(12) \quad G(\Delta\lambda) = \frac{2(1-\epsilon)}{\pi\Delta\lambda_L[1-(\epsilon/3)]} \left[1 - \left(\frac{\Delta\lambda}{\Delta\lambda_L} \right)^2 \right]^{\frac{1}{2}} + \frac{(1/2)\pi\epsilon}{\pi\Delta\lambda_L[1-(\epsilon/3)]} \left[1 - \left(\frac{\Delta\lambda}{\Delta\lambda_L} \right)^2 \right]^{\frac{1}{2}}.$$

onde ϵ é X e λ é o comprimento de onda analisado.

Em geral, uma maior rotação implica em um maior alargamento da linha espectral podendo chegar ao ponto que nenhuma absorção é observada. Por este motivo, estrelas com alta rotação são comumente utilizadas como calibradoras para linhas telúricas pois, as linhas no espectro seriam provenientes da atmosfera da Terra.

A combinação dos efeitos de alargamento pode ser descrita pela convolução destes, onde: $\alpha_v(total) = \alpha_v(natural) * \alpha_v(Doppler) * \alpha_v(colisional) * \alpha_v(vsin(i))$. Outros fenômenos também contribuem para o alargamento das linhas espectrais, como Alargamento Isotópico, que ocorre quando há mais de um isótopo de um elemento em um contribuindo para uma linha, o Efeito Zeeman que descreve o desdobramento de linhas espectrais devido a presença de um campo magnético interno e a Estrutura Hiperfina que é consequência de deslocamentos e separações de níveis de energia atômico, molecular e iônico. Estes fenômenos atuam em uma escala microscópica e são suficientemente pequenos, salvo em raras situações. Efeitos de escala macroscópica, como a rotação estelar, são mais intensos e contribuem mais para o alargamento das linhas espectrais.

A.1.4 Métodos para Determinar a Composição Química Estelar

Podemos dizer que existem dois métodos principais dentre vários possíveis para determinar a composição química estelar. O método de medida da largura equivalente da linha e o método de síntese espectral. Uma breve discussão sobre estes métodos é apresentada a seguir.

O método de largura equivalente consiste em determinar a abundância química de um determinado elemento a partir da obtenção da área do perfil de absorção por ela gerado, onde:

$$(13) \quad W_\lambda = \int \frac{F_\lambda - F_{\lambda c}}{F_{\lambda c}} d\lambda$$

W_λ será a área total, $F_{\lambda c}$ é o fluxo no contínuo do espectro e F_λ o fluxo em cada comprimento de onda. Uma representação gráfica deste método é apresentado no painel esquerdo da Figura A.1, onde apresentamos o perfil de uma linha de absorção com contínuo observado $F_{\lambda c}$ e o fluxo em cada comprimento de onda F_λ . A profundidade da linha representa o ponto de maior absorção, F_{λ_0} .

O método de síntese espectral é baseado na comparação entre o espectro observado e o espectro teórico, de forma que a abundância de um determinado elemento é obtida através do melhor ajuste entre estes. Todos as abundâncias químicas determinadas nesta Tese utilizaram o método de síntese espectral que é discutido no Capítulo 1. Na parte direita da Figura A.1, apresentamos o espectro observado da estrela 2M07381507+2134589, bem como o espectro sintético gerado entre 15270 e 15290 Å que foram estudados em Souto *et al.* (2016).

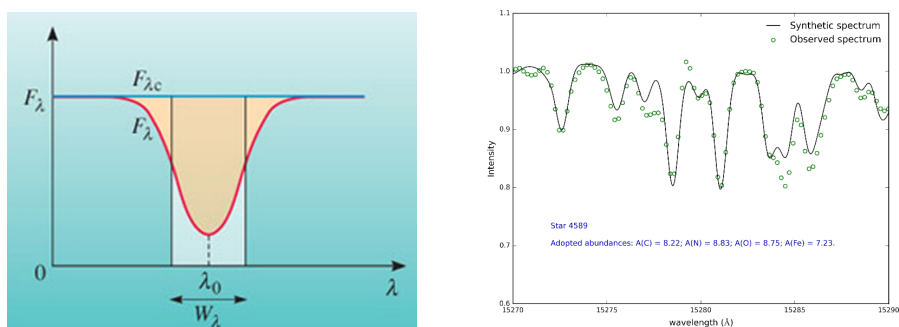


Figura 1: Painel à esquerda: representação do método de medida da largura equivalente. Painel à direita: sobreposição do espectro observado e do espectro sintético para uma estrela gigante vermelha do aglomerado aberto NGC 2420.

APÊNDICE B – IDENTIFICAÇÃO DAS LINHAS ESPECTRAIS

No apêndice B, apresentamos os espectros sintéticos calculados para temperaturas efetivas variando entre 3200 – 4000 K, com passo de 100 K, $\log g$ de 4.75 e metalicidade solar. As linhas espectrais utilizadas na análise de abundância de estrelas M estudadas nesta tese encontram-se identificadas nas figuras.

APÊNDICE C – OUTROS ARTIGOS DESENVOLVIDOS EM COLABORAÇÃO DURANTE O DOUTORAMENTO

Neste apêndice são apresentados os resumos dos artigos desenvolvidos em co-autoria durante o doutorado bem como a minha participação em cada um deles.

- Cunha *et al.* (2015) – **Sodium and Oxygen Abundances in the Open Cluster NGC 6791 from APOGEE H-band Spectroscopy**

The open cluster NGC 6791 is among the oldest, most massive, and metal-rich open clusters in the Galaxy. High-resolution H-band spectra from the Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE) of 11 red giants in NGC 6791 are analyzed for their chemical abundances of iron, oxygen, and sodium. The abundances of these three elements are found to be homogeneous (with abundance dispersions at the level of ~ 0.05 – 0.07 dex) in these cluster red giants, which span much of the red-giant branch ($T_{\text{eff}} \sim 3500$ – 4600 K), and include two red clump giants. From the infrared spectra, this cluster is confirmed to be among the most metal-rich clusters in the Galaxy ($[Fe/H] = 0.34 \pm 0.06$) and is found to have a roughly solar value of $[O/Fe]$ and slightly enhanced $[Na/Fe]$. Our non-LTE calculations for the studied Na I lines in the APOGEE spectral region (16373.86 \AA and 16388.85 \AA) indicate only small departures from LTE (≤ 0.04 dex) for the parameter range and metallicity of the studied stars. The previously reported double population of cluster members with different Na abundances is not found among the studied sample.

Minha contribuição neste trabalho foi fazer comparação com resultados da literatura.

- Alam *et al.* (2015) – **The Eleventh and Twelfth Data Releases of the Sloan Digital Sky Survey: Final Data from SDSS-III** – SDSS Data release.

The third generation of the Sloan Digital Sky Survey (SDSS-III) took data from 2008 to 2014 using the original SDSS wide-field imager, the original and an upgraded multi-object fiber-fed optical spectrograph, a new near-infrared high-resolution spectrograph, and a novel optical interferometer. All of the data from SDSS-III are now made public. In particular, this paper describes Data Release 11 (DR11) including all data acquired through 2013 July, and Data Release 12 (DR12) adding data acquired through 2014 July (including all data included in previous data releases), marking the end of SDSS-III observing. Relative to our previous public release (DR10), DR12 adds one million new spectra of galaxies and quasars from the Baryon Oscillation Spectroscopic Survey (BOSS) over an additional 3000 deg² of sky, more than triples the number of H-band spectra of stars as part of the Apache Point Observatory (APO) Galactic Evolution Experiment (APOGEE), and includes repeated accurate radial velocity measurements of 5500 stars from the Multi-object APO Radial Velocity Exoplanet Large-area Survey (MARVELS). The APOGEE outputs now include the measured abundances of 15 different elements for each star. In total, SDSS-III added 5200 deg² of ugriz imaging; 155,520 spectra of 138,099 stars as part of the Sloan Exploration of Galactic Understanding and Evolution 2 (SEGUE-2) survey; 2,497,484 BOSS spectra of 1,372,737 galaxies, 294,512 quasars, and 247,216 stars over 9376 deg²; 618,080 APOGEE spectra of 156,593 stars; and 197,040 MARVELS spectra of 5513 stars. Since its first light in 1998, SDSS has imaged over 1/3 of the Celestial sphere in five bands and obtained over five million astronomical spectra.

Artigo de *data release* participação no SDSS/APOGEE. Todos os membros que contribuíram para a colaboração SDSS APOGEE, de alguma maneira, participam dos artigos de *data release*.

- Shetrone *et al.* (2015) – **The SDSS-III APOGEE Spectral Line List for H-band Spectroscopy**

We present the H-band spectral line lists adopted by the Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE). The APOGEE line lists comprise astrophysical, theoretical, and laboratory sources from the literature, as well as newly evaluated astrophysical oscillator strengths and damping parameters. We discuss the construction of the APOGEE line list, which is one of the critical inputs for the APOGEE Stellar Parameters and Chemical Abundances Pipeline, and present three

different versions that have been used at various stages of the project. The methodology for the newly calculated astrophysical line lists is reviewed. The largest of these three line lists contains 134,457 molecular and atomic transitions. In addition to the format adopted to store the data, the line lists are available in MOOG, Synspec, and Turbospectrum formats. The limitations of the line lists along with guidance for its use on different spectral types are discussed. We also present a list of H-band spectral features that are either poorly represented or completely missing in our line list. This list is based on the average of a large number of spectral fit residuals for APOGEE observations spanning a wide range of stellar parameters.

Este artigo descreve a lista de linhas adotada no DR12 do APOGEE. Participei do desenvolvimento da lista de linhas, além de realizar inúmeros testes de sanidade dos valores $g-f$ obtidos.

- Albareti *et al.* (2016) – **The Thirteenth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey: First Spectroscopic Data from the SDSS-IV Survey Mapping Nearby Galaxies at Apache Point Observatory** – SDSS Data release.

The fourth generation of the Sloan Digital Sky Survey (SDSS-IV) began observations in July 2014. It pursues three core programs: APOGEE-2, MaNGA, and eBOSS. In addition, eBOSS contains two major subprograms: TDSS and SPIDERS. This paper describes the first data release from SDSS-IV, Data Release 13 (DR13), which contains new data, reanalysis of existing data sets and, like all SDSS data releases, is inclusive of previously released data. DR13 makes publicly available 1390 spatially resolved integral field unit observations of nearby galaxies from MaNGA, the first data released from this survey. It includes new observations from eBOSS, completing SEQUELS. In addition to targeting galaxies and quasars, SEQUELS also targeted variability-selected objects from TDSS and X-ray selected objects from SPIDERS. DR13 includes new reductions of the SDSS-III BOSS data, improving the spectrophotometric calibration and redshift classification. DR13 releases new reductions of the APOGEE-1 data from SDSS-III, with abundances of elements not previously included and improved stellar parameters for dwarf stars and cooler stars. For the SDSS imaging data, DR13 provides new, more robust and precise photometric calibrations. Several value-added catalogs are being released in tandem with DR13, in particular target catalogs relevant for eBOSS, TDSS, and SPIDERS, and an updated red-clump catalog for APOGEE. This paper describes

the location and format of the data now publicly available, as well as providing references to the important technical papers that describe the targeting, observing, and data reduction. The SDSS website, <http://www.sdss.org>, provides links to the data, tutorials and examples of data access, and extensive documentation of the reduction and analysis procedures. DR13 is the first of a scheduled set that will contain new data and analyses from the planned ~6-year operations of SDSS-IV.

Artigo de *data release* participação no SDSS/APOGEE. Todos os membros que contribuíram para a colaboração SDSS APOGEE, de alguma maneira, participam dos artigos de *data release*.

- Schmidt *et al.* (2016) – **Examining the relationships between colour, T_{eff} , and $[M/H]$ for APOGEE K and M dwarfs**

We present the effective temperatures (T_{eff}), metallicities, and colours in Sloan Digital Sky Survey (SDSS), Two Micron All Sky Survey, and Wide-field Infrared Survey Explorer filters, of a sample of 3834 late-K and early-M dwarfs selected from the SDSS Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE) spectroscopic survey ASPCAP (APOGEE Stellar Parameters and Chemical Abundances Pipeline) catalogue. We confirm that ASPCAP T_{eff} values between $3550 < T_{eff} < 4200$ K are accurate to 100 K compared to interferometric T_{eff} values. In that same T_{eff} range, ASPCAP metallicities are accurate to 0.18 dex between $-1.0 < [M/H] < 0.2$. For these cool dwarfs, nearly every colour is sensitive to both T_{eff} and metallicity. Notably, we find that $g - r$ is not a good indicator of metallicity for near-solar metallicity early-M dwarfs. We confirm that $J - Ks$ colour is strongly dependent on metallicity, and find that $W1 - W2$ colour is a promising metallicity indicator. Comparison of the late-K and early-M dwarf colours, metallicities, and T_{eff} to those from three different model grids shows reasonable agreement in $r - z$ and $J - KS$ colours, but poor agreement in $u - g$, $g - r$, and $W1 - W2$. Comparison of the metallicities of the KM dwarf sample to those from previous colour-metallicity relations reveals a lack of consensus in photometric metallicity indicators for late-K and early-M dwarfs. We also present empirical relations for T_{eff} as a function of $r - z$ colour combined with either $[M/H]$ or $W1 - W2$ colour, and for $[M/H]$ as a function of $r - z$ and $W1 - W2$ colour. These relations yield T_{eff} to 100 K and $[M/H]$ to 0.18 dex precision with colours alone, for T_{eff} in the range of 3550-4200 K and $[M/H]$ in the range of -0.5-0.2.

Neste trabalho indiquei as melhores calibrações fotométricas para estrelas Anãs-M da literatura bem como auxiliei a redação do capítulo 2.

- Cunha *et al.* (2016) – **Chemical abundance gradients from open clusters in the Milky Way disk: results from the APOGEE survey**

Metallicity gradients provide strong constraints for understanding the chemical evolution of the Galaxy. We report on radial abundance gradients of Fe, Ni, Ca, Si, and Mg obtained from a sample of 304 red-giant members of 29 disk open clusters, mostly concentrated at galactocentric distances between ~ 8 – 15 kpc, but including two open clusters in the outer disk. The observations are from the APOGEE survey. The chemical abundances were derived automatically by the ASPCAP pipeline and these are part of the SDSS III Data Release 12. The gradients, obtained from least squares fits to the data, are relatively flat, with slopes ranging from -0.026 to -0.033 dex kpc^{-1} for the α -elements $[O/H]$, $[Ca/H]$, $[Si/H]$ and $[Mg/H]$ and -0.035 dex kpc^{-1} and -0.040 dex kpc^{-1} for $[Fe/H]$ and $[Ni/H]$, respectively. Our results are not at odds with the possibility that metallicity ($[Fe/H]$) gradients are steeper in the inner disk ($R_{GC} \sim 7$ – 12 kpc) and flatter towards the outer disk. The open cluster sample studied spans a significant range in age. When breaking the sample into age bins, there is some indication that the younger open cluster population in our sample ($\log \text{age} < 8.7$) has a flatter metallicity gradient when compared with the gradients obtained from older open clusters.

Neste trabalho contribui na redação, elaboração de figuras e determinação dos gradientes de metalicidades.

- Fernández-Trincado, J. G *et al.* (2016) – **Discovery of a Metal-poor Field Giant with a Globular Cluster Second-generation Abundance Pattern**

We report on detection, from observations obtained with the APOGEE spectroscopic survey, of a metal-poor ($[Fe/H] = -1.3$ dex) field giant star with an extreme Mg-Al abundance ratio ($[Mg/Fe] = -0.31$ dex; $[Al/Fe] = 1.49$ dex). Such low Mg/Al ratios are seen only among the second-generation population of globular clusters, and are not present among Galactic disk field stars. The light element abundances of this star, 2M16011638-1201525, suggest that it could have been born in a globular cluster. We explore several origin scenarios, in particular studying the orbit of the star to check the probability of it being kinematically related to known globular

clusters. We performed simple orbital integrations assuming the estimated distance of 2M16011638-1201525 and the available six-dimensional phase-space coordinates of 63 globular clusters, looking for close encounters in the past with a minimum distance approach within the tidal radius of each cluster. We found a very low probability that 2M16011638-1201525 was ejected from most globular clusters; however, we note that the best progenitor candidate to host this star is globular cluster ω Centauri (NGC 5139). Our dynamical investigation demonstrates that 2M16011638-1201525 reaches a distance $|Z_{max}| < 3$ kpc from the Galactic plane and a minimum and maximum approach to the Galactic center of $R_{min} < 0.62$ kpc and $R_{max} < 7.26$ kpc in an eccentric ($e \sim 0.53$) and retrograde orbit. Since the extreme chemical anomaly of 2M16011638-1201525 has also been observed in halo field stars, this object could also be considered a halo contaminant, likely been ejected into the Milky Way disk from the halo. We conclude that, 2M16011638-20152 is also kinematically consistent with the disk but chemically consistent with halo field stars.

Neste artigo auxiliei na seleção das linhas espectrais utilizadas na determinação das abundâncias, assim como auxiliei na resposta ao referee.

- Cunha *et al.* (2017) – **Adding the s-Process Element Cerium to the APOGEE Survey: Identification and Characterization of Ce II Lines in the H-band Spectral Window**

Nine Ce II lines have been identified and characterized within the spectral window observed by the Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE) survey (between $\lambda 1.51$ and $1.69\mu\text{m}$). Cerium is an element that is produced predominantly as a result of the slow capture of neutrons (the s-process) during asymptotic giant branch (AGB) stellar evolution. The lines were identified using a combination of a high-resolution ($R=\lambda/\delta\lambda=100,000$) FTS spectrum of α Boo and an APOGEE spectrum ($R=22,400$) of a metal-poor, but sprocess enriched red giant (J16011638-1201525). Laboratory oscillator strengths are not available for these lines. Astrophysical gf -values were derived using α Boo as a standard star, with the absolute cerium abundance in α Boo set by using optical Ce II lines which have precise published laboratory gf -values. The nearinfrared Ce II lines identified here are also analyzed, as consistency checks, in a small number of bright red giants using archival FTS spectra, as well as a small sample of APOGEE red giants, including two members of the open cluster NGC 6819, two field stars, and seven

metal-poor N- and Al- rich stars. The conclusion is that this set of Ce II lines can be detected and analyzed in a large fraction of the APOGEE red giant sample and will be useful for probing chemical evolution of the s-process in various populations of the Milky Way.

Neste trabalho ajudei na descoberta das linhas de Ce II e na obtenção do valor $g-f$ destas.