

Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Departamento de Astronomia

Roberta Ferreira Razera

Composição Química de Estrelas Pobres em Metais do Bojo

São Paulo

2022

Roberta Ferreira Razera

Composição Química de Estrelas Pobres em Metais do Bojo

Tese/Dissertação apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito parcial para a obtenção do título de Mestre em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador(a): Prof.^(a) Dr.^(a) Beatriz Leonor Silveira Barbuy

Versão Corrigida. O original encontra-se disponível na Unidade.

São Paulo

2022

À minha família.

Agradecimentos

À minha família, pela paciência, ajuda e companhia;

À minha orientadora, professores e colegas, pelos ensinamentos.

Ao CNPQ, pelo apoio financeiro.

A mim, por não ter desistido.

“Somewhere, something incredible is waiting to be known.”

- Sharon Begley

(em entrevista com Carl Sagan)

Resumo

O bojo é a componente mais antiga da Via Láctea. Uma vez que inúmeras simulações da formação da Via Láctea previram que as estrelas mais antigas em uma determinada metalicidade são encontradas em órbitas estreitamente ligadas, as estrelas mais antigas da Galáxia são provavelmente estrelas pobres em metal no bojo interno com pequenos apocentros (ou seja, $R_{apo} < 4$ kpc).

A investigação da população pobre em metal no bojo galáctico fornece informações únicas sobre a formação e evolução inicial da Via Láctea. O objetivo principal deste trabalho é estudar em detalhes uma amostra de estrelas pobres em metais do bojo, para se obter uma lista de linhas confiável para estudos futuros de amostras semelhantes. Espectros de 58 estrelas do bojo são reproduzidos através da construção de espectros sintéticos, levando em consideração abundâncias elementais individuais. Por fim, os resultados obtidos são comparados com estudos prévios da literatura.

Foi reproduzido o espectro integrado no intervalo 15000-17000 Å, e para esta amostra analisamos linhas de C, N, O, elementos α Mg, Si, Ca e elemento de captura de nêutrons Ce, por meio de ajustes de linhas individuais. Apresentamos uma lista de linhas que são adequadas para a derivação de abundâncias.

Os resultados obtidos neste trabalho para as abundâncias da amostra são compatíveis com as abundâncias para Mg, Si e Ca, previamente apresentadas em trabalhos anteriormente publicados, também ao estudar populações do bojo Galáctico. Uma discordância mais significativa foi observada entre as abundâncias de Oxigênio, onde encontramos valores superiores ao do ASPCAP. As abundâncias de nitrogênio não mostram um aumento excepcional para nenhuma das estrelas da amostra, portanto, não há evidências de que essas estrelas sejam resultado de múltiplas populações estelares em aglomerados globulares

dissolvidos. Já a abundância de Ce é aumentada em todas as estrelas, o que indicaria uma origem do processo-s deste elemento já nas fases iniciais de enriquecimento químico.

Essas comparações mostram a compatibilidade das abundâncias das estrelas de amostra com a literatura e modelos para Mg, Si e Ca em que um componente suportado por pressão (bojo esferoidal) se formou em uma escala de tempo muito curta (abaixo de 1 giga ano).

Abstract

The bulge is the oldest component of the Milky Way. Since numerous simulations of the Milky Way's formation have predicted that the oldest stars in a given metallicity are found in closely bound orbits, the oldest stars in the Galaxy are likely to be metal-poor stars in the inner bulge with small apocenters (i.e. $R_{apo} < 4$ kpc).

The investigation of the metal-poor population in the galactic bulge provides unique insights into the formation and early evolution of the Milky Way. The main objective of this work is to study in detail a sample of metal-poor stars from the bulge, to obtain a list of reliable lines for future studies of similar samples. Spectra of 58 bulge stars are reproduced by constructing synthetic spectra, taking into account individual elemental abundances. Finally, the results obtained are compared with previous studies in the literature.

The integrated spectrum in the range 15000-17000 Å was reproduced, and for this sample we analyzed lines of C, N, O, elements α Mg, Si, Ca and neutron capture element Ce, through individual line adjustments. We present a list of lines that are suitable for the derivation of abundances.

The results obtained in this work for the sample are compatible with the abundances for Mg, Si and Ca, previously presented in previously published works, also when studying populations of the Galactic bulge. A more significant discordance was observed between the Oxygen abundances, where we found values higher than those of ASPCAP. Nitrogen abundances do not show an exceptional increase for any of the stars in the sample, so there is no evidence that these stars are the result of multiple stellar populations in dissolved globular clusters. On the other hand, the abundance of Ce is increased in all stars, which would indicate an origin of the s-process of this element already in the initial stages of chemical enrichment.

These comparisons show the compatibility of sample star abundances with literature and models for Mg, Si and Ca in which a pressure-supported component (spheroidal bulge) was formed on a very short time scale (below 1 Gyr).

Lista de Figuras

- 1.1 Telescópio ESO (*European Southern Observatory*) de 3.6 metros em La Silla, durante as observações. Vemos uma ampla faixa de estrelas e nuvens de poeira, medindo mais de 100 graus no céu: esta é a Via Láctea. Crédito: ESO/S. Brunier 26
- 1.2 Muitas galáxias se encontram agrupadas, formando aglomerados de galáxias. A Via Láctea pertence a um aglomerado com aproximadamente 50 galáxias, chamado Grupo Local e ilustrado nesta figura. Vemos que as maiores galáxias pertencentes a este grupo são a Galáxia de Andrômeda (M31) e a Via Láctea, seguida da Galáxia do Triângulo (M33). Também estão incluídas nesta ilustração as galáxias anãs, habitando tanto Andrômeda quanto a Via Láctea. Crédito: Andrew Z. Colvin. 27
- 1.3 Impressão artística da nossa casa: a Via Láctea, uma galáxia espiral barrada, de aproximadamente 13 bilhões de anos, que abriga mais de 100 bilhões de estrelas. Na imagem da esquerda da ilustração podemos ver as componentes da Via Láctea: O bojo é a região central, composto por inúmeras estrelas e tendo aproximadamente 2000 pcs de extensão. O disco mede cerca de 100000 anos-luz (cerca de 30660 pcs) de diâmetro, e o Sol fica a meio caminho entre o centro e a periferia. É no disco que estão os braços espirais. Essas regiões abrigam as estrelas mais jovens da Galáxia. Abrigando o bojo e o disco, existe uma região denominada de halo. Trata-se de uma estrutura aproximadamente esférica, contendo estrelas isoladas, bem como muitos aglomerados globulares antigos. Fonte da Imagem: Esquerda: NASA/JPL-Caltech; direita: ESA; layout: ESA/ATG medialab. 29

1.4	Três processos astrofísicos contribuem para enriquecer o meio interestelar. Estrelas com massas baixas e intermediárias, perdem grande parte de seus elementos (principalmente C e N) perto do fim de suas vidas nas chamadas nebulosas planetárias. Estrelas massivas terminam suas breves vidas (milhões de anos) em explosões chamadas de supernovas do tipo II, semeando o meio interestelar com diversos elementos, os chamados elementos alfa, tais como O, Mg, etc. Uma supernova do tipo Ia é responsável por cerca de 70% do Ferro da Galáxia, e tipicamente requer cerca de um bilhão de anos para que um sistema binário amadureça antes da explosão. Como cada um desses processos se passa em diferentes escalas de tempo, a abundância relativa de diferentes elementos químicos em regiões particulares da Galáxia nos oferece fortes pistas sobre as taxas de formação estelar e sobre a história evolutiva da região. Fonte: Autora.	31
1.5	Figura de Kobayashi et al. (2020): evolução no tempo (em giga anos) da origem dos elementos na tabela periódica: nucleossíntese do Big Bang (preto), estrelas AGB (verde), supernovas de colapso do núcleo incluindo SNe II, HNe, ECSNe e MRSNe (azul), SNe Ia (vermelho) e NSMs (magenta). As quantidades retornadas via perda de massa estelar também estão incluídas para estrelas AGB e supernovas de colapso de núcleo, dependendo da massa do progenitor. As linhas pontilhadas indicam os valores solares observados. Fonte: Kobayashi et al. (2020).	35
2.1	Mapa (em coordenadas galácticas) do campo do APOGEE DR17, codificado por cores pela sub-pesquisa APOGEE. APOGEE-1 em ciano, APOGEE-2N em azul e APOGEE-2S em vermelho. Figura de C. Hayes. Imagem de fundo do 2MAS. Crédito: <i>Sloan Digital Sky Survey</i>	44
2.2	Comparação da presente amostra de 58 estrelas selecionadas (vermelha) com a amostra <i>reduced-proper-motion</i> (RPM) de Queiroz et al. (2021) (azul). Painéis superiores: distribuição normalizada de metalicidade e relações alfa-ferro do APOGEE; painéis inferiores: raio médio $R_{media} = ((R_{apocentro} + R_{pericentro})/2$ e excentricidade das órbitas. Fonte: Razera et al. (2022).	48

2.3	Distribuição projetada de l,b de estrelas estudadas na região do bojo Galáctico. Símbolos: estrelas cheias: 58 estrelas deste trabalho; círculos preenchidos: aglomerados globulares do bojo (GCs); linha preta sólida: contornos da protuberância. Já as cores indicam a metalicidade, de acordo com a barra de cores. Fonte: Razera et al. (2022).	49
3.1	Ilustração do funcionamento do código PFANT. Fonte: figura adaptada (traduzida) a partir de figura disponível no manual do PFANT.	60
4.1	Diagrama HR espectroscópico (Newell (1973)) das estrelas de amostra do bojo (58 estrelas). A grade de cor mostra a metalicidade das estrelas. . . .	67
4.2	Metalicidade geral da Galáxia (medida pela abundância de Fe, comparado com H) cresce com o tempo (abscissa) e serve como base para comparar abundâncias relativas de dois elementos que são criados em diferentes épocas. Um gráfico dessas quantidades revela um platô de estrelas pobres em metais ($[Fe/H] < -1$), com um “joelho” que ocorreu a cerca de um bilhão de anos depois que a Galáxia começou a se formar. As estrelas do Halo (verde) e algumas do disco espesso (vermelho) tendem a ocupar a parte do platô, enquanto as estrelas do disco fino (lilás) ocupam a curva descendente. Fonte: Adaptação da figura de “The Formation and Evolution of the Milky Way”, Chiappini (2001).	68
4.3	Parte do espectro da estrela 2M17382504-2424163, mostrando as linhas de OH selecionadas. Espectro observado (pontilhado em preto) e espectro sintético calculado com $[O/Fe] = 0.40$ (verde).	69
4.4	Abundâncias de Oxigênio em comparação com metalicidade, incluindo dados de Meléndez & Barbuy et al. 2002 em losangos amarelos, Rich e Origlia et al. 2005 em retângulos vermelhos, dados de Alves-Brito et al. 2010 (estrelas do bojo em estrelas rosas, estrelas do halo em pentágonos laranja e estrelas do disco espesso em quadrados aqua), dados de Friaça&Barbuy et al. 2017 em triângulos azuis, C.R. de Silveira et al. 2018 em triângulos roxos, dados do DR17 em losangos verdes e resultados deste trabalho em “x” azuis.	70

4.5	Diferença entre os valores encontrados neste trabalho, com os valores obtidos pelo ASPCAP.	73
4.6	Estrelas 2M17382504-2424163 e 2M17511568-3249403: Linhas CO selecionadas. Espectros observados (pontilhado em preto) e espectros sintéticos calculados com $[C/Fe] = -0.2$ para ambas as estrelas e $[O/Fe] = 0.40$ e 0.38 respectivamente (verde).	75
4.7	Estrela 2M17511568-3249403: regiões contendo linhas CN. Espectros observados (pontilhado em preto) e espectros sintéticos (verde) calculados com $[C/Fe] = -0.2$, $[N/Fe] = 0.0$, $[O/Fe] = 0.38$; as linhas pontilhadas verdes correspondem aos cálculos com $[N/Fe]=0.2, 0.4$	77
4.8	Estrela 2M17382504-2424163: Espectro observado (pontilhado preto) e espectro sintético calculado com $[C,N,O/Fe] = -0.20, 0.30, 0.40$ (verde). . . .	78
4.9	Estrela 2M17153858-2759467: Espectro observado (pontilhado preto) e espectro sintético calculado com as abundâncias do ASPCAP $[Mg/Fe] = 0.26$ (laranja).	80
4.10	Estrela 2M17265563-2815558: Espectro observado (pontilhado preto) e espectro sintético calculado com as abundâncias do ASPCAP $[Mg/Fe] = 0.29$ (laranja).	81

4.11 [O/Fe] vs. [Fe/H] (painel superior) e [Mg/Fe] vs. [Fe/H] (painel inferior), para estrelas de campo do bojo da literatura e as abundâncias APOGEE (original e revisada no caso de oxigênio) para as 58 estrelas de amostra. Símbolos: estrelas cinzentas de 4 pontas: Alves-Brito et al. (2010); círculos preenchidos em vermelho: Bensby et al. (2013); círculos preenchidos em vermelho: Bensby et al. (2017); pentágonos cinzas abertos: Casey & Schlafman (2015); triângulos preenchidos em cinza forte: Fulbright et al. (2007); pentágonos abertos magenta: García-Pérez et al. (2013); quadrados preenchidos de vermelho: Cunha & Smith (2006); círculos preenchidos em vermelho indiano: Hill et al. (2011); pentágonos abertos cinzas: Howes et al. (2016); estrelas cinzentas: Johnson et al. (2014); estrelas cinza de 5 pontas: Jönsson et al. (2017); pentágonos cinzas abertos: Koch et al. (2016); pentágonos verdes abertos: Lamb et al. (2017); cruces vermelhas: Ryde et al. (2010)); círculos verdes preenchidos: Ryde et al. (2016); estrelas de 5 pontas turquesa: Rojas- Arriagada et al. (2017); triângulos abertos cinzas: Siqueira-Mello et al. (2016); círculos abertos azuis: APOGEE original ; círculos preenchidos de ciano: abundâncias finais para as 58 estrelas da amostra APOGEE. As abundâncias de Oxigênio são normalizadas em termos de abundâncias solares adotadas, conforme explicado em Friaça & Barbuy (2017). Modelos de evolução quimiodinâmica de Friaça & Barbuy (2017) com escala de tempo de formação de 1 Gyr, para vários raios, são sobreplotados: $r < 0,5$ kpc (linhas sólidas), $0,5 < 1$ kpc (linhas pontilhadas), $1 < r < 2$ kpc (linhas tracejadas curtas), $2 < r < 3$ kpc (linhas tracejadas longas).

4.12	[Ca/Fe] vs. [Fe/H] para estrelas de campo bojo da literatura e as abundâncias de APOGEE para as 58 estrelas da amostra. Símbolos: estrelas de Rich e Origlia et al. (2005) em retângulos rosas, estrelas do Bojo de Alves-Brito et al. (2010) em estrelas aqua, estrelas do Halo de Alves-Brito et al. (2010) em “+”laranja, estrelas do disco espesso em quadrados verdes, estrelas de Johnson et al. (2014) em x amarelos, Casey & Schlafman (2015) em triângulos roxos, estrelas pobres em metais do bojo de Koch et al. (2016) em triângulos azuis, estrelas de Bensny et al. 2017 em quadrados azuis, C.R. de Silveira et al. (2018) em pentágonos rosas e abundâncias finais para as 58 estrelas de amostra APOGEE em losangos verdes.	85
4.13	[Si/Fe] vs. [Fe/H] para estrelas de campo bojo da literatura e as abundâncias de APOGEE para as 58 estrelas da amostra. Símbolos: estrelas de Rich e Origlia et al. (2005) em retângulos rosas, estrelas do Bojo de Alves-Brito et al. (2010) em estrelas aqua, estrelas do Halo de Alves-Brito et al. (2010) em “+”laranja, estrelas do disco espesso de Alves-Brito et al. (2010) em quadrados verdes, Garcia-Perez et al. (2013) em triângulos verdes, estrelas de Johnson et al. (2014) em x amarelos, Casey & Schlafman (2015) em triângulos roxos, estrelas pobres em metais do bojo de Koch et al. (2016) em triângulos azuis, estrelas de Bensny et al. 2017 em quadrados azuis, C.R. de Silveira et al. (2018) em pentágonos rosas e abundâncias finais para as 58 estrelas de amostra APOGEE em losangos verdes	87

4.14	[Si,Ca/Fe] vs. [Fe/H] para estrelas de campo bojo da literatura e as abundâncias de APOGEE para as 58 estrelas da amostra. Símbolos: estrelas cinzentas de 4 pontas: Alves-Brito et al. (2010); círculos preenchidos em vermelho: Bensby et al. (2017); pentágonos cinzas abertos: Casey & Schlafman (2015); pentágonos abertos magenta: García-Pérez et al. (2013); pentágonos abertos cinzas: Howes et al. (2016); pentágonos abertos cinzas: Koch et al. (2016); pentágonos abertos verdes: Lamb et al. (2017); círculos verdes preenchidos: Ryde et al. (2016); triângulos abertos cinzas: Siqueira-Mello et al. (2016); círculos azuis abertos: APOGEE original; círculos cheios de ciano: abundâncias finais para as 58 estrelas de amostra APOGEE. As linhas são as previsões dos modelos quimiodinâmicos de Friaça & Barbuy (2017) com uma escala de tempo de formação de 1 Gyr para vários raios.	88
4.15	Estrela 2M18500307-1427291: encaixa nas 6 linhas de Cério. Espectro observado: preto; Os espectros sintéticos são: azul com ASPCAP original [Ce/Fe]= 0.08, verde com abundância Ce final deste trabalho.	90
4.16	[Ce/Fe] vs. [Fe/H] para estrelas do campo do bojo da literatura e abundâncias do APOGEE para as 58 estrelas de amostra. Símbolos: triângulos preenchidos em vermelho: van der Swaelmen et al. (2016); triângulos verdes preenchidos: Lucey et al. (2022); pentágonos magenta: M62 de Yong et al. (2014); círculos azuis abertos: valores APOGEE DR17 [Ce/Fe] e círculos preenchidos em ciano: abundâncias revisadas para as 58 estrelas de amostra APOGEE. As barras de erro são indicadas no canto superior direito.	93
4.17	Regiões das linhas de Neodímio.	95
5.1	Espectro da estrela nas regiões das linhas de Manganês.	98
5.2	Espectro da estrela nas regiões das linhas de Manganês.	99
5.3	Espectro da estrela nas regiões das linhas de Manganês.	100
5.4	Regiões das linhas de Enxofre SI: 15469.816 e 15478.482 Å.	102

Lista de Tabelas

2.1	Coordenadas, distâncias do Starhorse, movimentos próprios do Gaia EDR3, velocidade radial do Gaia DR2 e parâmetros orbitais para as 58 estrelas selecionadas da amostra de (Queiroz et al. 2021).	47
2.2	58 estrelas selecionadas e seus parâmetros estelares não calibrados do DR17.	51
2.3	Abundâncias do APOGEE para as 58 estrelas da amostra.	52
3.1	Lista de linhas. log gf de VALD3 linelist (Piskunov et al. 1995, Ryabchikova et al. 2015), Kurucz (1993) e NIST (Martin et al. 2002). Os valores de log gf para linhas de CeII são de Cunha et al. (2017).	56
3.2	Solar abundances from (1) Grevesse et al. (1996, 1998) (adopted); (2) Steffen et al. (2015); (3) Scott et al. (2015a,b); (4) Grevesse et al. (2015); (5) Lodders et al. (2009); Arcturus abundances from: (6) Ramírez & Allende Prieto (2011), (7) McWilliam et al. (2013), (8) Lecureur et al. (2007), (9) Barbuy et al. (2014), (10) Smith et al. (2013); (11) Cunha et al. (2017) μ Leo abundances from: (10) Smith et al. (2013); (12) Gratton & Sneden (1990), 13: Barbuy et al. (2015), (14) Van der Swaelmen et al. (2016); (15) fits to the optical spectrum of μ Leo.	57
4.1	Abundâncias de CNO revisadas derivadas de parâmetros estelares do DR17 não calibrados em comparação com as abundâncias de CNO do DR17 nas últimas colunas.	72

4.2 Abundâncias de derivações APOGEE-ASPCAP originais, e valores revisados de Ce, usando as linhas relatadas em Tabela 3.1 para as 58 estrelas de amostra. Para abundâncias de Ce, as duas colunas correspondem a: abundâncias do ASPCAP/DR17 e valores revisados. 92

Sumário

1. <i>Introdução</i>	25
1.1 A Via Láctea	25
1.2 O Bojo	29
1.3 Evolução Química	30
1.3.0.1 Abundâncias do Bojo	33
1.3.1 Abundâncias Químicas de CNO	34
1.3.1.1 Carbono (C, $Z = 6$)	35
1.3.1.2 Nitrogênio (N, $Z = 7$)	36
1.3.1.3 Oxigênio (O, $Z = 8$)	37
1.3.2 Abundâncias dos elementos- α Mg, Si e Ca	38
1.3.2.1 Magnésio (Mg, $Z = 12$)	39
1.3.2.2 Silício (Si, $Z = 14$)	39
1.3.2.3 Cálcio (Ca, $Z = 20$)	39
1.3.3 Abundâncias de elementos de processo-s	39
1.3.3.1 Cério (Ce, $Z=58$)	40
1.4 Objetivos e estrutura da dissertação	40
2. <i>Base de dados</i>	43
2.1 SDSS	43
2.1.1 APOGEE	44
3. <i>Metodologia</i>	53
3.1 Lista de Linhas	54
3.2 PFANT	58

3.3	Cálculo de Abundâncias	60
4.	<i>Análise de Abundâncias Químicas</i>	65
4.1	Oxigênio	67
4.2	Carbono	74
4.3	Nitrogênio	76
4.4	Magnésio	79
4.5	Cálcio	84
4.6	Silício	86
4.7	Cério	89
4.8	Neodímio	94
5.	<i>Perspectivas</i>	97
6.	<i>Conclusões</i>	105
	<i>Referências</i>	107

Introdução

1.1 A Via Láctea

Ao olhar para o céu em uma noite sem nuvens e longe de poluição luminosa, podemos ver parte da nossa Galáxia, a Via Láctea. Imediatamente, notamos que ela é composta por inúmeros pontos brilhantes e algo como “nuvens” ou manchas escuras (como vemos na Fig. 1.1, uma foto em longa exposição - em uma localização com baixa poluição luminosa). Estes pontos brilhantes são as estrelas, e as nuvens são parte do meio interestelar (composto por vazios, poeira e gás), onde as estrelas se formam. As estrelas têm um papel fundamental não só para o entedimento da evolução da Galáxia, como para a evolução do Universo. Elas sintetizam os elementos dos quais somos formados. Ou seja, todos os elementos que nos rodeiam, que compõem nossos ossos, que circulam em nossas veias... todos surgiram graças às estrelas.

Desde os primórdios, a humanidade tentou entender a natureza da nossa Galáxia. A partir das observações de Galileu Galilei com seu telescópio, notou-se que aquilo que parecia apenas uma mancha esbranquiçada no céu na verdade era um conjunto enorme de estrelas. Com o passar do tempo, conforme as inovações científicas surgiram e avançaram, tornou-se possível estudar nossa galáxia com cada vez mais detalhes. Atualmente, a concepção científica da Via Láctea é de que se trata de uma grande galáxia espiral (do tipo SABbc(rs)¹) complexa, da qual o Sol é apenas uma estrela das mais de cem bilhões existentes.

¹ Essa denominação é uma forma de classificar as galáxias, de acordo com a Classificação Morfológica de Galáxias (proposta inicialmente por Edwin Hubble).



Figura 1.1: Telescópio ESO (*European Southern Observatory*) de 3.6 metros em La Silla, durante as observações. Vemos uma ampla faixa de estrelas e nuvens de poeira, medindo mais de 100 graus no céu: esta é a Via Láctea. Crédito: ESO/S. Brunier

A Via Láctea está entre as maiores galáxias pertencentes ao Grupo Local², se estendendo por aproximadamente 100000 anos-luz (30660 parsecs). Veja uma ilustração dessa estrutura na Fig. 1.2. No geral, a palavra “galáxia” refere-se a uma coleção de estrelas gravitacionalmente ligadas e material associado, que estão acima de um tamanho mínimo (para diferenciar galáxias, e aglomerados estelares³). Definir um objeto como a Via Láctea não é uma tarefa fácil, tendo em vista que não se trata de um único objeto sólido, mas sim de uma composição de vários objetos individuais (estrelas, poeira, planetas, etc) gravitacionalmente ligados. Atualmente, sabemos que a Via-Láctea é uma galáxia espiral barrada luminosa, com um bojo central, um disco dominante e um halo estelar difuso.

² O Grupo Local é um grupo composto por aproximadamente 50 galáxias, incluindo a Via Láctea, a Galáxia de Andrômeda e a Galáxia do Triângulo.

³ Para distinguir, um critério importante é a presença de matéria escura nas primeiras e não nos aglomerados estelares. Isto se aplica, i.e. a formação de uma galáxia, para objetos velhos, com origem em perturbações primordiais do Universo. Igualmente, galáxias anãs são consideradas terem alto teor de matéria escura. Mas a definição quebra quando vemos galáxias anãs formadas em caudas de marés existentes em galáxias em forte interação mútua, como por exemplo o par de galáxias espirais de Antennae, que são pobres em matéria escura.

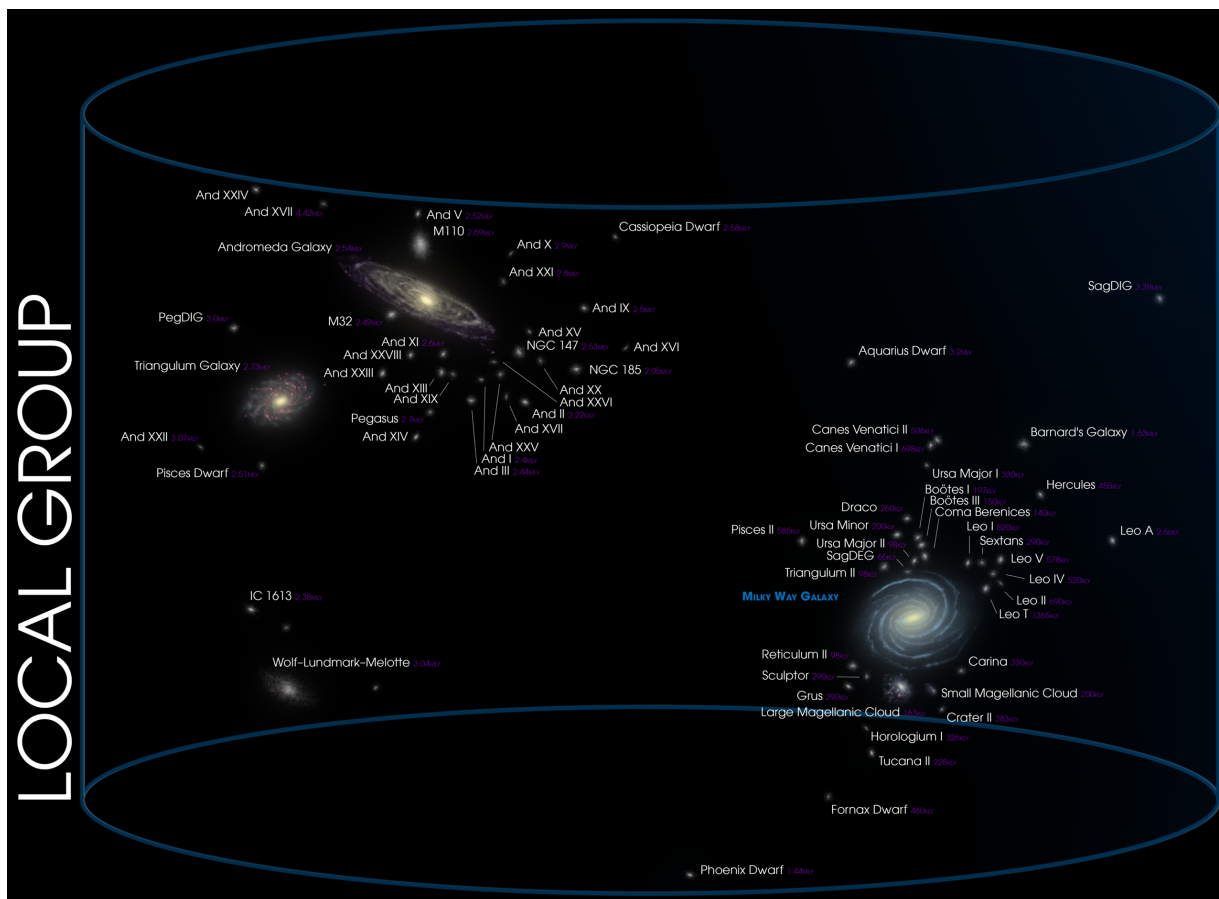


Figura 1.2: Muitas galáxias se encontram agrupadas, formando aglomerados de galáxias. A Via Láctea pertence a um aglomerado com aproximadamente 50 galáxias, chamado Grupo Local e ilustrado nesta figura. Vemos que as maiores galáxias pertencentes a este grupo são a Galáxia de Andrômeda (M31) e a Via Láctea, seguida da Galáxia do Triângulo (M33). Também estão inclusas nesta ilustração as galáxias anãs, habitando tanto Andrômeda quanto a Via Láctea. Crédito: Andrew Z. Colvin.

Abaixo falo brevemente sobre as estruturas principais da Via Láctea (ilustradas na Fig. 1.3). Lembrando que debates sobre estas componentes ainda estão acontecendo atualmente, tornando imprescindível o estudo aprofundado das mesmas.

Disco: Além de estrelas, o disco contém a maior parte do gás frio e da poeira da Via Láctea. A maior parte das estrelas do disco têm idades acima de 2 giga anos, sendo que grande parte possui mais de 5 giga anos. O histórico de formação estelar do disco (*Star Formation History* - SFH), dá a taxa de formação estelar em função do tempo (SFR(t)) e o histórico de enriquecimento químico, o qual para o disco Galáctico é aproximadamente constante nos últimos 10 giga anos. A verdade, é que há uma grande diversidade de estrelas no disco. Quando digo isso, me refiro não só quanto às idades, mas também às metalicidades e à razão $[\alpha/\text{Fe}]$. Já na cinemática de rotação, as estrelas do disco são parecidas, possuindo baixa dispersão de velocidades. O disco contém, além das estrelas,

matéria interestelar, formada por gás e poeira, que constitui o material do qual as estrelas se formam. O gás interestelar é constituído na maior parte por hidrogênio neutro, que não emite no óptico⁴.

Bojo: No centro da Galáxia, há uma região mais espessa. Essa região abriga o núcleo, e a chamamos de bojo. Trata-se de uma região aproximadamente esférica, ou tem forma de esfera um pouco achatada, algo designado pelo termo “esferoidal”, possuindo cerca de 2000 parsecs (pcs) de raio. Até o advento da astronomia infravermelha, não tínhamos a possibilidade de observar a forma global do nosso bojo. Alguns estudos sugerem que talvez o bojo possua mais de uma componente (na forma de uma ou mais barras). A origem e forma destas componentes ainda são incertas, sendo objetos de estudo até hoje (para mais detalhes veja, por exemplo, Robin et al. (2012), Ness et al. (2013), Gonzalez e Gadotti (2016); Fragkoudi et al. (2018)).

Halo: O halo pode ser entendido como uma região aproximadamente esférica em volta da Via Láctea. Boa parte dos aglomerados globulares e das galáxias anãs estão contidos no halo e, portanto, esses objetos são usados para rastrear a extensão total do mesmo. A densidade de estrelas no halo é muito menor do que no disco, tornando difícil a identificação desses objetos para estudar essa população estelar em detalhes. No entanto, conseguimos mostrar que as estrelas no halo são em sua maioria antigas e possuem baixa metalicidade. Dados mais recentes também revelam que o halo contém uma grande quantidade de gás ionizado, que emite raios-X moles⁵

⁴ Uma coisa interessante, é que perto de estrelas muito quentes (aquelas mais massivas), o hidrogênio é ionizado pela radiação ultravioleta provinda das estrelas, e brilha por fluorescência. Então, se existe hidrogênio suficiente ao redor destas estrelas, ele poderá ser visível como uma nebulosa gasosa de emissão. Essa região brilhante é chamada região HII.

⁵ Raios-X com energias de até 5 keV são chamados de raios-X moles, e com energias acima disso, de raios-X duros (Miller et al. 2015).

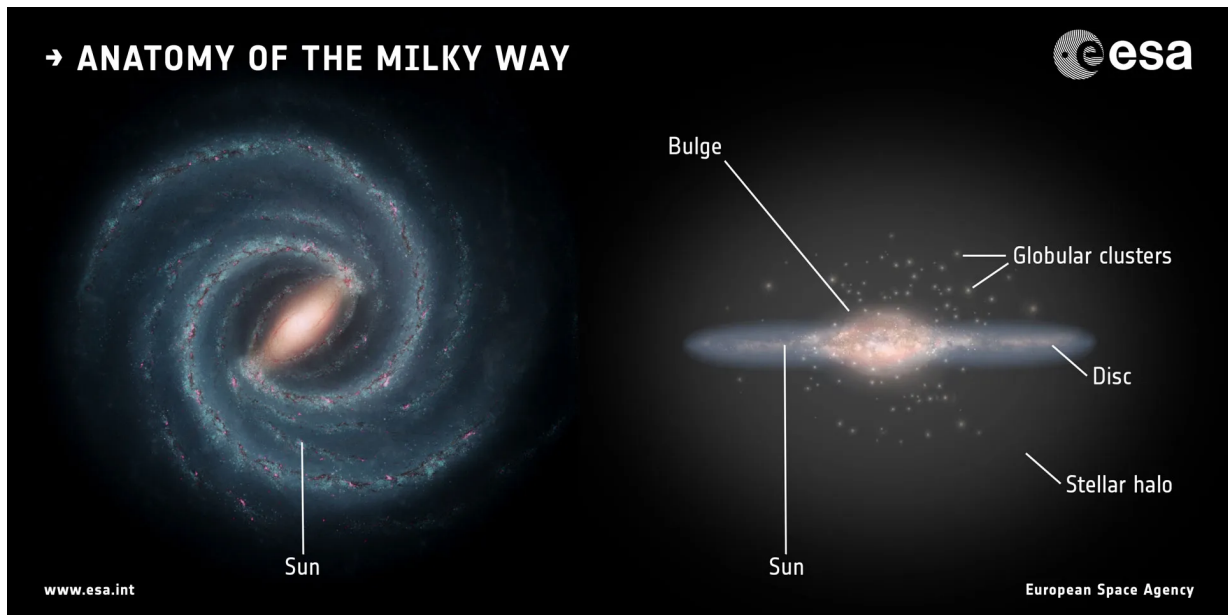


Figura 1.3: Impressão artística da nossa casa: a Via Láctea, uma galáxia espiral barrada, de aproximadamente 13 bilhões de anos, que abriga mais de 100 bilhões de estrelas. Na imagem da esquerda da ilustração podemos ver as componentes da Via Láctea: O bojo é a região central, composto por inúmeras estrelas e tendo aproximadamente 2000 pcs de extensão. O disco mede cerca de 100000 anos-luz (cerca de 30660 pcs) de diâmetro, e o Sol fica a meio caminho entre o centro e a periferia. É no disco que estão os braços espirais. Essas regiões abrigam as estrelas mais jovens da Galáxia. Abrigando o bojo e o disco, existe uma região denominada de halo. Trata-se de uma estrutura aproximadamente esférica, contendo estrelas isoladas, bem como muitos aglomerados globulares antigos. Fonte da Imagem: Esquerda: NASA/JPL-Caltech; direita: ESA; layout: ESA/ATG medialab.

1.2 O Bojo

O bojo da Via Láctea oferece uma oportunidade única de investigar em detalhes o papel que diferentes processos (tais como instabilidades dinâmicas, fusão hierárquica e colapso dissipacional) podem ter desempenhado na história da formação e evolução da Galáxia com base em suas propriedades de população estelar resolvidas. Esses esforços demonstram o reconhecimento de que o bojo Galáctico é um ingrediente-chave na nossa busca para entender a formação e evolução da Galáxia. No entanto, assim como o Bojo oferece um caminho para se entender a complexa física dos bárions envolvidos na formação de galáxias, ele também representa um desafio, pois requer uma visão de pelo menos 400 graus quadrados de céu com muita extinção⁶. Devido a isso, o bojo da Via Láctea tem

⁶ Extinção é um termo usado para descrever a absorção e o espalhamento sofrida pela radiação eletromagnética emitida por objetos astronômicos. Isso devido à matéria (poeira e gás) entre o objeto que emite a radiação e o observador. Ou seja, existe uma fração considerável da luz das estrelas que é perdida para

sido objeto de intenso estudo e debate - ver, por exemplo, Barbuy et al. (2018), Queiroz et al. (2020, 2021), Rojas-Arriagada et al. (2020), Razera et al. (2022) - na última década.

Graças a grandes levantamentos de dados fotométricos e espectroscópicos cobrindo grandes regiões do bojo, tivemos um imenso avanço na quantidade de informações coletadas. No entanto, é necessário combinar essas observações em um modelo de evolução quimiodinâmica que seja consistente para o bojo.

Os dois cenários mais amplos frequentemente invocados para explicar a formação do bojo são motivados por observações de galáxias externas locais e visam explicar sua dicotomia morfológica nos chamados bojos clássicos (*classical bulges* - ClBs) e pseudo-bojos Kormendy e Kennicutt Jr (2004).

Vários cenários foram descritos para explicar como formar um bojo esferoidal. Por exemplo, Eggen et al. (1962); Elmegreen et al. (2008) dizem que se forma um bojo esferoidal por colapso gravitacional ou através da fusão hierárquica de subaglomerados formados no disco. Por outro lado, Jørgensen e Lindegren (2005) ou Saha et al. (2010) dizem que é capaz de se formar um bojo *boxy* através de processos de aquecimento após a formação de uma barra dinâmica devido a instabilidades do disco.

A verdade é que não há explicação consistente de todas as características observacionais do bojo. Isso é esperado, dado que nossa Galáxia é uma galáxia espiral intermediária do tipo Sbc, sendo possível haver características combinadas. Estudos futuros com o James Webb e outros levantamentos com uma amostragem maior nos oferecerão uma oportunidade de estudar com mais detalhes esta região, para colocar restrições mais fortes nos modelos da Via Láctea.

1.3 Evolução Química

Mais de 100 elementos químicos existem na natureza e sua classificação leva à tabela periódica dos elementos. Um dos grandes sucessos da teoria da evolução estelar é sua capacidade de explicar a origem dos elementos. Uma coisa que encanta é saber que nós e praticamente tudo que nos envolve é poeira estelar, como diria Carl Sagan. Desde a época de Burbidge et al. (1957), a questão da origem dos elementos é uma das que mais vem sendo estudada na ligação entre a física nuclear e a astrofísica. Agora sabemos que diferentes

nós aqui na superfície terrestre.

elementos são produzidos por diferentes fontes astronômicas, ou seja, diferentes massas de estrelas, supernovas e sistemas binários. A contribuição relativa de cada fonte depende do tempo e do ambiente (ou seja, massa e tipo de galáxias) e, portanto, é necessário usar modelos de evolução química galáctica (*galactic chemical evolution - GCE*) para entender essa questão. A Figura 1.4 mostra as três principais fontes de enriquecimento químico do meio interestelar: nebulosas planetárias e supernovas do tipo II e Ia. Cada uma lança no meio interestelar diferentes elementos, em diferentes períodos de tempo.

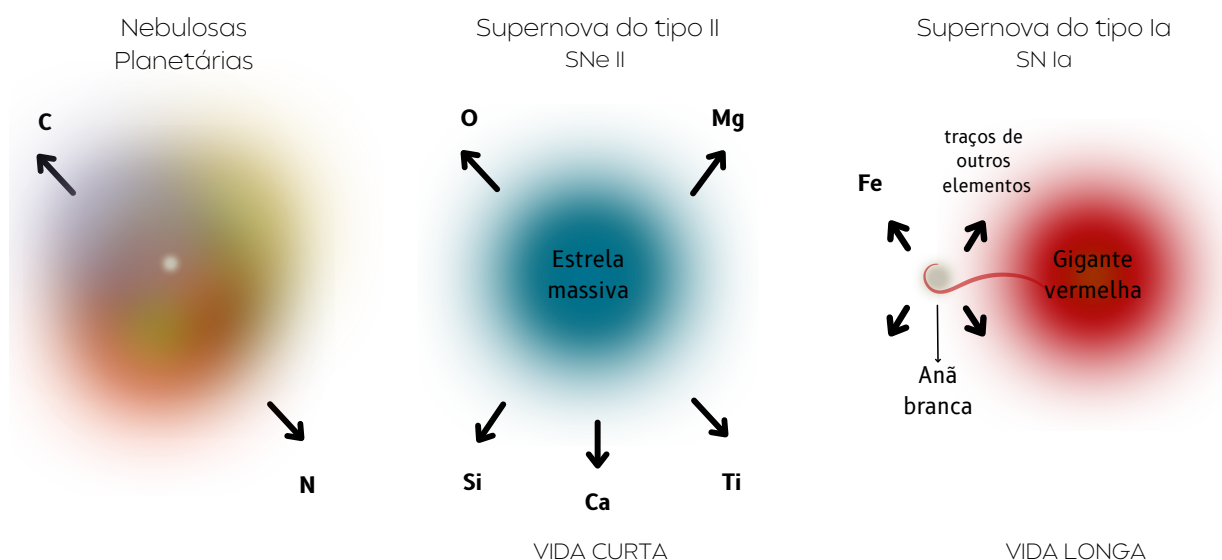


Figura 1.4: Três processos astrofísicos contribuem para enriquecer o meio interestelar. Estrelas com massas baixas e intermediárias, perdem grande parte de seus elementos (principalmente C e N) perto do fim de suas vidas nas chamadas nebulosas planetárias. Estrelas massivas terminam suas breves vidas (milhões de anos) em explosões chamadas de supernovas do tipo II, semeando o meio interestelar com diversos elementos, os chamados elementos alfa, tais como O, Mg, etc. Uma supernova do tipo Ia é responsável por cerca de 70% do Ferro da Galáxia, e tipicamente requer cerca de um bilhão de anos para que um sistema binário amadureça antes da explosão. Como cada um desses processos se passa em diferentes escalas de tempo, a abundância relativa de diferentes elementos químicos em regiões particulares da Galáxia nos oferece fortes pistas sobre as taxas de formação estelar e sobre a história evolutiva da região. Fonte: Autora.

As abundâncias de elementos na Via Láctea fornecem restrições rigorosas. Não apenas na astrofísica estelar, mas também na formação e na história evolutiva da própria Via Láctea. Alguns dos elementos se formaram quando o Universo era muito jovem, logo após o Big Bang. Nesta era primitiva, a matéria em todo o universo estava em um estado de alta densidade e alta temperatura. A fusão inicial produziu os elementos mais leves:

Hidrogênio (H), Hélio (He), Lítio (Li), e traços de Berílio (Be) e Boro (B). Todos os outros elementos são formados dentro das estrelas. Do Carbono (C) ao Ferro (Fe), os núcleos atômicos são formados por fusão nuclear na região central das estrelas. Esta fusão libera energia, que mantém a alta temperatura e pressão dentro da estrela. Núcleos mais pesados que Fe absorvem mais energia do que liberam quando fundidos com outros núcleos, não podendo ser usados como combustível dentro das estrelas. Para massa atômica acima do Fe, os elementos são formados por captura de neutrons.

A próxima geração de estrelas se forma a partir de nuvens de gás que incluem os elementos pesados das gerações estelares anteriores. Isso significa que as estrelas da galáxia atual são fósseis que retêm as informações sobre as propriedades das estrelas do passado. Essa abordagem é chamada de arqueologia galáctica e pode ser aplicada não apenas à nossa Via Láctea, mas também a outras galáxias (veja, por exemplo, Kobayashi 2016; Vincenzo & Kobayashi 2018a).

Grande parte da grande quantidade de dados observacionais sobre abundâncias elementares estão sendo obtidos (ou serão obtidos) por pesquisas arqueológicas galácticas, juntamente com dados de missões de astrometria espacial (por exemplo, o Gaia) e espectroscopia de multi-objetos de média resolução, (tal como o APOGEE, HERMES (*High Efficiency and Resolution Multi-Element Spectrograph* - Espectrógrafo Multi-Elemento de Alta Eficiência e Resolução) no Telescópio AngloAustraliano, 4MOST (*4-metre Multi-Object Spectroscopic Telescope* - Telescópio Espectroscópico Multi-Objeto de 4 metros) no telescópio VISTA, WEAVE no Telescópio William Herschel e MSE (*Maunakea Spectroscopic Explorer*). Esses dados estão revelando a estrutura quimiodinâmica da Via Láctea (Hayden et al. 2015; Buder et al. 2018) e do Grupo Local ao mapear os padrões de abundância elementar de milhões de estrelas.

Os elementos- α são marcadores úteis da evolução química galáctica, pois acredita-se que venham principalmente de um tipo de fonte, supernovas de colapso de núcleo (por exemplo, Woosley et al. (1995) Arnett e Thielemann (1985), embora alguns deles possam ter contribuições significativas de estrelas de baixa massa também (por exemplo, Thielmann et al. (2002)). As características do diagrama $[\alpha/\text{Fe}] - [\text{Fe}/\text{H}]$ são um platô rico em α em baixas metalicidades, devido ao enriquecimento rápido de estrelas massivas, que começa a diminuir quando o enriquecimento de estrelas de baixa massa se torna significativo, criando o “joelho” no diagrama $[\alpha/\text{Fe}] - [\text{Fe}/\text{H}]$. A localização deste joelho depende dos

papéis relativos de supernovas do tipo II (SNeII) e supernovas do tipo Ia (SNIa), e mudará para metalicidades mais altas para taxas de formação estelar mais altas (Matteucci et al. (1986)).

1.3.0.1 Abundâncias do Bojo

Os primeiros estudos detalhados de abundância de gigantes vermelhas no bojo da Via Láctea mostraram um enriquecimento α muito alto mesmo em metalicidades super-solares, indicando um enriquecimento químico muito rápido no bojo (McWilliam et al. (1994), Zoccali et al. (2006), Fulbright et al. (2006); Lecœur et al. (2007)). Ao mesmo tempo, estudos fotométricos pareciam mostrar que o diagramas cor-magnitude de estrelas do bojo com um turn-off característico de populações velhas (Zoccali et al. (2003); Clarkson et al. (2008)). Juntamente com outros dados espectroscópicos mostrando que ele continha um gradiente de metalicidade vertical (Minniti et al. (1995), Zoccali et al. (2008)), todos esses resultados se encaixaram muito bem na imagem do bojo galáctico sendo uma população muito antiga originária do colapso inicial da proto-galáxia e fusões subsequentes, que é o cenário para um “bojo clássico” (por exemplo, White et al. (1978), Matteucci et al. (1990), Ferreras et al. (2003), Rahimi et al. (2010)).

Estudos posteriores de gigantes vermelhas no bojo geralmente também descobriram que as tendências de abundância são semelhantes ao disco espesso local (Ryde et al. (2010), Ryde et al. (2015), Gonzalez et al. (2011, 2015); Johnson et al. (2014); Jönsson et al. (2017)). No trabalho de Friaça e Barbuy (2017), comparam-se resultados de gigantes do bojo com: gigantes do disco espesso e do bojo de Alves-Brito et al. (2010) e anãs do disco fino e do bojo por Bensby et al. (2004), Bensby et al. (2013). As gigantes do bojo atual e as gigantes do bojo de Alves-Brito et al. (2010) mostram uma concordância muito boa. Apesar da afirmação de Alves-Brito et al. (2010) de que suas gigantes do disco espesso apresentam comportamento semelhante, uma análise de covariância comparando as regressões lineares dos dois grupos indica que as gigantes do disco espesso têm abundâncias de Oxigênio maiores do que as gigantes de bojo (isso pode ser visto na Fig. 5 de Friaça e Barbuy (2017)). O contrário é visto nos dados de Bensby et al. (2004), portanto a questão ainda é controversa.

As buscas por estrelas pobres em metal de campo no bojo galáctico são alvo de pesquisas como as de Howes et al. (2016), Casey & Schlafman (2015), o *Pristine Inner Galaxy*

Survey (PIGS, Arentsen et al. 2020). Estrelas pobres em metal no bojo galáctico foram principalmente rastreadas por aglomerados globulares (por exemplo: Rossi et al. 2015, Bica et al. 2016), e estrelas RR Lyrae (Minniti et al. 2017), que mostram um pico de metalicidade em $[Fe/H] \approx -1.0$ (Barbuy et al. 2018a). Este valor também foi recentemente confirmado em estrelas de campo por Lucey et al. (2021). De fato, espera-se que um enriquecimento químico rápido no bojo galáctico resulte em uma população muito antiga com essa metalicidade relativamente alta, que corresponderia à idade de estrelas com $[Fe/H] \approx -3.0$ no halo (Chiappini et al. 2011, Wise et al. 2012, Barbuy et al. 2018a).

Atualmente, estamos em uma era de ouro para este campo de pesquisa graças ao advento de grandes levantamentos espectroscópicos, como Gaia-ESO (Gilmore et al. (2012) e APOGEE (Majewski et al. (2017))), que fornecem resultados do bojo ao disco externo (por exemplo, Queiroz et al. (2020), Queiroz et al. 2021, Razera et al. (2022)). Ainda assim, há muitas perguntas que precisam ser respondidas sobre a evolução química. A comparação entre as observações e previsões de modelos nos diferentes componentes galácticos é necessária para colocar restrições na origem e evolução de diversos elementos químicos.

1.3.1 Abundâncias Químicas de CNO

Em Kobayashi et al. (2020), os autores quantificam a origem dos elementos na tabela periódica (Figura 1.5), construindo modelos de evolução química galáctica para todos os elementos estáveis, de C ($A = 12$) a U ($A = 238$), a partir dos primeiros princípios. Para tal, usaram produtos teóricos de nucleossíntese e taxas de eventos de todas as fontes de enriquecimento químico. Estas, produzem diferentes elementos em diferentes escalas de tempo e, portanto, a evolução temporal dos elementos varia em função da localização em uma galáxia, dependendo do histórico de formação estelar.

Figure 39. from The Origin of Elements from Carbon to Uranium
 null 2020 APJ 900 179 doi:10.3847/1538-4357/abae65
 http://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/abae65
 © 2020. The American Astronomical Society. All rights reserved.

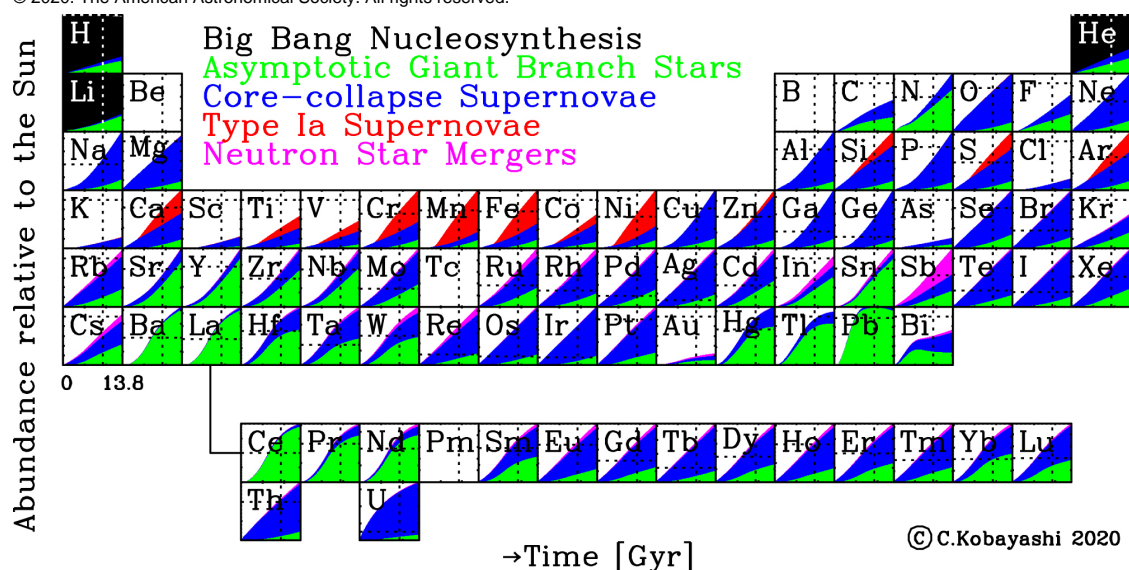


Figura 1.5: Figura de Kobayashi et al. (2020): evolução no tempo (em giga anos) da origem dos elementos na tabela periódica: nucleossíntese do Big Bang (preto), estrelas AGB (verde), supernovas de colapso do núcleo incluindo SNe II, HNe, ECSNe e MRSNe (azul), SNe Ia (vermelho) e NSMs (magenta). As quantidades retornadas via perda de massa estelar também estão incluídas para estrelas AGB e supernovas de colapso de núcleo, dependendo da massa do progenitor. As linhas pontilhadas indicam os valores solares observados. Fonte: Kobayashi et al. (2020).

1.3.1.1 Carbono (C , $Z = 6$)

A seguir ao H e ao He, o Carbono é, juntamente com o Oxigênio, o elemento mais abundante no Universo e amplamente utilizado na modelização da formação e evolução de galáxias e suas populações estelares. Conhecer as origens e evoluções do Carbono através do tempo cósmico é de grande importância para diversos campos da astrofísica (por exemplo, Chiappini et al. (2003); Pavlenko et al. (2019)).

A origem deste elemento ainda é debatida, e não está claro se estrelas de baixa, intermediária ou alta massa são as principais fontes de enriquecimento deste elemento (por exemplo, Franchini et al. (2020)). Acredita-se que cerca de metade do Carbono no Universo é produzido por estrelas massivas (com mais de $10 M_{\odot}$), enquanto o resto é principalmente por estrelas do ramo gigante assintótico de baixa massa AGB de baixa massa ($1 - 4M_{\odot}$,

Kobayashi 2011). Mas a razão $[C/Fe]$ é melhorada eficientemente por estrelas de baixa massa porque essas estrelas não produzem Fe (Kobayashi et al. (2011)).

Além disso, acredita-se que o alto nível de sobreabundância ($[C/Fe] > 1$ dex) entre uma certa classe de estrelas pobres em metais venha de supernovas da População III, especificamente supernovas fracas (por exemplo, Nomoto, Kobayashi & Tominaga 2013). À medida que as estrelas sobem no ramo das gigantes vermelhas, elas experimentam uma segunda dragagem (*second dredge-up*) que esgota a abundância de C na fotosfera. Desta forma, o Carbono pode, junto com o Nitrogênio, ser usado para sondar a estrutura interna e a evolução das estrelas, pois são ingredientes ativos nos processos de queima nuclear e, uma vez que as estrelas atingem a fase de gigante vermelha, os materiais processados são dragados para a superfície, alterando a abundância de C e N (Ryde et al. (2009); Lagarde et al. (2019)). Embora esta seja uma sondagem emocionante da estrutura interna das estrelas, a desvantagem é que, se alguém quiser sondar a abundância de Carbono da nuvem de gás da qual uma estrela foi formada, estrelas gigantes não são indicadores confiáveis de C e N e, em vez disso, é preciso estudar estrelas menos evoluídas e menos luminosas, anãs e subgigantes (Bensby et al. (2021)).

Há uma grave falta de determinações confiáveis de Carbono em regiões distantes da Via Láctea, como o bojo galáctico. É crucial que tenhamos uma amostra estatisticamente significativa de estrelas no bojo com abundâncias adequadas de C e O, para que possamos progredir no estudo e na nossa compreensão da formação e evolução do bojo Galáctico.

1.3.1.2 Nitrogênio (N , $Z = 7$)

A compreensão da origem e evolução do Nitrogênio sempre representou uma questão fundamental na Arqueologia Galáctica (Matteucci et al. (1986, 2012)). A nucleossíntese do Nitrogênio é complexa e sua produção tem componentes primários e secundários, dependendo se sintetizado diretamente a partir de H e He ou derivado de metais já presentes na estrela no nascimento. Nitrogênio é produzido principalmente por estrelas de massa baixa e intermediária (até $\approx 7M_{\odot}$, Kobayashi et al. 2011), e pode ter origem secundária ou primária. A origem secundária deriva do ciclo CNO onde C e O, que se transformam em N, estão presentes na estrela ao nascimento. O N pode ser primário se o C e O são formados pela estrela a partir de H e He.

Em estrelas do ramo gigante assintótico (AGB), essa produção primária pode ocorrer

durante a fase de pulsos térmicos, quando Carbono e Oxigênio são trazidos até as camadas mais externas por convecção e então são queimados em Nitrogênio na camada de queima de Hidrogênio. Isso ocorre durante a terceira dragagem seguida do *hot-bottom burning* (veja, por exemplo, Renzini et al. (1981)).

Alguns estudos teóricos enfrentaram o problema de reproduzir o platô do Nitrogênio, que ocorre em baixas metalicidades, ao investigar a origem e evolução de Nitrogênio na Galáxia (veja, por exemplo, Chiappini et al. (2003), Kobayashi et al. (2011), Molla et al. (2006), Chiappini et al. (2005). Chiappini et al. (2005) consideraram as abundâncias de Nitrogênio em estrelas pobres em metais, apresentadas por Spite et al. (2005), que mostrou uma alta relação de N/O, sugerindo altos níveis de produção de Nitrogênio primário em estrelas massivas. Estes dados fizeram Chiappini et al. (2005) concluir que a única maneira de reproduzir as observações era assumir que estrelas com baixa metalicidade giram rápido o suficiente para permitir que estrelas massivas contribuam com grandes quantidades de Nitrogênio primário.

Para estrelas anãs, observações em baixas [Fe/H] são desafiadoras e há poucos estudos na literatura. Isso mostra a importância da pesquisa na área. Para estrelas gigantes, a determinação da abundância de Nitrogênio é menos problemática, mas a evolução estelar pode ter alterado as abundâncias originais.

1.3.1.3 Oxigênio (O, $Z = 8$)

As razões [O/Fe] em estrelas pobres em metais na Via Láctea são muito importantes, porque fornecem uma visão da evolução química no início da Galáxia. Essas razões em estrelas antigas da Via Láctea também fornecem um ponto de partida para interpretar as abundâncias observadas em sistemas de alto *redshift*.

O oxigênio é o terceiro elemento mais comum no universo. Sua produção pode ocorrer pela queima de Hélio e Neônio nas fases hidrostáticas da evolução de estrelas massivas. Ele é copiosamente produzido quando estrelas massivas explodem como supernovas Tipo II (SNe II). Isso o distingue do Fe, que também é feito em supernovas do Tipo Ia (SNe Ia). Este tipo de supernova ocorre em sistemas binários, onde uma anã branca está próxima o suficiente para acretar matéria de sua companheira. Se a anã branca passa de $\approx 1.3M_{\odot}$ (o limite de Chandrasekhar), a anã branca colapsa e ejeta seus elementos constituintes para o meio interestelar.

Acredita-se que o Oxigênio seja produzido principalmente em estrelas massivas (por exemplo, Talbot et al. (1974) e, portanto, o enriquecimento do Oxigênio para o meio interestelar ocorre em escalas de tempo curtas. A razão $[O/Fe]$, portanto, reflete a mistura de estrelas massivas que contribuíram para o enriquecimento de um sistema. Como as supernovas do tipo II começam a explodir mais rapidamente do que as do tipo Ia após a formação das estrelas, a razão O/Fe após o início da formação estelar é grande no início, depois declina como Fe , mas pouco O é contribuído por SNe Ia (Tinsley et al. (1979)). Este fato foi explorado para argumentar que a formação de bojos durou menos de 1 giga anos (Pettini et al. (1999)). A formação de estrelas para galáxias anãs teria acontecido em rajadas (Smecker et al. (2002)).

O Oxigênio em si também é um diagnóstico importante e comum que tem sido usado para identificar e distinguir diferentes populações estelares da Via Láctea (Bensby et al. (2004)) e restringir a taxa de formação de estrelas e a função de massa inicial (Romano et al. (2005)). Além disso, a partir da variância de $[O/Fe]$ no disco galáctico, com base em espectros APOGEE, De Lis et al. (2016) argumentou que a propagação em $[O/Fe]$ e outras razões de abundância fornecem fortes restrições aos modelos de evolução química.

1.3.2 Abundâncias dos elementos- α Mg, Si e Ca

Também é de nosso interesse analisar abundâncias de elementos- α , tais como Magnésio (Mg), Silício (Si) e Cálcio (Ca). Os elementos- α são geralmente divididos em duas categorias, de acordo com seu local de formação.

Especificamente, os elementos- α hidrostáticos (Mg) se formam principalmente na fase de queima hidrostática de estrelas massivas, enquanto os elementos- α explosivos (Ca e Si) são produzidos principalmente através da nucleossíntese explosiva de colapso do núcleo (ou supernovas tipo II; Woosley et al. (1995), Woosley et al. (2002)). Embora tenham locais de formação diferentes, os elementos hidrostáticos e explosivos tendem a traçar um ao outro, pois geralmente são misturados durante explosões de supernovas e jogados no meio interestelar (ISM).

Em baixas metalicidades, antes do início das SNe Ia, as abundâncias de elementos- α são geralmente indicativas das estrelas massivas da população estelar enriquecida, e possivelmente de seu IMF uma vez que seus produtos em SNe II são dependentes da massa. Por outro lado, SNe Ia superproduzem Fe em relação aos elementos- α e faz com que a razão

$[\alpha/\text{Fe}]$ diminua. Portanto, o valor de $[\text{Fe}/\text{H}]$ em que a razão $[\alpha/\text{Fe}]$ começa a diminuir especifica a quantidade de Ferro acumulada por SNe II, antes do início das SNe Ia. Além disso, o comportamento da razão $[\alpha/\text{Fe}]$ em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ é um indicativo da escala de tempo de formação de estrelas. *uma escala de tempo de formação de estrelas curta leva a um grande acúmulo de Fe e*

1.3.2.1 Magnésio (Mg , $Z = 12$)

Assim como para o Oxigênio, há evidências de que outro elemento alfa, o Magnésio, formado durante as fases hidrostáticas da nucleossíntese de estrelas massivas, também é mais aprimorado em relação a outros elementos alfa como Si, Ca e Ti, que são formados predominantemente durante a nucleossíntese explosiva (Woosley & Weaver 1995, McWilliam 2016). Isso é consistente com uma escala de tempo de formação de estrelas mais curta, causando um maior acúmulo de Fe e Mg de SNe II antes que a contribuição de SNe Ia começasse.

1.3.2.2 Silício (Si , $Z = 14$)

O Silício é produzido principalmente durante a nucleossíntese explosiva de eventos de supernovas do tipo II - SNII (WW95; McWilliam 2016). No entanto, também supernovas tipo Ia (SNIa) também são responsáveis por contribuições menores na produção de Si.

1.3.2.3 Cálcio (Ca , $Z = 20$)

Cálcio também é predominantemente produzido por supernovas do tipo II (WW95; McWilliam 2016), com contribuições menores de supernovas tipo Ia (SNIa).

1.3.3 Abundâncias de elementos de processo-s

Elementos pesados (com $Z > 30$) são produzidos por capturas de nêutrons através dos chamados processos s e r em uma variedade de locais. O processo-s ocorre no núcleo central de carbono da estrela sempre que o tempo de decaimento de um núcleo instável é longo se comparado ao tempo necessário para capturar um nêutron. Fazendo isso, o processo-s resulta na criação de núcleos até o Bismuto (Bi) e, além dele, os núcleos que podem ser feitos capturando nêutrons são mais instáveis, decaindo antes de capturar outro nêutron. Em estrelas AGB o processo pode produzir elementos até o Chumbo (Pb). Elementos leves

do processo-s também são produzidos a partir de estrelas AGB de massa intermediária, enquanto os elementos pesados do processo-s são produzidos principalmente por estrelas AGB de baixa massa.

1.3.3.1 Cério (Ce, $Z=58$)

Neste trabalho, estudamos especificamente um elemento do processo-s, o Cério. Também tentamos estudar Neodímio (Nd), mas verificamos, dos ajustes com as estrelas de referência, que as linhas não são adequadas para análise, e portanto desconsideramos trabalhar com este elemento.

Foram identificados diferentes canais para a produção dos elemento-s (Frischknecht et al. (2012); Bisterzo et al. (2014)). O componente fraco, contribuindo elementos de $A \leq 90$, leva lugar durante o núcleo de He e queima da camada convectiva de C em estrelas massivas. Já os componentes principais e fortes ($A \approx 90-208$) são produzidos em regiões entre camadas, ricas em Hélio, em estrelas do ramo assintótico de gigantes (AGB) termicamente pulsantes (Bisterzo et al. (2011, 2014)). Segundo, os elementos Ba, La, Ce e Nd na vizinhança solar são produzidos predominantemente pelo processo-s (veja, por exemplo, Arlandini et al. (1999), Simmerer et al. (2004)). No entanto, Truran et al. (1981) sugeriu que, em estrelas muito antigas, a abundância desses elementos é o resultado de sua fração de processo-r produzida em tempos primitivos.

Isso pode se aplicar ao bojo Galáctico, que mostra sua massa de estrelas como sendo muito antiga (Zoccali et al. (2003), Clarkson et al. (2008)). Neste trabalho analisamos 8 estrelas gigantes vermelhas do bojo Galáctico.

1.4 *Objetivos e estrutura da dissertação*

Abundâncias químicas de diversos elementos têm sido usadas para obter informações sobre a história química do bojo galáctico (veja, por exemplo, McWilliam (1994), Fulbright et al. (2007); Zoccali et al. (2006); Lecureur et al. (2007); Gonzalez et al. (2011); Hill et al. (2011)). No presente trabalho, tentamos explorar a possibilidade de usar a abundância de CNO e outros elementos pesados para caracterizar quimicamente a população estelar do bojo e fornecer informações sobre os processos de nucleossíntese e o tipo de supernova (SN) que enriqueceu nosso bojo Galáctico.

Nosso principal interesse neste trabalho é analisar a abundância de estrelas do bojo esferoidal com uma metalicidade moderada de $[Fe/H] < -0.8$, a fim de tentar identificar as primeiras supernovas das regiões centrais da Galáxia, e impondo restrições ao enriquecimento químico inicial da Via Láctea. Para a seleção das estrelas da amostra, aplicamos critérios cinemáticos e dinâmicos, combinando dados do APOGEE e pela *Gaia Early Data Release* (EDR3).

Para evitar estrelas do disco, mas incluir restos de detritos de objetos como o GES (*Gaia-Enceladus-Sausage*), escolhemos estrelas com velocidade azimutal $V_\phi < 0$, que têm órbitas confinadas a 4 kpc do centro galáctico, a uma altura máxima de $|z|_{max} < 3.0kpc$, excentricidade > 0.7 e com órbitas que não suportam a estrutura de barra.

Nós esperamos descartar a contaminação de nossa amostra por detritos graças às informações químicas detalhadas e, em particular, ao enriquecimento alfa-sobre-ferro, que se espera ser baixo na maioria dos detritos acretados. Finalmente, dado que usamos um potencial barrado, a componente z do momento angular (L_z) não é conservada, e a maioria das órbitas é retrógrada ou prógrada, e uma fração entre aquelas identificadas como contra-rotativas mantém-se retrógrada ao longo de sua órbita.

Em Razera et al. (2022), realizamos uma análise de linhas atômicas e moleculares para uma amostra selecionada de 58 candidatas a estrelas de bojo esferoidal pobre em metal, com o objetivo de refinar os resultados da *pipeline* do APOGEE (*APOGEE Stellar Parameter and Chemical Abundance Pipeline* - ASPCAP; García Pérez et al. (2016)), para interpretar as abundâncias derivadas em termos da evolução quimiodinâmica inicial do bojo.

Conforme irei mostrar melhor no decorrer dos capítulos seguintes, esta reanálise é crítica para alguns elementos alfa e, portanto, para a identificação e confirmação de antigas estrelas de bojo esferoidal com metalicidades moderadamente baixas. Neste trabalho, adotamos os parâmetros estelares emitidos a partir da liberação DR17 do código do APOGEE ASPCAP (García Pérez et al. (2016)).

As abundâncias de C, N e O são derivadas das linhas CO, OH e CN, que são interdependentes, e como existem tais linhas moleculares em todos os espectros, elas podem afetar a abundância de linhas atômicas. Também refinamos as abundâncias de Ce. Outros elementos, incluindo Na, Al e elementos de pico de ferro, serão tópicos de um trabalho futuro.

Na Seção 2, descreve-se a origem dos dados da nossa amostra e seu processo de seleção.

Na Seção 3, as abundâncias de elementos são derivadas, enquanto na Seção 4 os resultados são apresentados, e são então comparados com dados da literatura para amostras do bojo e modelos quimiodinâmicos e discutidos. Por fim, discutimos as conclusões tiradas na Seção 5 e falamos sobre as perspectivas de estudar outros elementos desta amostra na Seção 6.

Base de dados

A grande maioria das informações que a humanidade reuniu sobre o nosso Universo vieram da luz (ondas eletromagnéticas). Isso, é claro, com exceção de neutrinos do Sol, alguns da Supernova 1987A, raios cósmicos, amostras coletadas de corpos do Sistema Solar (meteoros, Lua). Sem contar as ondas gravitacionais, que desde 2017 nos trouxeram várias descobertas. É impressionante o quanto se pode aprender usando a luz. Podemos usar a luz de uma estrela para descobrir sua massa, rotação, raio ou até mesmo o número de átomos de um determinado elemento na fotosfera de uma estrela.

Quando a luz vem de uma estrela, podemos quebrá-la em pedaços, dividindo-a em frequências (comprimentos de onda) e podemos analisar cada pequeno pedaço de espectro estelar para descobrir todos os tipos de informações. Neste trabalho, analisaremos os espectros estelares nas regiões de comprimento de onda do infravermelho próximo.

2.1 SDSS

O *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) é um levantamento de dados iniciado em 2000. O SDSS utiliza um telescópio com um espelho primário de 2.5 m de diâmetro, situado no Apache Point Observatory, Novo México, Estados Unidos. Mais de um quarto do céu já foi observado, contribuindo para o mapa 3D do Universo mais detalhado já feito. O levantamento atualmente se divide em três fases de operações:

SDSS-I/II (2000-2008): Legacy, Supernova, Segue-1

SDSS-III (2008-2014): APOGEE, BOSS, Marvells, Segue-2

SDSS-IV (2014-2020): APOGEE-2 (Blanton et al. (2017)), eBOSS (SPIDERS, TDSS), MaNGA (MaStar)

Neste trabalho, vamos usar dados do SDSS-III-APOGEE.

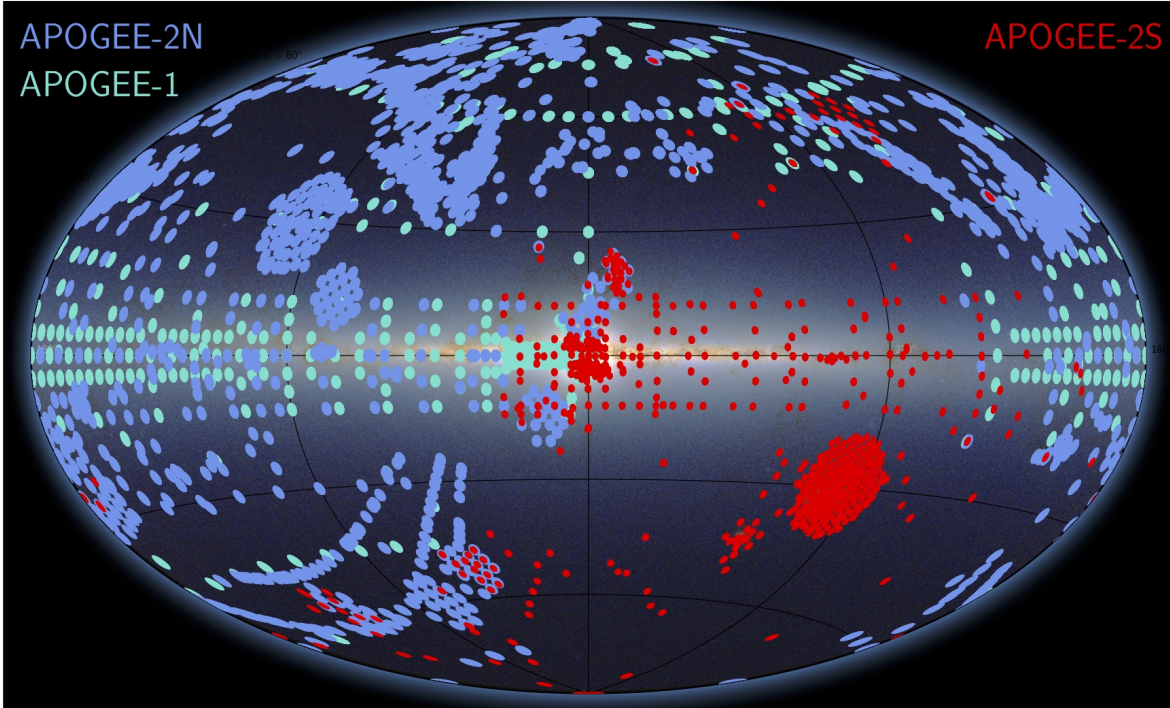


Figura 2.1: Mapa (em coordenadas galácticas) do campo do APOGEE DR17, codificado por cores pela sub-pesquisa APOGEE. APOGEE-1 em ciano, APOGEE-2N em azul e APOGEE-2S em vermelho. Figura de C. Hayes. Imagem de fundo do 2MAS. Crédito: *Sloan Digital Sky Survey*.

2.1.1 APOGEE

O *Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment* (APOGEE, Majewski et al. (2017)) é um projeto que faz parte do SDSS e cujos dados consistem em espectros de alta resolução ($R \approx 22500$) no infravermelho próximo (NIR), cobrindo cerca de $\lambda \approx 0.19\mu\text{m}$ (região $\lambda = 1.51 - 1.7\mu\text{m}$) do espectro. Os espectros são obtidos de dois espectrógrafos (Wilson et al. (2019)): um no Norte acoplado ao telescópio SDSS 2,5 m (Gunn et al. (2006)) no Observatório Apache Point (APO), e o segundo espectrógrafo no sul do telescópio de du Pont de 2,5m (Bowen e Vaughan (1973)) em Observatório Las Campanas (LCO). Os dados são reduzidos a espectros unidimensionais subtraídos do céu por meio de uma pipeline (Nidever et al. (2015)). As abundâncias químicas e os parâmetros estelares fundamentais (temperatura efetiva, T_{eff} , gravidade superficial, $\log g$ e metalicidade geral, $[M/H]$), são derivados dos espectros estelares usando o pipeline *APOGEE Stellar Parameter and Chemical Abundance Pipeline* (García Pérez et al. (2016)), que encontra as melhores correspondências entre os espectros observados com uma enorme biblioteca de

espectros sintéticos (que são gerados usando uma lista detalhada de linhas espectrais).

O projeto foca na estrutura e evolução da nossa galáxia, a Via Láctea, usando espectroscopia de alta resolução no infravermelho. Isto, aliado a alto sinal-ruído, torna possível vermos além da poeira que obscurece frações significativas do disco e do bojo da nossa galáxia. A pesquisa deve exceder aproximadamente 700.000 estrelas, consistindo principalmente de gigantes vermelhas de todas as populações estelares (incluindo as Nuvens de Magalhães e outras estrelas de galáxias anãs próximas). Também serão observados um número significativo de estrelas anãs frias (Zasowski et al. (2017)).

Foram observadas mais de 100000 estrelas gigantes vermelhas em toda a extensão do bojo, barra, disco e halo galácticos. O APOGEE-1 gerou velocidades radiais precisas e abundâncias químicas detalhadas, fornecendo informações importantes sobre a estrutura dinâmica e a história química da Galáxia. Novos resultados do APOGEE estão incluídos no lançamento de dados do SDSS-DR16 (Ahumada et al. 2019) e Jönsson et al. (2020) fez uma análise detalhada dos resultados do APOGEE DR16.

Para um resumo técnico do projeto SDSS-IV, o telescópio SDSS e o espectrógrafo APOGEE, veja Blanton et al. (2017), Gunn et al. (2006) e Wilson et al. (2019), respectivamente. Uma descrição detalhada sobre as seleções de alvo APOGEE e APOGEE-2 se encontra em Zasowski et al. (2013, 2017).

O lançamento de dados 17 (*data release 17* - DR17) contém espectros NIR de alta resolução ($R \approx 22500$) (15140-16940 Å) para mais de 7×10^5 , cobrindo tanto o céu do norte quanto do sul. O APOGEE-1 observa o bojo/barra apenas para $l > 0$ graus, enquanto o APOGEE-2 cobre toda a região do bojo/barra.

A parte central da MW hospeda membros de todos os componentes galácticos, incluindo o bojo, disco e halo (Pérez-Villegas et al. 2020, Rojas-Arriagada et al. (2020), Queiroz et al. (2021)). Utilizou-se a análise quimio-orbital apresentada em Queiroz et al. (2021) para identificar bons candidatos na amostra APOGEE do bojo esferoidal.

É importante ter em mente que conseguir distinguir as diferentes populações estelares que coexistem nas partes mais internas da Galáxia não é uma tarefa fácil, e uma das dificuldades é calcular distâncias precisas para essas estrelas devido à alta extinção. No entanto, graças ao código StarHorse (Santiago et al. 2016; Queiroz et al. 2018), distâncias estelares precisas para toda a amostra APOGEE foram derivadas tanto para DR16 (Queiroz et al. (2020), Ahumada et al. (2019)) quanto para DR17 (Accetta et al. (2022)), Queiroz et al.

(2022), em preparação).

Foram selecionadas estrelas da amostra com movimento próprio reduzido (*reduced-proper-motion* - RPM) de Queiroz et al. (2021). Para essa amostra, as órbitas foram calculadas usando as distâncias do StarHorse e os movimentos próprios do Gaia Early Data Release 3 (EDR3) (Gaia Collaboration 2021).

Antes de continuar, é necessário fazermos uma seleção para que nossa amostra contenha os melhores objetos candidatos que pertençam ao bojo esferoidal. Por isso, foram adotados os seguintes critérios de seleção:

- uma distância máxima ao centro galáctico de $d_{GC} < 4$ kpc (Bica et al. (2016));
- uma excursão vertical máxima do plano galáctico $|z|_{max} < 3.0$ kpc;
- excentricidade > 0.7 ;
- órbitas que não suportam a estrutura de barra¹ (órbitas com razão de frequência $f_R/f_x \neq 2.0 \pm 0.1$; Portail et al. (2015));
- com base na Figura 17 de Queiroz et al. (2021), selecionamos estrelas com rotação contrária ($V_\phi < 0.0$);
- por fim, de acordo com a discussão das seções anteriores, consideramos apenas estrelas com metalicidade moderada de $[Fe/H] < -0.80$.

Aplicando os critérios de seleção descritos acima, foi selecionada uma amostra de 58 estrelas. Os parâmetros de entrada adotados para a integração das órbitas e os parâmetros orbitais são apresentados na Tabela 2.1.

Na Fig. 2.2 é mostrada a distribuição dos parâmetros para nossas estrelas selecionadas em comparação com a amostra *reduced-proper-motion* (RPM) de Queiroz et al. (2021) e nossa seleção é, então, semelhante às estrelas pobres em metal/alta excentricidade discutidas em sua Fig. 20. Estrelas pobres em metais são tradicionalmente definidas pela razão de ferro para hidrogênio na fotosfera estelar, em comparação com essa mesma razão no Sol ($[Fe/H]$ - metalicidade). Ferro é historicamente usado como elemento traço de metalicidade. Isso porque em estrelas do tipo solar o número de linhas de absorção no comprimento de onda óptico é o mais rico de todos os elementos. Assim, é o elemento químico mais fácil de encontrar em um espectro óptico e é (quase) sempre possível encontrar uma linha de

¹ Para estimar essa probabilidade, se utiliza a amostra de Monte Carlo de cada estrela (50 órbitas) e se calcula a fração de órbitas classificadas como em forma de barra.

absorção de Fe em um espectro estelar.

Tabela 2.1 - Coordenadas, distâncias do Starhorse, movimentos próprios do Gaia EDR3, velocidade radial do Gaia DR2 e parâmetros orbitais para as 58 estrelas selecionadas da amostra de (Queiroz et al. 2021).

ID	α ($^{\circ}$)	δ ($^{\circ}$)	d_{\odot} (kpc)	μ_{α}^* (mas yr $^{-1}$)	μ_{δ} (mas yr $^{-1}$)	RV (km s $^{-1}$)	r_{\min} (kpc)	r_{\max} (kpc)	$ z _{\max}$ (kpc)	e
2M17153858-2759467	258.911	-27.996	8.51 \pm 0.50	-5.46 \pm 0.02	-5.30 \pm 0.02	191.79 \pm 0.01	0.13 \pm 0.05	2.51 \pm 0.46	1.68 \pm 0.18	0.90 \pm 0.04
2M17173248-2518529	259.385	-25.315	7.79 \pm 0.91	-2.14 \pm 0.04	-9.47 \pm 0.03	187.54 \pm 0.02	0.19 \pm 0.16	3.73 \pm 0.79	2.34 \pm 0.49	0.91 \pm 0.05
2M17173693-2806495	259.404	-28.114	6.94 \pm 0.45	-4.85 \pm 0.03	-9.80 \pm 0.02	-104.63 \pm 0.01	0.12 \pm 0.06	1.94 \pm 0.44	1.52 \pm 0.19	0.89 \pm 0.05
2M17190320-2857321	259.763	-28.959	6.81 \pm 0.46	-5.95 \pm 0.03	-7.60 \pm 0.02	-83.87 \pm 0.03	0.14 \pm 0.07	1.80 \pm 0.33	0.74 \pm 0.26	0.87 \pm 0.05
2M17224443-2343053	260.685	-23.718	6.02 \pm 0.42	-9.20 \pm 0.02	-8.15 \pm 0.01	114.23 \pm 0.01	0.21 \pm 0.12	3.87 \pm 0.51	2.61 \pm 0.23	0.89 \pm 0.07
2M17250290-2800385	261.262	-28.011	5.83 \pm 0.76	-3.05 \pm 0.03	-9.26 \pm 0.02	26.27 \pm 0.01	0.20 \pm 0.11	2.63 \pm 0.71	1.02 \pm 0.38	0.85 \pm 0.07
2M17265563-2813558	261.732	-28.232	7.55 \pm 0.56	-7.25 \pm 0.04	-7.31 \pm 0.03	196.52 \pm 0.03	0.13 \pm 0.07	2.40 \pm 0.53	1.52 \pm 0.36	0.91 \pm 0.04
2M17281191-2831393	262.050	-28.528	6.50 \pm 0.58	-9.70 \pm 0.03	-4.61 \pm 0.02	81.01 \pm 0.02	0.14 \pm 0.05	2.24 \pm 0.68	1.87 \pm 0.29	0.90 \pm 0.05
2M17285088-2855427	262.212	-28.929	7.59 \pm 0.42	-4.80 \pm 0.03	-5.57 \pm 0.02	-7.43 \pm 0.01	0.06 \pm 0.03	0.83 \pm 0.25	0.47 \pm 0.02	0.87 \pm 0.04
2M17291778-2602468	262.324	-26.046	6.93 \pm 0.44	-5.60 \pm 0.06	-7.06 \pm 0.04	-47.65 \pm 0.01	0.12 \pm 0.07	1.50 \pm 0.43	0.66 \pm 0.10	0.86 \pm 0.07
2M17292082-2126433	262.337	-21.445	6.60 \pm 0.68	-0.84 \pm 0.02	-10.79 \pm 0.02	-79.08 \pm 0.01	0.19 \pm 0.10	2.83 \pm 0.67	2.06 \pm 0.14	0.87 \pm 0.09
2M17293482-2741164	262.395	-27.688	6.81 \pm 0.52	-3.56 \pm 0.04	-8.16 \pm 0.03	-74.26 \pm 0.02	0.09 \pm 0.06	1.51 \pm 0.39	0.59 \pm 0.10	0.89 \pm 0.05
2M17295481-2051262	262.478	-20.857	7.00 \pm 0.38	0.11 \pm 0.04	-6.20 \pm 0.03	-213.15 \pm 0.04	0.16 \pm 0.08	3.43 \pm 0.40	2.31 \pm 0.08	0.90 \pm 0.04
2M17301495-2337002	262.562	-23.617	8.28 \pm 0.66	-8.24 \pm 0.04	-9.11 \pm 0.02	-70.19 \pm 0.01	0.24 \pm 0.17	1.97 \pm 0.93	1.81 \pm 0.32	0.83 \pm 0.17
2M17303581-2354453	262.649	-23.913	7.99 \pm 0.60	-8.31 \pm 0.04	-4.45 \pm 0.02	27.88 \pm 0.01	0.10 \pm 0.14	1.52 \pm 0.40	1.38 \pm 0.18	0.87 \pm 0.08
2M17310874-2956542	262.786	-29.948	6.81 \pm 0.00	-3.38 \pm 0.04	-7.93 \pm 0.03	-10.11 \pm 0.02	0.19 \pm 0.01	1.50 \pm 0.01	0.36 \pm 0.00	0.77 \pm 0.01
2M17323787-2023013	263.158	-20.384	7.76 \pm 0.55	-5.22 \pm 0.03	-1.34 \pm 0.02	-97.24 \pm 0.01	0.17 \pm 0.08	2.53 \pm 0.24	1.62 \pm 0.22	0.88 \pm 0.06
2M17324257-2301417	263.177	-23.028	7.69 \pm 0.74	-2.70 \pm 0.05	-7.92 \pm 0.03	-181.81 \pm 0.01	0.16 \pm 0.13	1.67 \pm 0.58	1.27 \pm 0.28	0.83 \pm 0.09
2M17330695-2302130	263.279	-23.037	7.40 \pm 0.10	-3.51 \pm 0.04	-9.38 \pm 0.03	6.42 \pm 0.00	0.11 \pm 0.05	1.44 \pm 0.04	0.95 \pm 0.01	0.86 \pm 0.05
2M17330730-2407378	263.280	-24.127	5.32 \pm 0.25	-4.74 \pm 0.03	-8.85 \pm 0.02	-31.23 \pm 0.01	0.11 \pm 0.04	3.15 \pm 0.25	1.41 \pm 0.42	0.93 \pm 0.03
2M17341796-3905103	263.575	-39.086	8.63 \pm 0.69	-2.19 \pm 0.07	-3.37 \pm 0.05	3.77 \pm 0.03	0.23 \pm 0.06	1.90 \pm 0.22	0.65 \pm 0.27	0.78 \pm 0.05
2M17342067-3902066	263.586	-39.035	9.80 \pm 0.00	-2.51 \pm 0.08	-3.17 \pm 0.06	5.95 \pm 0.04	0.13 \pm 0.05	2.50 \pm 0.14	1.50 \pm 0.18	0.90 \pm 0.04
2M17344841-4540171	263.702	-45.671	6.71 \pm 0.38	-0.85 \pm 0.02	-6.51 \pm 0.01	148.00 \pm 0.01	0.17 \pm 0.15	3.67 \pm 0.51	2.61 \pm 0.18	0.91 \pm 0.09
2M17351981-1948329	263.833	-19.809	8.20 \pm 0.32	-2.39 \pm 0.02	-6.57 \pm 0.01	-230.13 \pm 0.00	0.36 \pm 0.23	2.61 \pm 0.53	2.14 \pm 0.16	0.77 \pm 0.16
2M17354093-1716200	263.921	-17.272	6.15 \pm 0.35	-4.18 \pm 0.02	-7.53 \pm 0.01	-84.29 \pm 0.01	0.17 \pm 0.11	2.84 \pm 0.27	1.59 \pm 0.16	0.88 \pm 0.06
2M17382504-2424163	264.604	-24.405	6.78 \pm 0.52	-2.34 \pm 0.07	-8.58 \pm 0.04	-56.51 \pm 0.01	0.12 \pm 0.09	1.68 \pm 0.43	0.66 \pm 0.08	0.87 \pm 0.10
2M17390801-2331379	264.783	-23.527	7.57 \pm 0.54	-7.05 \pm 0.03	-3.91 \pm 0.02	-199.67 \pm 0.01	0.13 \pm 0.07	1.92 \pm 0.36	1.43 \pm 0.17	0.88 \pm 0.05
2M17392719-2310311	264.863	-23.175	6.70 \pm 0.31	-10.26 \pm 0.03	-7.39 \pm 0.02	47.66 \pm 0.00	0.13 \pm 0.07	2.67 \pm 0.47	1.90 \pm 0.22	0.90 \pm 0.04
2M17453659-2309130	266.402	-23.154	6.31 \pm 0.56	-4.98 \pm 0.23	-7.39 \pm 0.15	-140.43 \pm 0.02	0.12 \pm 0.04	2.21 \pm 0.47	0.54 \pm 0.32	0.90 \pm 0.05
2M17473299-2258254	266.887	-22.974	7.36 \pm 0.61	-4.18 \pm 0.02	-9.24 \pm 0.01	-39.26 \pm 0.01	0.11 \pm 0.04	1.37 \pm 0.35	0.44 \pm 0.04	0.87 \pm 0.05
2M17482995-2305299	267.125	-23.092	7.05 \pm 0.43	-0.95 \pm 0.03	-6.72 \pm 0.02	-216.54 \pm 0.02	0.14 \pm 0.06	2.07 \pm 0.51	0.73 \pm 0.32	0.87 \pm 0.06
2M17483633-2242483	267.151	-22.713	8.11 \pm 0.69	-0.62 \pm 0.03	-9.74 \pm 0.02	-93.04 \pm 0.00	0.12 \pm 0.07	1.38 \pm 0.61	0.87 \pm 0.34	0.85 \pm 0.09
2M17503065-2313234	267.628	-23.223	6.83 \pm 0.38	-4.88 \pm 0.05	-6.57 \pm 0.03	-203.16 \pm 0.01	0.09 \pm 0.03	1.94 \pm 0.42	0.37 \pm 0.13	0.92 \pm 0.03
2M17503263-3654102	267.636	-36.903	7.49 \pm 0.62	-7.00 \pm 0.02	-4.97 \pm 0.01	11.58 \pm 0.01	0.10 \pm 0.05	1.51 \pm 0.38	1.28 \pm 0.08	0.89 \pm 0.04
2M17511568-3249403	267.815	-32.828	7.54 \pm 0.59	-4.58 \pm 0.04	-9.25 \pm 0.03	-102.21 \pm 0.01	0.08 \pm 0.03	1.28 \pm 0.21	0.45 \pm 0.03	0.88 \pm 0.04
2M17532599-2053304	268.358	-20.892	7.66 \pm 0.59	-3.44 \pm 0.04	-7.77 \pm 0.03	-78.10 \pm 0.01	0.08 \pm 0.04	1.39 \pm 0.22	0.42 \pm 0.05	0.89 \pm 0.04
2M17552681-3334272	268.862	-33.574	7.67 \pm 0.55	-3.57 \pm 0.03	-4.88 \pm 0.02	166.48 \pm 0.02	0.09 \pm 0.03	1.43 \pm 0.25	0.65 \pm 0.04	0.89 \pm 0.04
2M17552744-3228019	268.864	-32.467	7.10 \pm 0.89	-7.00 \pm 0.03	-6.81 \pm 0.02	-71.82 \pm 0.01	0.10 \pm 0.05	1.34 \pm 0.68	0.81 \pm 0.24	0.88 \pm 0.06
2M18005152-2916576	270.215	-29.283	8.45 \pm 0.60	1.18 \pm 0.04	-9.34 \pm 0.03	-77.43 \pm 0.02	0.17 \pm 0.09	1.25 \pm 0.61	1.07 \pm 0.34	0.80 \pm 0.10
2M18010424-3126158	270.268	-31.438	7.10 \pm 0.57	-1.22 \pm 0.03	-9.10 \pm 0.02	81.96 \pm 0.00	0.09 \pm 0.04	1.43 \pm 0.50	0.82 \pm 0.15	0.88 \pm 0.06
2M18020063-1814495	270.503	-18.247	5.97 \pm 0.38	-4.65 \pm 0.05	-8.19 \pm 0.04	-94.07 \pm 0.02	0.11 \pm 0.03	2.85 \pm 0.40	0.55 \pm 0.44	0.92 \pm 0.02
2M18023156-2834451	270.632	-28.579	8.15 \pm 0.44	-4.55 \pm 0.07	-10.32 \pm 0.05	-190.17 \pm 0.01	0.27 \pm 0.10	1.59 \pm 0.40	0.62 \pm 0.33	0.73 \pm 0.12
2M18042687-2928348	271.112	-29.476	7.89 \pm 0.75	-2.34 \pm 0.03	-7.82 \pm 0.02	-113.51 \pm 0.02	0.08 \pm 0.06	1.05 \pm 0.41	0.61 \pm 0.07	0.89 \pm 0.07
2M18044663-3132174	271.194	-31.538	7.31 \pm 0.43	-6.68 \pm 0.03	-7.25 \pm 0.02	-145.20 \pm 0.01	0.10 \pm 0.04	1.62 \pm 0.30	1.10 \pm 0.14	0.89 \pm 0.05
2M18050452-3249149	271.269	-32.821	5.51 \pm 0.41	-3.19 \pm 0.02	-10.36 \pm 0.01	46.90 \pm 0.01	0.12 \pm 0.06	3.58 \pm 0.59	1.47 \pm 0.51	0.93 \pm 0.04
2M18050663-3005419	271.278	-30.095	7.92 \pm 0.36	-1.98 \pm 0.04	-8.42 \pm 0.03	-137.47 \pm 0.00	0.09 \pm 0.04	1.09 \pm 0.11	0.77 \pm 0.05	0.86 \pm 0.07
2M18052388-2953056	271.350	-29.885	7.43 \pm 0.59	-5.77 \pm 0.03	-8.14 \pm 0.02	-4.77 \pm 0.05	0.09 \pm 0.06	1.11 \pm 0.26	0.66 \pm 0.03	0.85 \pm 0.06
2M18065321-2524392	271.722	-25.411	7.91 \pm 0.80	-7.64 \pm 0.06	-8.61 \pm 0.04	-112.08 \pm 0.01	0.28 \pm 0.14	1.71 \pm 0.83	0.60 \pm 0.46	0.74 \pm 0.13
2M18080306-3125381	272.013	-31.427	10.06 \pm 0.73	-1.89 \pm 0.05	-4.50 \pm 0.04	23.35 \pm 0.03	0.13 \pm 0.08	2.39 \pm 0.80	1.38 \pm 0.43	0.89 \pm 0.05
2M18104496-2719514	272.687	-27.331	7.30 \pm 0.31	-1.79 \pm 0.03	-7.09 \pm 0.03	-163.54 \pm 0.02	0.12 \pm 0.05	1.57 \pm 0.27	0.63 \pm 0.05	0.87 \pm 0.05
2M18125718-2732215	273.238	-27.539	8.12 \pm 0.34	-5.57 \pm 0.02	-7.99 \pm 0.02	-86.39 \pm 0.00	0.13 \pm 0.04	1.14 \pm 0.16	0.79 \pm 0.09	0.80 \pm 0.07
2M18142265-0904155	273.594	-9.071	6.92 \pm 0.26	-1.42 \pm 0.11	-8.72 \pm 0.09	-151.19 \pm 0.02	0.28 \pm 0.13	3.68 \pm 0.28	2.50 \pm 0.59	0.87 \pm 0.06
2M18143710-2650147	273.655	-26.837	7.46 \pm 0.52	-3.66 \pm 0.04	-7.43 \pm 0.04	-200.72 \pm 0.02	0.16 \pm 0.13	1.62 \pm 0.38	1.07 \pm 0.25	0.85 \pm 0.14
2M18150516-2708486	273.772	-27.147	6.80 \pm 0.38	-0.00 \pm 0.03	-9.08 \pm 0.02	-141.63 \pm 0.02	0.13 \pm 0.05	2.28 \pm 0.35	1.25 \pm 0.22	0.88 \pm

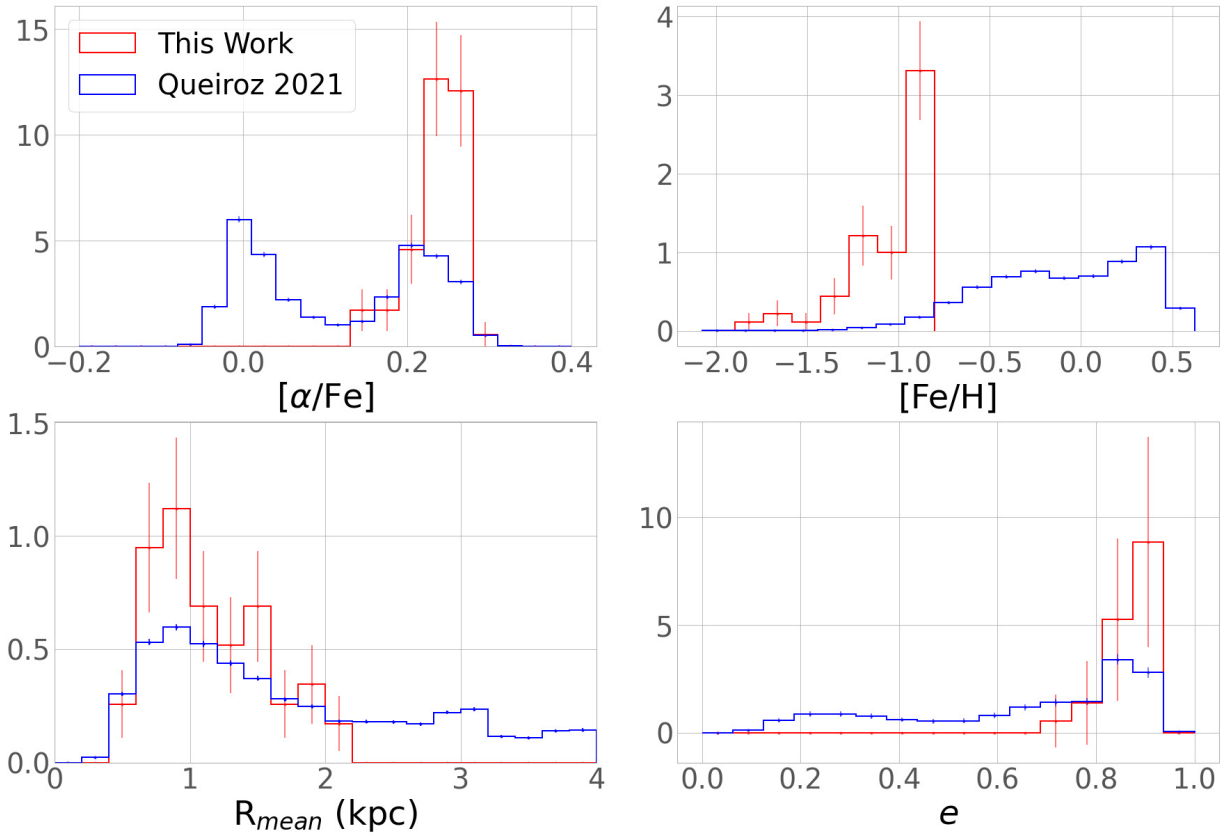


Figura 2.2: Comparação da presente amostra de 58 estrelas selecionadas (vermelha) com a amostra *reduced-proper-motion* (RPM) de Queiroz et al. (2021) (azul). Painéis superiores: distribuição normalizada de metalicidade e relações alfa-ferro do APOGEE; painéis inferiores: raio médio $R_{media} = ((R_{apocentro} + R_{pericentro})/2)$ e excentricidade das órbitas. Fonte: Razer et al. (2022).

A Fig. 2.2 indica que nossa seleção está de fato atingindo estrelas do bojo esferoidal pobres em metais (que são moderadamente pobres em metal, rico em elementos- α e em órbitas excêntricas, mas confinado à região do centro galáctico).

A Figura 2.3 mostra a distribuição projetada em longitude (l) e latitude (b) galácticas da nossa amostra na região do bojo Galáctico.

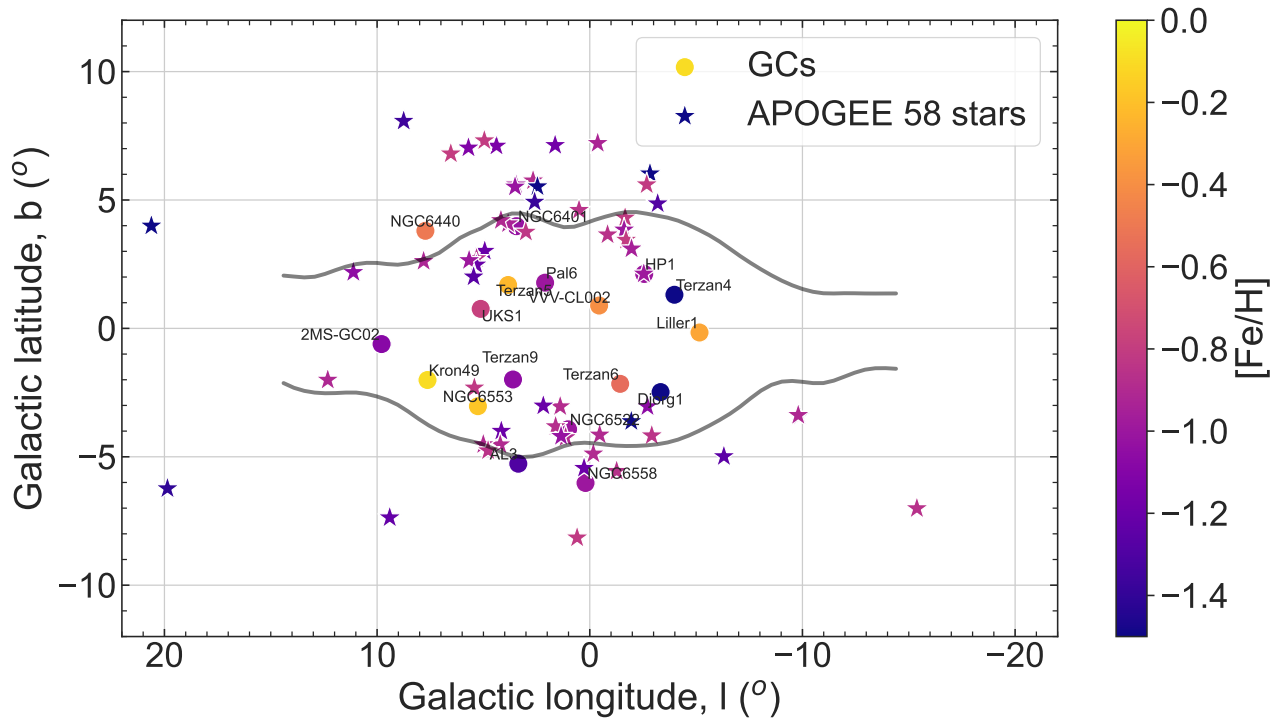


Figura 2.3: Distribuição projetada de l, b de estrelas estudadas na região do bojo Galáctico. Símbolos: estrelas cheias: 58 estrelas deste trabalho; círculos preenchidos: aglomerados globulares do bojo (GCs); linha preta sólida: contornos da protuberância. Já as cores indicam a metalicidade, de acordo com a barra de cores. Fonte: Razera et al. (2022).

Como explicado acima, nossas estrelas foram selecionadas da amostra de movimento próprio reduzido de Queiroz et al. (2021) e, portanto, têm uma relação sinal-ruído $\text{SNR} > 50$, um bom ajuste espectral da pipeline do ASPCAP ($\text{ASPCAP-}\chi^2 < 25$), e um espalhamento de velocidade radial $V_{\text{scatter}} < 1.5$ km/s.

Outro detalhe importante é quanto ao erro de peso unitário renormalizado - parâmetro RUWE Gaia EDR3. Espera-se que o RUWE seja em torno de 1.0 para fontes onde o modelo de estrela única fornece um bom ajuste às observações astrométricas. Já valores significativamente maiores que 1.0 (mais especificamente, > 1.4) pode indicar que a fonte não é única ou problemática para a solução astrométrica.

56 das 58 estrelas em nossa amostra atendem aos requisitos padrão/mínimos para obter elementos orbitais confiáveis, uma vez que a astrometria do Gaia EDR3 tem suas próprias ressalvas. De acordo com o consórcio Gaia, o parâmetro RUWE é sugerido para retornar estrelas astrometricamente bem comportadas aplicando um corte com $\text{RUWE} \leq 1.4$, que é seguido pelas 56 estrelas listadas na 2.2. As duas outras estrelas, 2M17453659-

2309130 e 2M18023156-2834451, possuem $RJWE > 1.4$, tornando-as fontes com parâmetros astrométricos pouco confiáveis, se comparado as demais estrelas da amostra.

Inicialmente, adotamos os parâmetros estelares *calibrados* de temperatura efetiva T_{eff} , $\log g$ de gravidade, metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}]$ e velocidade de microturbulência v_t do DR17 do APOGEE. No entanto, os *parâmetros calibrados* fornecem abundâncias de elementos muito diferentes e não devem ser usados para cálculo de abundâncias. Como os resultados do ASPCAP (García Pérez et al. (2016)) são obtidos com os parâmetros espectroscópicos estelares *não calibrados*, é necessário que usemos o mesmo conjunto de parâmetros, para uma análise justa dos dados. Assim, adotamos os parâmetros estelares não calibrados do DR17, já que são obtidos a partir de uma solução espectroscópica que minimiza os erros em 7 dimensões (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, v_t , $[\alpha/\text{Fe}]$, $[\text{C}/\text{Fe}]$, $[\text{N}/\text{Fe}]$). Assim, todo o processo de cálculo de abundâncias recomeçou com os parâmetros não calibrados do DR17 (Tabela 2.2).

Na Tabela 2.3, mostramos as abundâncias para as 58 estrelas da amostra, obtidas pelo ASPCAP do APOGEE. Abundâncias de estrelas frias ($T_{\text{eff}} < 4000$ K, e especialmente $T_{\text{eff}} < 3500$ K) são particularmente desafiadoras. Isso pode ser talvez devido à presença significativa de absorção molecular além de desafios na interpolação entre espectros sintéticos neste regime. No entanto, apenas uma estrela em nossa amostra possui $T_{\text{eff}} < 3500$: trata-se de 2M18050663-3005419, com $T_{\text{eff}} = 3439.9$.

Tabela 2.2 - 58 estrelas selecionadas e seus parâmetros estelares não calibrados do DR17.

ID	$T_{\text{eff(nc)}}$ (K)	$\log g_{\text{(nc)}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{(nc)}}$	v_t (km/s)
2M17153858-2759467	3922.7	0.34	-1.62	2.62
2M17173693-2806495	3908.9	0.95	-0.97	2.20
2M17250290-2800385	3796.6	0.91	-0.80	2.39
2M17265563-2813558	4096.2	1.0	-1.31	1.89
2M17281191-2831393	4029.1	0.95	-1.17	1.73
2M17295481-2051262	4205.9	1.50	-0.85	1.71
2M17303581-2354453	3863.0	0.77	-0.99	2.13
2M17324257-2301417	3668.2	0.79	-0.82	2.30
2M17330695-2302130	3566.6	0.35	-0.93	2.42
2M17344841-4540171	3869.2	0.85	-0.88	2.16
2M17351981-1948329	3553.5	0.44	-1.11	3.06
2M17354093-1716200	3895.5	1.01	-0.87	2.01
2M17390801-2331379	3740.4	0.83	-0.81	2.34
2M17392719-2310311	3643.3	0.67	-0.87	2.55
2M17473299-2258254	4018.3	0.47	-1.71	2.12
2M17482995-2305299	4213.6	1.24	-1.01	2.10
2M17483633-2242483	3651.5	0.44	-1.09	2.57
2M17503263-3654102	3893.5	0.64	-0.99	2.19
2M17552744-3228019	4018.9	1.00	-1.05	1.99
2M18020063-1814495	3988.8	0.80	-1.38	2.04
2M18050452-3249149	3940.8	0.77	-1.16	2.08
2M18050663-3005419	3439.9	0.23	-0.92	2.52
2M18065321-2524392	3893.1	0.95	-0.89	2.02
2M18104496-2719514	4153.1	1.33	-0.82	2.05
2M18125718-2732215	3617.2	0.44	-1.31	2.64
2M18200365-3224168	3976.6	0.95	-0.86	1.94
2M18500307-1427291	4076.0	1.23	-0.94	1.73
2M17173248-2518529	3977.0	1.00	-0.91	1.81
2M17285088-2855427	3838.0	0.63	-1.20	2.18
2M17291778-2602468	3844.3	0.71	-0.99	2.10
2M17301495-2337002	3814.0	0.69	-1.06	2.22
2M17310874-2956542	4175.7	1.19	-0.92	2.07
2M17382504-2424163	3880.4	0.99	-1.05	1.55
2M17453659-2309130	4133.1	1.27	-1.20	1.08
2M17511568-3249403	3921.2	0.98	-0.90	2.04
2M17532599-2053304	3896.9	0.91	-0.87	2.10
2M17552681-3334272	4051.0	1.08	-0.89	1.98
2M18005152-2916576	4158.9	1.04	-1.02	2.21
2M18010424-3126158	3773.1	0.68	-0.83	2.20
2M18042687-2928348	4164.7	0.88	-1.19	2.14
2M18044663-3132174	3832.6	0.92	-0.90	2.22
2M18052388-2953056	4252.9	0.92	-1.56	1.92
2M18080306-3125381	4310.0	1.57	-0.90	1.48
2M18142265-0904155	3920.5	1.12	-0.85	2.13
2M18195859-1912513	4102.0	1.05	-1.22	1.78
2M17190320-2857321	4139.6	1.19	-1.20	1.83
2M17224443-2343053	4058.3	1.02	-0.88	1.97
2M17292082-2126433	3983.4	0.78	-1.27	2.59
2M17293482-2741164	4143.5	1.03	-1.25	1.85
2M17323787-2023013	3865.7	1.03	-0.85	1.94
2M17330730-2407378	4042.5	0.25	-1.87	1.88
2M17341796-3905103	4163.5	1.42	-0.89	1.84
2M17342067-3902066	4380.4	1.40	-0.90	1.99
2M17503065-2313234	3819.4	0.98	-0.88	2.1
2M18023156-2834451	3617.4	0.42	-1.19	3.02
2M18143710-2650147	4240.5	1.30	-0.91	1.97
2M18150516-2708486	3833.4	1.00	-0.82	2.14
2M18344461-2415140	4294.5	1.09	-1.41	1.83

Tabela 2.3 - Abundâncias do APOGEE para as 58 estrelas da amostra.

ID	[C/Fe]	[N/Fe]	[O/Fe]	[Mg/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]	[Ce/Fe]
2M17153858-2759467	-0,57	0,33	0,19	0,26	0,15	0,22	-0,13	-0,16
2M17173693-2806495	-0,07	0,15	0,33	0,35	0,24	0,25	0,14	-0,1
2M17250290-2800385	0,09	0,15	0,32	0,32	0,13	0,1		
2M17265563-2813558	-0,29	0,29	0,3	0,29	0,33	0,25	-0,01	-0,2
2M17281191-2831393	-0,18	0,23	0,3	0,32	0,23	0,22	0	-0,14
2M17295481-2051262	-0,07	0,04	0,35	0,33	0,32	0,22	0,1	-0,02
2M17303581-2354453	-0,06	0,17	0,35	0,38	0,24	0,2	0,18	
2M17324257-2301417	0,11	0,11	0,33	0,33	0,17	0,17		
2M17330695-2302130	0,18	-0,02	0,3	0,28	0,19	0,27		
2M17344841-4540171	-0,11	0,17	0,35	0,39	0,28	0,27	0,23	
2M17351981-1948329	0	0,04	0,17	0,29	0,06	0,16		
2M17354093-1716200	-0,03	0,13	0,32	0,38	0,22	0,21	0,09	
2M17390801-2331379	0,05	0,19	0,31	0,34	0,18	0,13		
2M17392719-2310311	0,02	0,18	0,26	0,29	0,11	0,14		
2M17473299-2258254	-0,49	0,45	0,29	0,29	0,25	0,18	-0,16	-0,27
2M17482995-2305299	-0,43	0,54	0,34	0,28	0,38	0,02	-0,16	-0,4
2M17483633-2242483	-0,08	0,1	0,19	0,3	0,18	0,22		
2M17503263-3654102	-0,17	0,22	0,33	0,35	0,32	0,26	0,06	
2M17552744-3228019	-0,18	0,2	0,32	0,31	0,32	0,23	0	-0,15
2M18020063-1814495	-0,42	0,24	0,24	0,22	0,24	0,2	-0,19	-0,08
2M18050452-3249149	-0,29	0,26	0,32	0,3	0,32	0,27	-0,01	-0,11
2M18050663-3005419	0,01	0,02	0,17	0,29	0,1	0,12		
2M18065321-2524392	-0,04	0,14	0,33	0,36	0,25	0,23	0,12	
2M18104496-2719514	-0,03	0,21	0,33	0,35	0,32	0,14	0	-0,17
2M18125718-2732215	-0,16	0,15	0,11	0,14	0,12	0,13		
2M18200365-3224168	-0,15	0,25	0,33	0,35	0,27	0,23	0,07	0,07
2M18500307-1427291	-0,14	0,1	0,32	0,33	0,32	0,21	-0,06	0,08
2M17173248-2518529	-0,17	0,12	0,21	0,22	0,14	0,1	-0,02	0,03
2M17285088-2855427	-0,28	0,16	0,28	0,33	0,16	0,18	0,02	
2M17291778-2602468	-0,08	0,16	0,31	0,36	0,3	0,2	0,05	
2M17301495-2337002	-0,12	0,22	0,27	0,25	0,23	0,22	0,07	
2M17310874-2956542	-0,14	0,22	0,36	0,34	0,33	0,14	-0,03	-0,17
2M17382504-2424163	-0,06	0,16	0,25	0,33	0,19	0,16	0,21	
2M17453659-2309130	-0,24	0,06	0,25	0,23	0,15	0,16	-0,07	-0,4
2M17511568-3249403	-0,04	0,16	0,34	0,39	0,24	0,25	-0,01	-0,11
2M17532599-2053304	-0,04	0,21	0,31	0,34	0,31	0,14	0,02	
2M17552681-3334272	-0,16	0,17	0,35	0,36	0,41	0,21	0,06	0,03
2M18005152-2916576	-0,2	0,3	0,33	0,28	0,44	0,16	-0,04	-0,12
2M18010424-3126158	-0,09	0,18	0,28	0,36	0,22	0,23		
2M18042687-2928348	-0,34	0,29	0,31	0,28	0,29	0,11	-0,21	-0,07
2M18044663-3132174	0,02	0,14	0,31	0,37	0,19	0,16	0,14	
2M18052388-2953056	-0,45	0,34	0,38	0,3	0,27	0,06	-0,13	-0,29
2M18080306-3125381	-0,09	0,05	0,4	0,33	0,37	0,23	0,08	0,15
2M18142265-0904155	0,02	0,17	0,33	0,37	0,26	0,21	0,21	-0,15
2M18195859-1912513	-0,28	0,15	0,3	0,27	0,26	0,22	-0,04	-0,17
2M17190320-2857321	-0,24	0,19	0,33	0,32	0,28	0,21	-0,01	-0,2
2M17224443-2343053	-0,11	0,38	0,34	0,39	0,34	0,28	0,09	0,13
2M17292082-2126433	-0,54	1,06	0,22	0,07	0,16	0,28	0,17	-0,12
2M17293482-2741164	-0,33	0,32	0,34	0,3	0,28	0,22	0	-0,27
2M17323787-2023013	0,04	0,13	0,33	0,35	0,24	0,21	0,13	
2M17330730-2407378	-0,73	0,3	0,3	0,28	0,24	0,28	-0,22	-0,18
2M17341796-3905103	-0,07	0,2	0,34	0,34	0,36	0,23	0,05	-0,03
2M17342067-3902066	-0,14	0,29	0,45	0,3	0,41	0,14	0,03	-0,18
2M17503065-2313234	0,08	0,16	0,33	0,36	0,22	0,18	0,13	
2M18023156-2834451	0,01	0,07	0,18	0,29	0,13	0,28		
2M18143710-2650147	-0,14	0,27	0,34	0,35	0,31	0,14	-0,03	-0,18
2M18150516-2708486	0,08	0,14	0,32	0,37	0,22	0,15	0,17	
2M18344461-2415140	-0,39	0,25	0,37	0,29	0,32	0,28	-0,04	-0,28

Metodologia

Um modelo de atmosfera vai descrever como a temperatura, pressão total do gás e eletrônica, pressão de radiação e densidade de matéria vão variar conforme a profundidade óptica num certo comprimento de onda de referência. Em posse de um modelo de atmosfera e uma lista de transições atômicas/moleculares (com constantes atômicas bem definidas), podemos reproduzir o fluxo que observamos de estrelas. Este processo é chamado de síntese espectral. Ou seja, a síntese espectral nada mais é que o cálculo de um espectro baseado num modelo de atmosfera e numa lista de constantes atômicas e moleculares, assumindo que há equilíbrio termodinâmico local (ETL).

Dada a temperatura efetiva fria (T_{eff} entre 3500 e 4500 K) da nossa amostra, espera-se que as moléculas se formem na atmosfera das nossas estrelas do bojo e sejam responsáveis por bandas moleculares nos espectros estelares. O que observamos como espectros de estrelas, é formado devido a processos radiativos na atmosfera estelar. Vemos apenas uma pequena porção dos fótons gerados dentro da estrela, pois a maioria deles está presa nas regiões estelares onde a profundidade óptica é muito alta para permitir que quase todos os fótons escapem. Aqueles que escapam, são transportados por processos radiativos, até deixarem a estrela. Nossos telescópios e instrumentos convertem os fótons em um fluxo observado, uma medida do fluxo líquido de energia em uma área, durante um período de tempo, em uma faixa de frequência (ou comprimento de onda).

A síntese espectral permite inferir abundâncias químicas através de espectros, mesmo quando há uma combinação forte de linhas (*blend*). Para melhores resultados, no entanto, é necessário estar em posse de modelos de fotosfera que sejam realistas e também de uma lista - o mais completa possível - de dados atômicos e moleculares. O espectro sintético resultante tenta reproduzir da melhor forma possível um espectro estelar com condições

atmosféricas dadas pelo modelo usado e mostra todas as linhas e bandas constantes da lista de constantes atômicas/moleculares.

Já citamos que o APOGEE tem um método interno existente para determinar os parâmetros estelares e medições de abundância, o ASPCAP. Isso é desenvolvido para restringir esses parâmetros especificamente para espectros APOGEE. O processo de redução dos espectros está detalhadamente descrito em Nidever et al. (2015). Inicialmente, adotamos os parâmetros estelares *calibrados* do APOGEE DR16. Porém o ASPCAP usa os parâmetros estelares espectroscópicos *não calibrados* (Pérez et al. (2016)). Por esta razão, procedemos com toda a rederivação de abundâncias com os parâmetros não calibrados do DR17. A razão para isso é que os parâmetros espectroscópicos fornecem o melhor ajuste geral ao espectro estelar, fornecendo a melhor descrição de possíveis combinações ao determinar as abundâncias das janelas de abundância. Esses parâmetros estelares são relatados na Tabela 2.2 e são os parâmetros finais adotados.

3.1 Lista de Linhas

Para uma análise detalhada de abundâncias químicas, é necessário escolher uma boa lista de linhas. Em uma situação ideal, compararíamos as abundâncias derivadas para nossa amostra com aquelas derivadas para um espectro do Sol, adquirido na mesma campanha de observações e usando a mesma lista de linhas com os mesmos parâmetros atômicos. Isso no entanto nem sempre é possível.

A lista de linhas do APOGEE consiste em linhas atômicas e moleculares restrita a uma faixa de comprimento de onda de $\lambda = 15000 - 17000\text{\AA}$. Uma lista de linhas atômicas base foi criada usando uma lista de linhas recente de Kurucz (2017)¹. A lista mais antiga de linhas do APOGEE usava como ponto de partida uma versão anterior de uma lista Kurucz, que continha um número menor de linhas².

Uma modificação na lista de linhas DR16 em relação à DR14 foi a adição de várias linhas de elementos pesados ($Z \geq 57$)³. Outros elementos que estão na lista da linhas DR16 e não foram incluídos em DR14 são: 8 linhas Ce II (Cunha et al. (2017)), 10 linhas de Nd

¹ <http://kurucz.harvard.edu/linelists/gfnew/gfallwn08oct17.dat>

² Diferença por cerca de um fator de 4.

³ Estas linhas foram identificadas em uma combinação dos espectros de Arcturus e/ou do Sol, bem como gigantes vermelhas enriquecidas, com processo-s observados com o APOGEE

II (Hasselquist et al. (2016)) e uma linha de Yb II (Smith et al. (2021)). Cério e neodímio são produtos resultados principalmente de capturas de nêutrons por meio do processo-s, enquanto o itérbio⁴ pode ser usado para analisar o processo-r.

O ASPCAP usa janelas espectrais⁵ predefinidas para ajustar espectros sintéticos e de modelo para derivar as abundâncias químicas dos elementos. As linhas de CO são as principais indicadoras de abundância de Carbono em gigantes vermelhas do APOGEE (com $C/O \leq 1$) e anãs frias. A lista de linhas anterior (DR14) usou dados de CO de Goorvitch (1994), enquanto que em DR16 os dados de CO foram atualizados usando comprimentos de onda e potenciais de excitação de Li et al. (2015).

A lista de linhas atômicas empregada neste trabalho é a da colaboração APOGEE (Smith et al. 2021). Também foram incluídas linhas de transição eletrônica molecular de linhas CN $A^2\Pi - X^2\Sigma$, vibração-rotação CO $X^1\Sigma^+$, OH $X^2\Pi$ e TiO ϕ -system $b^1\Pi-d^1\Sigma$.

As listas de linhas para CN foram disponibilizadas por S. P. Davis, as listas de linhas CO foram adotadas de Goorvitch (1994), e as OH são de Goldman et al. (1998). Já para TiO, a lista de linhas é de Jorgensen (1994). Mais detalhes sobre as linhas moleculares CN, CO, OH e TiO são fornecidos em Meléndez & Barbuy (1999), Meléndez et al. (2001, 2002, 2003), Schiavon & Barbuy (1999) e Barbuy et al. (2018b).

As linhas atômicas analisadas inicialmente foram selecionadas de Smith et al. (2013, 2021), Shetrone et al. (2015), linhas de Ce II identificadas por Cunha et al. (2017), e linhas de S I identificadas por Fanelli et al. (2021). As linhas de Nd II (Hasselquist et al. 2016) e Yb II (Smith et al. 2021) não foram estudadas.

Nossas linhas selecionadas às vezes são afetadas por uma mistura com linhas atômicas ou moleculares, uma vez que as misturas são mais fortes em metalicidades mais ricas. Na Tabela 3.1, identificamos as linhas analisadas nos espectros das 58 estrelas da amostra.

⁴ Aproximadamente 68% do itérbio do sistema solar é produzido por meio da nucleossíntese do processo-r, enquanto 32% é a partir do processo-s (Burris et al. (2000)).

⁵ Esta lista de janelas para cada elemento analisado pode ser encontrada em Jönsson et al. (2020).

Tabela 3.1 - Lista de linhas. log gf de VALD3 linelist (Piskunov et al. 1995, Ryabchikova et al. 2015), Kurucz (1993) e NIST (Martin et al. 2002). Os valores de log gf para linhas de CeII são de Cunha et al. (2017).

Espécie	λ (Å)	χ_{ex} (eV)	log gf (VALD3)	log gf (Kurucz)	log gf (NIST)	Notas
SiII	15361.161	5.954	-1.925	-1.990	-1.710	
	15376.831	6.222	-0.649	-0.290	—	
	15833.602	6.222	-0.168	-0.660	-0.078	Está na lacuna no APOGEE
	15960.063	5.984	0.107	0.130	0.197	
	16060.009	5.954	-0.566	-0.440	-0.429	
	16094.787	5.964	-0.168	-0.110	-0.078	
	16215.670	5.964	-0.665	-0.990	-0.575	
	16680.770	5.984	-0.140	-0.500	-0.090	
16828.159	5.984	-1.102	-1.390	-1.012		
CaI	16197.075	4.535	0.089	0.638	—	
	16204.087	4.535	-0.627	-0.111	—	
TiI	15543.756	1.879	-1.120	-1.273	-1.080	
	15602.842	2.267	-1.643	-1.544	—	
	15698.979	1.887	-2.060	-2.218	-2.020	
	15715.573	1.873	-1.250	-1.359	-1.200	
	16635.161	2.345	-1.807	-2.178	—	
CeII	15277.610	0.609	-1.94	—	—	Muito fraca
	15784.750	0.318	-1.54	—	—	
	15829.830	0.320	-1.80	—	—	Está na lacuna do APOGEE
	15958.400	0.470	-1.71	—	—	
	15977.120	0.232	-2.10	—	—	Linha fraca, mistura forte de linhas
	16327.320	0.561	-2.40	—	—	
	16376.480	0.122	-1.79	—	—	
	16595.180	0.122	-2.19	—	—	
16722.510	0.470	-1.65	—	—		

Para as estrelas de amostra que eram moderadamente pobres em metais, algumas das linhas indicadas nos artigos acima não foram adequadas e, em alguns casos, foi necessário adicionar outras linhas que identificamos como adequadas para os parâmetros estelares das estrelas de amostra. As linhas serão discutidas em detalhes a seguir. Neste trabalho, adotamos as abundâncias ASPCAP de Mg, Si, Ca e revisamos as abundâncias de C, N, O e Ce; também verificamos as linhas Ti e alguns comentários são fornecidos, mas as abundâncias não são usadas, devido a resultados conflitantes de diferentes linhas. Outros elementos como Na, Al e elementos de pico de ferro serão analisados em trabalhos futuros.

Identificamos e ajustamos as linhas estudadas em estrelas de referência (Arcturus e μ Leo), a fim de verificar se as linhas são bem reproduzidas nessas estrelas. Isso garante uma maior confiabilidade na hora de derivar as abundâncias das estrelas da amostra. Para a estrela de referência Arcturus, usamos o atlas de Hinkle et al. (1995), e para a estrela gigante de referência rica em metal μ Leo, foi usado um espectro de APOGEE.

Os parâmetros estelares adotados para Arcturus e μ Leo são de Meléndez et al. (2003) e Zoccali et al. (2006) mais Lecureur et al. (2007), respectivamente.

A Tabela 3.2 relata abundâncias no Sol, Arcturus e μ Leo. Para o Sol, são de a) Grevesse et al. 1996, 1998, b) Grevesse et al. (2015), Scott et al. (2015a, b), c) Lodders et al. (2009). Já para Arcturus, as abundâncias são de Meléndez et al. (2003), Lecureur et al. (2007), Ramírez & Allende Prieto (2011), Barbuy et al. (2014), e Smith et al. (2013).

Para μ Leo, as abundâncias são de Gratton & Sneden (1990), Smith & Ruck (2000), Lecureur et al. (2007), Barbuy et al. (2015), Smith et al. (2013) ou apresentam ajustes, utilizando o espectro observado por Lecureur et al. (2007) na óptica. As abundâncias em Smith et al. (2013) também estão listadas na Tabela 3.2, uma vez que suas abundâncias foram derivadas na banda H, para fins de comparação e confirmação.

Tabela 3.2 - Solar abundances from (1) Grevesse et al. (1996, 1998) (adopted); (2) Steffen et al. (2015); (3) Scott et al. (2015a,b); (4) Grevesse et al. (2015); (5) Lodders et al. (2009); Arcturus abundances from: (6) Ramírez & Allende Prieto (2011), (7) McWilliam et al. (2013), (8) Lecureur et al. (2007), (9) Barbuy et al. (2014), (10) Smith et al. (2013); (11) Cunha et al. (2017) μ Leo abundances from: (10) Smith et al. (2013); (12) Gratton & Sneden (1990), 13: Barbuy et al. (2015), (14) Van der Swaelmen et al. (2016); (15) fits to the optical spectrum of μ Leo.

El.	Z	$\log \epsilon(X)_{\odot}$ Sun			[X/Fe]	$\log \epsilon(X)$	[X/Fe]	$\log \epsilon(X)$ μ Leo adopted	
Fe	26	7.50	7.50	7.50	-0.54	6.96	+0.30	7.80	7.76
C	6	8.55[1]	—	8.39[5]	-0.22[8]	7.79	-0.3[10]	8.55	8.52
N	7	7.97[1]	—	7.86[5]	+0.22[8]	7.65	+0.45[10]	8.72	8.71
O	8	8.76[2]	—	8.73[5]	0.39[9]	8.62	+0.0[10]	9.06	9.05
Na	11	6.33[1]	6.21[3]	6.30[5]	0.11[6]	5.90	+0.50[8]	7.13	—
Mg	12	7.58[1]	7.59[3]	7.54[5]	0.37[6]	7.41	-0.03[10]	7.85	7.85
Al	13	6.47[1]	6.43[3]	6.47[5]	0.37[7]	6.30	+0.13[10]	6.90	6.90
Si	14	7.55[1]	7.51[3]	7.52[5]	0.33[6]	7.34	-0.10[10]	7.75	7.76
Ca	20	6.36[1]	6.32[3]	6.33[5]	0.11[6]	5.93	-0.04[10]	6.62	6.62
Sc	21	3.17[1]	3.16[3]	3.10[5]	0.23[6]	2.86	+0.10[11]	3.57	—
Ti	22	5.02[1]	4.93[3]	4.90[5]	0.26[7]	4.74	+0.10[10]	5.42	5.40
V	23	4.00[1]	3.89[3]	4.00[5]	0.12[7]	3.58	+0.03[12]	4.33	4.18
Cr	24	5.67[1]	5.62[3]	5.64[5]	-0.05[6]	5.08	-0.01[12]	5.96	6.14
Mn	25	5.39[1]	5.42[3]	5.37[5]	-0.14[7]	4.71	+0.00[12]	5.69	5.79
Co	27	4.92[1]	4.93[3]	4.92[5]	+0.09[7]	4.49	+0.00[12]	5.22	5.23
Ni	28	6.25[1]	6.20[3]	6.23[5]	0.06[6]	5.77	+0.05[10]	6.60	6.60
Cu	29	4.21[1]	4.19[4]	4.21[5]	-0.26[10]	3.55	-0.10[10]	4.41	4.41
Zn	30	4.60[1]	4.56[4]	4.62[5]	+0.18[6]	4.26	-0.10[13]	4.80	—
Y	39	2.24[1]	2.21[4]	2.21[5]	-0.30[9]	1.40	+0.04[14]	2.58	—
Zr	40	2.60[1]	2.59[4]	2.58[5]	-0.28[7]	1.78	+0.10[12]	3.00	—
Ba	56	2.13[1]	2.25[4]	2.17[5]	-0.30[9]	1.29	+0.10[14]	2.53	—
La	57	1.22[1]	1.11[4]	1.14[5]	-0.30[9]	0.38	-0.37[14]	1.15	—
Ce	58	1.55[1]	1.58[4]	1.61[5]	-0.45[11]	0.99	-0.37[14]	1.15	—
Eu	63	0.51[1]	0.52[4]	0.52[5]	0.23[7]	0.20	-0.14[14]	0.67	—

De acordo com Ashok et al. (2021), e Nidever et al. (2015) a resolução média das observações APOGEE é $R \approx 22.500$, com base em um FWHM (*full width at half maximum*) medido diretamente de 0.7 \AA , com variações de 10-20% observadas em toda a faixa de comprimentos de onda. Neste trabalho, empregamos tipicamente $\text{FWHM}=0.70 \text{ \AA}$, mas para ajustar melhor as diferentes linhas variamos os valores de FWHM de 0.60 a 0.75 \AA , do menor ao maior comprimento de onda.

3.2 PFANT

O modelo de atmosfera utilizado nesta dissertação é o modelo atmosférico MARCS (Gustafsson et al. (2008)). Essas atmosferas assumem equilíbrio termodinâmico local 1D (*local thermodynamic equilibrium* - LTE), uma condição sob a qual a matéria emite radiação com base em suas propriedades intrínsecas e sua temperatura, não influenciada pela magnitude de qualquer radiação incidente. Essas atmosferas também são esfericamente simétricas em equilíbrio hidrostático. Essas suposições principais explicam como a linha é formada devido à temperatura e às estruturas de pressão da estrela de interesse.

O equilíbrio termodinâmico local (LTE) é a suposição de que as partículas da atmosfera são dominadas por colisões. Para explicar o particionamento interatômico e intraatômico, as equações de Boltzmann e Saha são válidas. A partir disso, a função fonte é a função de Planck. Quando o particionamento não é governado pela distribuição de Boltzmann, ou seja, a radiação precisa ser levada em consideração, a suposição LTE falha (Bergemann e Nordlander (2014)). Já (*no local thermodynamic equilibrium* - NLTE) é não linear e não local, exigindo cálculos extensos. A suposição LTE vale em muitos casos para linhas fracas, mas para linhas mais fortes, os centros das linhas e o alargamento das asas precisam corrigidos por uma correção NLTE (Bergemann e Nordlander (2014); Bergemann (2014)).

As grades de MARCS estão em equilíbrio hidrostático, o que pressupõe que a gravidade interna é igual à pressão externa, evitando assim que a estrela entre em colapso ou se expanda. Essa suposição também fornece que o movimento do gás na fotosfera é bastante constante ao longo do tempo, o que é uma suposição adequada.

O modelo de atmosfera modelo é assumida como unidimensional, o que significa que as estruturas da temperatura da camada superior acontecem devido ao resfriamento e também por aquecimento radiativo. Já a suposição esfericamente simétrica explica a grande fotos-

fera de estrelas gigantes. Para anãs, a estrutura plano-paralela da fotosfera é adequada.

O código PFANT⁶, desenvolvido pelo grupo do IAG (Barbuy et al. (2018)), é necessário para criação de espectros sintéticos que são posteriormente utilizados para o cálculo de abundâncias de Carbono (C), Nitrogênio (N), Oxigênio (O) e demais elementos. O que o PFANT faz é, dados uma atmosfera de modelo estelar e listas de linhas atômicas e moleculares, o código calcula um espectro sintético assumindo equilíbrio termodinâmico local (ETL). Na Fig. 3.1 mostramos uma ilustração de como o PFANT funciona, mostrando seus principais arquivos:

- (a) `innewmarcs`: realiza interpolação de grade de modelos atmosféricos MARCS (Gustafsson et al. (2008)) para gerar modelo estelar específico;
- (b) `hydro2`: calcula os perfis das linhas de Hidrogênio (Praderie (1967));
- (c) `pfant`: calcula espectro sintético;
- (d) `nulbad`: convolve o espectro sintético com perfil Gaussiano para simular medida espectral.

Os parâmetros estelares e as abundâncias químicas são definidos nos arquivos `main.dat` e `abonds.dat`. Uma explicação mais detalhada deste código está disponível em (Barbuy et al. (2018)).

⁶ <http://trevisanj.github.io/PFANT/>

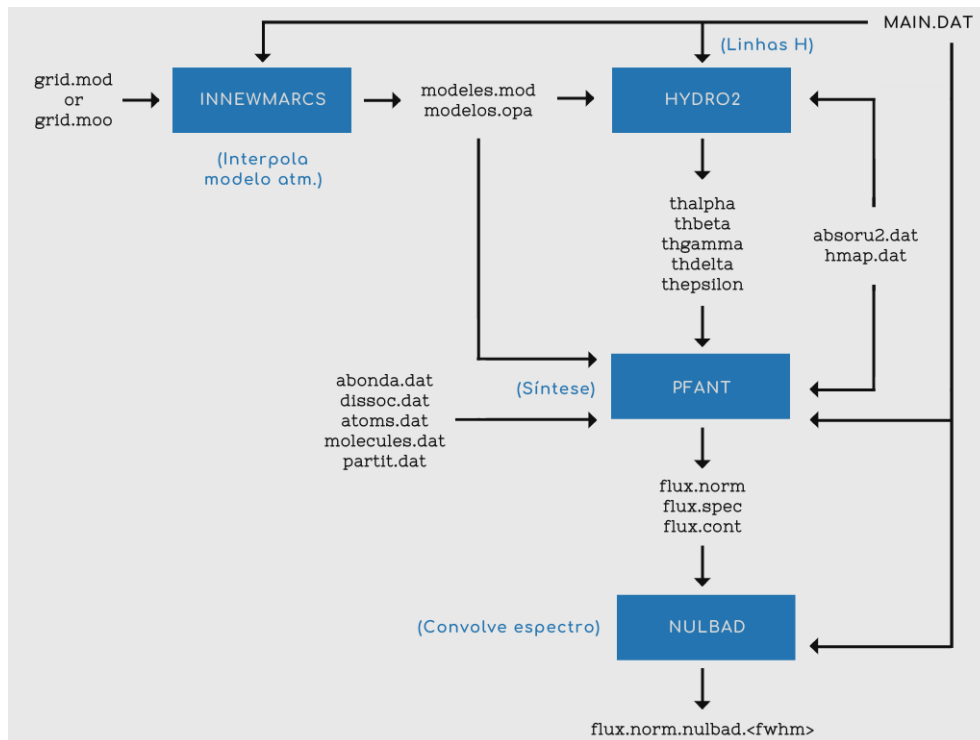


Figura 3.1: Ilustração do funcionamento do código PFANT. Fonte: figura adaptada (traduzida) a partir de figura disponível no manual do PFANT.

Para calcular os espectros sintéticos com o PFANT, precisamos determinar alguns parâmetros, tais como: temperatura efetiva, gravidade, metalicidade e velocidade de microturbulência. Em seguida, tendo os espectros sintéticos, estamos aptos para derivar as abundâncias a partir das linhas espectrais.

3.3 Cálculo de Abundâncias

A abundância é determinada usando um modelo de atmosfera apropriado e usando os parâmetros estelares determinados para cada estrela, conforme descrito na seção 3. A minimização χ^2 trabalha com a largura e o deslocamento λ da linha, portanto, o método descrito na seção é importante para medições precisas de abundâncias.

Para sintetizar com precisão um espectro, é necessário uma lista de linhas completa (Tab. 3.1) dentro da região do comprimento de onda. Além de ter as espécies completas dentro da região, os dados atômicos são necessários para sintetizar o espectro com precisão.

As abundâncias elementares são medidas em comparação com os valores da densidade do número solar, como:

$$[X/Y] = \log_{10} \left(\frac{n_X}{n_Y} \right)_* - \log_{10} \left(\frac{n_X}{n_Y} \right)_\odot \quad (3.1)$$

onde n_X e n_Y são densidades numéricas do elemento X e Y, da estrela de interesse e os valores solares.

Os parâmetros estelares são determinados previamente usando medições ópticas de alta resolução. Como mencionado anteriormente, os parâmetros são temperatura efetiva, metalicidade, velocidades e gravidade superficial. Para determinar as abundâncias $[X/Fe]$, esses parâmetros são fixos. No nosso caso, esses são os parâmetros não calibrados do DR17 (Tabela 2.2).

Antes de mais nada, temos que definir as abundâncias de CNO antes de qualquer outra derivação de abundância. Isso se deve ao fato de que a mistura de CNO conduz equilíbrio entre as espécies atômicas (C, N e O), e as espécies moleculares (CN e CO), e, portanto, a mistura de CNO controla a força das características de CN.

As abundâncias de C, N e O são derivadas usando as linhas moleculares de CN, OH e CO. Elas são interdependentes devido ao equilíbrio dissociativo molecular. Uma vez que as linhas moleculares estão espalhadas por todo o espectro, essas abundâncias são derivadas primeiro. Computando espectros sintéticos empregando o código PFANT descrito em Barbuy et al. (2018b) e na seção acima, derivamos as abundâncias de C, N, O de duas maneiras:

Método a): primeiro derivamos as abundâncias de O na região 15144-16896 Å, analisando as linhas moleculares de OH. Algumas das linhas OH mais proeminentes nesta região estão em: 15264.600, 15266.160, 15278.516, 15281.045, 15719.687, 15893.524, 16074.151, 16662.187, 16872.265, 16895.164 Å. Essas linhas foram as que se mostraram mais sensíveis quanto à variação de Oxigênio na nossa amostra do APOGEE. Depois, derivamos as abundâncias de C analisando as linhas moleculares de CO. No entanto, são poucas as linhas fortes de CO na faixa de comprimento de onda 15100-17000 Å. Em nossa amostra, as linhas mais fortes de CO (usadas então para medir as abundâncias de C) estão em 15983.214, 15985.598, 15990.420, 16016.081 Å. Em seguida, vemos como as linhas de CN mudam quando modificamos as abundâncias de Nitrogênio. Assim, pudemos constatar que as linhas mais sensíveis de CN estão em 15162.648 e 15222.382 Å. Para a produção dos espectros sintéticos, utilizou-se FWHM=0.60. É importante esclarecer que existem muitas linhas de CN na região de comprimento de onda com a qual estamos trabalhando

(especialmente na faixa de 15522-15600 Å), mas a maioria delas é muito rasa para fornecer medições confiáveis de abundâncias.

Método b): uma derivação das abundâncias de CNO usando a região 15525-15595 Å, onde há linhas claras de OH e uma banda clara de CO, bem como linhas de CN, embora menos conspícuas, como feito por exemplo em Barbuy et al. (2021a) para espectros de Phoenix, que foram observados apenas nesta região. Para estes cálculos, foi adotado um FWHM=0.60, que é adequado para a região de comprimento de onda em questão.

Isso é ilustrado na Figura 4.3, para a estrela 2M17382504-2424163. Podemos observar com clareza as linhas de OH em 15535.46, 15565.91, 15566.78 Å, e a clara banda de CO em 15577.4 Å. Na Tabela 4.1 incluímos as abundâncias obtidas.

A verificação dessas abundâncias de CNO foi realizada ajustando linhas ao longo de todos os espectros, em particular as linhas de CO 15600.74, 15612.5, 15667.55 Å, onde apenas para quatro estrelas a abundância de C foi diminuída de -0.05 a -0.10 (estrelas 2M17330695-2302130, 2M18050663-3005419, 2M18125718-2732215 e 2M18344461-2415140), e para os demais os ajustes foram muito satisfatórios.

Em seguida, partimos para a verificação das linhas de OH: 15130.921, 15266.168, 15281.052, 15409.172, 15568.78, 15651.896, 15719.696, 15755.522 Å, e linhas de CN 15181.277, 15298.487, 15308.893, 15318.74, 15337.959, 15341.508, 15432.811, 15447.095, 15466.235, 15481.868, 15530.776, 15684.088, 15737.445 Å. Apenas para a estrela 2M18023156-2834451 aumentamos a abundância de Oxigênio em 0.05 dex, observando que seus espectros apresentam linhas maiores que as demais, necessitando então de uma convolução espectral maior para ser ajustada. As regiões das linhas de CN são verificadas usando as regiões de comprimento de onda indicadas por Fernández-Trincado et al. (2020a,b) por exemplo.

Em posse dos modelos atmosféricos do PFANT, testamos (por tentativa e erro) os espectros sintéticos variando a abundância do elemento que nos interessa analisar. Isso é feito em um intervalo espectral específico, até que a linha de absorção do elemento no espectro sintético se ajuste à linha no espectro observado. Uma abordagem mais completa sobre o método de síntese espectral em equilíbrio termodinâmico local pode ser encontrado em Spite et al. (1967), Barbuy et al. (1982), Gray (1992).

Foram realizados ajustes de linhas individuais de MgI, SiI, CaI, TiI, CeII, CO, OH e CN e os resultados estão listados na tabela 3.1. O critério utilizado para o melhor ajuste foi o visual, ou seja, o quão bem os pontos observados se ajustam ao espectro sintético

produzido. Esse é um processo demorado, tendo em vista a quantidade de linhas e estrelas trabalhadas e o números de testes de abundâncias que devem ser feitos.

Análise de Abundâncias Químicas

A determinação de abundâncias estelares é uma das principais aplicações da espectroscopia estelar. As linhas de absorção fotosféricas podem nos fornecer informações sobre as abundâncias relativas dos elementos na fotosfera da estrela. Geralmente, isso é feito medindo a força das linhas espectrais em relação ao contínuo, a chamada largura equivalente. A relação entre a largura equivalente e o número de absorvedores é chamada de curva de crescimento em espectroscopia estelar.

Para linhas fracas, a largura equivalente é diretamente proporcional ao número de absorvedores. Quando a força intrínseca de uma linha é maior ou o número de absorvedores é maior, o centro da linha satura e a largura equivalente torna-se quase independente do número de partículas absorventes. Para linhas muito fortes ou número muito grande de absorvedores, a absorção nas alas da linha torna-se importante e a largura equivalente da linha aumentará proporcionalmente à raiz quadrada do número de absorvedores presentes. Os espectros estelares contêm muitas linhas de um determinado elemento com força intrínseca conhecida. Estes podem ser usados para construir uma curva empírica de crescimento para aquele elemento. A comparação de tais curvas de crescimento para diferentes elementos produz então as abundâncias elementares relativas.

Embora essa abordagem semiempírica seja muito simples, ela pressupõe que todas as linhas e continuum relacionados sejam criados no mesmo lugar. Além disso, as condições físicas em todas essas zonas de formações de linhas teriam que ser as mesmas, o que nem sempre se justifica. Somado a este fato, estrelas frias têm regiões espectrais muito lotadas, onde a sobreposição de linhas é um problema grave. Nessas situações, a determinação confiável da abundância estelar requer modelagem extensiva.

Foram desenvolvidas técnicas sofisticadas que modelam em detalhes a estrutura física

da fotosfera estelar e como ela interage com a luz. Esses modelos resolvem as equações de transferência radiativa que definem a absorção, a equação de equilíbrio hidrostático que governa a estrutura de pressão estelar e a equação de equilíbrio estatístico que regula as populações de nível individual. A comparação de modelos calculados para uma variedade de abundâncias com as observações permite a determinação das abundâncias elementares. Em geral, pode-se obter uma boa concordância entre os modelos e as observações.

Assim como estudos da função da distribuição de metalicidade, a disponibilidade de abundâncias dos elementos resultantes da espectroscopia de alta resolução nos fornece uma importante ferramenta para entender a natureza do bojo e de outras partes da Via Láctea.

As tendências exibidas para estrelas de qualquer população estelar no plano $[\alpha/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ codificam informações importantes sobre sua função de massa inicial (*initial mass function* - IMF) e o histórico de formação estelar (*star formation rate* - SFR). Isso é particularmente crítico para os estudos de bojo galáctico, já que houve tentativas de associar o bojo com outros componentes Galácticas, em particular com o disco espesso (por exemplo, Zoccali et al. (2006); Fulbright et al. (2007); Alves-Brito et al. (2010); Bensby et al. (2003).

Na Figura 4.1, mostro o diagrama de Kiel (diagrama HR espectroscópico) da amostra estelar usada nesta dissertação, com parâmetros estelares do APOGEE DR17, mostrando valores não calibrados. As medições das abundâncias dependem de parâmetros estelares bem definidos, portanto, acurácia e precisão nestes são importantes.

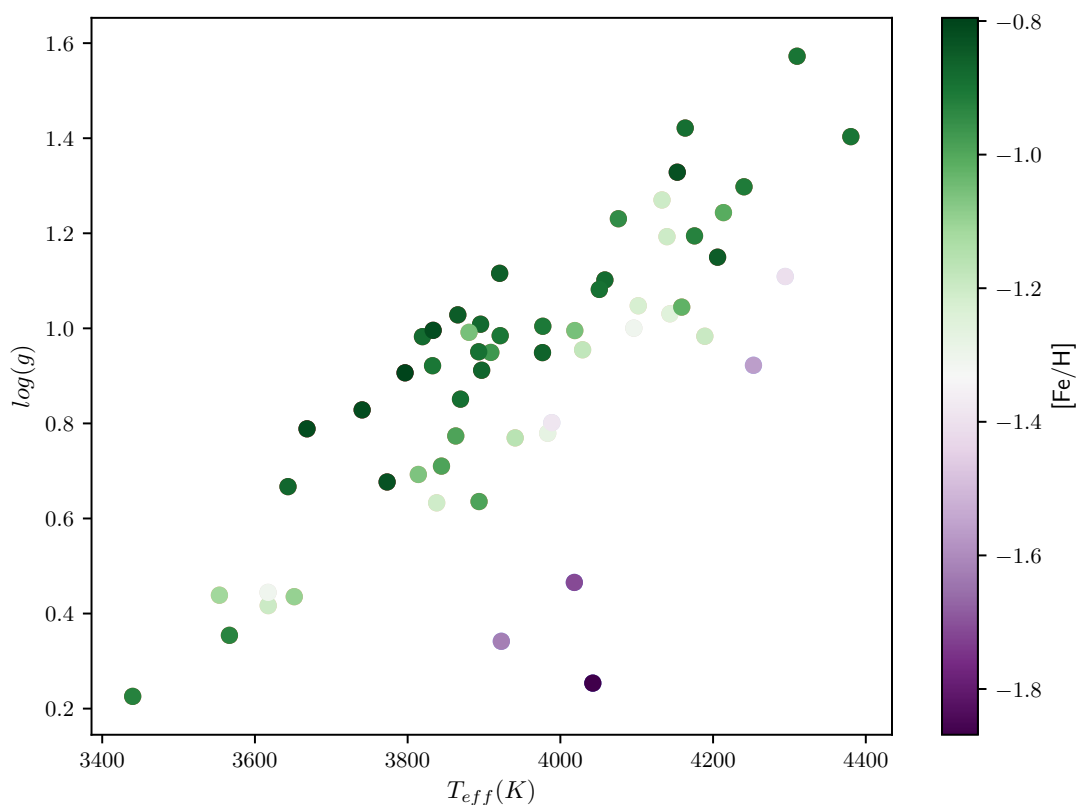


Figura 4.1: Diagrama HR espectroscópico (Newell (1973)) das estrelas de amostra do bojo (58 estrelas). A grade de cor mostra a metalicidade das estrelas.

Comparamos nossos resultados com amostras anteriores da literatura, para as quais as abundâncias desses elementos foram derivadas em estrelas do bojo galáctico.

4.1 Oxigênio

O Oxigênio é produzido pela queima de Hélio e Neônio nas fases hidrostáticas da evolução de estrelas massivas. Ele é um dos elementos alfa genuínos produzidos por estrelas massivas e ejetados pelo evento de supernova tipo II (SNII) e são sobre-abundantes em relação ao ferro em populações estelares antigas, como em estrelas do bojo.

Nos estágios iniciais da formação de galáxias, apenas SNe II e HNe contribuem e as razões $[O/Fe]$ formam um platô em uma ampla faixa de $[Fe/H]$. A pequena inclinação na extremidade de baixa metalicidade é causada pela dependência da massa dos produtos ejetados de supernovas de tipo II com relação a hipernovas SN II/HNe. Em torno de $[Fe/H] \approx -1$, começam a ocorrer SNe Ia, que produzem mais Ferro do que elementos α , como o Oxigênio. Este enriquecimento retardado de SNe Ia causa a diminuição de $[O/Fe]$

com o aumento de $[\text{Fe}/\text{H}]$ (Matteucci & Greggio 1986).

A Figura 4.2 mostra a metalicidade geral da Galáxia em função da abundância de Oxigênio. A forma dessa curva (um platô para estrelas do halo e parte do disco espesso e uma curva descendente para estrelas do disco fino) sugere que o halo e parte do disco espesso se formaram no primeiro bilhão de anos da evolução Galáctica, enquanto que o disco fino teria se formado posteriormente.

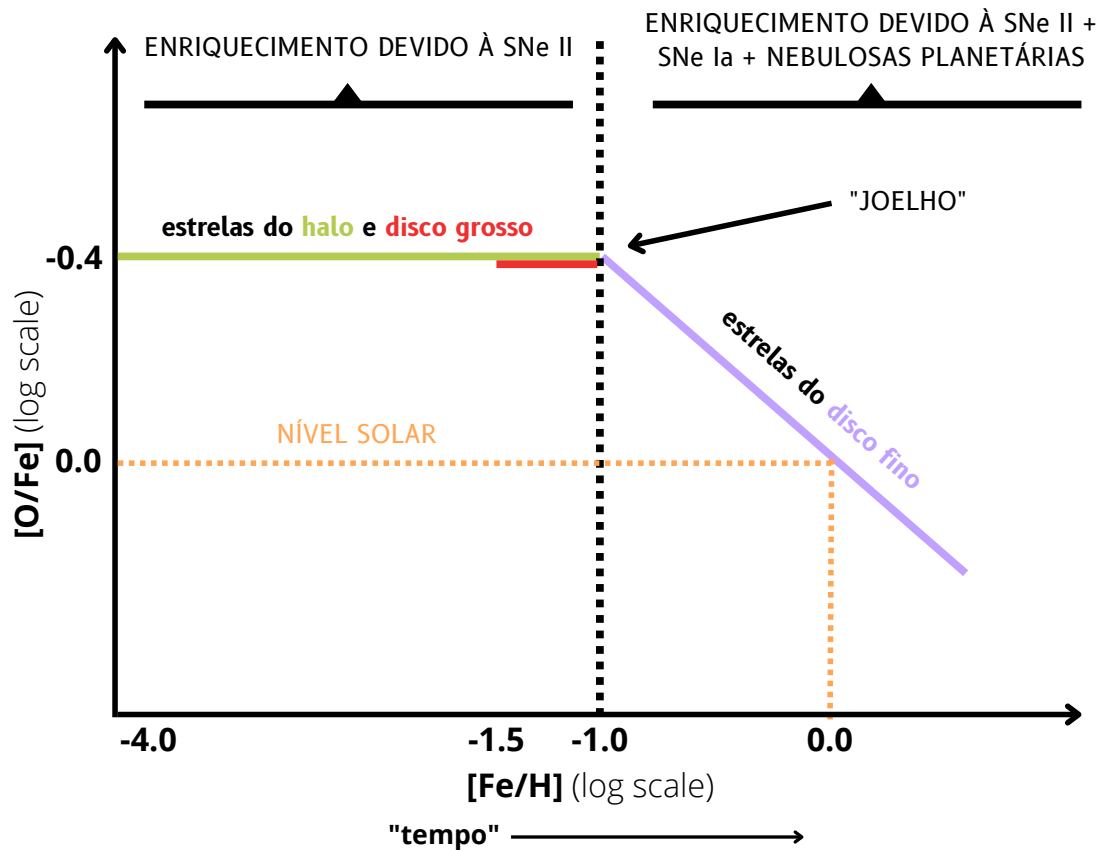


Figura 4.2: Metalicidade geral da Galáxia (medida pela abundância de Fe, comparado com H) cresce com o tempo (abscissa) e serve como base para comparar abundâncias relativas de dois elementos que são criados em diferentes épocas. Um gráfico dessas quantidades revela um platô de estrelas pobres em metais ($[\text{Fe}/\text{H}] < -1$), com um “joelho” que ocorreu a cerca de um bilhão de anos depois que a Galáxia começou a se formar. As estrelas do Halo (verde) e algumas do disco espesso (vermelho) tendem a ocupar a parte do platô, enquanto as estrelas do disco fino (lilás) ocupam a curva descendente. Fonte: Adaptação da figura de “The Formation and Evolution of the Milky Way”, Chiappini (2001).

O primeiro passo para derivar as abundâncias de CNO é encontrar linhas de OH que são mais sensíveis às variações de Oxigênio. Na Figura 4.3 mostramos as regiões com linhas de OH para a estrela M17382504-2424163. Observe as linhas de OH claras em 15266.168, 15281.052, 15409.172, 15568.78, 15631.896, 15719.696 Å.

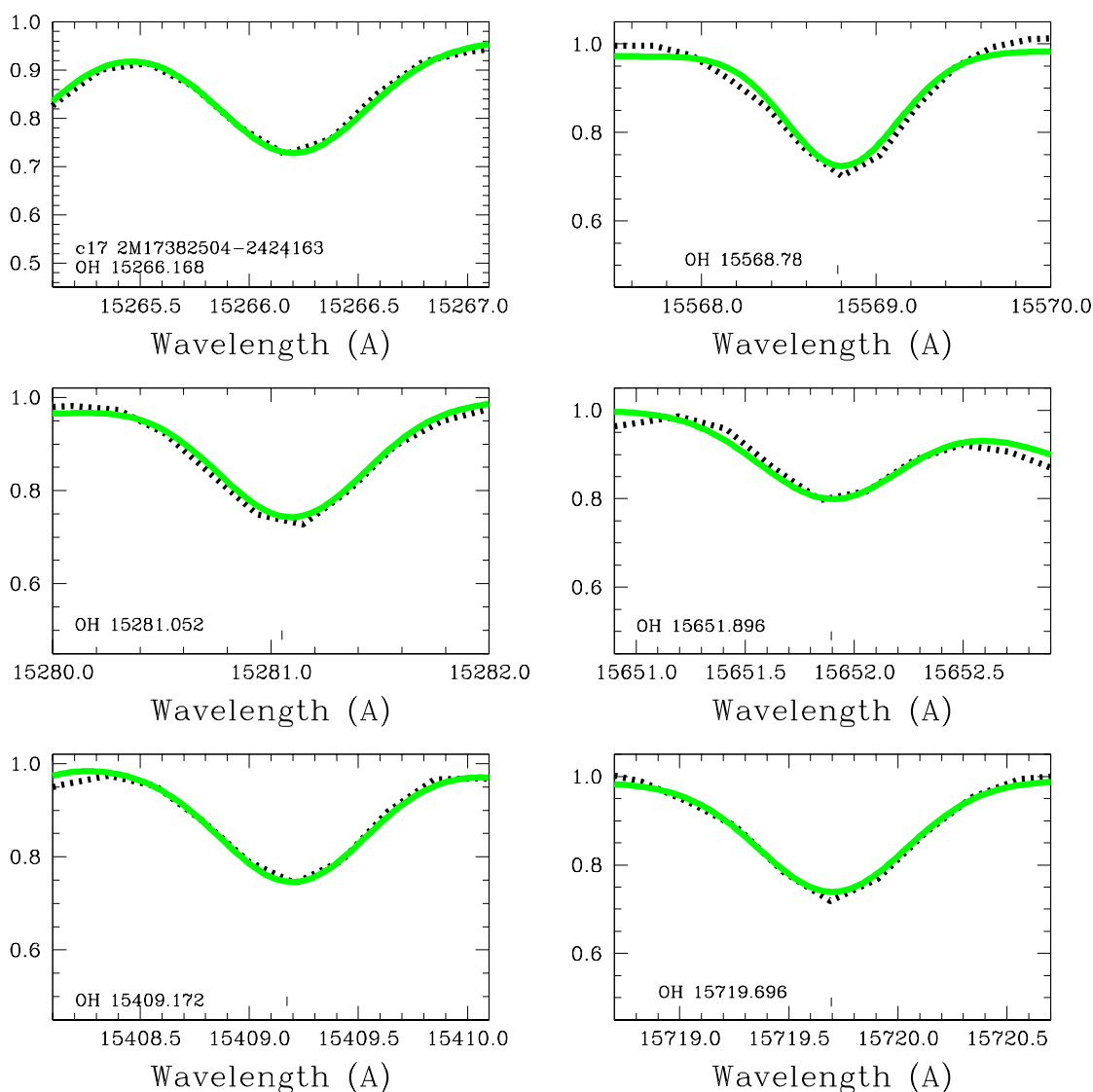


Figura 4.3: Parte do espectro da estrela 2M17382504-2424163, mostrando as linhas de OH selecionadas. Espectro observado (pontilhado em preto) e espectro sintético calculado com $[O/Fe] = 0.40$ (verde).

Nas gigantes vermelhas, as abundâncias de C e N são excelentes monitoras da dragagem no ramo das gigantes vermelhas. Em gigantes vermelhas antigas e de baixa massa, como as estudados aqui, apenas as abundâncias superficiais dos isótopos de C e N, juntamente com os isótopos menores de oxigênio ^{17}O e ^{18}O , serão alteradas de forma mensurável por mistura interna.

Com a confiança de que as abundâncias de Oxigênio das gigantes vermelhas do bojo representam os valores originais com os quais a estrela nasceu, eles são um dos principais monitores da evolução química do bojo. O oxigênio tem basicamente uma única origem

nucleossintética de estrelas massivas e é produzido em curtos períodos de tempo. Como a quantidade de ferro ejetado pelas supernovas do tipo II é menor do que a do Oxigênio (com Fe sendo sintetizado mais efetivamente em SNe Ia, em uma escala de tempo significativamente maior), a razão de O/Fe é o melhor indicador de transição de atividade de SN II para SN Ia.

As populações do disco e halo Galácticos tiveram inúmeros estudos publicados com $[O/Fe]$ versus $[Fe/H]$, e seu comportamento geral é muito bem definido (conforme ilustrado na Figura 4.2). Já na Figura 4.4, estão plotadas as abundâncias de Oxigênio relatadas pela liberação original do APOGEE DR17 e os valores revisados nesta trabalho, obtidos conforme explicado na Seção 3. Nesta figura, vemos claramente o platô comentando anteriormente.

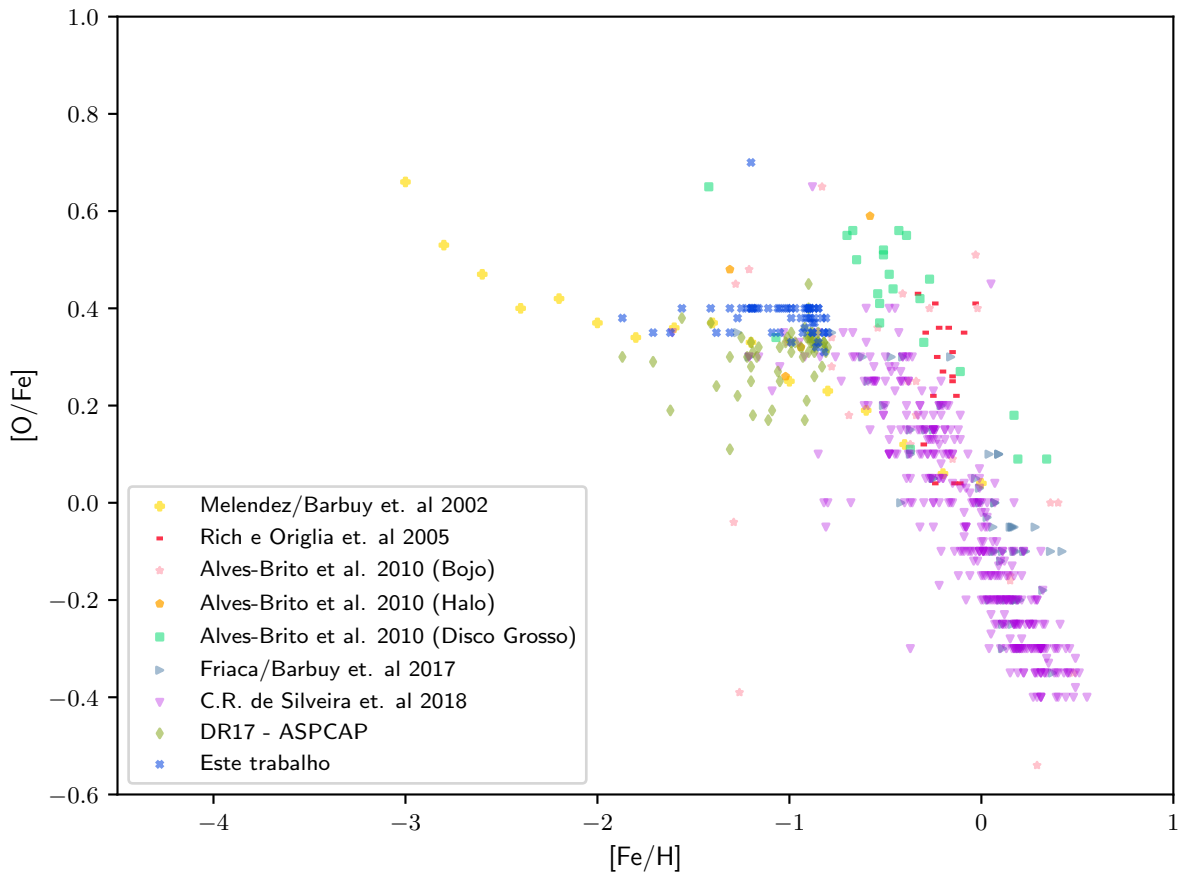


Figura 4.4: Abundâncias de Oxigênio em comparação com metalicidade, incluindo dados de Melendez & Barbuy et al. 2002 em losangos amarelos, Rich e Origlia et al. 2005 em retângulos vermelhos, dados de Alves-Brito et al. 2010 (estrelas do bojo em estrelas rosas, estrelas do halo em pentágonos laranja e estrelas do disco espesso em quadrados aqua), dados de Friaca&Barbuy et al. 2017 em triângulos azuis, C.R. de Silveira et al. 2018 em triângulos roxos, dados do DR17 em losangos verdes e resultados deste trabalho em “x” azuis.

Na Figura 4.4, comparamos nossa amostra com vários estudos de estrelas do bojo e também comparamos com populações do disco e do halo. Nossos valores aparecem como “x” azuis, enquanto as abundâncias do ASPCAP aparecem como losangos verdes. Os dados da literatura levados em consideração são de Friaça e Barbuy (2017), marcados com triângulos azuis, que contém uma revisão das abundâncias de Zoccali et al. (2006) e Lecureur et al. (2007). Também aparecem como retângulos vermelhos 14 estrelas gigantes do tipo M do bojo (Rich e Origlia (2005)) e mais de 400 estrelas gigantes vermelhas do bojo aparecem como triângulos em magenta (Da Silveira et al. (2018)). Incluímos 25 estrelas do bojo, 4 do halo e 22 do disco espesso estudadas em Alves-Brito et al. (2010). Incluímos uma amostra com 16 estrelas pobres em metais de Meléndez e Barbuy (2002). Esta Figura é readaptada a partir de Barbuy et al. (2018), levando em consideração apenas os dados de maior resolução da literatura (com poucas exceções) e dados que mostram pouca dispersão da abundância. Vemos que:

[O/Fe] diminui conforme [Fe/H] aumenta, para [Fe/H] > -1, devido ao aumento da produção de Ferro desde o início de atividade de supernovas do tipo Ia. Para valores abaixo de [Fe/H] \approx -1.0, todas as estrelas galácticas exibem um valor elevado de [O/Fe]. O simples exercício de combinar os produtos de Oxigênio e Ferro (com a ressalva de que os produtos de Ferro são incertos nos modelos), resulta em um valor de [O/Fe] \approx 0.6, não muito diferente dos valores observados para o Halo. Para os valores do ASPCAP, no entanto, esse valor é de [O/Fe] \approx 0.4. Os valores da nossa amostra, que abrange uma região de metalicidade de entre $-2 < [Fe/H] < -0.8$, estão com excesso de abundância de \approx 0.18dex, em relação aos valores obtidos com a *pipeline* do ASPCAP.

Já o início da queda de [O/Fe] no halo galáctico ocorre em aproximadamente [Fe/H] \approx -1. A metalicidade geral que uma população atinge (causada por SNe II) quando SNe Ia começa a contribuir para a evolução química, é sensível à eficiência com que o gás foi transformado em estrelas. Nesta imagem simples, o contrabalanceamento entre os discos fino e grosso no plano [O/Fe] versus [Fe/H] é causado pela alta taxa inicial de formação de estrelas inicial no disco espesso, em relação ao disco fino, com o resultado que o disco espesso era mais rico em metais quando as SNe Ia começaram a explodir.

A Tabela 4.1 mostra os valores revisados de CNO em comparação com os valores obtidos com o ASPCAP. Os valores médios de Oxigênio pelo ASPCAP é de $\langle [O/Fe] \rangle_{\text{ASPCAP}} \approx 0.39$, e a média dos valores encontrados neste trabalho resultou em $\langle [O/Fe] \rangle \approx 0.54$,

uma diferença da 0.13 dex. Isso revela de certa forma uma boa concordância entre os resultados. Para o Nitrogênio, $\langle [N/Fe] \rangle_{\text{ASPCAP}} \approx 0.21$, e a média dos valores encontrados neste trabalho resultou em $\langle [N/Fe] \rangle \approx 0.25$, uma diferença da 0.04 dex. Para o Carbono, $\langle [C/Fe] \rangle_{\text{ASPCAP}} \approx -0.15$, e a média dos valores encontrados neste trabalho resultou em $\langle [C/Fe] \rangle \approx -0.26$, uma diferença da 0.11 dex.

Tabela 4.1 - Abundâncias de CNO revisadas derivadas de parâmetros estelares do DR17 não calibrados em comparação com as abundâncias de CNO do DR17 nas últimas colunas.

ID	[C/Fe] [N/Fe] [O/Fe]			[C/Fe] [N/Fe] [O/Fe]			
	present work			DR17			
b1	2M17153858-2759467	-0.60	0.40	0.35	-0.57	0.33	0.19
b2	2M17173693-2806495	-0.20	0.00	0.40	-0.07	0.15	0.33
b3	2M17250290-2800385	-0.05	0.10	0.35	0.09	0.15	0.32
b4	2M17265563-2813558	-0.35	0.20	0.35	-0.29	0.29	0.30
b5	2M17281191-2831393	-0.30	0.40	0.40	-0.18	0.23	0.30
b6	2M17295481-2051262	-0.30	0.20	0.40	-0.07	0.04	0.35
b7	2M17303581-2354453	-0.25	0.00	0.40	-0.06	0.17	0.35
b8	2M17324257-2301417	+0.00	-0.10	0.35	0.11	0.11	0.33
b9	2M17330695-2302130	0.00	0.00	0.35	0.18	-0.02	0.30
b10	2M17344841-4540171	-0.30	0.20	0.35	-0.11	0.17	0.35
b11	2M17351981-1948329	-0.10	0.10	0.40	0.00	0.04	0.17
b12	2M17354093-1716200	-0.20	0.00	0.37	-0.03	0.13	0.32
b13	2M17390801-2331379	-0.10	0.15	0.38	0.05	0.19	0.31
b14	2M17392719-2310311	-0.10	0.10	0.38	0.02	0.18	0.26
b15	2M17473299-2258254	-0.70	0.80	0.35	-0.49	0.45	0.29
b16	2M17482995-2305299	-0.30	0.30	0.40	-0.43	0.54	0.34
b17	2M17483633-2242483	-0.20	0.10	0.35	-0.08	0.10	0.19
b18	2M17503263-3654102	-0.40	0.40	0.33	-0.17	0.22	0.33
b19	2M17552744-3228019	-0.30	0.40	0.35	-0.18	0.20	0.32
b20	2M18020063-1814495	-0.50	0.30	0.35	-0.42	0.24	0.24
b21	2M18050452-3249149	-0.50	0.20	0.40	-0.29	0.26	0.32
b22	2M18050663-3005419	-0.10	0.00	0.40	0.01	0.02	0.17
b23	2M18065321-2524392	-0.20	0.20	0.38	-0.04	0.14	0.33
b24	2M18104496-2719514	-0.10	0.10	0.35	-0.03	0.21	0.33
b25	2M18125718-2732215	-0.22	0.20	0.40	-0.16	0.15	0.11
b26	2M18200365-3224168	-0.35	0.20	0.32	-0.15	0.25	0.33
b27	2M18500307-1427291	-0.30	0.20	0.38	-0.14	0.10	0.32
c1	2M17173248-2518529	-0.25	0.20	0.38	-0.17	0.12	0.21
c2	2M17285088-2855427	-0.45	0.40	0.40	-0.28	0.16	0.28
c15	2M17291778-2602468	-0.20	0.30	0.38	-0.08	0.16	0.31
c3	2M17301495-2337002	-0.25	0.20	0.40	-0.12	0.22	0.27
c16	2M17310874-2956542	-0.40	0.20	0.36	-0.14	0.22	0.36
c17	2M17382504-2424163	-0.20	0.30	0.40	-0.06	0.16	0.25
c4	2M17453659-2309130	-0.30	0.30	0.40	-0.24	0.06	0.25
c18	2M17511568-3249403	-0.20	0.00	0.38	-0.04	0.16	0.34
c5	2M17532599-2053304	-0.25	0.20	0.40	-0.04	0.21	0.31
c19	2M17552681-3334272	-0.30	0.00	0.40	-0.16	0.17	0.35
c20	2M18005152-2916576	-0.40	0.20	0.40	-0.20	0.30	0.33
c21	2M18010424-3126158	-0.25	0.00	0.38	-0.09	0.18	0.28
c22	2M18042687-2928348	-0.50	0.30	0.40	-0.34	0.29	0.31
c6	2M18044663-3132174	-0.15	0.00	0.40	0.02	0.14	0.31
c23	2M18052388-2953056	-0.35	0.40	0.40	-0.45	0.34	0.38
c7	2M18080306-3125381	-0.30	0.00	0.40	-0.09	0.05	0.40
c24	2M18142265-0904155	-0.20	0.20	0.33	0.02	0.17	0.33
c8	2M18195859-1912513	-0.40	0.40	0.40	-0.28	0.15	0.30
c9	2M17190320-2857321	-0.30	0.20	0.70	-0.24	0.19	0.33
c10	2M17224443-2343053	-0.35	0.20	0.37	-0.11	0.38	0.34
c11	2M17292082-2126433	-0.60	0.60	0.38	-0.54	1.06	0.22
c25	2M17293482-2741164	-0.50	0.30	0.40	-0.33	0.32	0.34
c12	2M17323787-2023013	-0.15	0.20	0.40	0.04	0.13	0.33
c13	2M17330730-2407378	-0.70	0.70	0.38	-0.73	0.30	0.30
c26	2M17341796-3905103	-0.40	0.25	0.40	-0.07	0.20	0.34
c27	2M17342067-3902066	-0.30	0.20	0.40	-0.14	0.29	0.45
c28	2M17503065-2313234	-0.10	0.00	0.35	0.08	0.16	0.33
c14	2M18023156-2834451	-0.05	0.10	0.40	0.01	0.07	0.18
c29	2M18143710-2650147	-0.30	0.10	0.40	-0.14	0.27	0.34
c30	2M18150516-2708486	-0.05	0.00	0.31	0.08	0.14	0.32
c31	2M18344461-2415140	-0.45	0.40	0.40	-0.39	0.25	0.37

Na Figura 4.5, mostro a diferença entre os valores encontrados neste trabalho, com os valores obtidos pelo ASPCAP. A diferença entre os valores foi feita para cada uma das estrelas: (abundância neste trabalho)-(abundância DR17/ASPCAP). Os valores na Fig. 4.5 mostram a média desses valores ($\langle \Delta \rangle$) e seus respectivos desvios padrões (σ).

Para o Carbono, o valor médio da diferença foi de $\langle \Delta \rangle_C = 0.14$, com desvio padrão de $\sigma_C = -0.08$. Já para o Nitrogênio, a diferença entre nossos valores com o ASPCAP teve um valor médio de $\langle \Delta \rangle_N = -0.08$, com desvio padrão de $\sigma_N = 0.16$. Por fim, para o Oxigênio, a diferença entre nossos valores com o ASPCAP teve um valor médio de $\langle \Delta \rangle_O = -0.08$, com desvio padrão de $\sigma_O = 0.08$. Os valores negativos de Δ são apenas devido ao fato do cálculo ter sido feito na ordem (abundância neste trabalho)-(abundância DR17/ASPCAP).

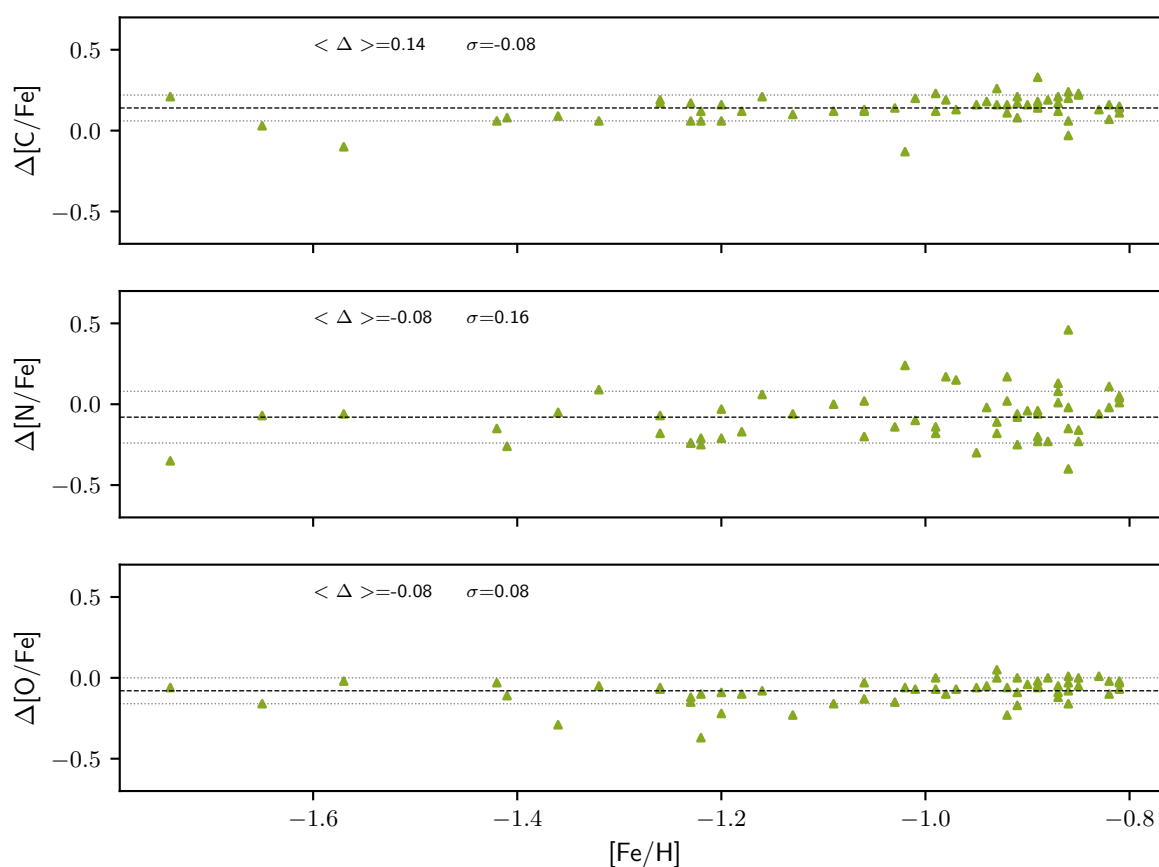


Figura 4.5: Diferença entre os valores encontrados neste trabalho, com os valores obtidos pelo ASPCAP.

Analisando a Figura 4.5, vemos que as maiores diferenças ocorrem para o Carbono, com uma diferença média de 0.14 dex.

4.2 Carbono

Carbono e Nitrogênio estão entre os metais mais abundantes no Universo e têm um papel fundamental na evolução química das galáxias. O carbono é produzido em estrelas de todas as massas, essencialmente pela queima de Hélio. As abundâncias de C são alteradas significativamente à medida que as estrelas evoluem ao longo do ramo das gigantes vermelhas (RGB), por conta da mistura interna, que traz o material processado através do ciclo CNO nos interiores estelares para fora (fotosfera). Em estrelas RGB evoluídas, C se esgota enquanto N aumenta em relação às estrelas da sequência principal ou subgigantes que tinham a mesma composição química no nascimento.

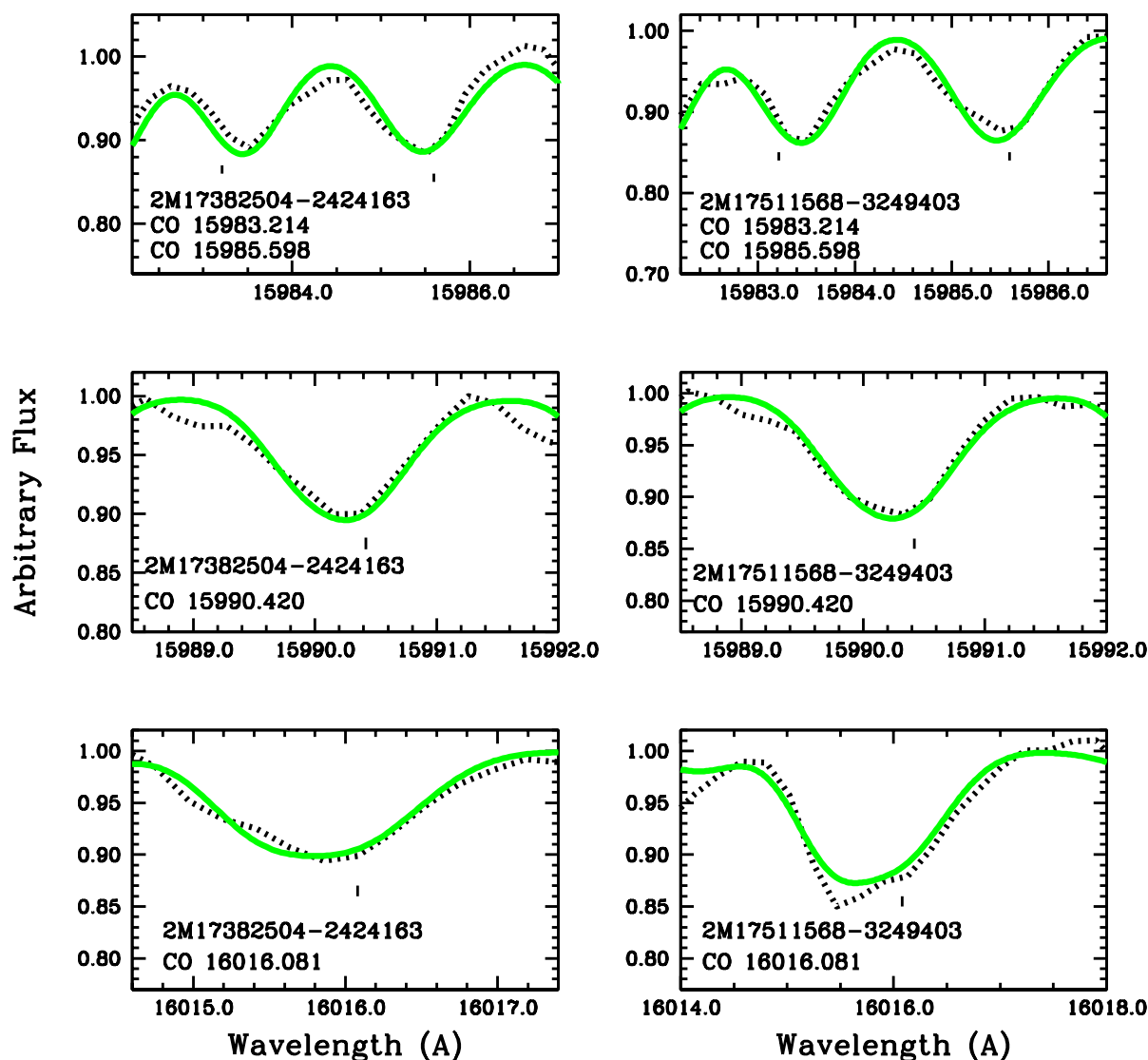


Figura 4.6: Estrelas 2M17382504-2424163 e 2M17511568-3249403: Linhas CO selecionadas. Espectros observados (pontilhado em preto) e espectros sintéticos calculados com $[C/Fe] = -0.2$ para ambas as estrelas e $[O/Fe] = 0.40$ e 0.38 respectivamente (verde).

Os principais núcleos envolvidos nas transmutações do ciclo CN são ^{12}C , ^{14}N e ^{13}C (sendo ^{15}N um constituinte muito menor). Esta fase da evolução estelar foi rotulada como “primeira dragagem” (ou *first dredge-up*) e tem sido extensivamente estudada tanto observacionalmente quanto teoricamente. Um esboço simples da primeira dragagem destacaria a expectativa de que os núcleos de ^{12}C sejam convertidos principalmente para ^{14}N , com algum ganho na abundância de ^{13}C e a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ declina. Se apenas o ciclo CN operou significativamente na matéria estelar, o número total de núcleos C+N será conservado;

assim, como ^{12}C é convertido em ^{14}N , o $^{12}\text{C}/^{14}\text{N}$ será reduzido ao longo de uma relação quase previsível.

Nossos métodos a) e b) dão resultados bastante semelhantes entre si dentro de ± 0.05 dex, e com abundâncias de Carbono um pouco menores do que aquelas derivadas com ASPCAP. Obtivemos um valor médio de $\langle [\text{C}/\text{Fe}] \rangle = -0.26$ dex, enquanto o valor médio do APOGEE é $\langle [\text{C}/\text{Fe}] \rangle_{\text{ASPCAP}} = -0.15$ dex. Desta forma, nossas abundâncias de C em comparação com as do DR17 estão compatíveis dentro de $\approx \pm 0.2$ dex, mas com uma tendência a ser um pouco menor.

4.3 Nitrogênio

O Nitrogênio é sintetizado durante a queima de hidrogênio através do ciclo CNO. Enquanto alguma produção de N é prevista em estrelas massivas pela mistura entre as camadas de queima de hélio e de hidrogênio, uma grande quantidade de N é produzida em estrelas de massa intermediária de 4 a $11 M_{\odot}$, que sofrem queima de *hot bottom* fundo quente (Siess (2010)).

Assim como para o Carbono, as abundâncias de N são alteradas significativamente conforme as estrelas evoluem ao longo do ramo das gigantes vermelhas (RGB), devido à mistura de material processado no interior para fora na região da fotosfera. Desta forma, a interpretação das observações em termos de evolução de C e N precisa levar em conta efeitos de evolução estelar.

Na Figura 4.7, são mostrados os ajustes para boas linhas CN. Entre estas, a característica CN mais clara está em 15387.6\AA , e seus ajustes são compatíveis com as abundâncias de C e N das regiões $15283\text{-}15287$, $15320\text{-}15330$ e $15355\text{-}15380\text{\AA}$. Em 15514\AA , há uma mistura com uma linha CoI, tornando-a menos confiável. As abundâncias de N derivadas são confirmadas para cerca de metade das estrelas, enquanto para a outra metade a abundância de N foi diminuída em média 0.2 dex: isso não é surpreendente, porque as linhas CN em $15555 \pm 50\text{\AA}$ do método (b) são todas fracas e/ou misturadas com outras espécies. Os resultados do método (b) acima, juntamente com essas correções, são adotados para as abundâncias de C, N, O.

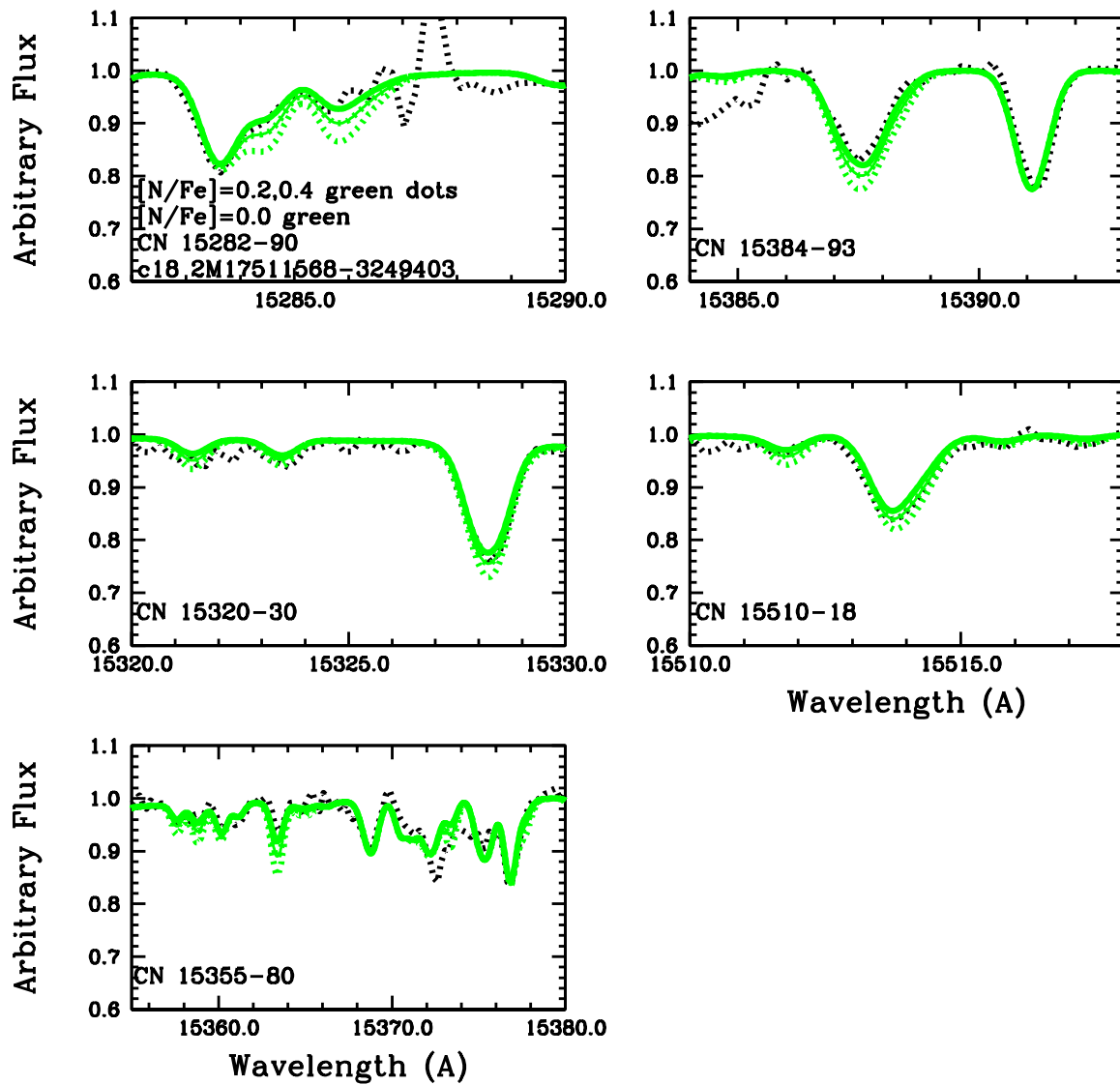


Figura 4.7: Estrela 2M17511568-3249403: regiões contendo linhas CN. Espectros observados (pontilhado em preto) e espectros sintéticos (verde) calculados com $[C/Fe] = -0.2$, $[N/Fe] = 0.0$, $[O/Fe] = 0.38$; as linhas pontilhadas verdes correspondem aos cálculos com $[N/Fe]=0.2, 0.4$.

Observe que nenhuma das estrelas em nossa amostra é enriquecida em Nitrogênio (*N-enhanced*) e, portanto, elas são boas candidatas a serem semelhantes às estrelas de primeira geração encontradas em aglomerados globulares.

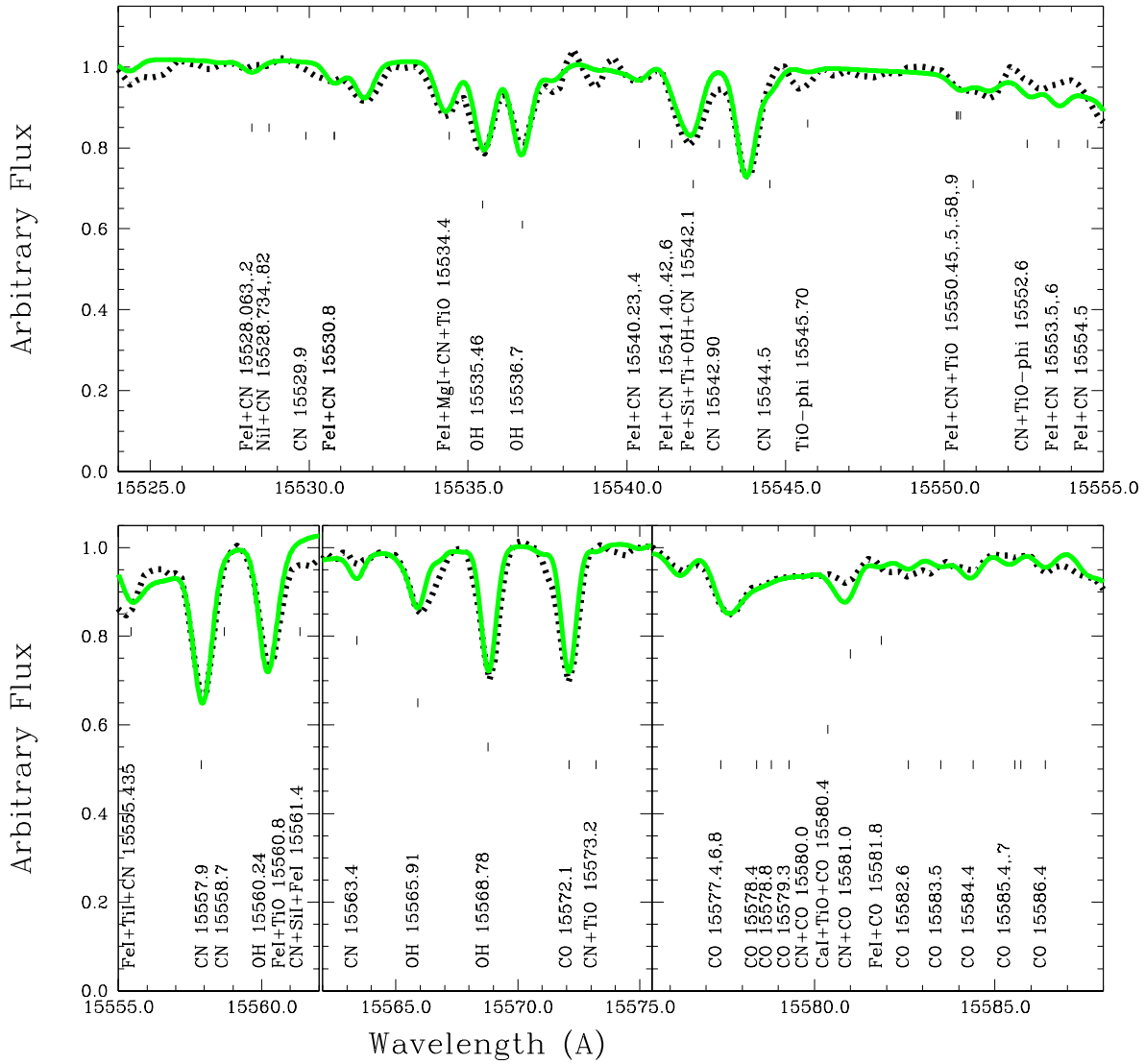


Figura 4.8: Estrela 2M17382504-2424163: Espectro observado (pontilhado preto) e espectro sintético calculado com $[C,N,O/Fe] = -0.20, 0.30, 0.40$ (verde).

Os resultados de nossa análise manual diferem um pouco também para Nitrogênio. Nossos métodos a) e b) dão resultados bastante semelhantes entre si dentro de ± 0.05 dex, e com abundâncias de nitrogênio um pouco maiores do que aquelas derivadas com ASPCAP. Obtivemos um valor médio de $\langle [N/Fe] \rangle = 0.25$ dex, enquanto o valor médio do APOGEE é $\langle [N/Fe] \rangle_{\text{ASPCAP}} = 0.21$ dex. Desta forma, nossas abundâncias de N em comparação com as do DR17 são compatíveis dentro das incertezas, mas com uma tendência a ser um pouco maior.

Desta forma, os resultados de nossa análise manual diferem dos resultados do ASPCAP

para o Oxigênio e, em menor grau, para o Nitrogênio. Nossos métodos (a) e (b) dão resultados bastante semelhantes entre si, dentro de ± 0.05 dex, porém essas abundâncias de Oxigênio são um pouco maiores do que aquelas derivadas pelo ASPCAP, que parecem ser muito baixas para estrelas do bojo. As incertezas sobre a abundância de Oxigênio já foram discutidas por Jönsson et al. (2018) e Zasowski et al. (2019). Para verificar o motivo dessas diferenças, realizamos o ajuste à estrela rica em Nitrogênio, 2M17480576-2445000, analisada por Schiavon et al. (2017). Com nosso método (b), descobrimos que $[O/Fe]=0.4$ ao invés de $[O/Fe]=0.3$, $[C/Fe]=-0.2$, ao invés de $[C/Fe]=0.0$ e, por outro lado, o enriquecimento em N com $[N/Fe]=0.8$ é confirmado. Dada a interação entre os elementos do trio CNO, parece que a tendência é ter C um pouco mais baixo e O mais alto, e não muita mudança nas abundâncias de N, comparando nossas abundâncias com as do ASPCAP.

4.4 Magnésio

Assim como o Oxigênio, espera-se que o Magnésio seja produzido exclusivamente por explosões de supernovas do tipo II, enquanto outros elementos alfa têm mais de um canal de nucleossíntese.

Várias linhas boas de Mg ficaram na região das bandas escuras, onde não temos o espectro para comparação. Analisando outras regiões do espectro e encontramos regiões com fortes linhas de MgI (Figuras 4.9, 4.10), como por exemplo MgI: 15393.867, 15692.846, 15749.285, 15954.353 Å.

As linhas consideradas fortes o suficiente para para testar as abundâncias do ASPCAP nesta região foram MgI: 15749.285, 15954.353 Å (Figuras 4.9 e 4.10). No entanto, em algumas estrelas a linha MgI: 15954.353 Å não foi considerada adequada, e usamos então a linha MgI: 15393.867 Å para a análise das mesmas.

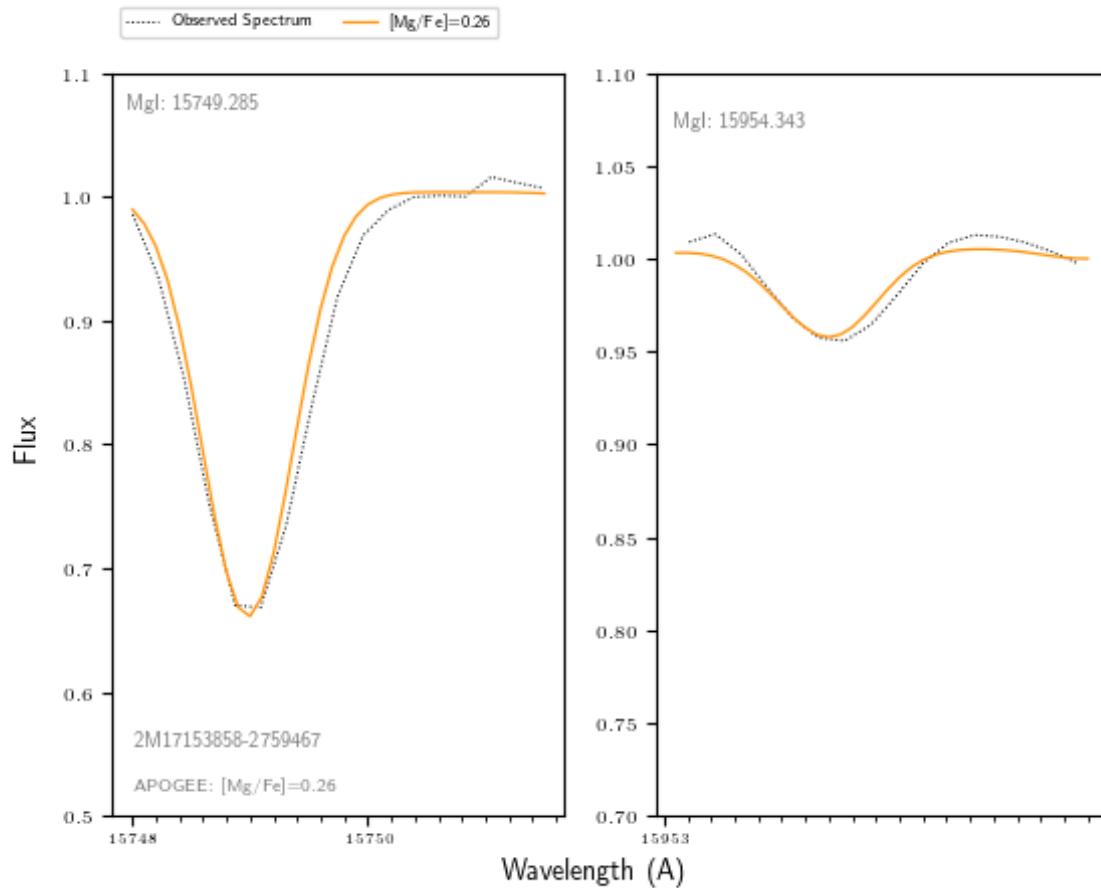


Figura 4.9: Estrela 2M17153858-2759467: Espectro observado (pontilhado preto) e espectro sintético calculado com as abundâncias do ASPCAP $[Mg/Fe] = 0.26$ (laranja).

Encontramos, para todas as estrelas da amostra, que as abundâncias de Mg do ASPCAP são adequadas quando utilizamos $FWHM = 0.8$ (conforme mostrado para as estrelas e nas Figuras 4.9 e 4.10). Se usarmos valores menores de $FWHM$, são necessários valores menores de Mg para um ajuste ideal.

O valor médio encontrado para Mg foi $\langle [Mg/Fe] \rangle \approx 0.31$, estando de acordo valores obtidos em Usher et al. (2019). Interessante notar que, embora tenham sido usados tipos de linhas diferentes (neste trabalho usamos linhas médias e fracas, enquanto Usher et al. (2019) usou linhas fortes), os resultados obtidos são semelhantes.

O fundo de linhas fortes não é bem ajustado pois se forma nas camadas cromosféricas das estrelas, em condições não-LTE, que não são incluídas nos modelos fotosféricos. Mesmo assim, os resultados estão em bom acordo com o espectro observado.

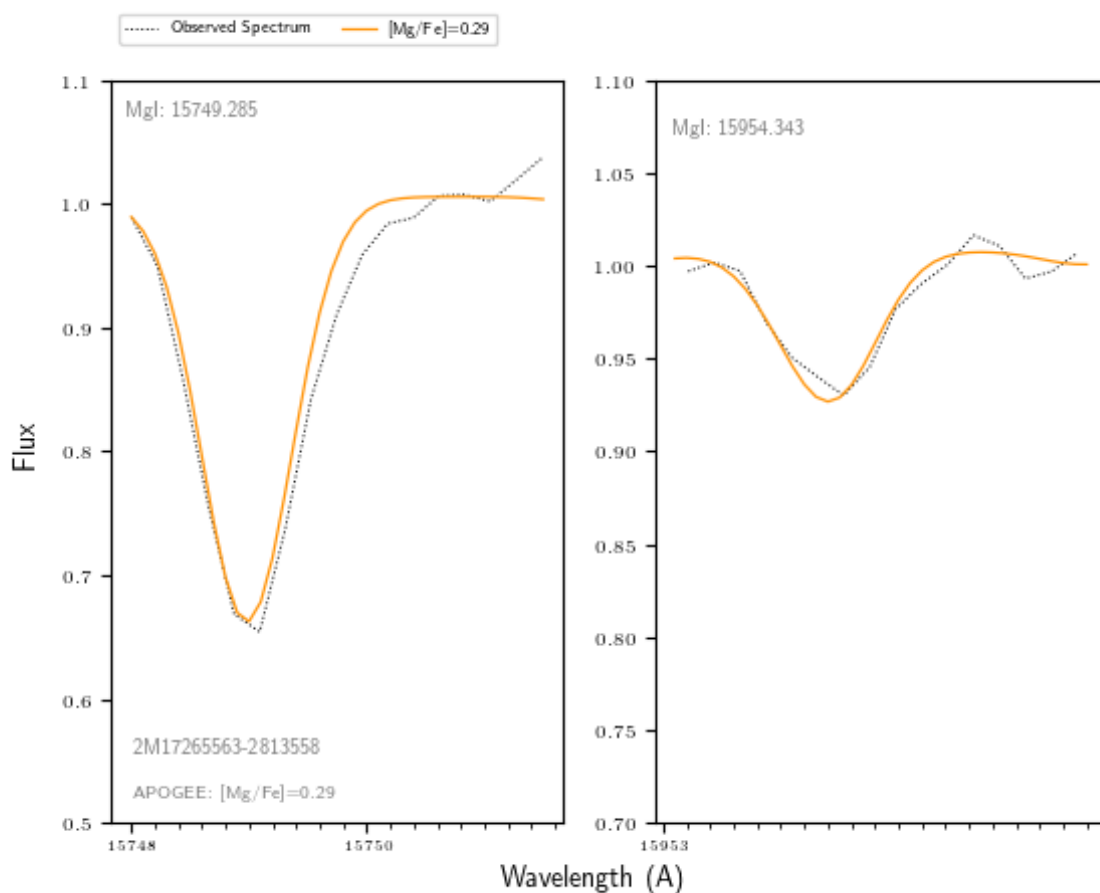


Figura 4.10: Estrela 2M17265563-2813558: Espectro observado (pontilhado preto) e espectro sintético calculado com as abundâncias do ASPCAP $[Mg/Fe] = 0.29$ (laranja).

Comparamos nossos resultados (Figura 4.11) com diversas populações do bojo e também de outras partes da Galáxia. Nesta figura, estão representadas as abundâncias de oxigênio relatadas pela liberação original do APOGEE DR17 e os valores revisados obtidos, conforme explicado na Seção 3. Esta figura é readaptada daquela em Barbuy et al. (2018a), levando em conta apenas os dados de maior resolução da literatura (com algumas exceções) e dados que mostram pouca abundância espalhada. Os dados da literatura considerados são de Friaça & Barbuy (2017) como círculos preenchidos verdes, que contém uma revisão das abundâncias de Zoccali et al. (2006) e Lecureur et al. (2007), dados de Cunha & Smith (2006) em quadrados vermelhos, Alves-Brito et al. (2010), Fulbright et al. (2007) como triângulos cinzas, em círculos cinzas são apenas estrelas com mais de 11 giga anos de Bensby et al. (2013), amostra de Ryde et al. (2010) em “x” vermelhos, incluindo algumas das mesmas estrelas de Zoccali et al. (2006), dados de Jönsson et al. (2017) em estrelas

azuis, incluindo 23 estrelas reanalisadas de Zoccali et al. (2006), Lecureur et al. (2007) e Friaça & Barbuy (2017), estrelas de Siqueira-Mello et al. (2016) em triângulos azuis e estrelas pobres em metais de García-Pérez et al. (2013) em pentágonos rosas, amostras Howes et al. (2016) em pentágonos azuis e estrelas de Lamb et al. (2017) em pentágonos verdes.

As abundâncias de Mg do APOGEE (ASPCAP) para amostras de estrelas foram confirmadas por nossos ajustes e são compatíveis com as abundâncias de Mg de outras amostras de estrelas do bojo. As diferentes linhas do modelo na Figura 4.11 correspondem a diferentes raios do centro galáctico.

Comparamos as abundâncias derivadas de observações com as previsões de modelos de evolução quimiodinâmica para o bojo (Friaça & Barbuy 2017), descrito como um esferóide clássico. Assume-se uma massa bariônica de $2 \times 10^9 M_{\odot}$ e uma massa de halo escuro $M_H = 1.3 \times 10^{10} M_{\odot}$. Um parâmetro central do modelo é a taxa de formação de estrelas específica ν_{SF} (ou seja, o inverso da escala de tempo de formação de estrelas). A escala de tempo para a formação de estrelas é uma medida da rapidez com que o gás neutro está sendo convertido em estrelas.

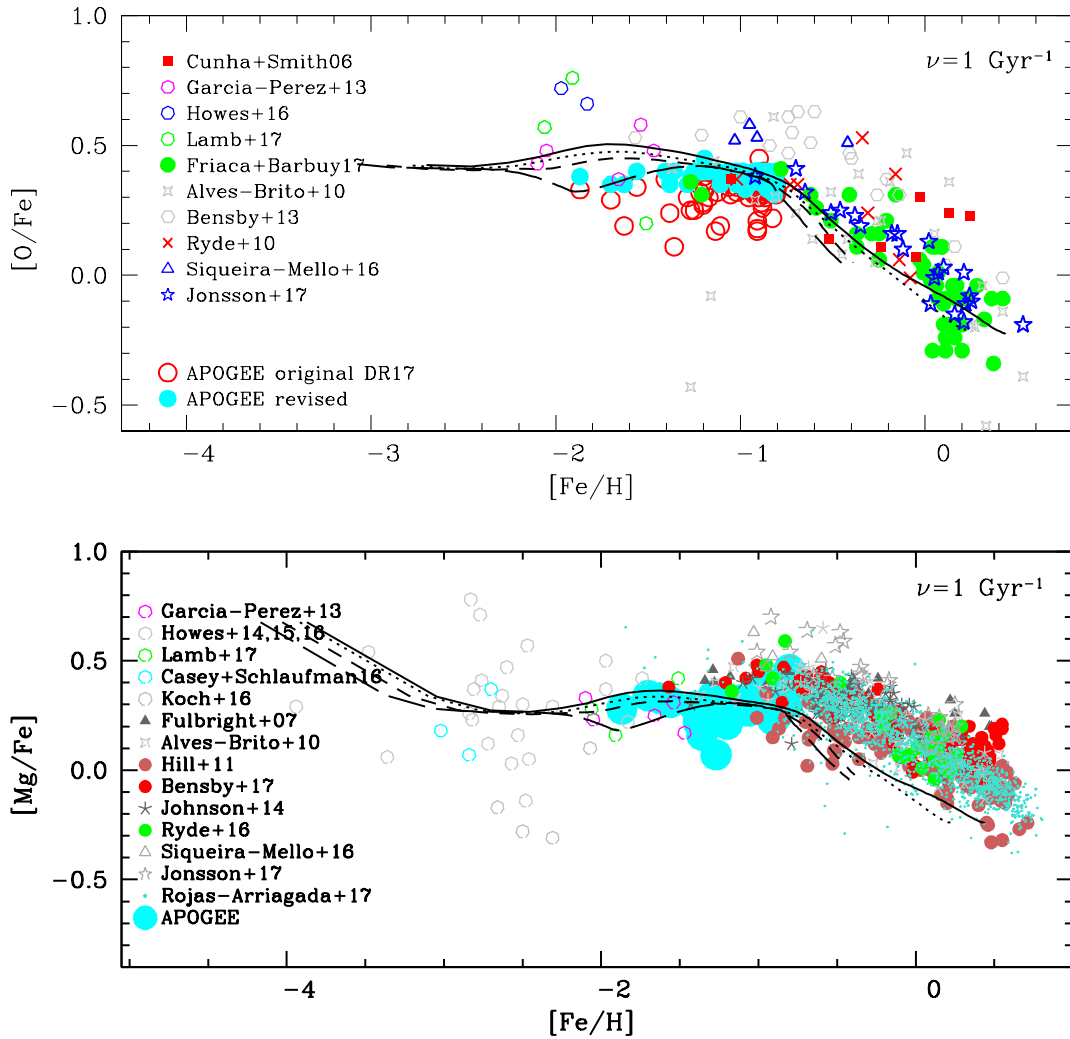


Figura 4.11: $[O/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ (painel superior) e $[Mg/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ (painel inferior), para estrelas de campo do bojo da literatura e as abundâncias APOGEE (original e revisada no caso de oxigênio) para as 58 estrelas de amostra. Símbolos: estrelas cinzentas de 4 pontas: Alves-Brito et al. (2010); círculos preenchidos em vermelho: Bensby et al. (2013); círculos preenchidos em vermelho: Bensby et al. (2017); pentágonos cinzas abertos: Casey & Schlaufman (2015); triângulos preenchidos em cinza forte: Fulbright et al. (2007); pentágonos abertos magenta: García-Pérez et al. (2013); quadrados preenchidos de vermelho: Cunha & Smith (2006); círculos preenchidos em vermelho indiano: Hill et al. (2011); pentágonos abertos cinzas: Howes et al. (2016); estrelas cinzentas: Johnson et al. (2014); estrelas cinza de 5 pontas: Jönsson et al. (2017); pentágonos cinzas abertos: Koch et al. (2016); pentágonos verdes abertos: Lamb et al. (2017); cruces vermelhas: Ryde et al. (2010); círculos verdes preenchidos: Ryde et al. (2016); estrelas de 5 pontas turquesa: Rojas-Arriagada et al. (2017); triângulos abertos cinzas: Siqueira-Mello et al. (2016); círculos abertos azuis: APOGEE original; círculos preenchidos de ciano: abundâncias finais para as 58 estrelas da amostra APOGEE. As abundâncias de Oxigênio são normalizadas em termos de abundâncias solares adotadas, conforme explicado em Friaca & Barbuy (2017). Modelos de evolução quimiodinâmica de Friaca & Barbuy (2017) com escala de tempo de formação de 1 Gyr, para vários raios, são sobreplotados: $r < 0,5$ kpc (linhas sólidas), $0,5 < 1$ kpc (linhas pontilhadas), $1 < r < 2$ kpc (linhas tracejadas curtas), $2 < r < 3$ kpc (linhas tracejadas longas).

Nas prescrições de nucleossíntese do nosso modelo, foram adotados os rendimentos dependentes de metalicidade de supernovas de colapso de núcleo (SNe II) da WW95, com algumas modificações seguindo sugestões de Timmes et al. (1995). Para baixas metalicidades ($Z < 0.01Z_{\odot}$), foram incluídos os rendimentos de hipernovas de alta energia de explosão (HNe) (Nomoto et al. 2013, e suas referências). Os rendimentos de supernovas do tipo Ia são de Iwamoto et al. (1999) – seus modelos W7 (estrela progenitora de metalicidade inicial $Z = Z_{\odot}$) e W70 (metalicidade inicial zero). Os rendimentos para estrelas de massa intermediária ($0.8 - 8M_{\odot}$) com Z inicial = 0.001, 0.004, 0.008, 0.02 e 0.4 vêm de van den Hoek & Groenewegen (1997) (caso da variável η AGB).

A razão $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ é um dos principais marcadores da origem pela acreção, sendo o Mg um elemento- α . As abundâncias computadas para nossas estrelas concordam bem com as do ASPCAP. Como podemos ver nas Figuras 4.4 e 4.11, as abundâncias derivadas aqui tanto para o oxigênio quanto para o magnésio são bem reproduzidas pelo modelo quimiodinâmico com $\nu_{SF} = 1 \text{ Gyr}^{-1}$ (escala de tempo de formação estelar de 1 giga ano). Mais uma vez, isso sugere que esses objetos são muito antigos.

4.5 Cálcio

O Cálcio é produzido principalmente durante a nucleossíntese explosiva de supernovas do tipo II (WW95; McWilliam 2016), com contribuições menores de supernovas tipo Ia (SNIa).

As linhas utilizadas para a análise de Ca foram CaI: 16197.075 e 16204.087 Å. Também analisamos a linha de CaI em 16150.763 Å, porém esta linha é muito rasa em comparação às demais.

A linha CaI 16204.087 Å é adequada para cerca de 2/3 da nossa amostra. Para as demais estrelas, foram exigidos valores menores de Ca. A linha CaI: 16197.075 Å pode ser considerada adequada para pelo menos metade das estrelas, enquanto as demais exigiram um valor de até ± 0.3 dex para um ajuste ideal.

Obtive um valor médio de $\langle [\text{Ca}/\text{Fe}] \rangle_{\text{ASPCAP}} = 0.21$ dex. Esse valor é igual ao valor de $[\text{Ca}/\text{Fe}] = 0.20$, obtido em Usher et al. (2019) por meio de medidas de linhas equivalentes de linhas em outra região do espectro.

O elementos- α Ca é representado na Figura 4.12 (também na Fig. 4.14, com diferentes

autores na comparação) para as 58 estrelas de amostra, juntamente com diferentes dados da literatura de García Pérez et al. (2013), Howes et al. (2015), Howes et al. (2016), Lamb et al. (2017), Casey e Schlafman (2015), Koch et al. (2016), Alves-Brito et al. (2010), Bensby et al. (2017) para estrelas com mais de 8 giga anos, Ryde et al. (2015) Ryde et al. (2016) e Siqueira-Mello et al. (2016).

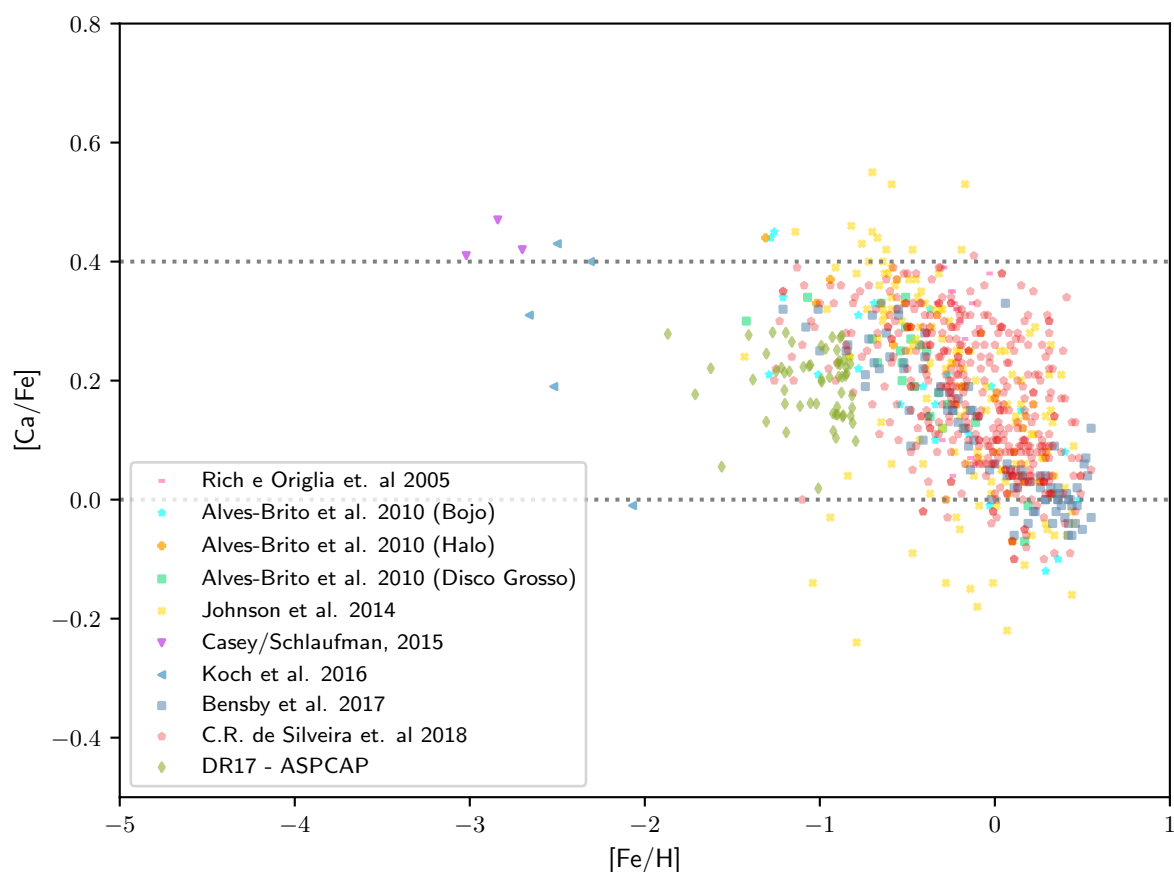


Figura 4.12: $[Ca/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para estrelas de campo bojo da literatura e as abundâncias de APOGEE para as 58 estrelas da amostra. Símbolos: estrelas de Rich e Origlia et al. (2005) em retângulos rosas, estrelas do Bojo de Alves-Brito et al. (2010) em estrelas aqua, estrelas do Halo de Alves-Brito et al. (2010) em “+”laranja, estrelas do disco espesso em quadrados verdes, estrelas de Johnson et al. (2014) em x amarelos, Casey & Schlafman (2015) em triângulos roxos, estrelas pobres em metais do bojo de Koch et al. (2016) em triângulos azuis, estrelas de Bensny et al. 2017 em quadrados azuis, C.R. de Silveira et al. (2018) em pentágonos rosas e abundâncias finais para as 58 estrelas de amostra APOGEE em losangos verdes.

Analisando a Figura 4.12, é possível perceber que nossos ajustes resultaram em uma correlação $[Ca/Fe]$ versus $[Fe/H]$ muito menos dispersa e acentuada, se comparada à amostra de Johnson et al. (2014) e Bensby et al. (2017), por exemplo.

Os resultados encontrados para o Cálcio também estão de acordo com valores encon-

trados para estrelas muito pobres em metais do bojo, estudadas em Howes et al. (2015).

A concordância geral de nosso trabalho em comparação a trabalhos semelhantes explicam as abundâncias de Ca encontradas no bojo.

4.6 Silício

Si e Ca são produzidos principalmente por SNII (WW95; McWilliam 2016), com contribuições menores de supernovas do tipo Ia (SNIa).

O elemento- α Si é representado na Figura 4.13 para as 58 estrelas de amostra, juntamente com dados da literatura de García-Pérez et al. (2013), Howes et al. (2016), Lamb et al. (2017), Casey & Schlafman (2015), Koch et al. (2016), Alves-Brito et al. (2010), Bensby et al. (2017) para estrelas com mais de 8 giga anos, Ryde et al. (2016) e Siqueira-Mello et al. (2016).

A Figura 4.14 (análoga à Fig. 4.13, apenas com diferentes autores na comparação) mostra que uma típica escala de tempo de formação estelar de 1 giga ano (o modelo quimiodinâmico com $\nu_{SF} = 1 \text{ Gyr}^{-1}$) também explica as abundâncias de Si e Ca encontradas no bojo. A partir desta figura, podemos concluir que não há diferenças nas abundâncias de Si e Ca das presentes amostras *in-situ* confirmadas de estrelas do bojo, e amostras anteriores em regiões do bojo, para as quais não há distâncias precisas disponíveis.

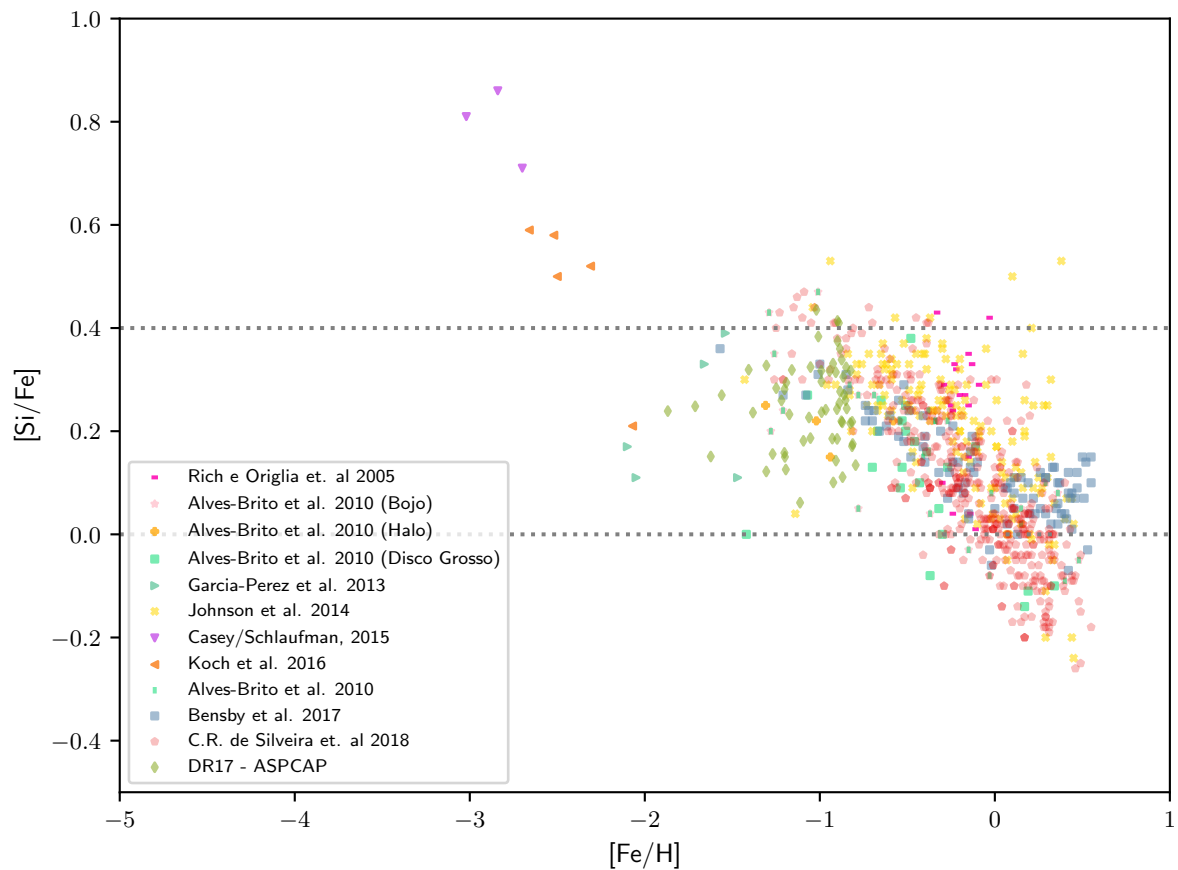


Figura 4.13: $[\text{Si}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ para estrelas de campo bojo da literatura e as abundâncias de APOGEE para as 58 estrelas da amostra. Símbolos: estrelas de Rich e Origlia et al. (2005) em retângulos rosas, estrelas do Bojo de Alves-Brito et al. (2010) em estrelas aqua, estrelas do Halo de Alves-Brito et al. (2010) em “+” laranja, estrelas do disco espesso de Alves-Brito et al. (2010) em quadrados verdes, Garcia-Perez et al. (2013) em triângulos verdes, estrelas de Johnson et al. (2014) em x amarelos, Casey & Schlafman (2015) em triângulos roxos, estrelas pobres em metais do bojo de Koch et al. (2016) em triângulos azuis, estrelas de Bensny et al. 2017 em quadrados azuis, C.R. de Silveira et al. (2018) em pentágonos rosas e abundâncias finais para as 58 estrelas de amostra APOGEE em losangos verdes

Assim como para Ca e Mg, nossos ajustes resultaram em uma correlação $[\text{Si}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ muito menos dispersa e acentuada, quando comparada à amostra de Johnson et al. (2014), por exemplo, conforme visto pela Figura 4.13.

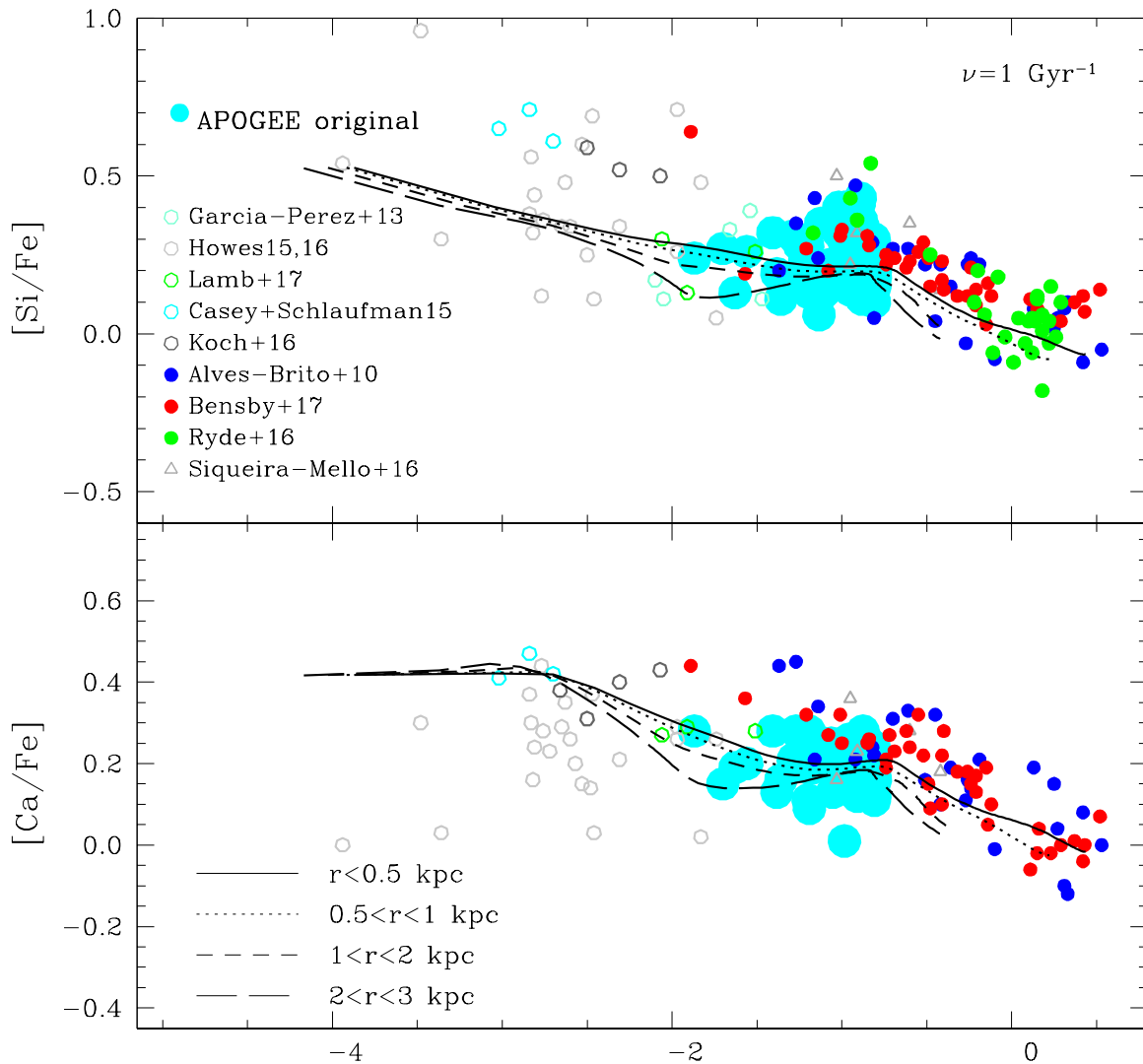


Figura 4.14: $[\text{Si}, \text{Ca}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ para estrelas de campo bojo da literatura e as abundâncias de APOGEE para as 58 estrelas da amostra. Símbolos: estrelas cinzentas de 4 pontas: Alves-Brito et al. (2010); círculos preenchidos em vermelho: Bensby et al. (2017); pentágonos cinzas abertos: Casey & Schlaufman (2015); pentágonos abertos magenta: García-Pérez et al. (2013); pentágonos abertos cinzas: Howes et al. (2016); pentágonos abertos cinzas: Koch et al. (2016); pentágonos abertos verdes: Lamb et al. (2017); círculos verdes preenchidos: Ryde et al. (2016); triângulos abertos cinzas: Siqueira-Mello et al. (2016); círculos azuis abertos: APOGEE original; círculos cheios de ciano: abundâncias finais para as 58 estrelas de amostra APOGEE. As linhas são as previsões dos modelos quimiodinâmicos de Friaça & Barbuy (2017) com uma escala de tempo de formação de 1 Gyr para vários raios.

4.7 Cério

O DR16 foi o primeiro lançamento de dados do APOGEE a fornecer abundâncias de Cério, fornecendo assim acesso do APOGEE ao caminho de nucleossíntese de captura de nêutrons. As abundâncias de Cério do ASPCAP abundâncias de cério foram derivadas de uma única linha em 15784.8 Å. Jönsson et al. (2020) afirma que a *tag* CEFE não foi completada para estrelas com $v_{rad} > 120$ km/s porque, para essas estrelas, a janela para a única linha de Ce usada muda para comprimentos de onda que caem em uma das lacunas entre os detectores do APOGEE.

Nestres trabalho, usamos 6 linhas de CeII (Fig. 4.15), entre as quais a linha CeII 16722.510 Å se ajusta bem a quase todas as estrelas, exceto algumas para as quais a maioria das outras linhas se ajustam com um valor menor do que com a melhor linha (como é o caso de 2M17173693-2806495). Já as linhas CeII 15958.400 e 16595.180 Å se enquadram no valor adotado para quase todas as estrelas.

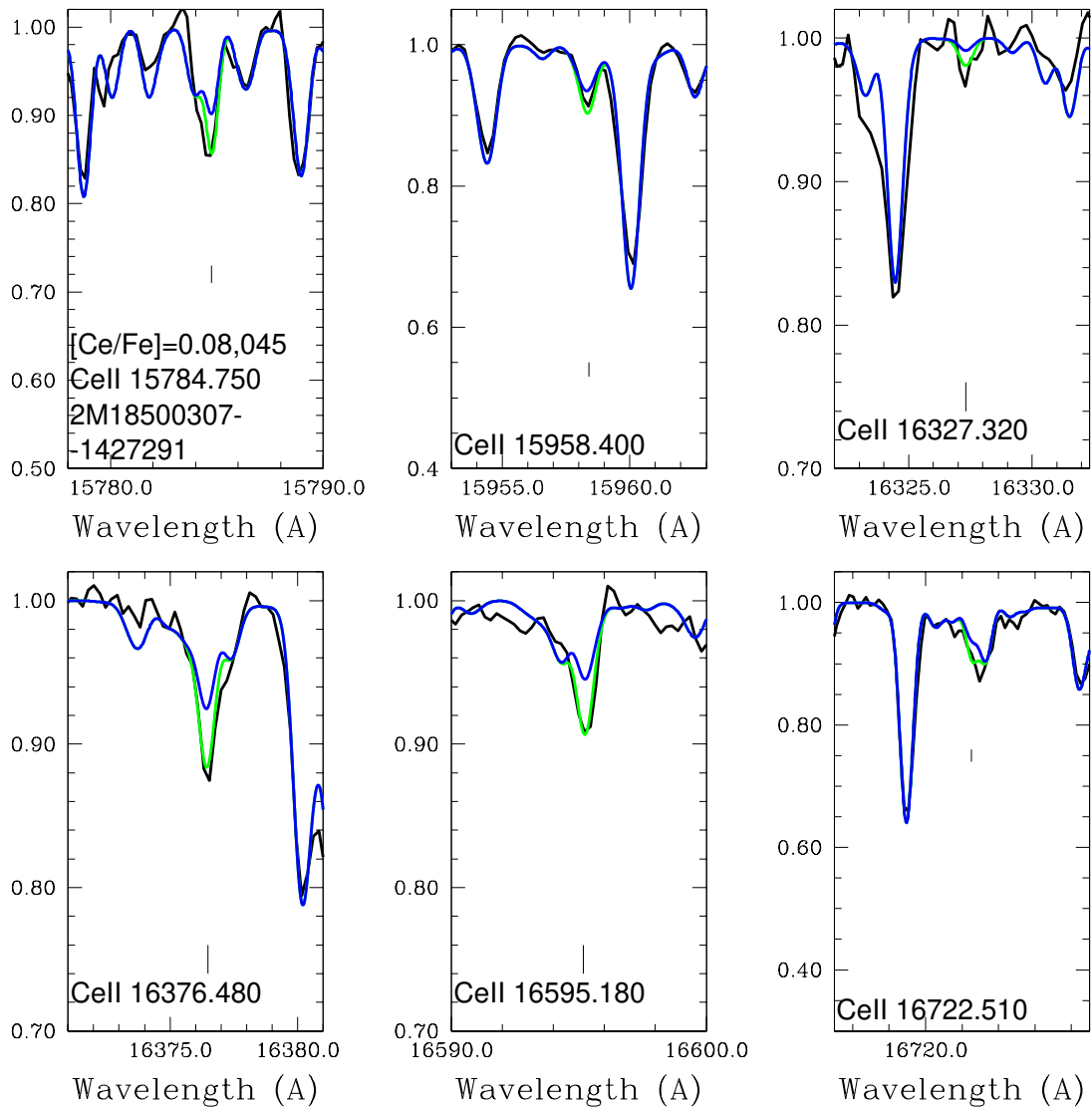


Figura 4.15: Estrela 2M18500307-1427291: encaixa nas 6 linhas de Cério. Espectro observado: preto; Os espectros sintéticos são: azul com ASPCAP original $[Ce/Fe]=0.08$, verde com abundância Ce final deste trabalho.

A linha $CeII\ 15784.950\ \text{\AA}$ é adequada para cerca de metade das estrelas, pois algumas exigiriam abundâncias mais baixas de Ce e cerca de 1/3 delas exigiriam abundâncias de Ce mais altas. A linha $16327.320\ \text{\AA}$ é fraca e se adequa para cerca de 1/3 das estrelas, enquanto as demais exigiriam maiores abundâncias de Ce. Para $CeII\ 16376.480\ \text{\AA}$, são exigidos valores mais altos para cerca de metade das estrelas. Todas as seis linhas podem ser consideradas bem ajustadas, como é o caso da estrela 2M18500307-1427291, mostrada na Figura 4.15. Para o ajuste das linhas de Ce, adotamos $FWHM = 0.75$, que é ade-

quando para o comprimento de onda das linhas. Os valores revistos são sistematicamente superiores aos resultantes do ASPCAP (os ajustes para todas as estrelas estão disponíveis sob consulta).

Na Figura 4.16 são mostradas as abundâncias revisadas de Ce em contraste com as abundâncias originais do DR17 APOGEE, que são mais baixas. Também estão inclusos os resultados para M62 de Yong et al. (2014) e para estrelas de bojo de campo de van der Swaelmen et al. (2016) e Lucey et al. (2022). Como pode ser visto na Figura 4.16, descobrimos que as estrelas de amostra são realçadas em Cério, por cerca de um valor médio de $[Ce/Fe] \sim 0.4$. Este é essencialmente um elemento formado principalmente pelo processo-s, com uma fração de 0.186 como elemento-r e 0.814 como elemento-s (Simmerer et al. 2004).

Vemos claramente que encontramos valores mais altos de Ce em relação ao DR17 e também aos resultados da pesquisa COMBS de Lucey et al. (2022). Fica evidente que mais investigações sobre a abundância de Ce em estrelas do bojo pobres em metal são necessárias.

Tabela 4.2 - Abundâncias de derivações APOGEE-ASPCAP originais, e valores revisados de Ce, usando as linhas relatadas em Tabela 3.1 para as 58 estrelas de amostra. Para abundâncias de Ce, as duas colunas correspondem a: abundâncias do ASPCAP/DR17 e valores revisados.

Star ID	[Ce/Fe]	
	DR17	revisado
2M17153858-2759467	-0.16	0.25
2M17173693-2806495	-0.10	0.20
2M17250290-2800385	—	0.20
2M17265563-2813558	-0.20	0.10
2M17281191-2831393	-0.14	0.20
2M17295481-2051262	-0.02	-0.02
2M17303581-2354453	—	0.40
2M17324257-2301417	—	—
2M17330695-2302130	—	0.50
2M17344841-4540171	—	0.50
2M17351981-1948329	—	0.50
2M17354093-1716200	—	0.50
2M17390801-2331379	—	0.50
2M17392719-2310311	—	0.50
2M17473299-2258254	-0.27	0.30
2M17482995-2305299	-0.4	0.20
2M17483633-2242483	—	0.50
2M17503263-3654102	—	0.50
2M17552744-3228019	-0.15	0.35
2M18020063-1814495	-0.08	0.30
2M18050452-3249149	-0.11	0.45
2M18050663-3005419	—	0.40
2M18065321-2524392	—	0.45
2M18104496-2719514	-0.17	0.25
2M18125718-2732215	—	0.30
2M18200365-3224168	0.07	0.50
2M18500307-1427291	0.08	0.45
2M17173248-2518529	0.03	0.45
2M17285088-2855427	—	0.50
2M17291778-2602468	—	0.45
2M17301495-2337002	—	0.45
2M17310874-2956542	-0.17	0.30
2M17382504-2424163	—	0.10
2M17453659-2309130	-0.40	-0.10
2M17511568-3249403	-0.11	0.40
2M17532599-2053304	—	0.40
2M17552681-3334272	0.03	0.35
2M18005152-2916576	-0.12	0.30
2M18010424-3126158	—	0.43
2M18042687-2928348	-0.07	0.20
2M18044663-3132174	—	0.33
2M18052388-2953056	-0.29	0.20
2M18080306-3125381	0.15	0.25
2M18142265-0904155	-0.15	0.30
2M18195859-1912513	-0.17	0.35
2M17190320-2857321	-0.20	0.32
2M17224443-2343053	0.13	0.55
2M17292082-2126433	-0.12	0.42
2M17293482-2741164	-0.27	0.30
2M17323787-2023013	—	0.42
2M17330730-2407378	-0.18	0.30
2M17341796-3905103	-0.03	0.20
2M17342067-3902066	-0.18	0.20
2M17503065-2313234	—	0.20
2M18023156-2834451	—	0.50
2M18143710-2650147	-0.18	0.20
2M18150516-2708486	—	0.25
2M18344461-2415140	-0.28	0.40

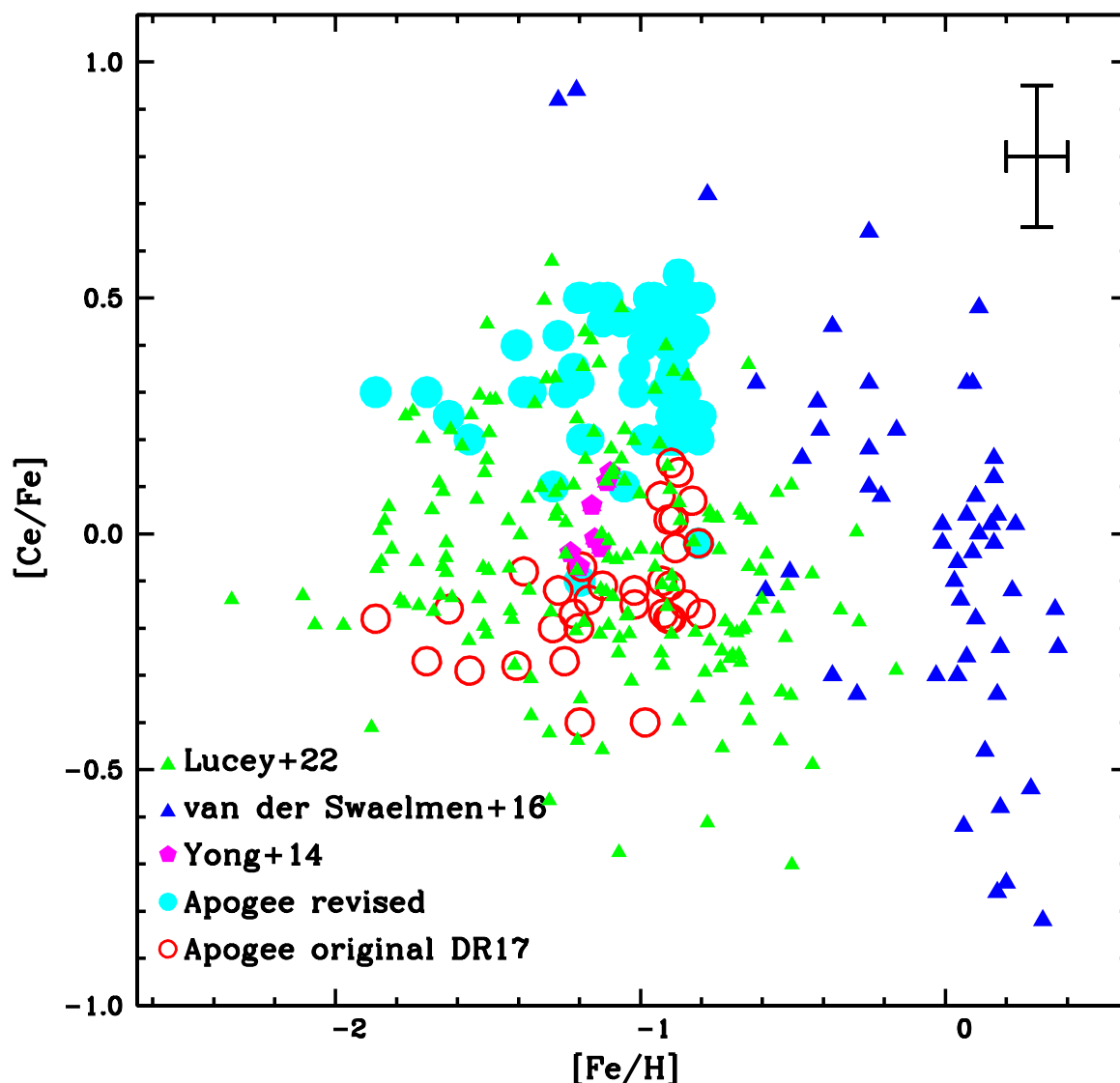


Figura 4.16: $[Ce/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para estrelas do campo do bojo da literatura e abundâncias do APOGEE para as 58 estrelas de amostra. Símbolos: triângulos preenchidos em vermelho: van der Swaelmen et al. (2016); triângulos verdes preenchidos: Lucey et al. (2022); pentágonos magenta: M62 de Yong et al. (2014); círculos azuis abertos: valores APOGEE DR17 $[Ce/Fe]$ e círculos preenchidos em ciano: abundâncias revisadas para as 58 estrelas de amostra APOGEE. As barras de erro são indicadas no canto superior direito.

Do trabalho de Van der Swaelmen et al. (2016), se viu que $[Ce/Fe]$ diminui ligeiramente com o aumento das metalicidades (Figura 4.16). Nossa amostra está numa região metalicidades menores, e nossos valores sugerem valores mais elevados de Ce, se comparados com valores do ASPCAP (tanto DR16 quanto DR17).

A presença de aprimoramentos de elementos do processo-s em estrelas muito antigas

pode ser devido a um enriquecimento do processo-s da matéria primordial a partir da qual o aglomerado se formou, processado em *spinstars* massivas (veja, por exemplo, Frischknecht et al. 2016). Por outro lado, uma vez que não temos as idades dessas estrelas, não podemos excluir que o aumento do Ce possa ser devido a uma transferência de massa de uma estrela companheira do Ramo Gigante Assintótico (AGB) (por exemplo, Bisterzo et al. 2011, Cristallo et al. al. 2015). No entanto, é pouco provável que as 58 estrelas da amostras sejam pares de companheiras binárias.

A melhor possibilidade seria ter *spinstars* produzindo os elementos do processo-s durante sua fase hidrostática e produzindo os elementos do processo-r na explosão da supernova (sendo a fonte de ambos). Isso é possível se os *spinstars* girarem rápido o suficiente para produzir uma explosão MHD (*magnetohydrodynamic*) com as condições certas para produzir um processo-r (veja, por exemplo, Nishimura et al. 2017 e referências lá citadas). A dificuldade, no entanto, se deve ao fato de que neste cenário é extremamente incerto prever a contribuição relativa observada dos elementos dos processo-s e processo-r.

4.8 Neodímio

Também era de nosso interesse estudar o Neodímio, que pode ser originado no final evolutivo de estrelas massivas. Também há possibilidade do Neodímio ser gerado na colisão de estrelas de nêutrons (Fig. 1.5).

Não existem linhas de Nd I documentadas na região de interesse. No entanto, existem diversas linhas de Nd II e tentamos verificar quais poderiam ser utilizadas. A Figura 4.17 mostra as regiões destas linhas para uma estrela da amostra.

Observando estas imagens, vemos que as linhas de Nd que serão mais úteis estão localizadas em NdII: 15284.461, 15368.143 e 16303.785. Ainda assim, essas linhas não são adequadas para análise, e portanto desconsideramos este elemento na presente análise.

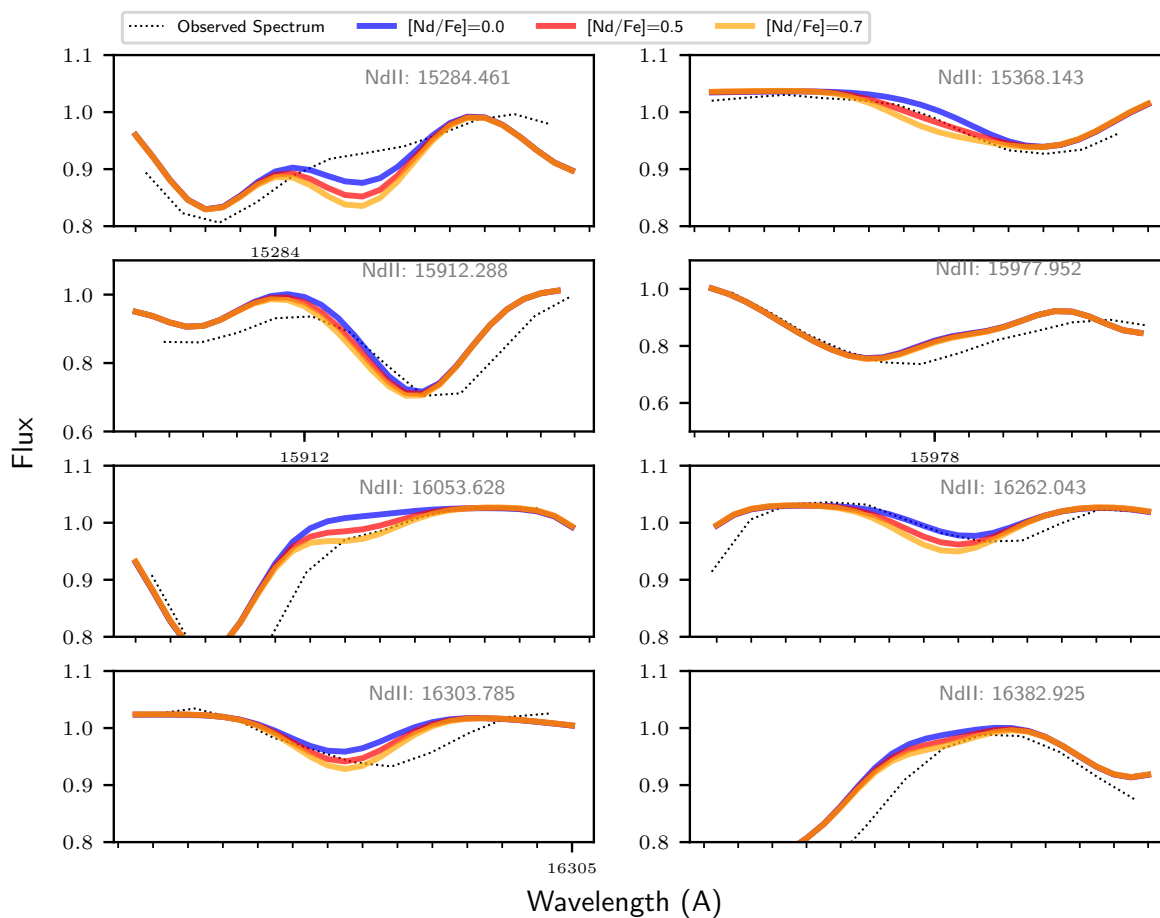


Figura 4.17: Regiões das linhas de Neodímio.

Perspectivas

Alguns elementos precisam ser analisados novamente, agora usando parâmetros não calibrados. Entre eles estão o elemento α Enxofre, elementos leves como Alumínio (Al) e Sódio (Na), além de alguns elementos do pico de Ferro como Manganês (Mn), Cobalto (Co), Vanádio (V) e Níquel (Ni).

O Manganês é produzido principalmente em SNe do tipo II durante a queima explosiva de silício, em regiões incompletas de queima de Si, e depende de várias condições ambientais de nucleossíntese, como corte de massa entre a matéria ejetada e matéria caindo no remanescente, excessos de elétrons e nêutrons, mistura de *fallback*, energia de explosão... Além disso, o manganês também é produzido em do SNe tipo Ia (Bravo et al. 2013).

Como exemplo, usamos a linha MnI: 15217.793 para rastrear a abundância de Manganês. Algumas estrelas não tinham abundância do ASPCAP (por exemplo, estrelas das Figuras 5.1 e 5.2). Para essas, obtivemos valores de abundância coerentes com os demais valores da amostra. Além disso, analisamos também as estrelas para as quais estão disponíveis as abundâncias de Mn.

Para a grande maioria da amostra, os valores do ASPCAP são satisfatórios (por exemplo, estrela da Figura 5.3). No entanto, para pouco mais de um terço da amostra, percebemos que foi necessário valores mais baixos de Mn para um ajuste ideal das linhas. Tudo isso será revisado, incluindo verificação da estrutura hiperfina das linhas de Mn, assim como de outros elementos do pico do ferro, como Cobalto e Cobre, para os quais há um grande número de linhas.

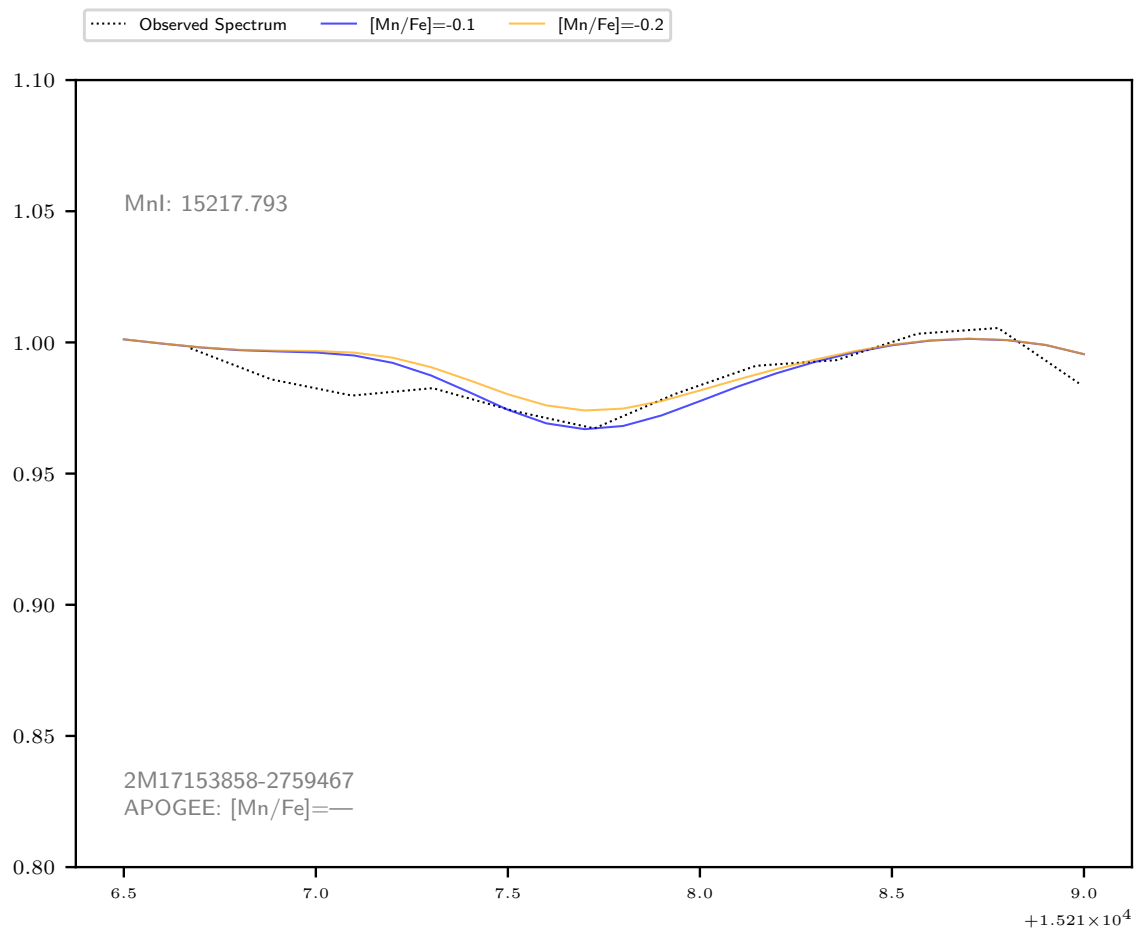


Figura 5.1: Espectro da estrela nas regiões das linhas de Manganês.

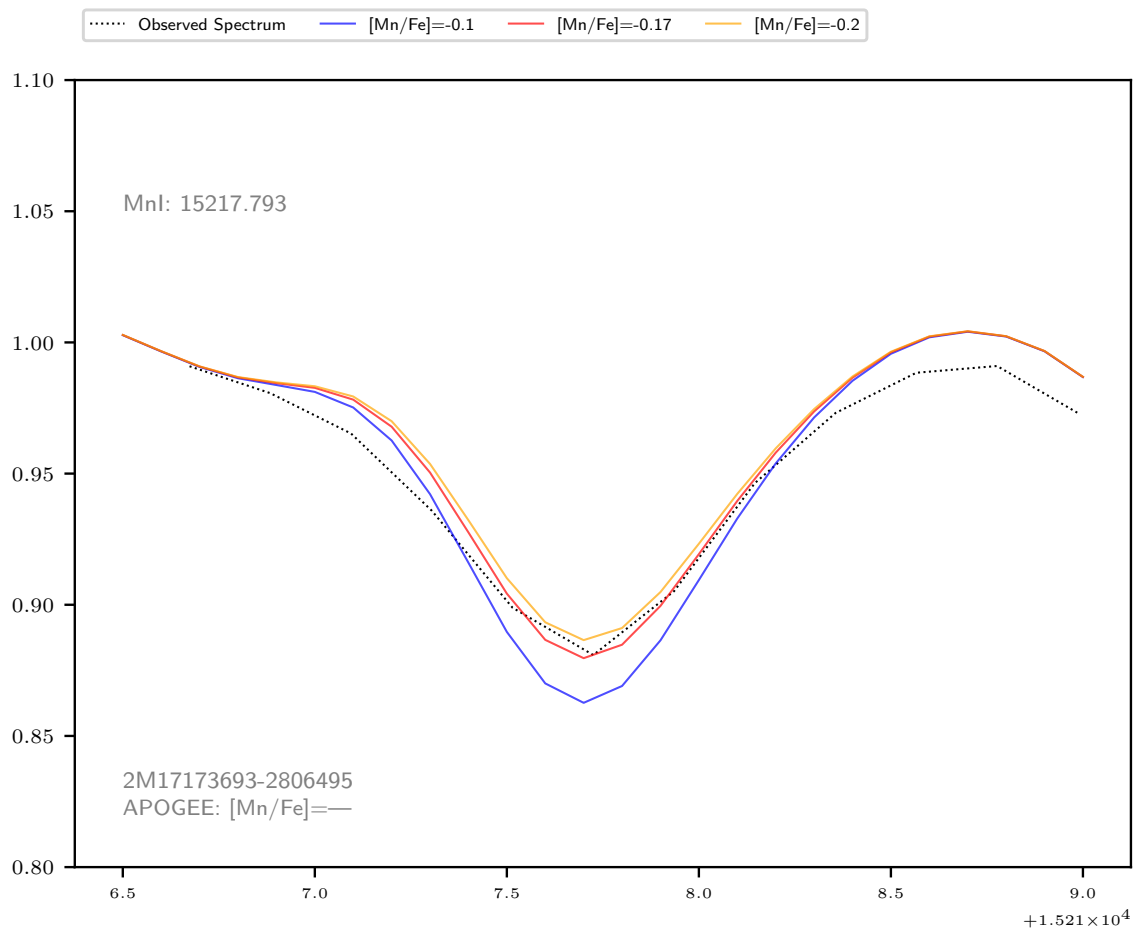


Figura 5.2: Espectro da estrela nas regiões das linhas de Manganês.

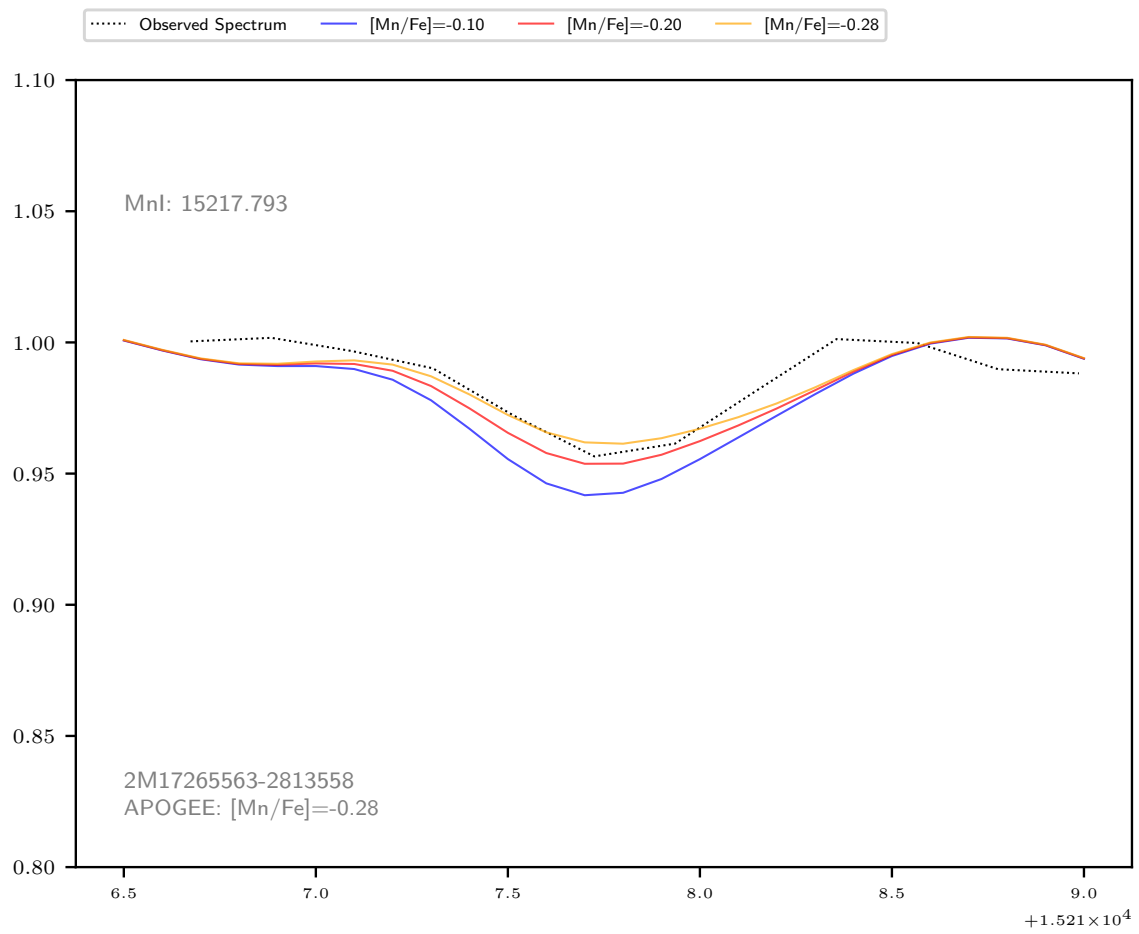


Figura 5.3: Espectro da estrela nas regiões das linhas de Manganês.

A evolução química galáctica do Enxofre ainda está em debate. Em baixas metalicidades alguns estudos não encontram correlação entre $[S/Fe]$ e $[Fe/H]$ (típico para elementos α), enquanto outros encontram $[S/Fe]$ aumentando em direção a metalicidades mais baixas, e outros ainda encontram uma combinação dos dois (Matroziis et al. 2013). Cada cenário tem implicações diferentes para a evolução química galáctica de enxofre.

O enxofre é um elemento químico de considerável interesse científico. Primeiro, é um dos elementos α (elementos de O a Ti com números atômicos pares). Já falamos como estudos de abundância de elementos α em atmosferas estelares podem lançar luz sobre propriedades importantes de populações estelares, como sua história de formação estelar e função de massa inicial (por exemplo, McWilliam 1997). Essas propriedades são necessárias para a discussão sobre a formação e evolução das galáxias. Em segundo lugar, S é um elemento volátil. Isso significa que não forma poeira facilmente, e o número de seus átomos medido em um gás é de fato o número total, o que torna o enxofre bem adequado para estudos cosmológicos ¹. Antes que essa discussão possa ser iniciada, no entanto, a evolução química de S deve ser entendida em nossa própria galáxia.

Ao tentar estudar o Enxofre, notamos que os valores do ASPCAP parecem estar com abundâncias elevadas (veja a Figura 5.4, mostrando as linhas SI: 15469.816 e 15478.482 Å). Percebemos a necessidade de incluir correções NLTE aos resultados obtidos em LTE. No entanto, não encontramos na literatura tais correções para essas linhas no infra-vermelho próximo. Isso ficará para trabalhos futuros.

¹ Em particular, juntamente com outro elemento volátil, Zinco, poderia ser usado como um relógio cosmológico para traçar a evolução de sistemas Lyman α amortecidos (Nissen et al. 2004, 2007), enormes nuvens de gás de H predominantemente neutro em altos z , que podem desempenhar um papel fundamental na formação de galáxias.

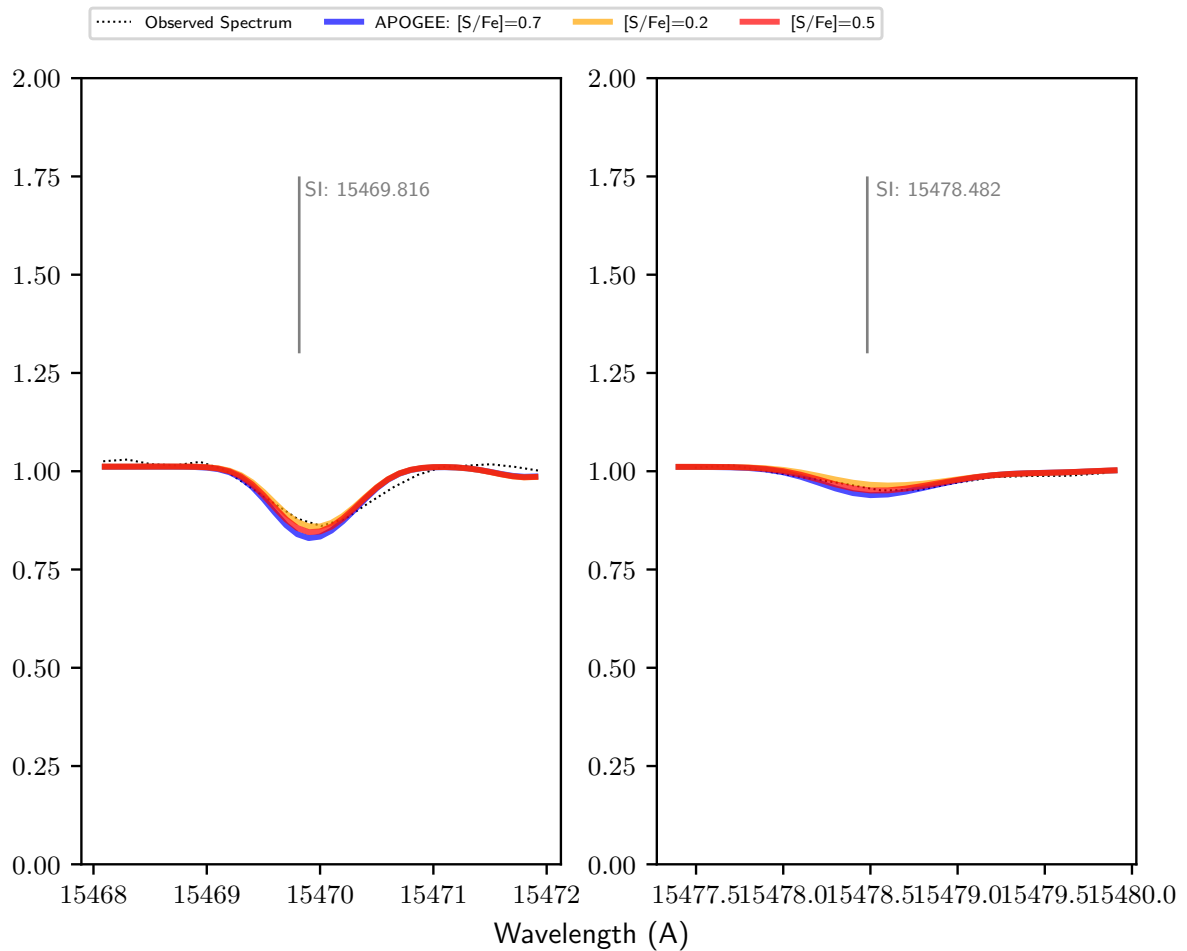


Figura 5.4: Regiões das linhas de Enxofre SI: 15469.816 e 15478.482 Å.

Uma análise de abundâncias também precisa ser feita para os elementos leves Alumínio (Al) e Sódio (Na), além de alguns elementos do pico de Ferro como Cobalto (Co), Vanádio (V) e Níquel (Ni).

Tanto o ^{23}Na quanto o ^{27}Al são produzidos, juntamente com o Mg, principalmente na queima de Carbono e Neônio durante as fases hidrostáticas de estrelas massivas (Woosley et al. 1995, Sukhbold et al. 2016). A maior parte do Sódio é produzida durante a queima de Carbono, exigindo um excesso de nêutrons e, portanto, dependente da metalicidade. Cerca de 10% do Na é produzido no envelope de H, no ciclo Ne-Na, e parte do sódio também é feito a partir da captura de nêutrons de Ne na queima de He (isso ocorre na fase AGB de estrelas de massa intermediária, através de processos de *Hot-Bottom Burning*). Nesta fase, o Na é produzido e também destruído (Renzini et al. 2015, e referências lá citadas).

Na região de 15000 - 17000 Å, temos linhas de Na I em 16373.87 Å e Na I 16388.850 Å,

e outra de Na II em 16746.88 Å. Partindo destas linhas, esperamos obter as abundâncias de Sódio.

O Al é produzido pela queima de Ne em estrelas massivas. Em todas as amostras de bojo de $[Al/Fe]$ vs. $[Fe/H]$, se comporta como um elemento α , como já apontado por McWilliam et al. (2016). Estrelas massivas AGB também podem produzir pequenas quantidades de Al através do ciclo MgAl (Ventura et al. 2013).

As linhas de Alumínio disponíveis na região da banda-H estão em Al I: 15956.6, 15968, 16719, 16750 e 16763 Å. No entanto, algumas são muito fracas para medidas confiáveis, de forma que pretendemos analisar as linhas mais fortes, localizadas em Al I: 16718.957, 16750.53 e 16763.359 Å. A análise já havia sido feita nos testes iniciais. Porém vale lembrar que os testes iniciais deste trabalho usavam os parâmetros calibrados, sendo que para uma comparação real é necessário usar parâmetros não calibrados para o cálculo de abundâncias.

Os elementos do pico de Ferro que precisam ser reanalisados, agora com parâmetros não calibrados, são Cobalto (Co), Vanádio (V) e Níquel (Ni). Para Cobalto, a linha mais forte está em Co I: 15906.075 Å. As linhas Co I: 16568.649 e 16757.711 Å se mostram claras para a maioria das estrelas, enquanto para outras (por ex. 2M17473299-2258254 e 2M17265563-2813558), essas linhas não podem ser usadas para análise de abundâncias.

Só no banco de dados do NIST existem 142 linhas de VI e 19 de VII. Uma pré-análise deve ser feita para selecionar apenas as fortes o suficiente e que não estejam nas lacunas do APOGEE. Já as linhas de Níquel são extremamente escassas na região da banda-H que estamos estudando (15000-17000Å). Nos bancos de dados não há nenhuma linha de NiI documentada, apenas uma de NiII localizada em 16766.49Å. Se esta linha for forte o suficiente poderemos inferir as abundâncias de Níquel para as estrelas de nossa amostra.

Conclusões

Selecionamos 58 estrelas da amostra do bojo de Queiroz et al. (2021) baseado em dados do APOGEE e Gaia, com características de pertencer ao bojo esferoidal. Para esta amostra, analisamos linhas de C, N, O, elementos alfa Mg, Si, Ca e o elemento de captura de nêutrons Ce. As abundâncias de Mg, Si e Ca dos resultados originais do APOGEE usando o software ASPCAP nos pareceram confiáveis e confirmadas. Recomputamos abundâncias para C, N, O e Ce, assumindo os parâmetros estelares não calibrados espectroscópicos do APOGEE DR17. Para esses elementos, relatamos diferenças nas abundâncias: relatamos valores levemente maiores para O, N, Ce e menores para C.

Comparamos a abundância desses elementos com dados da literatura para estrelas do bojo e modelos quimiodinâmicos de Friaça & Barbuy (2017) - ver também Barbuy et al. (2018a). Essas comparações mostram a compatibilidade das abundâncias das estrelas de amostra com a literatura e modelos para Mg, Si e Ca em que um componente suportado por pressão (bojo esferoidal) se formou em uma escala de tempo muito curta (abaixo de 1 giga ano).

Nossa amostra do bojo, embora reconhecidamente pequena, abrange uma faixa significativa em toda a distribuição de metalicidade, conforme encontrado em estudos de baixa resolução do bojo. A faixa de metalicidade amostrada, portanto, oferece a oportunidade de inferir características da evolução química do bojo, conforme definido pelas abundâncias resumidas abaixo.

Para $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$, os valores de $[\text{O}/\text{Fe}]$ diminuem à medida que $[\text{Fe}/\text{H}]$ aumenta. O declínio em $[\text{O}/\text{Fe}]$ no bojo, no entanto, não é tão grande quanto para os discos finos e grossos nas metalicidades mais altas. Nossos resultados sugerem que o valor de $[\text{O}/\text{Fe}]$ para o qual ocorre o “joelho” no plano $[\text{O}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ fica ≈ 0.18 dex acima dos resulta-

dos obtidos pelo ASPCAP. A explicação mais direta desta tendência é que o bojo sofreu um enriquecimento de metal mais rápido do que o halo, mas que a formação de estrelas continuou ao longo de escalas de tempo que podem incluir o início de SNe Ia. Resultados semelhantes foram sugeridos por outros modelos de evolução química (veja Matteucci 2021 para uma revisão), e para estrelas com enriquecimento de elementos alfa semelhantes com idades asterossísmicas (Miglio et al. 2021).

As abundâncias de Nitrogênio não mostram um aumento excepcional para nenhuma das estrelas da amostra, portanto, não há evidências de que essas estrelas sejam resultado de múltiplas populações estelares em aglomerados globulares dissolvidos.

A abundância de Ce é aumentada em todas as estrelas, o que indicaria uma origem do processo-s deste elemento já nas fases iniciais do enriquecimento químico. Isso poderia ter sido alcançado com *spinstars* (por exemplo, Chiappini et al. 2011), ou alternativamente devido à transferência de massa de uma estrela AGB companheira (por exemplo, Cristallo et al. 2015). Esta mesma conclusão foi alcançada por Barbuy et al. (2009, 2014, 2021b) em relação ao aglomerado globular NGC 6522, mas aqui, como todas as estrelas de amostra atuais são aprimoradas em Ce, todas elas teriam que ser binárias com uma companheira AGB. Portanto, o enriquecimento por *spinstars* parece ser uma explicação mais plausível no momento.

Embora possamos examinar as propriedades químicas das estrelas a partir de nossos dados, seria interessante uma consideração cuidadosa e equivalente das correções NLTE tanto para nossas observações quanto para os dados de referência, para uma comparação significativa (Zhang et al. 2016; Osorio et al. 2020). As abundâncias das estrelas do bojo analisadas neste trabalho podem ser explicadas por meio de um cenário de formação de uma componente muito velha do bojo. No entanto, é imprescindível destacar a importância de continuar o estudo dessas análises para outras amostras de estrelas.

Referências Bibliográficas

- Accetta K., Aerts C., Aguirre V. S., Ahumada R., Ajgaonkar N., Ak N. F., Alam S., Prieto C. A., Almeida A., Anders F., et al., The Seventeenth Data Release of the Sloan Digital Sky Surveys: Complete Release of MaNGA, MaStar, and APOGEE-2 Data, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 2022, vol. 259, p. 35
- Alves-Brito A., Meléndez J., Asplund M., Ramírez I., Yong D., Chemical similarities between Galactic bulge and local thick disk red giants: O, Na, Mg, Al, Si, Ca, and Ti, *A&A*, 2010, vol. 513, p. A35
- Arnett W., Thielemann F.-K., Hydrostatic nucleosynthesis. I-Core helium and carbon burning., *The Astrophysical Journal*, 1985, vol. 295, p. 589
- Barbuy B., Chiappini C., Gerhard O., Chemodynamical History of the Galactic Bulge, *ARA&A*, 2018, vol. 56, p. 223
- Barbuy B., Trevisan J., de Almeida A., Calculation of molecular line intensity in stellar atmospheres, *PASA*, 2018, vol. 35, p. 46
- Bensby T., Feltzing S., Gould A., Yee J. C., Johnson J., Asplund M., Meléndez J., Lucatello S., Howes L., McWilliam A., et al., Chemical evolution of the Galactic bulge as traced by microlensed dwarf and subgiant stars-VI. Age and abundance structure of the stellar populations in the central sub-kpc of the Milky Way, *Astronomy & Astrophysics*, 2017, vol. 605, p. A89
- Bensby T., Feltzing S., Gould A., Yee J. C., Johnson J. A., Asplund M., Meléndez J., Lucatello S., Howes L. M., McWilliam A., Udalski A., Szymański M. K., Soszyński I., Poleski R., Wyrzykowski L., Ulaczyk K., Kozłowski S., Pietrukowicz P., Skowron J.,

- Mróz P., Pawlak M., Abe F., Asakura Y., Bhattacharya A., Bond I. A., Bennett D. P., Hirao Y., Nagakane M., Koshimoto N., Sumi T., Suzuki D., Tristram P. J., Chemical evolution of the Galactic bulge as traced by microlensed dwarf and subgiant stars. VI. Age and abundance structure of the stellar populations in the central sub-kpc of the Milky Way, *A&A*, 2017, vol. 605, p. A89
- Bensby T., Feltzing S., Lundström I., Elemental abundance trends in the Galactic thin and thick disks as traced by nearby F and G dwarf stars, *Astronomy & Astrophysics*, 2003, vol. 410, p. 527
- Bensby T., Feltzing S., Lundström I., Oxygen trends in the Galactic thin and thick disks, *Astronomy & Astrophysics*, 2004, vol. 415, p. 155
- Bensby T., Gould A., Asplund M., Feltzing S., Meléndez J., Johnson J., Lucatello S., Udalski A., Yee J., Chemical evolution of the Galactic bulge as traced by microlensed dwarf and subgiant stars: VIII. Carbon and oxygen, *Astronomy & Astrophysics*, 2021, vol. 655, p. A117
- Bensby T., Yee J., Feltzing S., Johnson J. A., Gould A., Cohen J. G., Asplund M., Melendez J., Lucatello S., Han C., et al., Chemical evolution of the Galactic bulge as traced by microlensed dwarf and subgiant stars-V. Evidence for a wide age distribution and a complex MDF, *Astronomy & Astrophysics*, 2013, vol. 549, p. A147
- Bergemann M., , 2014 in , Determination of Atmospheric Parameters of B-, A-, F-and G-Type Stars. Springer pp 187–205
- Bergemann M., Nordlander T., NLTE Radiative Transfer in Cool Stars, Determination of Atmospheric Parameters of B-, A-, F-and G-Type Stars, 2014, pp 169–185
- Bica E., Ortolani S., Barbuy B., Globular clusters in the Galactic bulge, *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 2016, vol. 33
- Bisterzo S., Gallino R., Straniero O., Cristallo S., Käppeler F., The s-process in low-metallicity stars-II. Interpretation of high-resolution spectroscopic observations with asymptotic giant branch models, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2011, vol. 418, p. 284

- Bisterzo S., Travaglio C., Gallino R., Wiescher M., Käppeler F., Galactic chemical evolution and solar s-process abundances: Dependence on the 13C-pocket structure, *The Astrophysical Journal*, 2014, vol. 787, p. 10
- Blanton M. R., Bershady M. A., Abolfathi B., Albareti F. D., Prieto C. A., Almeida A., Alonso-García J., Anders F., Anderson S. F., Andrews B., et al., Sloan digital sky survey IV: Mapping the Milky Way, nearby galaxies, and the distant universe, *The Astronomical Journal*, 2017, vol. 154, p. 28
- Bowen I. S., Vaughan A. H. J., The optical design of the 40-in. telescope and of the Irénée DuPont telescope at Las Campanas Observatory, Chile., *Appl. Opt.*, 1973, vol. 12, p. 1430
- Burbidge E. M., Burbidge G. R., Fowler W. A., Hoyle F., Synthesis of the elements in stars, *Reviews of modern physics*, 1957, vol. 29, p. 547
- Burris D. L., Pilachowski C. A., Armandroff T. E., Sneden C., Cowan J. J., Roe H., Neutron-Capture Elements in the Early Galaxy: Insights from a Large Sample of Metal-poor Giants, *ApJ*, 2000, vol. 544, p. 302
- Casey A. R., Schlafman K. C., Chemistry of the Most Metal-poor Stars in the Bulge and the $z \gtrsim 10$ Universe, *The Astrophysical Journal*, 2015, vol. 809, p. 110
- Chiappini C., Matteucci F., Ballero S. K., The origin of nitrogen-Implications of recent measurements of N/O in Galactic metal-poor halo stars, *Astronomy & Astrophysics*, 2005, vol. 437, p. 429
- Chiappini C., Romano D., Matteucci F., Oxygen, carbon and nitrogen evolution in galaxies, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2003, vol. 339, p. 63
- Clarkson W., Sahu K., Anderson J., Smith T. E., Brown T. M., Rich R. M., Casertano S., Bond H. E., Livio M., Minniti D., et al., Stellar proper motions in the galactic bulge from deep Hubble Space Telescope ACS WFC photometry, *The Astrophysical Journal*, 2008, vol. 684, p. 1110
- Clarkson W., Sahu K., Anderson J., Smith T. E., Brown T. M., Rich R. M., Casertano S., Bond H. E., Livio M., Minniti D., Panagia N., Renzini A., Valenti J., Zoccali M.,

- Stellar Proper Motions in the Galactic Bulge from Deep Hubble Space Telescope ACS WFC Photometry, *ApJ*, 2008, vol. 684, p. 1110
- Cunha K., Smith V. V., Hasselquist S., Souto D., Shetrone M. D., Allende Prieto C., Bizyaev D., Frinchaboy P., García-Hernández D. A., Holtzman J., Johnson J. A., Jónsson H., Majewski S. R., Mészáros S., Nidever D., Pinsonneault M., Schiavon R. P., Sobeck J., Skrutskie M. F., Zamora O., Zasowski G., Fernández-Trincado J. G., Adding the s-Process Element Cerium to the APOGEE Survey: Identification and Characterization of Ce II Lines in the H-band Spectral Window, *ApJ*, 2017, vol. 844, p. 145
- Da Silveira C., Barbuy B., Friaça A. C. S., Hill V., Zoccali M., Rafelski M., Gonzalez O., Minniti D., Renzini A., Ortolani S., Oxygen and zinc abundances in 417 Galactic bulge red giants, *Astronomy & Astrophysics*, 2018, vol. 614, p. A149
- De Lis S. B., Prieto C. A., Majewski S., Schiavon R., Holtzman J., Shetrone M., Carrera R., Pérez A. G., Mészáros S., Frinchaboy P., et al., Cosmic variance in [O/Fe] in the Galactic disk, *Astronomy & Astrophysics*, 2016, vol. 590, p. A74
- Eggen O. J., Lynden-Bell D., Sandage A. R., Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed., *ApJ*, 1962, vol. 136, p. 748
- Elmegreen B. G., Bournaud F., Elmegreen D. M., Bulge formation by the coalescence of giant clumps in primordial disk galaxies, *The Astrophysical Journal*, 2008, vol. 688, p. 67
- Ferreras I., Wyse R. F. G., Silk J., The formation history of the Galactic bulge, *MNRAS*, 2003, vol. 345, p. 1381
- Fragkoudi F., Di Matteo P., Haywood M., Schultheis M., Khoperskov S., Gómez A., Combes F., The disc origin of the Milky Way bulge. Dissecting the chemo-morphological relations using N-body simulations and APOGEE, *A&A*, 2018, vol. 616, p. A180
- Franchini M., Morossi C., Di Marcantonio P., Chavez M., Adibekyan V. Z., Bayo A., Bensby T., Bragaglia A., Calura F., Duffau S., et al., The Gaia-ESO Survey: Carbon Abundance in the Galactic Thin and Thick Disks, *The Astrophysical Journal*, 2020, vol. 888, p. 55

- Friça A. C. S., Barbuy B., Tracing the evolution of the Galactic bulge with chemodynamical modelling of alpha-elements, *A&A*, 2017, vol. 598, p. A121
- Frischknecht U., Hirschi R., Thielemann F.-K., Non-standard s-process in low metallicity massive rotating stars, *Astronomy & astrophysics*, 2012, vol. 538, p. L2
- Fulbright J. P., McWilliam A., Rich R. M., Abundances of Baade's window giants from Keck HIRES Spectra. II. The alpha and light odd elements, *The Astrophysical Journal*, 2007, vol. 661, p. 1152
- Fulbright J. P., McWilliam A., Rich R. M., Abundances of Baade's Window Giants from Keck HIRES Spectra. I. Stellar Parameters and [Fe/H] Values, *ApJ*, 2006, vol. 636, p. 821
- Fulbright J. P., McWilliam A., Rich R. M., Abundances of Baade's Window Giants from Keck HIRES Spectra. II. The Alpha and Light Odd Elements, *ApJ*, 2007, vol. 661, p. 1152
- García Pérez A. E., Allende Prieto C., Holtzman J. A., Shetrone M., Mészáros S., Bizyaev D., Carrera R., Cunha K., García-Hernández D. A., Johnson J. A., Majewski S. R., Nidever D. L., Schiavon R. P., Shane N., Smith V. V., Sobeck J., Troup N., Zamora O., Weinberg D. H., Bovy J., Eisenstein D. J., Feuillet D., Frinchaboy P. M., Hayden M. R., Hearty F. R., Nguyen D. C., O'Connell R. W., Pinsonneault M. H., Wilson J. C., Zasowski G., ASPCAP: The APOGEE Stellar Parameter and Chemical Abundances Pipeline, *AJ*, 2016, vol. 151, p. 144
- García Pérez A. E., Cunha K., Shetrone M., Majewski S. R., Johnson J. A., Smith V. V., Schiavon R. P., Holtzman J., Nidever D., Zasowski G., Allende Prieto C., Beers T. C., Bizyaev D., Ebelke G., Eisenstein D. J., Frinchaboy P. M., Girardi L., Hearty F. R., Malanushenko E., Malanushenko V., Meszaros S., O'Connell R. W., Oravetz D., Pan K., Robin A. C., Schneider D. P., Schultheis M., Skrutskie M. F., Simmonsand A., Wilson J. C., Very Metal-poor Stars in the Outer Galactic Bulge Found by the APOGEE Survey, *ApJ*, 2013, vol. 767, p. L9
- Gilmore G., Randich S., Asplund M., Binney J., Bonifacio P., Drew J., Feltzing S., Fer-

- guson A., Jeffries R., Micela G., et al., The Gaia-ESO public spectroscopic survey, *Messenger*, 2012, vol. 147
- Gonzalez O., Rejkuba M., Zoccali M., Hill V., Battaglia G., Babusiaux C., Minniti D., Barbuy B., Alves-Brito A., Renzini A., et al., Alpha element abundances and gradients in the Milky Way bulge from FLAMES-GIRAFFE spectra of 650 K giants, *Astronomy & Astrophysics*, 2011, vol. 530, p. A54
- Gonzalez O., Zoccali M., Vasquez S., Hill V., Rejkuba M., Valenti E., Rojas-Arriagada A., Renzini A., Babusiaux C., Minniti D., et al., The GIRAFFE Inner Bulge Survey (GIBS)-II. Metallicity distributions and alpha element abundances at fixed Galactic latitude, *Astronomy & Astrophysics*, 2015, vol. 584, p. A46
- Gonzalez O. A., Gadotti D., , 2016 The Milky Way Bulge: Observed Properties and a Comparison to External Galaxies. p. 199
- Gunn J. E., Siegmund W. A., Mannery E. J., Owen R. E., Hull C. L., Leger R. F., Carey L. N., Knapp G. R., York D. G., Boroski W. N., et al., The 2.5 m telescope of the sloan digital sky survey, *The Astronomical Journal*, 2006, vol. 131, p. 2332
- Gustafsson B., Edvardsson B., Eriksson K., Jørgensen U. G., Nordlund Å., Plez B., A grid of MARCS model atmospheres for late-type stars. I. Methods and general properties, *A&A*, 2008, vol. 486, p. 951
- Hasselquist S., Shetrone M., Cunha K., Smith V. V., Holtzman J., Lawler J. E., Allende Prieto C., Beers T. C., Chojnowski D., Fernández-Trincado J. G., García-Hernández D. A., Hearty F. R., Majewski S. R., Pereira C. B., Placco V. M., Villanova S., Zamora O., Identification of Neodymium in the Apogee H-Band Spectra, *ApJ*, 2016, vol. 833, p. 81
- Hill V., Lecureur A., Gómez A., Zoccali M., Schultheis M., Babusiaux C., Royer F., Barbuy B., Arenou F., Minniti D., et al., The metallicity distribution of bulge clump giants in Baade's window, *Astronomy & Astrophysics*, 2011, vol. 534, p. A80
- Howes L. M., Casey A., Asplund M., Keller S., Yong D., Nataf D. M., Poleski R., Lind K., Kobayashi C., Owen C., et al., Extremely metal-poor stars from the cosmic dawn in the bulge of the Milky Way, *Nature*, 2015, vol. 527, p. 484

- Johnson C. I., Rich R. M., Kobayashi C., Kunder A., Koch A., Light, alpha, and Fe-peak element abundances in the galactic bulge, *The Astronomical Journal*, 2014, vol. 148, p. 67
- Jönsson H., Holtzman J. A., Allende Prieto C., Cunha K., García-Hernández D. A., Haselquist S., Masseron T., Osorio Y., Shetrone M., Smith V., Stringfellow G. S., Bizyaev D., Edvardsson B., Majewski S. R., Mészáros S., Souto D., Zamora O., Beaton R. L., Bovy J., Donor J., Pinsonneault M. H., Poovelil V. J., Sobeck J., APOGEE Data and Spectral Analysis from SDSS Data Release 16: Seven Years of Observations Including First Results from APOGEE-South, *AJ*, 2020, vol. 160, p. 120
- Jönsson H., Ryde N., Schultheis M., Zoccali M., Abundances of disk and bulge giants from high-resolution optical spectra-II. O, Mg, Ca, and Ti in the bulge sample, *Astronomy & Astrophysics*, 2017, vol. 598, p. A101
- Jørgensen B. R., Lindegren L., Determination of stellar ages from isochrones: Bayesian estimation versus isochrone fitting, *Astronomy & Astrophysics*, 2005, vol. 436, p. 127
- Kobayashi C., Karakas A. I., Lugaro M., The origin of elements from carbon to uranium, *The Astrophysical Journal*, 2020, vol. 900, p. 179
- Kobayashi C., Karakas A. I., Umeda H., The evolution of isotope ratios in the Milky Way Galaxy, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2011, vol. 414, p. 3231
- Koch A., McWilliam A., Preston G. W., Thompson I. B., Metal-poor stars towards the Galactic bulge: A population potpourri, *Astronomy & Astrophysics*, 2016, vol. 587, p. A124
- Kormendy J., Kennicutt Jr R. C., Secular evolution and the formation of pseudobulges in disk galaxies, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 2004, vol. 42, p. 603
- Lagarde N., Reylé C., Robin A., Tautvaišienė G., Drazdauskas A., Mikolaitis Š., Minkevičiūtė R., Stonkutė E., Chorniy Y., Bagdonas V., et al., The Gaia-ESO Survey: impact of extra mixing on C and N abundances of giant stars, *Astronomy & Astrophysics*, 2019, vol. 621, p. A24

- Lecureur A., Hill V., Zoccali M., Barbuy B., Gómez A., Minniti D., Ortolani S., Renzini A., Oxygen, sodium, magnesium, and aluminium as tracers of the galactic bulge formation, *A&A*, 2007, vol. 465, p. 799
- Li G., Gordon I. E., Rothman L. S., Tan Y., Hu S.-M., Kassi S., Campargue A., Medvedev E. S., Rovibrational Line Lists for Nine Isotopologues of the CO Molecule in the X $^1\Sigma^+$ Ground Electronic State, *ApJS*, 2015, vol. 216, p. 15
- Meléndez J., Barbuy B., Keck NIRSPEC Infrared OH Lines: Oxygen Abundances in Metal-poor Stars down to $[\text{Fe}/\text{H}]=-2.9$, *The Astrophysical Journal*, 2002, vol. 575, p. 474
- Newell E., The $(\log g, \log \text{Teff})$ -Diagram, a Fundamental HR-Diagram. In *Symposium-International Astronomical Union* , vol. 54, 1973, p. 86
- Nidever D. L., Holtzman J. A., Prieto C. A., Beland S., Bender C., Bizyaev D., Burton A., Desphande R., Fleming S. W., Pérez A. E. G., Hearty F. R., Majewski S. R., Mészáros S., Muna D., Nguyen D., Schiavon R. P., Shetrone M., Skrutskie M. F., Sobek J. S., Wilson J. C., THE DATA REDUCTION PIPELINE FOR THE APACHE POINT OBSERVATORY GALACTIC EVOLUTION EXPERIMENT, *The Astronomical Journal*, 2015, vol. 150, p. 173
- Pavlenko Y., Kaminsky B., Jenkins J. S., Ivanyuk O., Jones H., Lyubchik Y. P., Masses, oxygen, and carbon abundances in CHEPS dwarf stars, *Astronomy & Astrophysics*, 2019, vol. 621, p. A112
- Pérez A. E. G., Prieto C. A., Holtzman J. A., Shetrone M., Mészáros S., Bizyaev D., Carrera R., Cunha K., García-Hernández D., Johnson J. A., et al., ASPCAP: the APOGEE stellar parameter and chemical abundances pipeline, *The Astronomical Journal*, 2016, vol. 151, p. 144
- Portail M., Wegg C., Gerhard O., Peanuts, brezels and bananas: food for thought on the orbital structure of the Galactic bulge, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, 2015, vol. 450, p. L66
- Praderie F., Sur les raies de l'hydrogène. I. Profils quasistatiques dans les atmosphères stellaires, *Annales d'Astrophysique*, 1967, vol. 30, p. 31

- Queiroz A. B. A., Chiappini C., Perez-Villegas A., Khalatyan A., Anders F., Barbuy B., Santiago B. X., Steinmetz M., Cunha K., Schultheis M., Majewski S. R., Minchev I., Minniti D., Beaton R. L., Cohen R. E., da Costa L. N., Fernández-Trincado J. G., Garcia-Hernández D. A., Geisler D., Hasselquist S., Lane R. R., Nitschelm C., Rojas-Arriagada A., Roman-Lopes A., Smith V., Zasowski G., The Milky Way bar and bulge revealed by APOGEE and Gaia EDR3, *A&A*, 2021, vol. 656, p. A156
- Queiroz A. B. d. A., Anders F., Chiappini C., Khalatyan A., Santiago B. X., Steinmetz M., Valentini M., Miglio A., Bossini D., Barbuy B., et al., From the bulge to the outer disc: StarHorse stellar parameters, distances, and extinctions for stars in APOGEE DR16 and other spectroscopic surveys, *Astronomy & Astrophysics*, 2020, vol. 638, p. A76
- Queiroz A. B. d. A., Chiappini C., Perez-Villegas A., Khalatyan A., Anders F., Barbuy B., Santiago B. X., Steinmetz M., Cunha K., Schultheis M., et al., The Milky Way bar and bulge revealed by APOGEE DR16 and Gaia EDR3, arXiv preprint arXiv:2007.12915, 2020
- Razera R., Barbuy B., Moura T. C., Ernandes H., Pérez-Villegas A., Souza S. O., Chiappini C., Queiroz A. B. A., Anders F., Fernández-Trincado J. G., Friaça A. C. S., Cunha K., Smith V. V., Santiago B. X., Schiavon R. P., Valentini M., Minniti D., Schultheis M., Geisler D., Sobeck J., Placco V. M., Zoccali M., Abundance analysis of APOGEE spectra for 58 metal-poor stars from the bulge spheroid, *MNRAS*, 2022, vol. 517, p. 4590
- Rich R. M., Origlia L., The first detailed abundances for M giants in Baade's Window from infrared spectroscopy, *The Astrophysical Journal*, 2005, vol. 634, p. 1293
- Rojas-Arriagada A., Zasowski G., Schultheis M., Zoccali M., Hasselquist S., Chiappini C., Cohen R. E., Cunha K., Fernández-Trincado J. G., Fragkoudi F., et al., How many components? Quantifying the complexity of the metallicity distribution in the Milky Way bulge with APOGEE, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2020, vol. 499, p. 1037
- Ryde N., Edvardsson B., Gustafsson B., Eriksson K., Käufel H. U., Siebenmorgen R., Smette A., Abundances in bulge stars from high-resolution, near-IR spectra-I. The CNO elements observed during the science verification of CRIRES at VLT, *Astronomy & Astrophysics*, 2009, vol. 496, p. 701

- Ryde N., Gustafsson B., Edvardsson B., Melendez J., Alves-Brito A., Asplund M., Barbuy B., Hill V., Käufel H., Minniti D., et al., Chemical abundances of 11 bulge stars from high-resolution, near-IR spectra, *Astronomy & Astrophysics*, 2010, vol. 509, p. A20
- Ryde N., Schultheis M., Grieco V., Matteucci F., Rich R., Uttenthaler S., Chemical evolution of the inner 2 degrees of the Milky Way bulge: $[\alpha/\text{Fe}]$ trends and metallicity gradients, *The Astronomical Journal*, 2015, vol. 151, p. 1
- Saha A., Olszewski E. W., Brondel B., Olsen K., Knezek P., Harris J., Smith C., Subramaniam A., Claver J., Rest A., et al., First results from the NOAO survey of the outer limits of the magellanic clouds, *The Astronomical Journal*, 2010, vol. 140, p. 1719
- Siess L., Evolution of massive AGB stars-III. the thermally pulsing super-AGB phase, *Astronomy & Astrophysics*, 2010, vol. 512, p. A10
- Smith V. V., Bizyaev D., Cunha K., Shetrone M. D., Souto D., Allende Prieto C., Masseron T., Mészáros S., Jönsson H., Hasselquist S., Osorio Y., García-Hernández D. A., Plez B., Beaton R. L., Holtzman J., Majewski S. R., Stringfellow G. S., Sobeck J., The APOGEE Data Release 16 Spectral Line List, *AJ*, 2021, vol. 161, p. 254
- Smith V. V., Cunha K., Shetrone M. D., Meszaros S., Allende Prieto C., Bizyaev D., García Pérez A., Majewski S. R., Schiavon R., Holtzman J., Johnson J. A., Chemical Abundances in Field Red Giants from High-resolution H-band Spectra Using the APOGEE Spectral Linelist, *ApJ*, 2013, vol. 765, p. 16
- Van der Swaelmen M., Barbuy B., Hill V., Zoccali M., Minniti D., Ortolani S., Gómez A., Heavy elements Ba, La, Ce, Nd, and Eu in 56 Galactic bulge red giants, *Astronomy & Astrophysics*, 2016, vol. 586, p. A1
- Zasowski G., Cohen R., Chojnowski S. D., Santana F., Oelkers R., Andrews B., Beaton R., Bender C., Bird J., Bovy J., et al., Target selection for the SDSS-IV APOGEE-2 survey, *The Astronomical Journal*, 2017, vol. 154, p. 198
- Zasowski G., Johnson J. A., Frinchaboy P., Majewski S. R., Nidever D., Pinto H. R., Girardi L., Andrews B., Chojnowski S. D., Cudworth K., et al., Target selection for the apache point observatory Galactic evolution experiment (APOGEE), *The Astronomical Journal*, 2013, vol. 146, p. 81

Zoccali M., Lecureur A., Barbuy B., Hill V., Renzini A., Minniti D., Momany Y., Gómez A., Ortolani S., Oxygen abundances in the Galactic bulge: evidence for fast chemical enrichment, *A&A*, 2006, vol. 457, p. L1

Zoccali M., Renzini A., Ortolani S., Greggio L., Saviane I., Cassisi S., Rejkuba M., Barbuy B., Rich R. M., Bica E., Age and metallicity distribution of the Galactic bulge from extensive optical and near-IR stellar photometry, *A&A*, 2003, vol. 399, p. 931