

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

Guilherme Limberg

**Espectroscopia de estrelas candidatas a
pobres em metais com SOAR/Goodman**

São Paulo

2019

Guilherme Limberg

Espectroscopia de estrelas candidatas a pobres em metais com SOAR/Goodman

Trabalho de Conclusão de Curso apresentado ao Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito parcial para obtenção do título de Bacharel em Astronomia.

Vertente: Pesquisa Básica

Orientadores: Prof^a. Dr^a. Silvia Rossi (IAG/USP);
Prof. Dr. Rafael M. Santucci (UFG)

São Paulo

2019

A todos meus professores, as verdadeiras estrelas na minha vida.

Agradecimentos

Aos meus avós, Anna, Edson, Amélia e Hermann, pelo amor incondicional.

Aos meus pais, Ediana e Valter, por terem feito o possível e o impossível para que eu pudesse me desenvolver, mesmo frente às maiores dificuldades.

À minha orientadora, Professora Silvia Rossi, por ter me proporcionado (e continuar proporcionando) oportunidades incríveis as quais nunca esquecerei.

Ao meu coorientador, Professor Rafael Santucci, por ter compartilhado de seu conhecimento e paciência, além de muitas horas de discussões produtivas.

Aos outros mentores que contribuíram com meu desenvolvimento no campo das estrelas pobres em metais, Vini, Monique e Henrique.

Aos Cursinhos da Poli-USP e da FEA por terem me transformado como ser humano.

A todo pessoal da Federal, Jagunço, Alface, Gabi, Fujita, Vinão, Willer, Koji, Leandrino, Costinha, Bahia, Igor, Hector, Vitinho, Sonilo, Savinho e outros, que me acompanham há quase uma década, dividindo alegrias, conquistas e dificuldades (“leva, leva!”).

Aos meus amigos, Ataka, Diogão, Okuno, Mello e John, pelo companheirismo.

Aos muitos colegas de graduação do IAG e do IF, pois sem eles não conseguiria, jamais, concluir o curso.

Aos professores do IAG, do IF e do IME, Jane, Paula, Alex, Walter, Nielsen, Valmir, Zara, Leila e Vito, por terem feito diferença na minha formação nesses anos de USP.

Aos funcionários da secretaria, Daniel e Márcia, e da seção de informática, Marco, Luís e Ulisses, e a todo pessoal de limpeza, manutenção, administração e segurança do IAG.

A todos meus professores, pois me ofereceram liberdade na forma de conhecimento.

“O que a vida quer da gente é coragem.”

Guimarães Rosa

Resumo

Estrelas pobres em metais fornecem pistas sobre os processos de nucleossíntese que operaram no passado da Galáxia, permitindo o entendimento da origem dos elementos químicos. Ao longo das últimas décadas, diversos levantamentos astronômicos já foram realizados com objetivo de encontrar estrelas candidatas a pobres em metais. Portanto, observações de mais altas resoluções espectroscópicas são fundamentais para a determinação de parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas desses objetos.

Através de observações com espectrógrafo Goodman do telescópio SOAR (4.1m), foram obtidos espectros de 20 estrelas candidatas a pobres em metais selecionadas dos levantamentos HES e RAVE. Critérios cinemáticos com dados da missão GAIA (DR1) também foram utilizados na escolha de alvos. Todos os alvos são brilhantes ($V < 12.0$ mag) e pertencentes ao halo Galáctico. A configuração instrumental utilizada proporcionou uma resolução de $R \sim 1100$ (0.65\AA por pixel) na região das linhas K e H do Ca II ($\lambda \sim 4000\text{\AA}$).

Com os espectros calibrados, fez-se a análise espectroscópica com determinação de parâmetros atmosféricos (T_{eff} , $\log g$ e $[Fe/H]$) e abundâncias químicas de carbono ($[C/Fe]$) e magnésio ($[Mg/Fe]$) através do *pipeline* n-SSPP. Empregou-se a técnica de síntese espectral, considerando equilíbrio termodinâmico local (LTE), para validação dessas abundâncias. As metodologias mostraram-se compatíveis no intervalo de $1\sigma - 2\sigma$. Calculou-se, ainda, correções de carbono ($\Delta_{[C/Fe]}$) para efeitos evolutivos da ordem de $0.00 - 0.56$ dex.

Dentre os objetos observados, constatou-se que 12 das 20 estrelas (60%) são muito pobres em metais (VMP; $[Fe/H] \leq -2.0$), 4 são pobres em metais (MP; $[Fe/H] \leq -1.0$) e 4 são ricas ($[Fe/H] > -1.0$). Tal constatação reforça a hipótese de que a aplicação de critérios cinemáticos é efetiva para a seleção de estrelas candidatas a pobres em metais. Essa estratégia passará a ser empregada em futuras campanhas observacionais do grupo.

Abstract

Metal-poor stars provide clues on the nucleosynthesis processes operating throughout the history of the Galaxy, allowing us to understand the origin of chemical elements. Over the last few decades several astronomical surveys have been performed with the goal of finding metal-poor star candidates. Therefore, higher spectroscopic resolution observations are essential for us to determine atmospheric parameters and chemical abundances for these objects.

Through observations with Goodman spectrograph at SOAR telescope (4.1m), we obtained spectra of 20 metal-poor candidate stars selected from HES and RAVE surveys utilizing kinematic criteria based on GAIA (DR1) data. All targets are bright ($V < 12.0$ mag) stars from the Galactic halo. Our instrumental configuration provided a spectral resolution of $R \sim 1100$ (0.65Å per pixel) in the region of K and H Ca II lines ($\lambda \sim 4000\text{Å}$).

From the corrected and calibrated spectra, spectroscopic analysis was performed for the determination of atmospheric parameters (T_{eff} , $\log g$ e $[Fe/H]$) and chemical abundances of both carbon ($[C/Fe]$) and magnesium ($[Mg/Fe]$) with the n-SSPP pipeline. Spectral synthesis technique, considering local thermodynamic equilibrium (LTE), was also applied in order to validate the abundance measurements and the methodologies showed up to be compatible within $1\sigma - 2\sigma$. Evolutionary corrections ($\Delta_{[C/Fe]}$) for carbon abundances were also calculated to be in the range of 0.00 – 0.56 dex.

From the observed objects, 12 out of the 20 (60%) are very metal-poor stars (VMP; $[Fe/H] \leq -2.0$), 4 are metal-poor (MP; $[Fe/H] \leq -1.0$) and the remaining 4 are metal-rich ($[Fe/H] > -1.0$). This finding reinforces the hypothesis that kinematic criteria are effective for the selection of metal-poor star candidates. This strategy will be implemented for the group's future observational campaigns.

Lista de Figuras

1.1	Exemplos de espectros de alta resolução para diferentes metalicidades	22
2.1	Exemplo de imagem de <i>bias</i>	27
2.2	Imagem obtida do espectro de lâmpada de cobre	28
3.1	Exemplo de <i>flat field</i>	30
3.2	Comparação entre espectros original e corrigido	31
3.3	Identificação de linhas de emissão no espectro combinado das lâmpadas	32
3.4	Espectros reduzidos e normalizados das estrelas observadas	33
4.1	Síntese espectral na região da transição H_γ	39
4.2	Síntese na região da banda G do CH entre 4290Å – 4340Å	40
4.3	Síntese na região da banda G do CH entre 4285Å – 4310Å	40
4.4	Síntese na região do tripleto de Mg I entre 5160 Å – 5190Å	41
4.5	Comparação entre resultados obtidos com n-SSPP e MOOG para as abundâncias químicas estudadas	42
4.6	Distribuição das abundâncias de carbono em função da metalicidade para objetos dos <i>surveys</i> B&B e RAVE e desse trabalho	43
4.7	Distribuição das abundâncias de elementos- α em função da metalicidade para objetos dos <i>surveys</i> B&B e RAVE e desse trabalho	44
4.8	$\log g$ por T_{eff} para objetos dos <i>surveys</i> B&B e RAVE e desse trabalho	47
A.1	Espectros das estrelas observadas com SOAR/Goodman (1)	57
A.2	Espectros das estrelas observadas com SOAR/Goodman (2)	58
A.3	Espectros das estrelas observadas com SOAR/Goodman (3)	59

Lista de Tabelas

1.1	Nomenclatura para estrelas de diferentes metalicidades	21
2.1	Lista de objetos observados	26
4.1	Parâmetros atmosféricos e abundâncias obtidos com o <i>pipeline</i> n-SSPP . . .	36
4.2	Parâmetros atmosféricos do n-SSPP e abundâncias obtidas com o MOOG . .	37
4.3	Parâmetros atmosféricos e abundâncias obtidos com o <i>pipeline</i> n-SSPP e respectivas correções evolutivas de carbono.	48

Sumário

1. <i>Introdução</i>	19
1.1 Definição de abundância	20
1.2 Estrelas pobres em metais e paradigmas	20
1.3 Busca por estrelas pobres em metais	23
1.4 Objetivos	24
2. <i>Observações</i>	25
2.1 Seleção de candidatas	25
2.2 Instrumentação utilizada	27
2.3 Procedimento	27
2.3.1 Calibração	27
2.3.2 Obtenção de dados	28
3. <i>Redução dos dados</i>	29
3.1 Correções de <i>bias</i> e <i>flat</i>	29
3.2 Ajustes de aberturas e <i>background</i>	30
3.3 Calibração de λ por pixel e normalização	31
4. <i>Análise espectroscópica</i>	35
4.1 <i>Pipeline n-SSPP</i>	35
4.2 Síntese espectral	36
4.2.1 Modelos atmosféricos	38
4.2.2 Listas de linhas	38
4.2.3 Síntese do carbono	39

4.2.4 Síntese do magnésio	40
4.3 Comparação entre métodos e resultados	41
4.4 Estágios evolutivos e correções para abundâncias de carbono	45
5. <i>Resultados e perspectivas</i>	49
<i>Referências</i>	51
<i>Apêndice</i>	55
A. <i>Estrelas observadas com SOAR/Goodman</i>	57

Introdução

Um aspecto fundamental do modelo padrão de nucleossíntese do Big Bang (*standard Big Bang nucleosynthesis*; SBBN) é a determinação de abundâncias de elementos químicos leves no Universo primordial. As previsões fornecidas por tal modelo dependem do entendimento dos primeiros minutos após o Big Bang e admitem que os únicos átomos existentes antes do surgimento das primeiras estrelas eram o hidrogênio (H), o hélio (He), além de traços de lítio (Li) e seus isótopos (Spergel et al., 2007). A natureza proporciona, pois, outro(s) mecanismo(s) para produção de elementos químicos pesados.

No Universo, os principais sítios de produção de diferentes núcleos atômicos são os interiores das estrelas. A energia proveniente desses objetos vem da fusão nuclear, tal que núcleos leves são consumidos para formação de outros com número atômico (Z) maior. Estrelas de sequência principal (*main sequence*; MS) têm na queima do hidrogênio, com produção de He, sua principal fonte de energia. Estrelas em estágios evolutivos avançados podem ter como fonte de energia mais relevante processos com consumo de He para produção de elementos mais pesados (Burbidge et al., 1957). Logo, os elementos que compõem a tabela periódica demandaram tempo para que os núcleos atômicos fossem processados nos interiores das estrelas, enriquecendo, assim, o Universo com metais ($Z > 2$).

Tendo em vista o SBBN e a dependência da fusão nuclear para o surgimento de núcleos atômicos mais complexos, as primeiras estrelas formadas eram compostas exclusivamente de elementos disponíveis no Universo primordial, isto é, não havia metais em suas composições. Assim, a abundância de metais, chamada metalicidade, é um indicador da idade de um objeto. É de grande interesse científico, portanto, o estudo dessas estrelas pobres em metais, já que as mesmas preservam as informações do meio ambiente a partir do qual se formaram (Frebel e Norris, 2015).

1.1 Definição de abundância

Para fins deste trabalho, utiliza-se as definições de abundância habituais encontradas na literatura. A abundância de um elemento A , $\epsilon(A)$, é representada sob forma logarítmica na base 10 e na comparação com aquela do hidrogênio, tal que $\log \epsilon(H) = 12.0$, por definição. Para um elemento genérico, temos:

$$\log \epsilon(A) = \log \left(\frac{N_A}{N_H} \right) + 12, \quad (1.1)$$

onde N_A e N_H são os números de átomos de A e H , respectivamente.

Para abundâncias químicas estelares, a notação mais utilizada é aquela baseada na comparação com parâmetros solares, representada por colchetes:

$$[A/B] = \log \left(\frac{N_A}{N_B} \right)_* - \log \left(\frac{N_A}{N_B} \right)_\odot, \quad (1.2)$$

onde se compara a razão da quantidade de átomos dos elementos A e B na estrela observada com a mesma razão referente ao Sol. É comum, nesse contexto, utilizar o hidrogênio (H) na posição do elemento B para a Equação 1.2, analogamente à Equação 1.1.

Como a quantidade em colchetes está em escala logarítmica de base 10, uma estrela com $[Fe/H] = -3.0$ detém uma razão de ferro sobre hidrogênio de $\frac{1}{1000}$ daquela do Sol, por exemplo. Destaca-se que, nessa notação, é necessário que as abundâncias solares estejam determinadas, assim como aquelas da estrela a ser avaliada (Asplund et al., 2009).

Utiliza-se a abundância de ferro como bom indicador da metalicidade de um objeto, pois esse elemento é abundante e facilmente identificável em espectros estelares (Frebel e Norris, 2015). Outro elemento utilizado como marcador de metalicidade é o cálcio (Ca). Uma relação empírica conhecida entre as abundâncias de Ca e Fe com base nas linhas das transições K e H do Ca II (3933Å e 3968Å) pode ser encontrada em Beers et al. (1990).

1.2 Estrelas pobres em metais e paradigmas

O estudo das abundâncias dos elementos químicos dos objetos astronômicos surgiu no século XX com Chamberlain e Aller (1951). Esses autores relataram que duas estrelas subgigantes do halo apresentavam sub-abundâncias de ferro sobre hidrogênio ($[Fe/H]$) de -0.8 e -1.0 . Entendia-se, previamente, que toda e qualquer estrela deveria deter proporções de elementos químicos, relativamente ao hidrogênio, semelhantes àsquelas do Sol.

A partir daí, buscas sistemáticas por esses objetos e estudos detalhados dos perfis de abundâncias químicas de diferentes populações estelares têm sido cruciais para o entendimento da história de formação estelar e evolução química na Galáxia (Beers et al., 1992; Christlieb et al., 2008; Schlafman e Casey, 2014). Outros problemas de interesse, explorados através das estrelas pobres em metais, são a função de massa inicial (Salpeter, 1955), a distribuição de metalicidades do halo (Beers, 2010), a produção de elementos químicos por supernovas (Nomoto et al., 2006) e a determinação de ambientes astrofísicos para produção de núcleos atômicos por captura de nêutrons (Frebel, 2018), entre outros.

Tabela 1.1 - Nomenclatura para estrelas de diferentes metalicidades.

[Fe/H]	Terminologia	Abreviação
$> +0.5$	<i>Super metal-rich</i>	SMR
~ 0.0	<i>Solar</i>	
< -1.0	<i>Metal-poor</i>	MP
< -2.0	<i>Very metal-poor</i>	VMP
< -3.0	<i>Extremely metal-poor</i>	EMP
< -4.0	<i>Ultra metal-poor</i>	UMP
< -5.0	<i>Hyper metal-poor</i>	HMP
< -6.0	<i>Mega metal-poor</i>	MMP

Beers e Christlieb (2005) propuseram uma classificação para as estrelas pobres em metais (Tabela 1.1) levando em consideração suas metalicidades, $[Fe/H]$, utilizando o ferro como representativo da proporção de elementos pesados de um objeto. As diferenças entre os espectros desses objetos pode ser visualizada na Fig. 1.1. O Sol apresenta $[Fe/H] = 0.0$ (Seção 1.1), enquanto estrelas com $[Fe/H] > +0.5$ são ditas super ricas em metais (SMRs) e os objetos com $[Fe/H] < -1.0$ são considerados pobres em metais (MPs). Estrelas com $[Fe/H] < -3.0$ (EMPs) são muito raras, tal que a contagem de Frebel e Norris (2015) indica que entre 200 e 300 exemplares são conhecidos com observações em alta resolução ($R = \lambda/\Delta\lambda$) e alta razão sinal-ruído (S/N). A estrela mais pobre em metais já descoberta foi reportada por Keller et al. (2014) com $[Fe/H] = -7.3 \pm 0.2$.

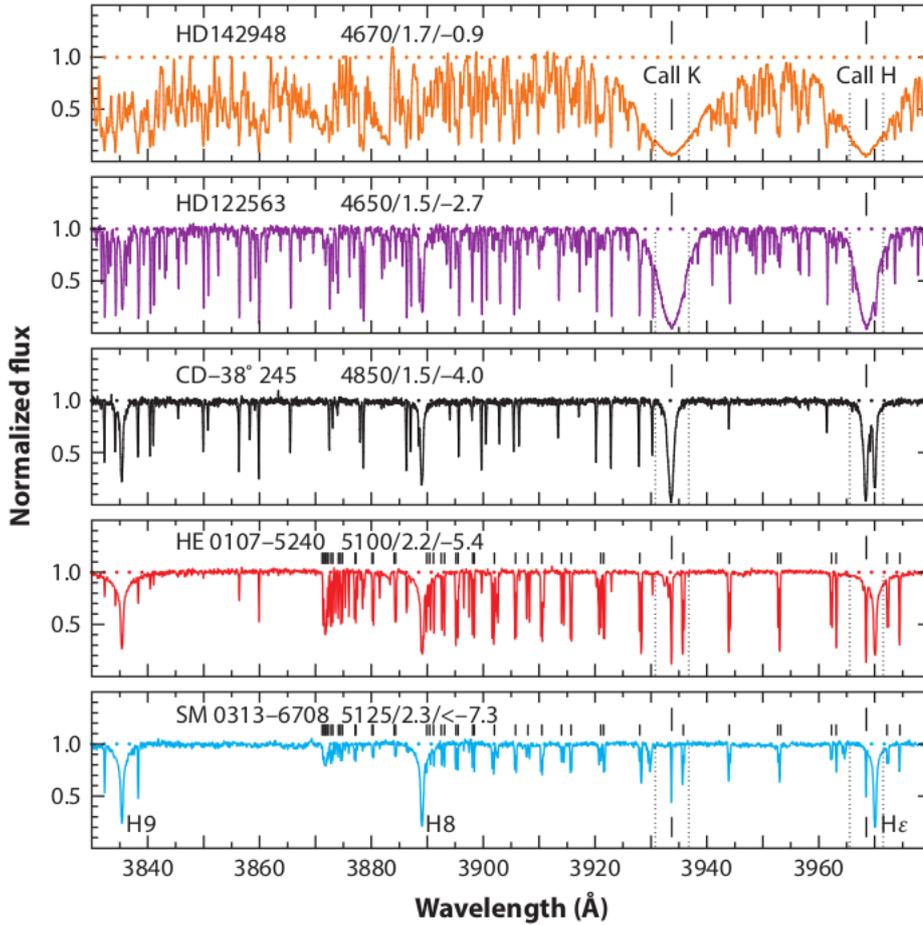


Figura 1.1: Espectros de alta resolução ($R = \lambda/\Delta\lambda \sim 40000$) e alta S/N para estrelas de diferentes metalicidades, mas T_{eff} e $\log g$ similares, no intervalo de $3830\text{\AA} - 3980\text{\AA}$. De cima para baixo, ressalta-se a diminuição da quantidade e da intensidade das linhas espectrais. Figura de [Frebel \(2018\)](#).

Dentre as estrelas pobres em metais, subclasses são destacadas por [Beers e Christlieb \(2005\)](#) de acordo com suas diferentes assinaturas químicas, além da metalicidade. As definições dessas subclasses foram atualizadas por [Aoki et al. \(2007\)](#) e [Frebel \(2018\)](#). Tais objetos podem apresentar enriquecimento excessivo em carbono (*carbon enhanced metal-poor*, CEMP), em elementos oriundos de processo alfa (elementos- α) ou em elementos provenientes da captura de nêutrons via processos r ou s. Encontra-se, ainda, estrelas com perfis de abundâncias químicas mais complexos, mesmo dentre as pobres em metais, indicando enriquecimento do meio original em mais de um desses processos de nucleossíntese. Vale destacar que aspectos qualitativos da física nuclear desses fenômenos são bem compreendidos há décadas ([Burbidge et al., 1957](#)), contudo os ambientes astrofísicos da produção das sobreabundâncias de carbono ([Placco et al., 2014](#); [Yoon et al., 2016](#)) e de elementos de processo r ([Frebel, 2018](#)) ainda são discutidos na literatura.

O processo alfa ocorre em ambientes de temperatura da ordem de 10^9K e é caracterizado pela adição sucessiva de partículas α , núcleos de hélio-4 (${}^4\text{He}^{2+}$), a átomos de neônio-20 (${}^{20}\text{Ne}$) para a síntese de núcleos com números de massa múltiplos de 4 e números atômicos múltiplos de 2. Um exemplo de átomo proveniente desse fenômeno é o magnésio-24 (${}^{24}\text{Mg}$). O processo s (*slow*; lento), por sua vez, consiste da captura de nêutrons em longas escalas de tempo, de 10^2 a 10^5 anos para cada captura, na comparação com o tempo do decaimento β , no qual um nêutron é convertido em próton com emissão de um elétron. O processo r (rápido) também consiste da captura de nêutrons, mas em escalas de tempo de 10^{-2} a 10 segundos, mais rápidas do que o decaimento β (Burbidge et al., 1957). As densidades de nêutrons características dos processos s e r são, respectivamente, da ordem de $\sim 10^8\text{ cm}^{-3}$ e $\sim 10^{22}\text{ cm}^{-3}$ e os núcleos semente são, no geral, elementos do pico do ferro (Frebel, 2018).

O paradigma envolvendo a origem das estrelas CEMP diz respeito aos mecanismos intrínseco e extrínseco, baseados em enriquecimento do meio através de supernovas de colapso de núcleo do tipo “fraca” (Nomoto et al., 2006) ou em transferência de massa via binaridade (Hollek et al., 2015), respectivamente. Para as estrelas enriquecidas em elementos químicos formados por processo r, a fusão de estrelas de nêutrons GW170817, reportada pelas colaborações *Advanced LIGO/VIRGO* (Abbott et al., 2017) demonstrou que esse tipo de evento é um dos responsáveis pela produção de elementos dessa natureza no Universo (Drout et al., 2017), embora hipóteses referentes a outros ambientes já tenham sido levantadas (Ji et al., 2019).

Considerando, portanto, o interesse em restringir condições de contorno para a história de evolução química da Galáxia e do Universo, tais estrelas pobres em metais, mas enriquecidas com elementos químicos marcadores de certos processos físicos conhecidos de nucleossíntese, são particularmente importantes (Placco et al., 2014). Dessa maneira, a busca sistemática por esses objetos é fundamental.

1.3 Busca por estrelas pobres em metais

Nas últimas décadas, diversos levantamentos astronômicos (*surveys*), com diferentes estratégias, já foram realizados para detecção de estrelas candidatas a pobres em metais. Alguns dos pioneiros nessa busca foram o HK *survey* (Beers et al., 1992), o B&B (*Best*

& *Brightest*; Schlaufman e Casey, 2014), o HES (Hamburg/ESO *survey*; Christlieb et al., 2008) e o RAVE (*RA*dial *VE*locity *EX*periment; Steinmetz et al., 2006). Ainda hoje, esses *surveys* produzem resultados positivos na localização de estrelas desse tipo através de acompanhamento observacional em melhores resoluções espectroscópicas.

Nesse contexto, o *SO*uthern *AS*trophysical *RE*search *TE*lescope, SOAR, de 4.1m, tem contribuído através de observações de média resolução ($R \sim 1000 - 1500$) de objetos brilhantes (magnitude aparente $V < 14.0$) com o espectrógrafo acoplado Goodman (Clemens et al., 2004). Em Placco et al. (2018, 2019), estrelas do halo Galáctico observadas com o SOAR/Goodman tiveram parâmetros estelares e algumas abundâncias químicas determinados, incluindo temperaturas efetivas (T_{eff}), gravidades superficiais ($\log g$), metalicidades ($[Fe/H]$) e as razões $[C/Fe]$ e $[\alpha/Fe]$.

1.4 Objetivos

A partir de observações de estrelas brilhantes ($V < 12.0$) candidatas a pobres em metais do halo Galáctico selecionadas dos *surveys* HES e RAVE, obtidas com o espectrógrafo Goodman no telescópio SOAR, realizou-se a redução e calibração dos dados e a determinação de parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas de interesse ($[Fe/H]$, $[C/Fe]$, $[\alpha/Fe]$) para estabelecer quais objetos da amostra são bons candidatos a observações subsequentes em alta resolução. Destaque-se que o projeto é complementar ao descrito por Placco et al. (2018, 2019), realizado exclusivamente com o SOAR e seus instrumentos.

No Capítulo 2, descreve-se o processo de seleção de candidatas a partir dos *surveys* citados e são detalhadas as observações realizadas, assim como a instrumentação utilizada. No Capítulo 3, apresenta-se o processo de redução dos dados. Constam, no Capítulo 4, as análises espectroscópicas realizadas. Por fim, no Capítulo 5, são apresentados os resultados alcançados, discussões e perspectivas.

Observações

As observações ocorreram no dia 25 de fevereiro de 2019, sob supervisão do coorientador desse trabalho Dr. Rafael Santucci, professor da Universidade Federal de Goiás (UFG). As atividades foram desenvolvidas a partir da sala de operação remota instalada no IAG via VPN para acesso aos instrumentos e ao controle do telescópio SOAR, localizado no Chile.

2.1 Seleção de candidatas

Para a campanha observacional, os alvos foram selecionados a partir dos *surveys* HES e RAVE. Duas das estrelas mais pobres em metais já encontradas no halo Galáctico, HE0107-5240 ($[Fe/H] = -5.2$; Christlieb et al., 2002) e HE1327-2326 ($[Fe/H] = -5.6$; Frebel et al., 2005), foram identificadas, primeiramente, através de acompanhamento espectroscópico de candidatas selecionadas dos levantamentos descritos na Seção 1.3. Sendo assim, pode-se reunir uma amostra de estrelas pobres em metais capaz de povoar as subclasses de estrelas MP enriquecidas de carbono ou de elementos dos processos de captura de nêutrons.

Os *surveys* mencionados já contribuíram com um grande número de estrelas muito ou extremamente pobres em metais (VMPs ou EMPs). Contudo as estrelas candidatas são observadas de maneira aleatória, restando ainda muitos alvos a serem estudados. Propôs-se a observação apenas de objetos brilhantes ($V < 12.0$), que são aqueles mais adequados para subsequente espectroscopia em alta resolução, pois pode-se alcançar altas razões S/N com telescópios de abertura entre 4m – 8m.

A Tabela 2.1 mostra os alvos observados, suas coordenadas, magnitudes aparentes, cores e temperaturas efetivas estimadas. As estrelas selecionadas têm temperaturas da ordem de $4500K < T_{eff} < 5500K$ e magnitudes aparentes de $V \leq 12.0$.

Tabela 2.1 - Lista de objetos observados e parâmetros da literatura.

Objeto	RA (J2000)	DEC (J2000)	V (mag)	(B-V)	J (mag)	(J-K)	T_{eff} (K)	Survey
J052308.51	05:23:08.52	-41:57:24	11.8	0.8	9.4	0.7	4755	RAVE
HE0603-5654	06:04:05.70	-56:55:11	11.7	0.2	10.5	0.5	5857	HES
J060903.58	06:09:03.59	-71:22:26	11.2	0.8	9.5	0.7	4972	RAVE
HE0617-4847	06:18:18.80	-48:48:33	11.7	1.0	9.5	0.8	4614	HES
J075046.72	07:50:46.73	+05:58:24	11.3	0.5	9.9	0.6	5027	RAVE
HE0930-0948	09:32:34.90	-10:01:39	10.4	0.4	10.0	0.1	-	HES
J093256.48	09:32:56.49	+18:23:09	11.0	0.6	9.4	0.6	5073	RAVE
J094744.93	09:47:44.94	-70:45:53	12.0	0.4	10.2	0.7	4906	HES
HE0953-1110	09:55:51.10	-11:24:33	10.7	0.8	8.8	0.6	4903	HES
HE1000-1619	10:02:36.40	-16:34:02	9.6	1.1	7.6	0.8	4649	HES
HE1004-0735	10:07:09.40	-07:49:58	10.2	0.9	8.8	0.5	5251	HES
HE1115-2314	11:17:53.20	-23:30:54	11.7	1.1	10.0	0.6	4944	HES
HE1121-2917	11:23:59.10	-29:33:51	11.8	0.5	10.3	0.5	5320	HES
HE1142-0353	11:44:40.90	-04:09:51	11.1	0.9	9.2	0.6	4910	HES
HE1158-2313	12:01:12.20	-23:30:36	10.8	0.7	9.0	0.6	4914	HES
J120400.17	12:04:00.17	-54:28:16	12.2	1.0	10.0	0.7	4614	RAVE
HE1207-3113	12:10:00.70	-31:30:35	10.7	0.9	8.9	0.6	4886	HES
HE1231-1930	12:34:15.60	-19:47:23	10.9	1.1	9.0	0.8	4739	HES
HE1233-3114	12:35:50.20	-31:31:11	10.7	0.8	9.0	0.6	4994	HES
HE1238-1048	12:41:02.30	-11:05:18	11.1	0.8	8.8	0.7	4582	HES

Conforme resultados de [Placco et al. \(2018, 2019\)](#), destaca-se que $\sim 80\%$ das estrelas VMPs e EMPs já identificadas apresentam velocidades tangenciais (V_t) maiores do que 100 km/s a partir de dados astrométricos da missão GAIA ([Gaia Collaboration, 2016](#)), primeira divulgação de dados (*first data release*; DR1). Assim, combinando-se critérios cinemáticos na seleção, espera-se que nossa amostra contenha uma proporção de estrelas com $[Fe/H] \leq -2.0$ maior que aquela de $\sim 40\%$ obtida por [Placco et al. \(2018, 2019\)](#).

2.2 Instrumentação utilizada

Além do próprio telescópio, sua infraestrutura e seus *softwares* de controle, utilizou-se a configuração de câmera azul do espectrógrafo Goodman para obtenção dos espectros desejados. Usou-se a rede de difração de 600 linhas por milímetro e a fenda longa de 1.0". Os resultados foram espectros cobrindo um intervalo de comprimento de onda entre 3600Å e 6200Å. Essa configuração foi usada tanto para tomadas de dados de imagens de ciência quanto de calibração, incluindo *bias*, *flats* e lâmpadas. Outros equipamentos necessários incluem a câmera de aquisição (GACAM) instalada e as próprias lâmpadas de quartzo, HgAr e Cu. A necessidade de cada uma é detalhada na Seção [2.3](#).

2.3 Procedimento

2.3.1 Calibração

A primeira tarefa, antes do início das observações, é a calibração dos instrumentos com a determinação do foco. Além disso, são feitas as obtenções das imagens de *bias* do detector e de *flat field*. A posição de foco da câmera é determinada a cada nova noite de observações a fim de que sejam corrigidas diferenças provenientes das condições atmosféricas (umidade do ar, temperatura) e das utilização e manutenção constantes do equipamento. Para calibração do foco, utiliza-se a lâmpada de HgAr no modo de leitura de 400kHz.

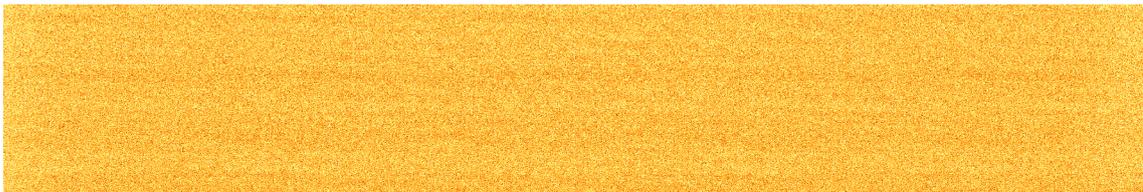


Figura 2.1: Exemplo de imagem de *bias*.

O *bias* (Figura [2.1](#)) está associado ao ruído eletrônico de fundo do detector instalado. Faz-se 10 imagens para obtenção do mesmo, sem que luz incida sobre o instrumento, e utilizando a mesma velocidade de leitura que será aplicada às observações, no caso 100kHz. Além disso, uma lâmpada de quartzo, emissora de luz branca, é utilizada para obtenção de dez imagens de *flat*, as quais visam verificar a sensibilidade do CCD nos diferentes comprimentos de onda da luz incidente, assim como a eficiência de cada linha receptora de sinal.

2.3.2 Obtenção de dados

A cada novo alvo, seleciona-se aquele em posição mais próxima com relação ao anterior e em altura razoável no céu. Em cada caso, deve-se avaliar rapidamente o tempo de exposição necessário para obter-se a contagem suficiente de fótons de acordo com a magnitude do objeto e a cobertura de nuvens.

Antes do processo de tomada da imagem, faz-se ajuste da posição do objeto observado em relação à fenda do instrumento através da câmera de aquisição. O *software* de controle da mesma permite ao usuário selecionar o objeto e posicioná-lo no centro da abertura.



Figura 2.2: Exemplo de imagem obtida do espectro de lâmpada de cobre (Cu).

Com alvo posicionado através da GACAM, pode-se começar a tomada de dados efetivamente. Para cada estrela, foram feitas exposições de 600 a 900 segundos, dependendo das magnitudes e posições no céu, tal que objetos mais brilhantes e em maiores alturas tiveram menores tempos de integração. Para cada estrela observada, espectros das lâmpadas de comparação, HgAr e Cu (Figura 2.2), também são obtidos com exposições de 2 e 120 segundos, respectivamente (ver Capítulo 3 para detalhes). Destaque-se que as imagens são tomadas a cada novo alvo para que mudanças devido a fatores atmosféricos, como a temperatura, sejam sempre considerados.

Redução dos dados

Para realizar as reduções de dados necessárias foram usadas tarefas básicas do IRAF¹ (*Image Reduction and Analysis Facility*), *software* bem consolidado na literatura, assim como *scripts* em Shell para manipulação de arquivos. Foram utilizadas 10 imagens de *bias* e 10 imagens de *flat field*. Para a calibração de λ por pixel, foram usados os espectros das lâmpadas de HgAr e Cu e suas linhas de emissão.

A primeira tarefa é a definição dos intervalos das imagens que serão utilizados, considerando problemas de picos de intensidade e ruído nas extremidades da área de detecção. É importante, ainda, garantir a uniformidade em ruído de leitura e ganho das imagens.

3.1 Correções de *bias* e *flat*

O *bias* do detector deve ser subtraído de cada imagem, tanto de objetos observados quanto de lâmpadas. Utiliza-se a rotina `zerocombine`, do IRAF, para realizar a soma das 10 imagens e computar a mediana das mesmas. A tarefa não só realiza a combinação, mas também faz as alterações necessárias no cabeçalho do arquivo de saída.

Assim como para as imagens de *bias*, utilizaremos a combinação das imagens de *flat* (Figura 3.1) através, agora, da função `flatcombine`. O funcionamento da mesma é análogo àquela previamente descrita, tomando a mediana dos valores e fazendo as alterações pertinentes aos cabeçalhos dos arquivos.

Em seguida, utiliza-se a tarefa `ccdproc`, do IRAF, para processar o resultado da combinação das imagens de *flat field*. Nesse caso, a tarefa é responsável por corrigir a imagem fornecida de acordo com as propriedades do CCD que ficam registradas no cabeçalho de

¹ iraf.noao.edu

cada arquivo, como `RDNOISE` (ruído de leitura), `GAIN` (ganho) e parâmetros responsáveis pela conversão de valores lógicos em grandezas físicas ($LTV1/2$), assim como subtrair a mediana dos *bias*.

Neste ponto, realiza-se a correção de *bias* e *flat* tanto para as imagens de objetos observados quanto das lâmpadas. Para isso, aplica-se novamente a função `ccdproc` do IRAF, mas fornecendo, também, o arquivo combinado e processado de *flat*. Cada ponto das imagens é, então, dividido pelo pixel equivalente da combinação de *flats*. Temos, pois, todas imagens preparadas, corrigidas em *flat* e *bias*.

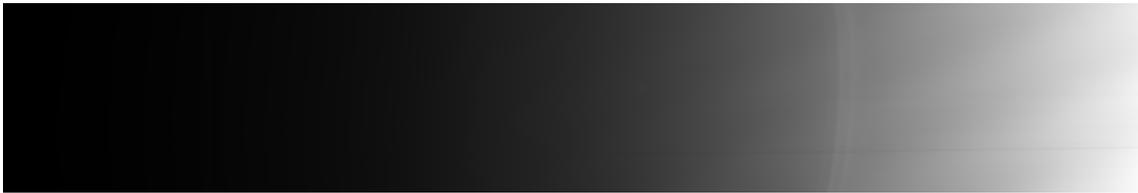


Figura 3.1: Exemplo de imagem de *flat field*.

3.2 Ajustes de aberturas e *background*

Com as imagens corrigidas, define-se regiões para abertura e *background* (fundo) para que, então, seja possível obter uma solução unidimensional a partir dos espectros bidimensionais. Nesse caso, as aberturas definem a região dessas imagens bidimensionais a serem extraídas em cada ponto ao longo da dispersão. O *background*, por sua vez, está associado à luz que chegou ao detector, durante a observação, proveniente do fundo do céu e deve ser subtraída dos espectros.

Para tanto, utiliza-se a rotina `apall` do IRAF. O traço do espectro unidimensional resultante é feito por interpolação dos pontos na região da imagem definida pela tarefa. Para a subtração do *background*, faz-se um ajuste com os pontos fora da área definida pelo *aperture*, levando em consideração tanto a distribuição dos mesmos como as propriedades do CCD (`RDNOISE` e `GAIN`). São aceitos ajustes com raiz da média quadrática (RMS) menores que 0.1 ($RMS < 0.1$). É possível realizar a detecção e determinação automática de aberturas e *background*, mas, no geral, a identificação pode não ser razoável dependendo da qualidade da exposição, ou seja, contagens obtidas. A Fig. 3.2 mostra um espectro unidimensional resultante na comparação com o mesmo quando não corrigido de *flat* e *bias* para vários intervalos de comprimento de onda.

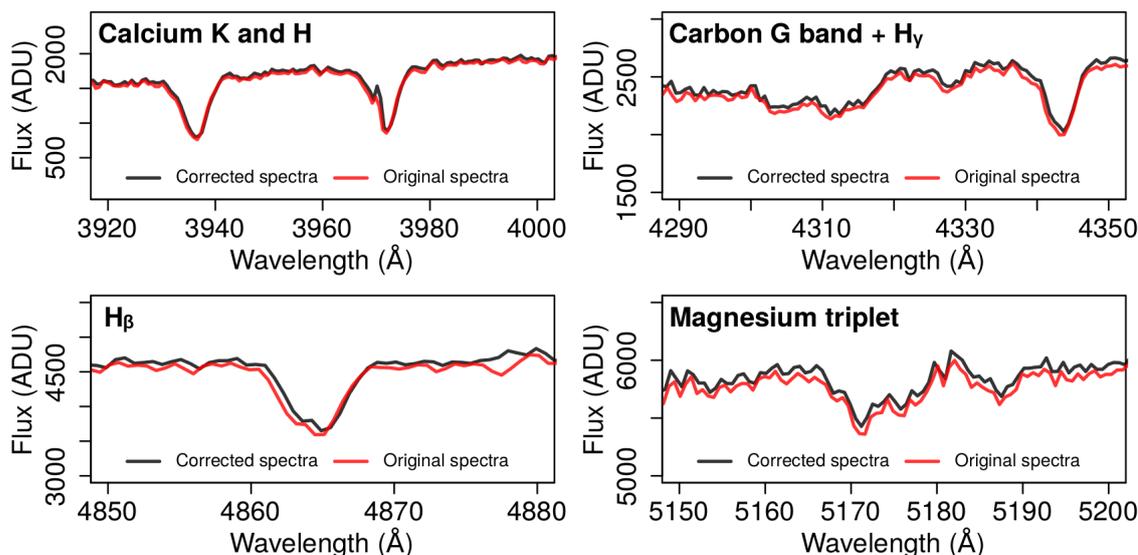


Figura 3.2: Comparação entre espectro original e corrigido de *bias* e *flat*. Da esquerda para a direita, de cima para baixo, temos a comparação do espectro para a região das linhas K e H do Ca II (3900Å – 4000Å), para a região da banda G do carbono e da transição H γ (4280Å – 4350Å), para a transição H β (\sim 4860Å) e para o tripleto de Mg I (5150Å – 5200Å).

3.3 Calibração de λ por pixel e normalização

Para que se possa utilizar as lâmpadas de comparação, HgAr e Cu, para calibrar a imagem em comprimento de onda por pixel, é necessário que se identifique linhas de emissão características em seus espectros. Para isso, faz-se a soma aritmética dos espectros via rotina `imarith`, `IRAF`, e utiliza-se a rotina `identify` para seleção de linhas fortes de Hg e Ar. São consideradas as linhas de 3650.15Å, 4046.56Å, 4358.33Å e 5460.73Å (Figura 3.3).

Agora, utiliza-se a função `identify` para identificar automaticamente outras linhas de emissão no espectro combinado das lâmpadas. Excluem-se linhas que estejam mal definidas ou que possam ser confundidas com ruído. No geral, entre 8 e 20 linhas são identificadas e utilizadas para a calibração.

Ainda na função `identify`, tendo linhas de emissão selecionadas, faz-se um ajuste para que os comprimentos de onda sejam associados às coordenadas da imagem. Portanto, é criado um mapeamento das propriedades identificadas na imagem (λ das linhas) em pixels da mesma. Nesse ajuste, aceita-se novamente $RMS < 0.1$. Para casos nos quais o ajuste não é satisfatório, são excluídos pontos mais distantes da solução calculada. Em casos mais complicados, a identificação de linhas nos espectros combinados das lâmpadas foi feita mais de uma vez.

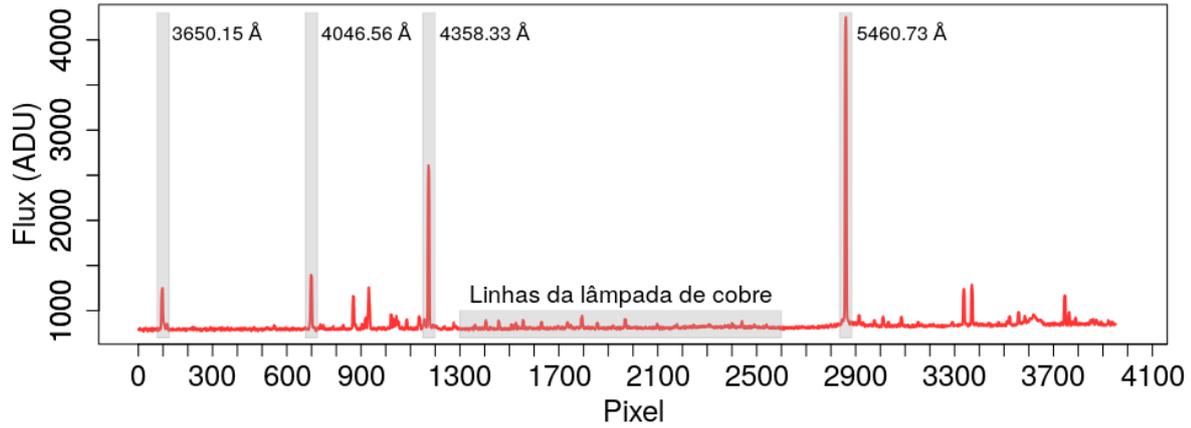


Figura 3.3: Identificação de linhas de emissão no espectro combinado das lâmpadas.

Com o mapeamento de λ por pixel finalizado, utiliza-se o parâmetro `REFSPEC` dos cabeçalhos dos arquivos de espectros das estrelas para que sejam referenciadas as combinações de lâmpadas e suas propriedades identificadas. Então, usou-se a função `dispcor`, do `IRAF`, para que fosse extraída a solução do espectro final reduzido a partir da calibração desejada conforme as linhas de emissão identificadas. Os espectros resultantes apresentam resolução de $R = \lambda/\Delta\lambda \sim 1100$ (0.65\AA por pixel) na região das linhas K e H do Ca II.

Agora, com os espectros reduzidos, corrigidos em *flat*, *bias* e *background* e calibrados em comprimento de onda por pixel, utiliza-se a rotina `continuum` do `IRAF` para normalizar os mesmos através dos respectivos contínuos. Estes foram interpolados através de *spline* cúbica de sétima ordem e os espectros normalizados resultantes podem ser encontrados na Fig. 3.4. Os contínuos traçados podem ser visualizados nas figuras do Apêndice A.

Na Fig. 3.4, percebe-se que a estrela J094744.93 apresenta uma característica de emissão em seu espectro. Como os objetos observados nessa campanha observacional são frios ($4800\text{K} \leq T_{eff} \leq 5900\text{K}$, Seção 4), os mesmos não possuem mecanismos intrínsecos de produção desse tipo de linha. Logo, tal característica é, provavelmente, resultado de algum problema associado ao processo de observação como, por exemplo, a incidência da raio(s) cósmico(s) no CCD durante a exposição.

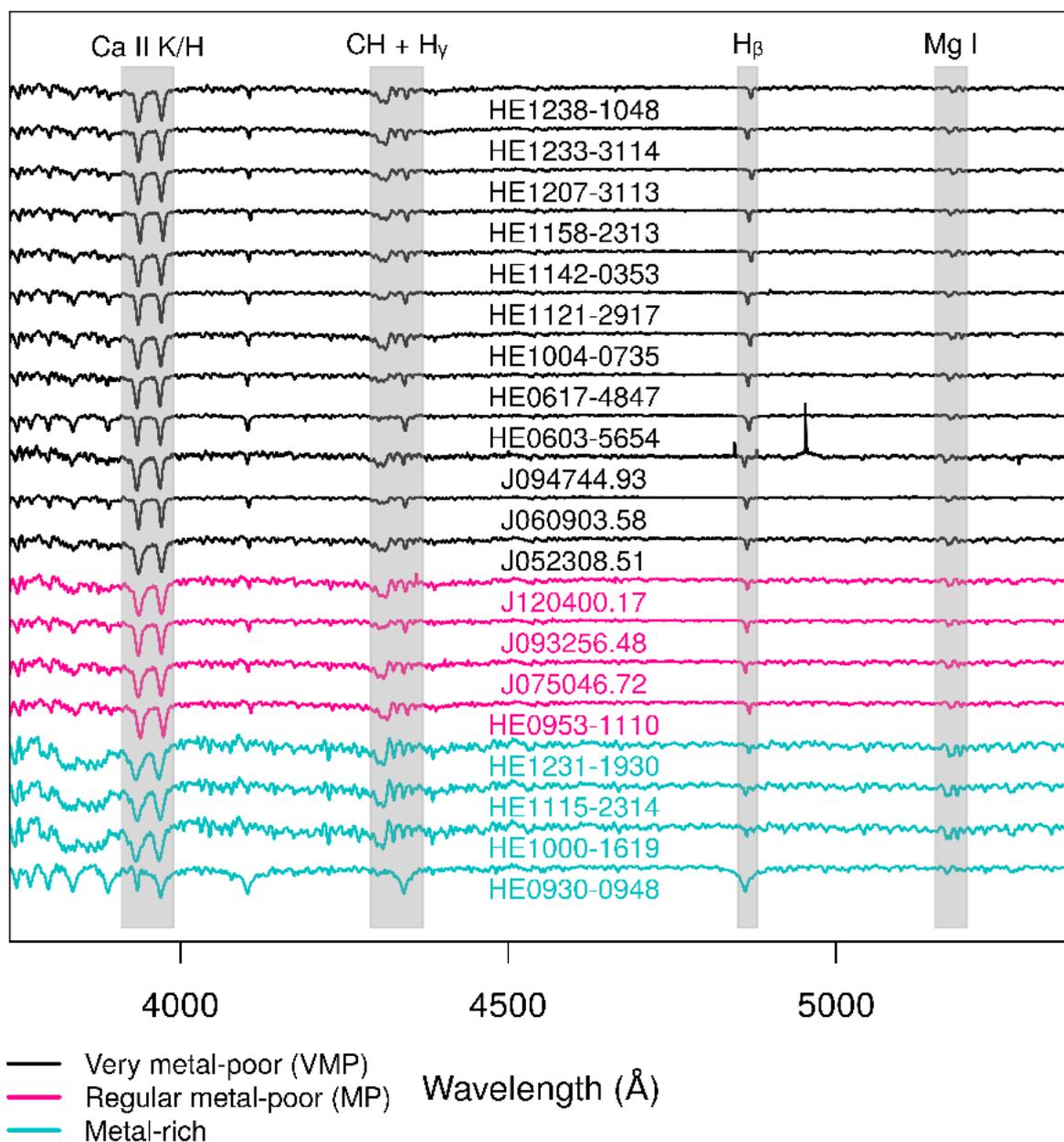


Figura 3.4: Espectros reduzidos e normalizados das estrelas observadas, entre 3800Å e 5300Å. Em azul constam as estrelas ricas em metais ($[Fe/H] > -1.0$), em rosa estão as MPs ($[Fe/H] \leq -1.0$ e, em preto, são apresentadas as VMPs ($[Fe/H] \leq -2.0$) da amostra. As metalicidades são determinadas conforme análises descritas no Capítulo 4. São destacadas (regiões cinza) as linhas de absorção das transições K e H do Ca II, da banda G do CH e as transições γ e β da série de Balmer do hidrogênio.

Análise espectroscópica

Dos espectros obtidos (Cap. 2) e reduzidos (Cap. 3), buscou-se determinar parâmetros atmosféricos (T_{eff} , $\log g$ e $[Fe/H]$), abundâncias de carbono ($[C/Fe]$) e magnésio ($[Mg/Fe]$), representante dos elementos provenientes do processo- α , ($[\alpha/Fe]$), e velocidade radial (V_{rad}) em cada caso. Para fins desse trabalho, supõe-se que $[Mg/Fe] = [\alpha/Fe]$ e utiliza-se essas abundâncias como sinônimos ao longo do texto. Empregou-se o *pipeline n-SSPP* para tomada das medidas desejadas, analogamente ao descrito por Placco et al. (2018, 2019).

4.1 Pipeline n-SSPP

O n-SSPP (Beers et al., 2014) é uma versão modificada do SEGUE *Stellar Parameter Pipeline* (SSPP; Lee et al., 2008a, 2008b, 2011, 2013) e utiliza como entrada o espectro observado e calibrado, além de informações fotométricas para um dado objeto.

Os parâmetros atmosféricos são determinados, com o n-SSPP, através de vários métodos, incluindo índices de linhas espectrais, calibrações fotométricas e a comparação com uma base de dados de espectros sintéticos para minimização de χ^2 . As abundâncias de $[C/Fe]$ são estimadas através das intensidades da banda G molecular de CH localizada em $\sim 4300\text{\AA}$. Para $[\alpha/Fe]$, avalia-se a região do tripleto de Mg I em $5150\text{\AA} - 5200\text{\AA}$. Mais detalhes sobre o n-SSPP e sua utilização podem ser encontrados em Placco et al. (2018, 2019). A totalidade dos resultados obtidos com o *pipeline* para as estrelas da amostra é apresentada na Tab. 4.1.

Com o intuito de validar as abundâncias químicas determinadas com o *pipeline n-SSPP*, os parâmetros atmosféricos determinados com o mesmo foram utilizados para implementar a análise através da técnica de síntese espectral, conforme descrito na Seção 4.2.

Tabela 4.1 - Parâmetros e abundâncias obtidos com o *pipeline* n-SSPP.

Objeto	T_{eff} (K)	$\log g$ (g/cm ²)	[Fe/H] (dex)	V_{mic} (km/s)	V_{rad} (km/s)	[C/Fe] (dex)	[α /Fe] (dex)
J052308.51	4861	1.44	-2.11	2.0	162.2	-0.64	+0.28
HE0603-5654	5864	2.31	-2.19	1.7	122.7	-0.15	-
J060903.58	5256	2.05	-2.41	1.8	190.5	+0.27	+0.15
HE0617-4847	5222	1.86	-2.27	1.8	65.6	-0.28	+0.37
J075046.72	5232	2.15	-1.66	1.8	371.2	+0.18	+0.04
HE0930-0948	7643	3.22	+0.36	-	-	-	-
J093256.48	5247	1.92	-1.82	1.8	154.2	-0.32	+0.22
J094744.93	5443	1.92	-2.18	1.8	319.6	+0.36	-
HE0953-1110	5246	2.04	-1.43	1.8	259.6	+0.02	+0.02
HE1000-1619	5175	3.85	-0.41	1.5	-10.5	0.00	+0.17
HE1004-0735	5608	2.36	-2.00	1.7	218.0	+0.51	-
HE1115-2314	5275	3.60	-0.36	1.5	48.0	-0.01	+0.28
HE1121-2917	5387	2.37	-2.16	1.7	222.0	+0.24	+0.19
HE1142-0353	5279	1.54	-2.56	2.0	291.5	+0.17	-
HE1158-2313	5099	1.90	-2.45	1.8	350.3	+0.07	+0.26
J120400.17	5005	1.94	-1.66	1.8	224.6	-0.39	+0.26
HE1207-3113	5377	1.92	-2.52	1.8	336.4	+0.38	-
HE1231-1930	5541	3.88	-0.51	1.5	87.1	+0.23	-
HE1233-3114	5202	2.14	-2.21	1.8	200.2	+0.53	+0.27
HE1238-1048	5067	1.66	-2.16	2.0	-29.7	-0.46	+0.25

4.2 Síntese espectral

A técnica de síntese espectral consiste na criação de espectros sintéticos através de abordagens computacionais. Há, então, a possibilidade de se realizar comparações entre modelos teóricos e observações. Tal metodologia é particularmente eficiente quando se conhece os parâmetros atmosféricos da estrela estudada.

Tabela 4.2 - Parâmetros atmosféricos do n-SSPP e abundâncias obtidas com o M00G.

Objeto	T_{eff} (K)	$\log g$ (g/cm ²)	[Fe/H] (dex)	V_{mic} (km/s)	[C/Fe] (dex)	[α /Fe] (dex)
J052308.51	4861	1.44	-2.11	2.0	-0.64	+0.50
HE0603-5654	5864	2.31	-2.19	1.7	+0.35	+1.05 ^b
J060903.58	5256	2.05	-2.41	1.8	-0.11	0.00
HE0617-4847	5222	1.86	-2.27	1.8	-0.22	+0.91 ^b
J075046.72	5232	2.15	-1.66	1.8	-0.11	+0.35
HE0930-0948 ^a	7643	3.22	+0.36	—	—	—
J093256.48	5247	1.92	-1.82	1.8	-0.68	+0.20
J094744.93	5443	1.92	-2.18	1.8	+0.83	+1.21 ^b
HE0953-1110	5246	2.04	-1.43	1.8	-0.37	+0.20
HE1000-1619 ^a	5175	3.85	-0.41	1.5	—	—
HE1004-0735	5608	2.36	-2.00	1.7	+0.79	+1.43 ^b
HE1115-2314 ^a	5275	3.60	-0.36	1.5	—	—
HE1121-2917	5387	2.37	-2.16	1.7	-0.13	+0.25
HE1142-0353	5279	1.54	-2.56	2.0	+0.57	+1.31 ^b
HE1158-2313	5099	1.90	-2.45	1.8	-0.11	+0.20
J120400.17	5005	1.94	-1.66	1.8	-0.56	+0.10
HE1207-3113	5377	1.92	-2.52	1.8	+0.72	+1.50 ^b
HE1231-1930 ^a	5541	3.88	-0.51	1.5	—	—
HE1233-3114	5202	2.14	-2.21	1.8	+0.25	+0.30
HE1238-1048	5067	1.66	-2.16	2.0	-0.43	+0.30

^a: Estrelas ricas em metais ($[Fe/H] > -1.0$).

^b: Estrelas para as quais não se encontrou solução de $[Mg/Fe]$ via n-SSPP.

Para a criação de um espectro sintético, necessita-se, sempre, de um modelo de atmosfera estelar (Sec. 4.2.1) e uma lista das linhas espectrais existentes no intervalo de comprimento de onda trabalhado (Sec. 4.2.2). Ao longo de iterações sucessivas, abundâncias químicas e o alargamento das linhas são recalculados até que os modelos teóricos criados

sejam ajustados aos espectros observados da melhor forma possível. Destaca-se que o alargamento é, normalmente, arbitrariamente ajustado através da inserção de ruído artificial nos modelos até que se obtenha uma resolução próxima àquela dos dados. Tal propriedade permite que a metodologia da síntese espectral seja aplicada a diferentes resoluções e/ou diferentes razões S/N .

Neste trabalho, utilizou-se o código de transferência radiativa para análise e síntese espectral MOOG (Snedden, 1973). O código admite regime de equilíbrio termodinâmico local (*local thermodynamic equilibrium*; LTE) unidimensional (1D), no qual cada camada da atmosfera estelar detém uma temperatura característica para o gás e a solução das equações de transporte é extraída da interpolação ao longo de uma linha de fora para dentro do modelo atmosférico. Para cálculos de abundâncias, foram utilizados os valores solares de Asplund et al. (2009) como referência. A totalidade dos resultados obtidos com o MOOG para as estrelas da amostra é apresentada na Tab. 4.2.

4.2.1 Modelos atmosféricos

Os modelos atmosféricos utilizados para síntese foram interpolados através da grade ATLAS9 (Castelli e Kurucz, 2004). Foram utilizadas 72 camadas plano-paralelas 1D e os valores solares de referência foram obtidos de Asplund et al. (2009). Cada camada do modelo é caracterizada por T_{eff} , $\log g$, $[Fe/H]$, os parâmetros atmosféricos obtidos via n-SSPP, além de velocidade de microturbulência (V_{mic}), profundidade de massa, temperatura e pressão do gás e densidade de elétrons.

Para estimativa das velocidades de microturbulência pertinentes, utilizou-se a relação empírica entre $\log g$ e V_{mic} apresentada por Frebel et al. (2013), baseada nas amostras de estrelas pobres em metais de Cayrel et al. (2004) e Barklem et al. (2005).

4.2.2 Listas de linhas

Listas de linhas espectrais são responsáveis por associar comprimentos de onda às respectivas transições eletrônicas de átomos identificados e seus potenciais de excitação. Foi, ainda, considerada a linha forte, com maior probabilidade de transição, H_γ da série de Balmer do hidrogênio em 4340.46Å.

As listas nas regiões de interesse do espectro foram construídas entre 4280Å – 4350Å, região da banda G do CH, e 5150Å – 5200Å, região do tripleto de Mg I, com 6916 e 6128

transições, respectivamente. As listas foram produzidas com o *software* `linemake`¹ que utiliza dados de uma diversidade de linhas conhecidas da literatura, transições moleculares e informações de estrutura hiperfina para espécies disponíveis.

4.2.3 Síntese do carbono

Para a determinação de abundâncias químicas através da técnica da síntese, deve-se ajustar os espectros sintéticos àquele observado em relação ao comprimento de onda, que deverá estar deslocado em função da velocidade radial da estrela. Em seguida, é necessário que seja introduzido ruído aos modelos de maneira que repliquemos a resolução observada. Ambos processos são feitos de maneira interativa com o MOOG, por tentativa e erro, até que o ajuste seja o melhor possível. A linha da transição H_γ foi utilizada para essas tarefas (Fig. 4.1).

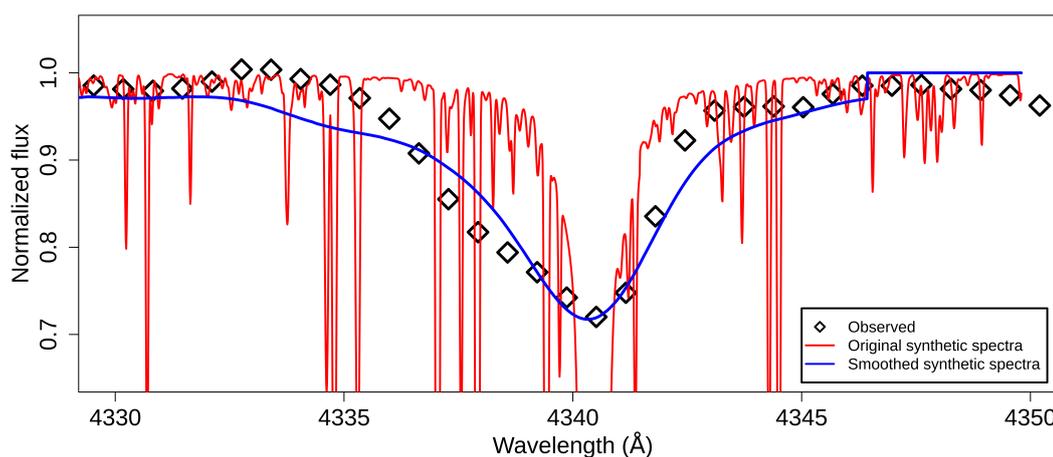


Figura 4.1: Exemplo de síntese espectral na região da transição H_γ para correção em velocidade radial e resolução de um espectro sintético. Os losangos pretos são dados observados e as linhas vermelha e azul são, respectivamente, o espectro sintético original e ajustado.

Foi utilizado o intervalo de comprimento de onda entre $4280\text{Å} - 4350\text{Å}$ para produção dos espectros sintéticos. Esse intervalo de comprimento de onda contempla as linhas das transições moleculares do carbono entre $4290\text{Å} - 4305\text{Å}$ e do H_γ em 4340.46Å . Em cada caso, três modelos teóricos são gerados e busca-se chegar ao melhor ajuste possível dos dados observacionais através de sucessivas iterações com mudanças das abundâncias de carbono dos espectros sintéticos. Um exemplo de aplicação é apresentado na Fig. 4.2, na qual a linha rosa busca simular a ausência de ambos carbono e ferro.

¹ github.com/vmplacco/linemake

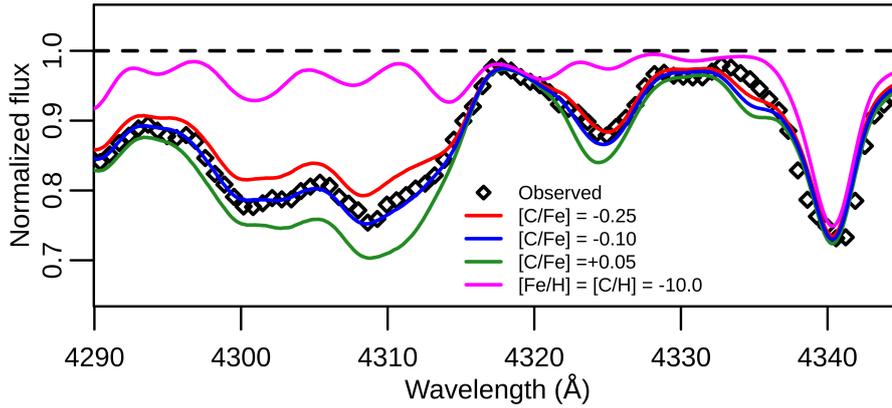


Figura 4.2: Exemplo de síntese espectral na região da banda G do CH entre 4290Å – 4340Å. Os losangos pretos são dados observados e as linhas vermelha, azul e verde são os espectros sintéticos utilizados na determinação da abundância de $[C/Fe]$. A linha rosa revela como seria o espectro na ausência de ambos carbono e ferro.

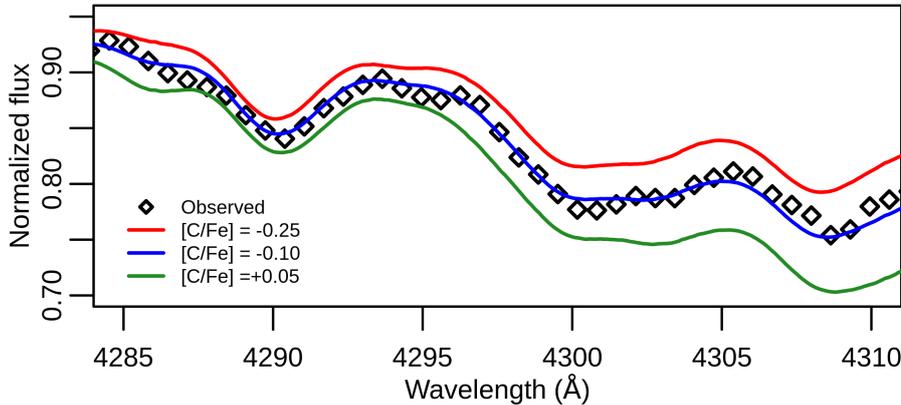


Figura 4.3: Exemplo de síntese espectral na região da banda G do CH entre 4285Å – 4310Å. Os losangos pretos são dados observados e as linhas vermelha, azul e verde são os espectros sintéticos utilizados na determinação da abundância de $[C/Fe]$ e sua incerteza.

Convencionou-se utilizar a região entre 4285Å – 4310Å para determinação de $[C/Fe]$. Para a avaliação das incertezas dessas abundâncias, é conveniente criar espectros sintéticos que englobem todos os pontos observacionais da região estudada. Nesse contexto, a Fig. 4.3 mostra um exemplo de aplicação dessa metodologia. A incerteza típica estimada para as abundâncias de $[C/Fe]$ medidas foi de $\sigma_{[C/Fe]} = \pm 0.15$ dex.

4.2.4 Síntese do magnésio

O processo de síntese do magnésio é análogo àquele descrito na Sec. 4.2.3 para o carbono. Os ajustes de ruído e velocidade radial são mantidos para uma mesma estrela e

considera-se diversas abundâncias de $[Mg/Fe]$ a fim de se ajustar os modelos aos dados observados. Os espectros sintéticos foram produzidos entre $5150\text{\AA} - 5200\text{\AA}$, cobrindo as linhas de Mg I do tripleto no intervalo de $5165\text{\AA} - 5185\text{\AA}$. Convencionou-se utilizar a região de $5160\text{\AA} - 5190\text{\AA}$ para medidas de $[Mg/Fe]$ e a Fig. 4.4 mostra um exemplo desse procedimento. A incerteza típica estimada para as abundâncias de $[Mg/Fe]$ foi de $\sigma_{[Mg/Fe]} = \pm 0.20$ dex.

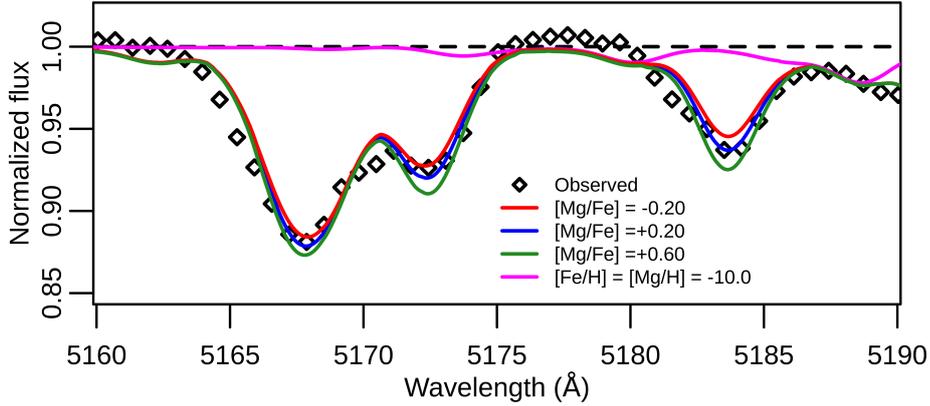


Figura 4.4: Exemplo de síntese espectral na região do tripleto de Mg I entre $5160\text{\AA} - 5190\text{\AA}$. Os losangos pretos são dados observados e as linhas vermelha, azul e verde são os espectros sintéticos utilizados na determinação da abundância de $[Mg/Fe]$. A linha rosa revela como seria o espectro na ausência de ambos magnésio e ferro.

4.3 Comparação entre métodos e resultados

De acordo com o *pipeline* n-SSPP, conforme Seção 4.1, as T_{eff} medidas estão no intervalo de $4800\text{K} \leq T_{eff} \leq 5900\text{K}$. As gravidades superficiais ficaram em $1.5 \leq \log g \leq 3.9$. Para as metalicidades, obteve-se o intervalo $-2.60 \leq [Fe/H] \leq +0.40$. As incertezas típicas estimadas para os parâmetros atmosféricos foram $\sigma_{T_{eff}} = \pm 150\text{K}$, $\sigma_{\log g} = \pm 0.3$ dex e $\sigma_{[Fe/H]} = \pm 0.15$ dex. Para as demais abundâncias determinadas, obteve-se $-0.60 \leq [C/Fe] \leq 0.50$ (média de $[C/Fe]_{n\text{-SSPP}} \sim 0.04$ para MPs) e $0.00 \leq [Mg/Fe] \leq 0.30$ (média de $[Mg/Fe]_{n\text{-SSPP}} \sim 0.20$ para MPs) com incertezas aproximadamente iguais àquelas para $[Fe/H]$. Em muitos casos, não foi possível encontrar solução para abundância de $[Mg/Fe]$ via n-SSPP. Isso ocorre por conta da menor densidade da grade de modelos teóricos, utilizada no *pipeline*, para valores altos de $[Mg/Fe]$. De acordo com as análises, 12 (60% da amostra) novas VMPs foram descobertas.

Através da síntese espectral com o MOOG, conforme Seção 4.2, as abundâncias de carbono sobre ferro encontradas estão entre $-0.70 \leq [C/Fe] \leq 0.80$ (média de $[C/Fe]_{\text{MOOG}} \sim 0.01$ para MPs). Nesse contexto, destaca-se que 3 das estrelas observadas seriam consideradas da classe CEMP de acordo com essas medidas. Para o magnésio, foram encontradas abundâncias de $0.00 \leq [Mg/Fe] \leq 1.50$ (média de $[Mg/Fe]_{\text{MOOG}} \sim 0.50$ para MPs). É importante notar que, com a síntese, foi determinada $[Mg/Fe]$ para casos nos quais não foi possível através do *pipeline* e essas abundâncias foram sempre de $[Mg/Fe] \geq +0.90$.

Em geral, comparando-se as diferenças nas abundâncias obtidas através dos diferentes métodos, encontrou-se concordância dentro de 2σ para o carbono e 1σ para o magnésio. A Fig. 4.5 demonstra que diferenças sistemáticas não foram observadas levando em conta todas MPs observadas neste trabalho. A comparação entre abundâncias de estrelas ricas em metais não pôde ser feita, pois o *pipeline* n-SSPP não obtém medidas confiáveis nesse regime de metalicidade. A média absoluta das diferenças para $[C/Fe]$ foi de 0.28 dex e, para $[Mg/Fe]$, obteve-se 0.12 dex. Pode-se concluir que os métodos são compatíveis entre si para a determinação de abundâncias de carbono e magnésio nessas estrelas. As Figuras 4.6 e 4.7 revelam como as abundâncias aqui obtidas, via n-SSPP, se comparam aos resultados de Placco et al. (2018, 2019). Para que seja mantida a coerência dos resultados desse trabalho com os obtidos por Placco et al. (2018, 2019), as análises da Sec. 4.4 serão feitas com estimativas obtidas com o n-SSPP.

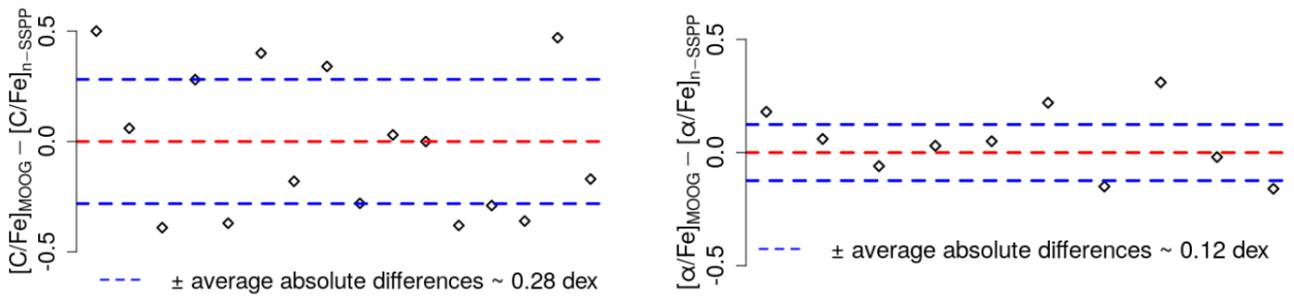


Figura 4.5: Comparação entre resultados obtidos com o *pipeline* n-SSPP e a técnica de síntese espectral através do MOOG para as abundâncias químicas de $[C/Fe]$ e $[Mg/Fe]$. A linha vermelha marca a posição de diferença nula e as linhas azuis representam \pm a diferença média em valores absolutos para cada caso.

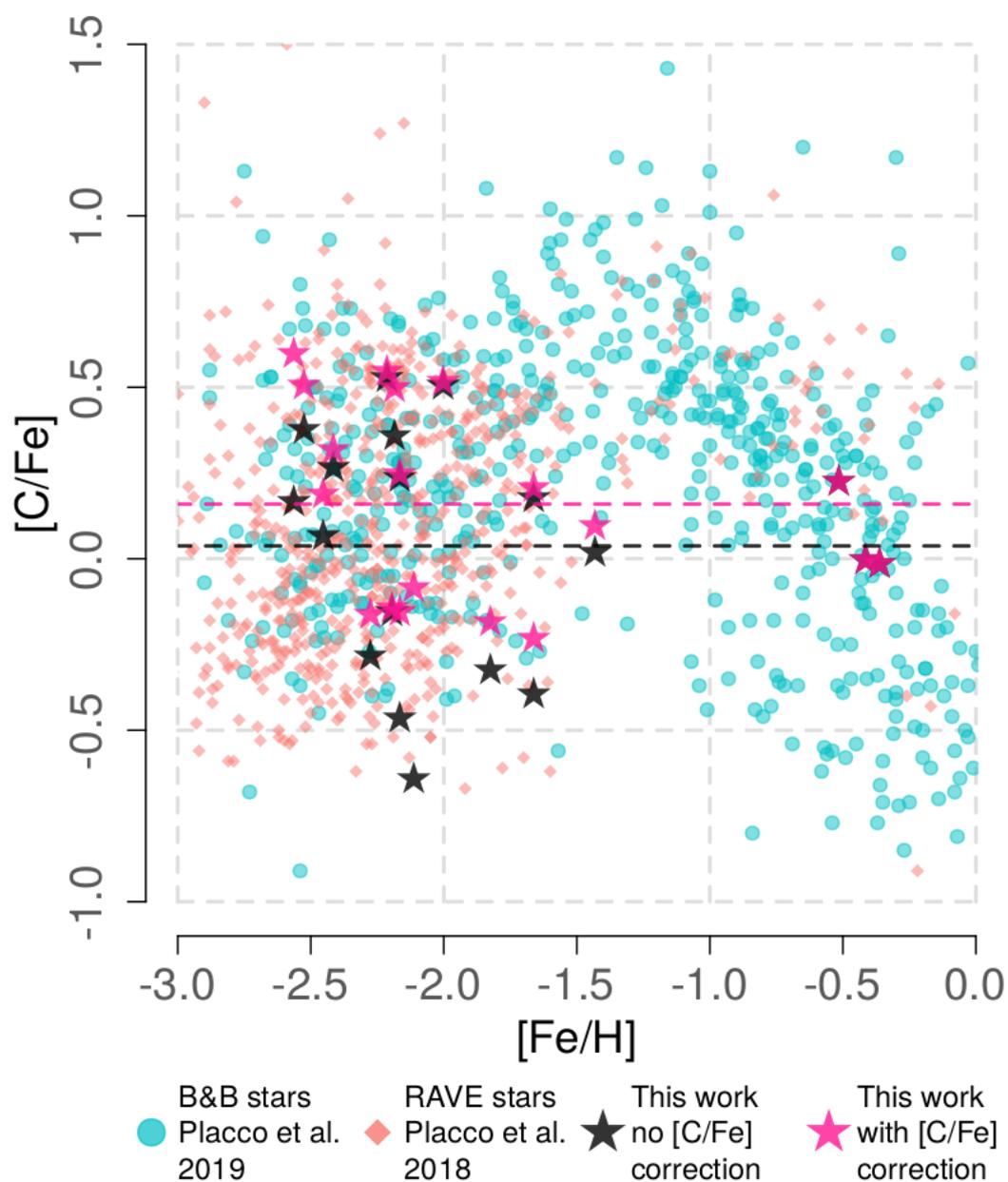


Figura 4.6: Distribuição das abundâncias de $[C/Fe]$ em função da metalicidade ($[Fe/H]$) para objetos dos *surveys* B&B e RAVE (círculos azuis e losangos vermelhos, respectivamente; Placco et al. 2018, 2019) e desse trabalho. As estrelas pretas representam abundâncias obtidas através do *pipeline* n-SSPP e as em rosa são resultantes das correções evolutivas de $[C/Fe]$ (Placco et al. 2014), conforme Sec. 4.4. As linhas preta e rosa são valores médios de $[C/Fe]$ para as estrelas desse trabalho antes e depois das correções, respectivamente.

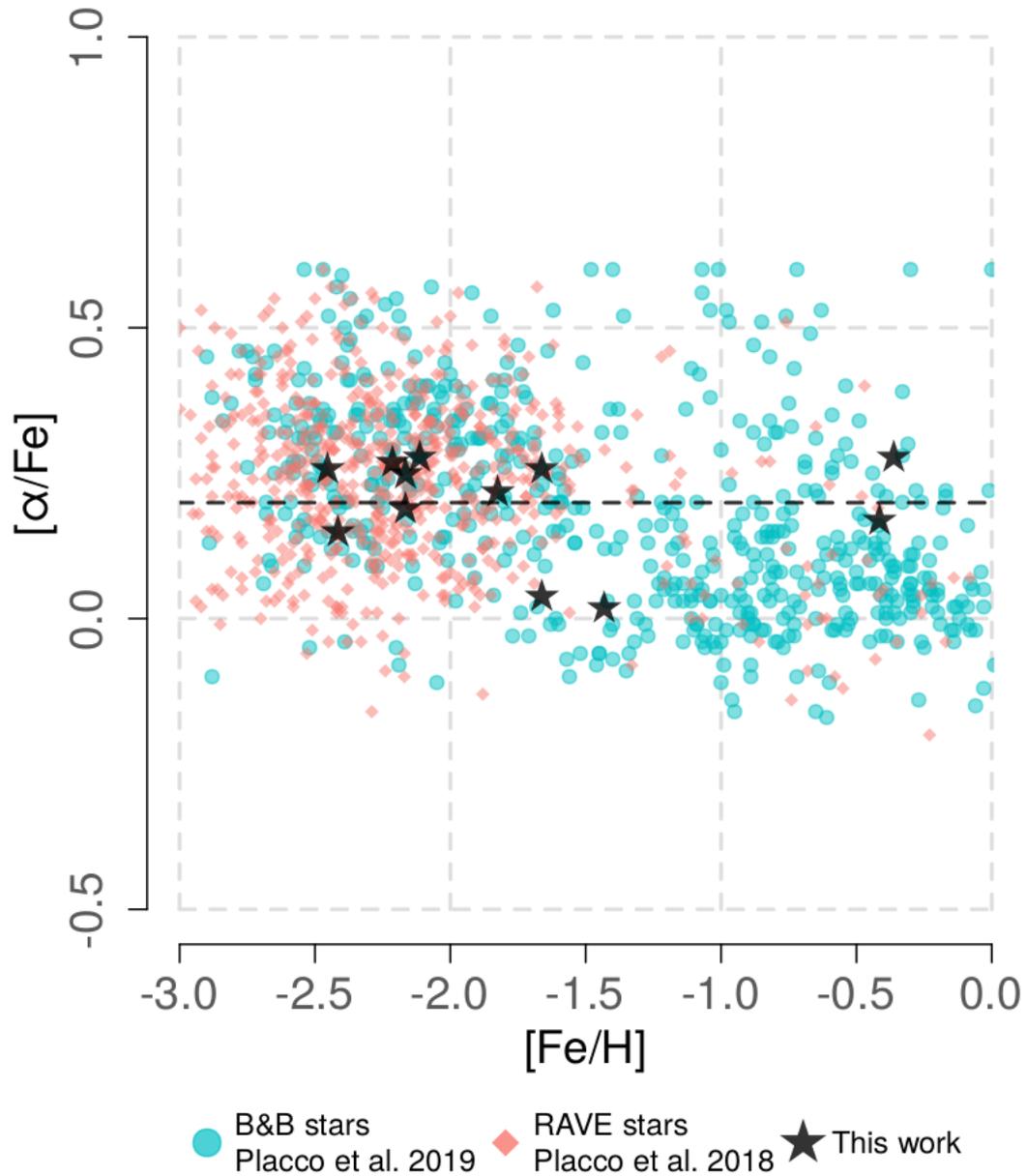


Figura 4.7: Distribuição das abundâncias de $[\alpha/Fe]$ em função da metalicidade ($[Fe/H]$) para objetos dos *surveys* B&B e RAVE (círculos azuis e losangos vermelhos, respectivamente; Placco et al. 2018, 2019) e desse trabalho (estrelas pretas). A linha horizontal representa o valor médio de $[\alpha/Fe]$ obtido para as estrelas desse trabalho através no *pipeline* n-SSPP.

4.4 Estágios evolutivos e correções para abundâncias de carbono

Durante a evolução de uma estrela no ramo das gigantes vermelhas, espera-se que suas abundâncias atmosféricas de carbono, nitrogênio e oxigênio sejam alteradas. Esse fenômeno se deve à mistura de material da superfície com aquele de camadas mais internas que já tenham sido enriquecidas pelo ciclo CNO. Em particular, tais diferenças nas abundâncias químicas desses elementos são características da região superior do ramo das gigantes vermelhas, após primeira dragagem (*dredge-up*). A depleção de carbono acompanhada de aumento na quantidade de nitrogênio já foi observada e discutida na literatura para estrelas pobres em metais (Aoki et al., 2007).

Conforme discutido na Sec. 1.2, o enriquecimento em carbono é especialmente importante nas estrelas pobres em metais. Nesse contexto, Placco et al. (2014) fornecem uma metodologia para corrigir os efeitos evolutivos nas abundâncias de carbono atmosféricas em função de $\log g$, $[Fe/H]$ e $[C/Fe]$. Com isso, é possível estabelecer a verdadeira frequência de CEMPs dentre as MPs do halo Galáctico, pois pode-se recuperar as abundâncias de carbono do meio original na qual essas estrelas se formaram.

Para as estrelas observadas e analisadas nesse trabalho, correções em $[C/Fe]$ são pertinentes, pois todas são de estágios evolutivos avançados (além da sequência principal), conforme pode-se verificar na Fig. 4.8. Utilizando os critérios fornecidos por Abohalima e Frebel (2018), descritos abaixo:

- Gigantes vermelhas:

$$[Fe/H] \geq -2.0: T_{eff} \leq 5400K \text{ e } \log g \leq 3.5$$

$$[Fe/H] < -2.0: T_{eff} \leq 5600K \text{ e } \log g \leq 3.5$$

- Subgigantes:

$$[Fe/H] \geq -2.0: 6700K \geq T_{eff} \geq 5400K \text{ e } 4.0 \geq \log g \geq 3.5$$

$$[Fe/H] < -2.0: 6700K \geq T_{eff} \geq 5600K \text{ e } 4.0 \geq \log g \geq 3.5$$

- Ramo horizontal: $T_{eff} \geq 5400K$ e $\log g \leq 3.5$

- Sequência principal: $\log g > 4.0$, para qualquer $[Fe/H]$ e T_{eff}

classificamos 13 dos nossos objetos como gigantes vermelhas, 3 como pertencentes ao ramo horizontal e outras 3 como subgigantes. Ressalta-se que as estrelas classificadas como subgigantes são, também, aquelas ricas em metais.

Uma comparação entre as abundâncias medidas e corrigidas é fornecida na Fig. 4.6. Correções de $[C/Fe]$ ($\Delta_{[C/Fe]}$) obtidas a partir dos modelos evolutivos de Placco et al. (2014) sobre abundâncias determinadas com o n-SSPP ficaram entre 0.00 e 0.56 dex. As mesmas são muito sensíveis a variações de gravidade superficial, tal que $\Delta_{[C/Fe]} > 0.10$ dex para estrelas com $\log g < 2.00$. O valor médio de $[C/Fe]$ aumentou de ~ 0.1 dex (linhas horizontais na Fig. 4.6). Por fim, nenhuma estrela foi classificada como CEMP, mesmo após correções. Os objetos mais ricos em metais da amostra ($[Fe/H] > -1.0$) não tiveram $[C/Fe]$ alteradas. Para detalhes sobre a estimativa de incertezas das correções de carbono, ver Placco et al. (2014). A totalidade dos resultados desse trabalho, obtidos a partir do *pipeline* n-SSPP e com correções evolutivas aplicadas, encontra-se na Tab. 4.3.

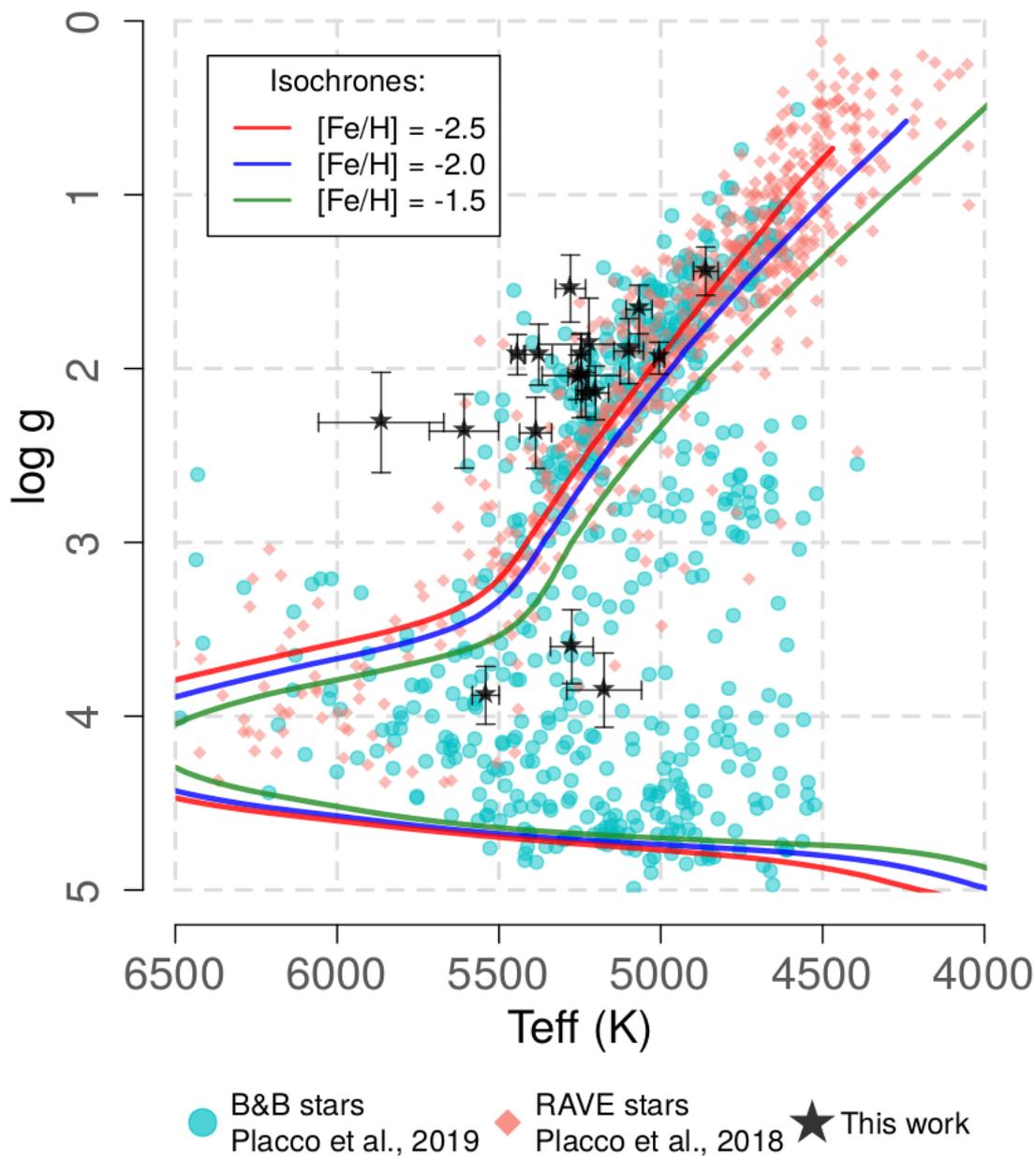


Figura 4.8: Diagrama de $\log g$ por T_{eff} para objetos dos surveys B&B e RAVE (círculos azuis e losangos vermelhos, respectivamente; Placco et al., 2018, 2019) e desse trabalho (estrelas pretas). As linhas vermelha, azul e verde são isócronas de 10 GPa para $[Fe/H] = -2.5$, $[Fe/H] = -2.0$ e $[Fe/H] = -1.5$, respectivamente, com $[\alpha/Fe] = +0.4$ e proporção de hélio primordial de $Y = 0.245$ (Dotter et al., 2008).

Tabela 4.3 - Parâmetros e abundâncias do n-SSPP e correções de carbono.

Objeto	T_{eff} (K)	$\log g$ (g/cm ²)	[Fe/H] (dex)	[C/Fe] (dex)	$\Delta_{[\text{C}/\text{Fe}]}$ ^a (dex)	[C/Fe] ^b _{cor} (dex)	[α /Fe] (dex)
J052308.51	4861	1.44	-2.11	-0.64	+0.56	-0.08	+0.28
HE0603-5654	5864	2.31	-2.19	-0.15	+0.01	-0.14	-
J060903.58	5256	2.05	-2.41	+0.27	+0.05	+0.32	+0.15
HE0617-4847	5222	1.86	-2.27	-0.28	+0.12	-0.16	+0.37
J075046.72	5232	2.15	-1.66	+0.18	+0.03	+0.21	+0.04
HE0930-0948	7643	3.22	+0.36	-	-	-	-
J093256.48	5247	1.92	-1.82	-0.32	+0.14	-0.18	+0.22
J094744.93	5443	1.92	-2.18	+0.36	+0.14	+0.50	-
HE0953-1110	5246	2.04	-1.43	+0.02	+0.08	+0.10	+0.02
HE1000-1619	5175	3.85	-0.41	0.00	0.00	0.00	+0.17
HE1004-0735	5608	2.36	-2.00	+0.51	+0.01	+0.52	-
HE1115-2314	5275	3.60	-0.36	-0.01	0.00	-0.01	+0.28
HE1121-2917	5387	2.37	-2.16	+0.24	+0.01	+0.25	+0.19
HE1142-0353	5279	1.54	-2.56	+0.17	+0.43	+0.60	-
HE1158-2313	5099	1.90	-2.45	+0.07	+0.12	+0.19	+0.26
J120400.17	5005	1.94	-1.66	-0.39	+0.16	-0.23	+0.26
HE1207-3113	5377	1.92	-2.52	+0.38	+0.13	+0.51	-
HE1231-1930	5541	3.88	-0.51	+0.23	0.00	+0.23	-
HE1233-3114	5202	2.14	-2.21	+0.53	+0.02	+0.55	+0.27
HE1238-1048	5067	1.66	-2.16	-0.46	+0.31	-0.15	+0.25

^a: Correções evolutivas de carbono conforme [Placco et al. \(2014\)](#).

^b: Razão [C/Fe] corrigida.

Resultados e perspectivas

Foram apresentados os resultados referentes às observações realizadas no dia 25 de fevereiro de 2019 (proposta SO2018B-010) com o telescópio SOAR (4.1m) e seu espectrógrafo Goodman. Após as reduções realizadas com tarefas padrão do IRAF e a partir da configuração instrumental utilizada, obteve-se uma resolução de 0.65\AA por pixel na região das linhas K e H do Ca II (3933\AA e 3968\AA) e razões sinal ruído de pelo menos $S/N \sim 30$.

Todos os parâmetros atmosféricos foram determinados a partir do *pipeline* n-SSPP, bem consolidado na literatura para espectros estelares de qualidade análoga. Conforme discutido na Sec. 4.3, obtivemos $4800K \leq T_{eff} \leq 5900K$, $1.5 \leq \log g \leq 3.9$ e $-2.60 \leq [Fe/H] \leq +0.40$. Nesse contexto, 12 das 20 estrelas observadas foram confirmadas como VMPs ($[Fe/H] < -2.0$), 4 são MPs ($[Fe/H] < -1.0$) e outras 4 são ricas em metais ($[Fe/H] > -1.0$). Destaque-se que a taxa de sucesso na detecção de VMPs foi de 60%, superior àquela de 42% obtida por Placco et al. (2018), corroborando a hipótese de que critérios cinemáticos são importantes na seleção de candidatas a pobres em metais.

As abundâncias químicas de carbono e elementos- α foram estimadas a partir da banda molecular de CH na região de $\sim 4300\text{\AA}$ e do tripleto de Mg I em $5150\text{\AA} - 5200\text{\AA}$, respectivamente. Com o *pipeline* n-SSPP, obteve-se $-0.60 \leq [C/Fe] \leq +0.50$ e média de $[C/Fe]_{n-SSPP} \sim +0.04$. Analogamente, para os elementos- α , ficamos com $0.00 \leq [\alpha/Fe] \leq +0.30$ e média de $[\alpha/Fe]_{n-SSPP} \sim +0.20$ para as estrelas MPs da amostra. Destaca-se que não foram encontradas estrelas das classes EMP ($[Fe/H] < -3.0$) ou CEMP ($[C/Fe] > +0.7$) nessa campanha observacional até o momento.

Foi realizada, ainda, a validação das abundâncias químicas obtidas com o *pipeline* n-SSPP através da técnica de síntese espectral com o código de transferência radiativa MOOG no regime LTE e modelos atmosféricos plano-paralelos e unidimensionais. Todas as

abundâncias de $[C/Fe]$ medidas para as MPs da amostra são compatíveis em $1\sigma - 2\sigma$ com aquelas do *pipeline*. Para $[\alpha/Fe]$, a compatibilidade foi de 1σ em todos os casos. Ressalta-se que medidas de $[Mg/Fe]$ foram feitas, com síntese espectral, para os objetos nos quais não obteve-se solução com o n-SSPP e essas abundâncias ficaram em $[Mg/Fe] \geq +0.90$ dex.

Discutiu-se, também, efeitos evolutivos nas abundâncias de carbono. Conforme demonstrado na Sec. 4.4, todas as MPs observadas estão em estágios avançados de suas evoluções (além da sequência principal), portanto devem ter passado por fases de extensão da zona convectiva e consequente alteração do $[C/Fe]$ atmosférico. Correções evolutivas ($\Delta_{[C/Fe]}$) foram, pois, calculadas para aquelas abundâncias determinadas com o n-SSPP a partir dos modelos de Placco et al. (2014), tal que $0.00 \leq \Delta_{[C/Fe]} \leq 0.56$ dex. Foi observada, também, a sensibilidade das correções em função da gravidade superficial de uma estrela, de maneira que todos objetos com $\log g < 2.00$ apresentaram correções de $\Delta_{[C/Fe]} > 0.10$ dex. Mesmo após correções, nenhuma estrela da amostra pôde ser classificada como CEMP.

A partir de parâmetros cinemáticos obtidos com informações astrométricas da missão GAIA, centenas de novas candidatas já foram selecionadas para subseqüentes observações espectroscópicas com o SOAR/Goodman. Com a proposta SO2019B-013, 6 novas noites foram concedidas ao grupo durante o segundo semestre de 2019 e outro pedido de tempo já foi enviado para 2020A. A perspectiva é de encontrarmos muitas novas estrelas MPs interessantes para observações em alta resolução espectroscópica, conforme critérios e análises descritos nesse trabalho, contribuindo para o entendimento dos processos de nucleossíntese operando ao longo da história da Galáxia ao povoarmos as subclasses de estrelas pobres em metais enriquecidas de processos de captura de nêutrons (r e s) ou de carbono.

Referências Bibliográficas

- Abbott, B. P. et al., 2017, *ApJL*, vol. 848, p. L12
- Abohalima, A., Frebel, A., 2018, *ApJS*, vol. 238, p. 36
- Aoki, W., Beers, T. C., Christlieb, N., 2007, *ApJ*, vol. 655, p. 492
- Asplund, M. et al., 2009, *ARA&A*, vol. 47, p. 481
- Barklem, P. S. et al., 2005, *A&A*, vol. 439, p. 129
- Beers, T. C., 2010, in *Proc. IAU Symp.*, 265, p. 453
- Beers, T. C., Christlieb, N., 2005, *ARA&A*, vol. 43, p. 531
- Beers, T. C. et al., 1990, *AJ*, vol. 100, p. 849
- Beers, T. C. et al., 1992, *AJ*, vol. 103, p. 267
- Beers, T. C. et al., 2014, *ApJ*, vol. 794, p. 58
- Burbidge, E. M. et al., 1957, *Rev. Mod. Phys.*, vol. 29, p. 547
- Castelli, F., Kurucz, R. L., 2004, *ArXiv Astrophysics e-prints*, astro-ph/0405087
- Cayrel, R. et al., 2004, *A&A*, vol. 416, p. 1117
- Chamberlain, J. W., Aller, L. H., 1951, *ApJ*, vol. 114, p. 52
- Christlieb, N. et al., 2002, *Nature*, vol. 419, p. 904
- Christlieb, N. et al., 2008, *A&A*, vol. 484, p. 721

Clemens, J. C., Crain, J. A., Anderson, R., 2004, Proc. SPIE, vol. 5492, p. 331

Dotter, A. et al., 2008, ApJS, vol. 178, p. 89

Drout, M. R. et al., 2017, Science, vol. 358, p. 1570

Frebel, A., 2018, ARNPS, vol. 68, p. 237

Frebel, A. et al., 2005, Nature, vol. 434, p. 871

Frebel, A. et al., 2013, ApJ, vol. 769, p. 57

Frebel, A., Norris, J. E., 2015, ARA&A, vol. 53, p. 631

Gaia Collaboration, 2016, A&A, vol. 595, p. A2

Hollek, J. K. et al., 2015, ApJ, vol. 814, p. 121

Ji, A. P. et al., 2019, ApJ, vol. 882, p. 40

Keller, S. C. et al., 2014, Nature, vol. 506, p. 463

Lee, Y. S. et al., 2008a, AJ, vol. 136, p. 2022

Lee, Y. S. et al., 2008b, AJ, vol. 136, p. 2050

Lee, Y. S. et al., 2011, AJ, vol. 141, p. 90

Lee, Y. S. et al., 2013, AJ, vol. 146, p. 132

Nomoto, K. et al., 2006, Nuclear Physics A, vol. 777, p. 424

Placco, V. M. et al., 2014, ApJ, vol. 797, p. 21

Placco, V. M. et al., 2018, AJ, vol. 155, p. 256

Placco, V. M. et al., 2019, ApJ, vol. 870, p. 122

Salpeter, E. E., 1955, ApJ, vol. 121, p. 161

Schlaufman, K. C., Casey, A. R., 2014, AJ, vol. 797, p. 13

Snedden, C., 1973, ApJ, vol. 184, p. 839

Spergel, D. N. et al., 2007, *ApJS*, vol. 170, p. 377

Steinmetz, M., Zwitter, T., Siebert, A., 2006, *AJ*, vol. 132, p. 1645

Yoon, J. et al., 2016, *ApJ*, vol. 833, p. 20

Apêndice

Estrelas observadas com SOAR/Goodman

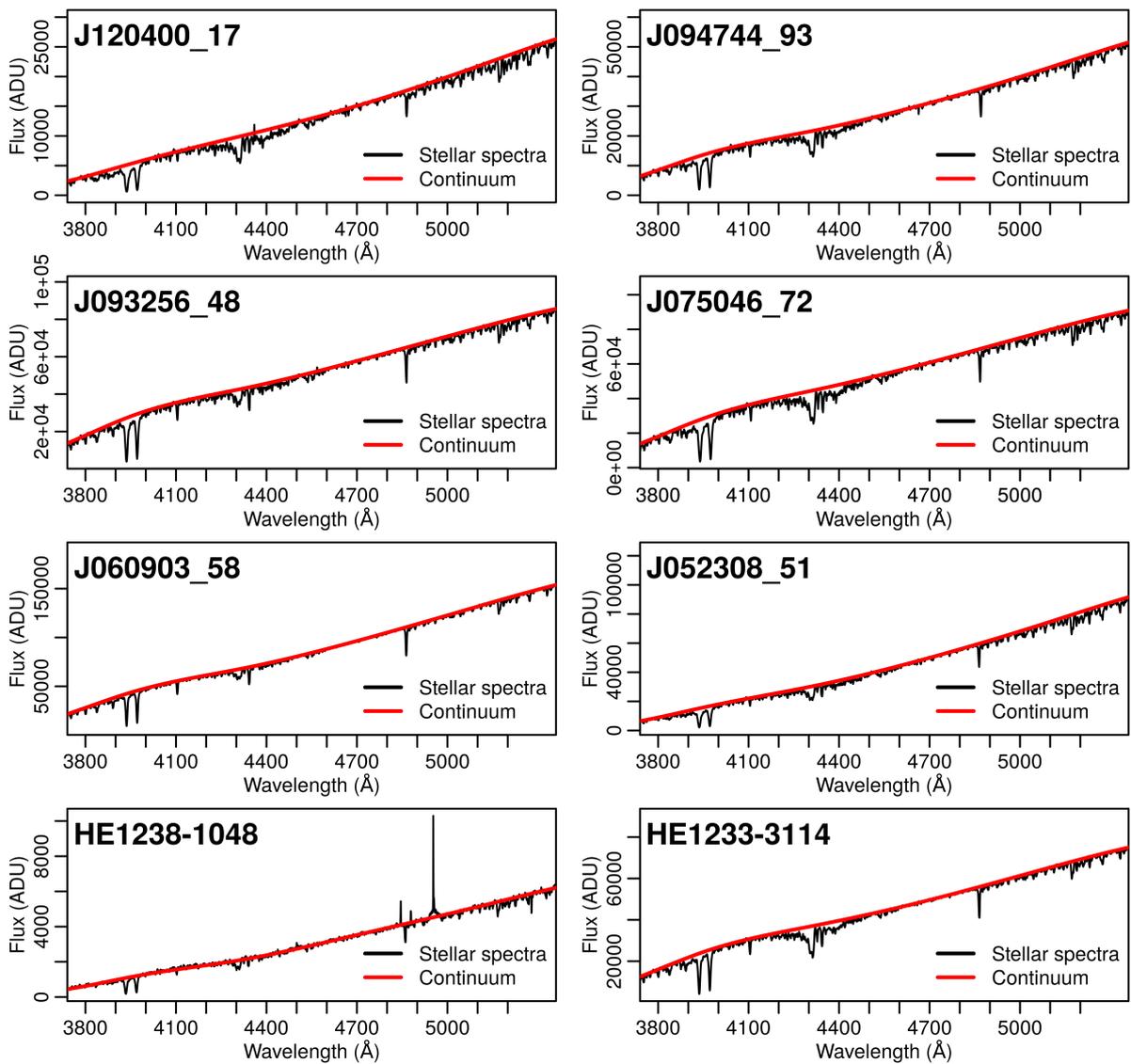


Figura A.1: Espectros das estrelas observadas com SOAR/Goodman (1).

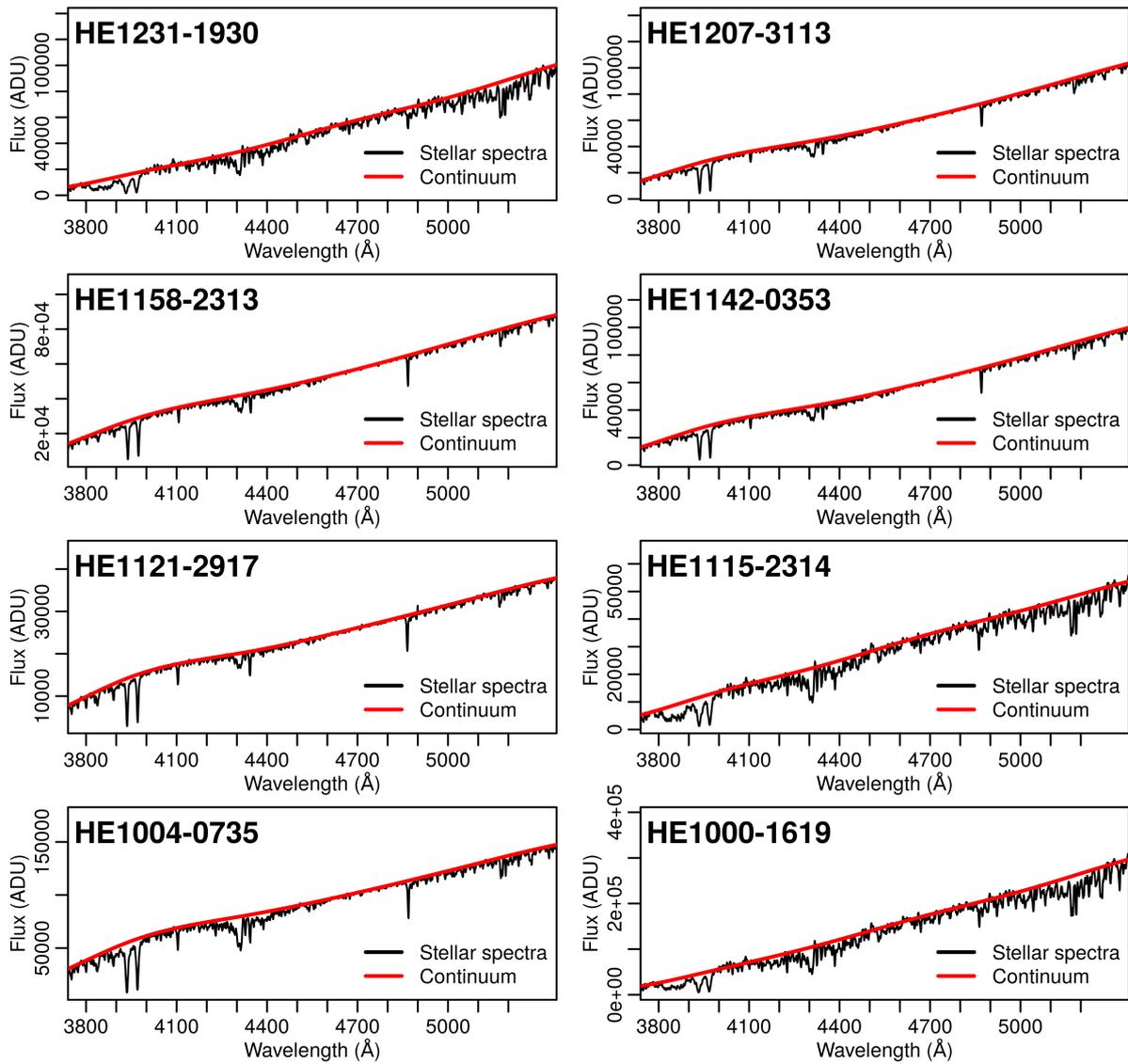


Figura A.2: Espectros das estrelas observadas com SOAR/Goodman (2).

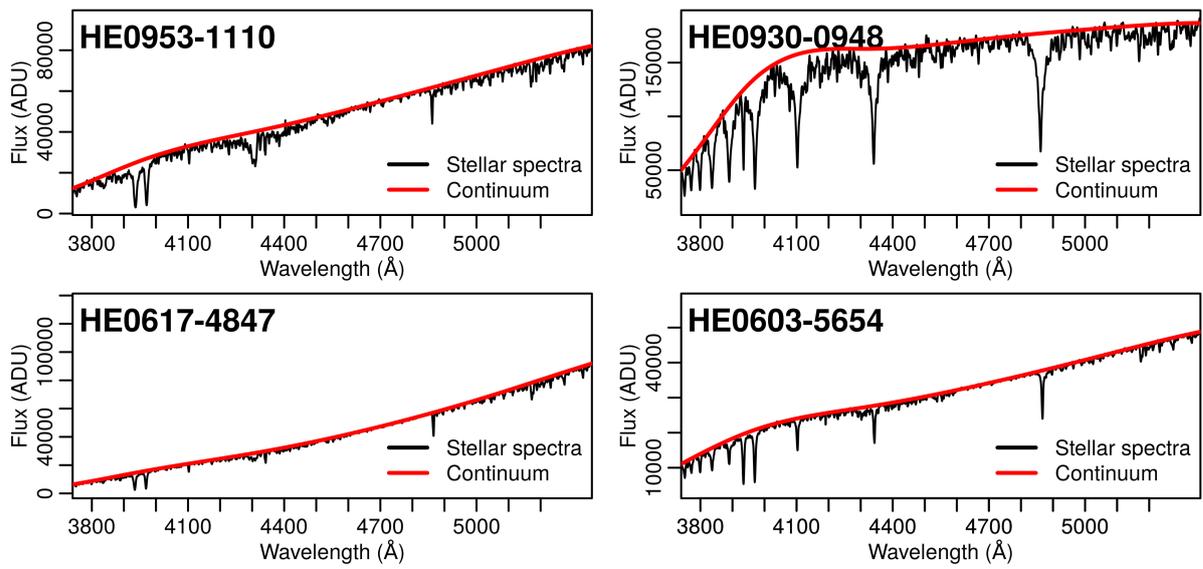


Figura A.3: Espectros das estrelas observadas com SOAR/Goodman (3).