

ESTRELAS DO CAMPO DO HALO GALÁCTICO: UM ESTUDO DAS
ABUNDÂNCIAS DE CARBONO, NITROGÊNIO E OXIGÊNIO

Eric Moura Lopes

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório Nacional/MCTIC, como parte dos requisitos necessários à obtenção do Grau de Mestre em Astronomia.

Orientador: Claudio Bastos Pereira

Rio de Janeiro

Maio de 2021

ESTRELAS DO CAMPO DO HALO GALÁCTICO: UM ESTUDO DAS
ABUNDÂNCIAS DE CARBONO, NITROGÊNIO E OXIGÊNIO

Eric Moura Lopes

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

Examinada por:

Prof. Nome do Primeiro Examinador Sobrenome, D.Sc.

Prof. Nome da Segunda Examinadora Sobrenome, Ph.D.

Dr. Nome da Terceira Examinadora Sobrenome, D.Sc.

Prof. Nome do Quarto Examinador Sobrenome, Ph.D.

Prof. Nome do Quinto Examinador Sobrenome, Ph.D.

RIO DE JANEIRO, RJ – BRASIL

MAIO DE 2021

Moura Lopes, Eric

Estrelas do campo do halo galáctico: Um estudo das abundâncias de carbono, nitrogênio e oxigênio/Eric Moura Lopes. – Rio de Janeiro: ON/MCTIC, 2021.

XIX, 88 p.: il.; 29,7cm.

Orientador: Claudio Bastos Pereira

Dissertação (mestrado) – ON/MCTIC/Programa de Pós-graduação em Astronomia, 2021.

Referências Bibliográficas: p. 70 – 80.

1. Atrofísica Estelar. 2. . 3. . 4. . I. ,
. II. Observatório Nacional/MCTIC, Programa de Pós-graduação em Astronomia. III. Título.

Dedicado a Dárci Fernandes Lopes e a Valdir Fernandes Lopes

Agradecimentos

Agradeço ao meu orientador, Prof Dr Cláudio Bastos Pereira por aceitar esta orientação e pela dedicação na minha formação neste meu início de carreira acadêmica.

Agradeço à meus familiares pelo apoio financeiro e emocional desde a minha graduação.

Agradeço aos professores do Observatório Nacional por participarem da minha formação aos quais tive contato através das aulas ministradas e eventos. Dentre eles estão: Prof^a Dr^a Simone Daflon (ON), Prof Dr Fernando Roig (ON), Prof Dr Marcelo Borges (ON), Prof Dr Roderik Overzier (ON).

Agradeço aos professores Prof Dr José Mahon (UERJ) e Prof Dr Silvio Paolo Sorella (UERJ) pelas aulas ministradas.

Agradeço aos meus colegas de grupo José Nacizo Holanda e Michelli Roriz e Raphaela Melo, visto que sem eles esse trabalho não seria possível.

Por fim agradeço aos órgãos CNPQ e FAPERJ pelo apoio financeiro, ambas presentes desde à minha iniciação científica até o mestrado.

Resumo da Dissertação apresentada ao Programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório Nacional/MCTIC como parte dos requisitos necessários para a obtenção do grau de Mestre em Astronomia (M.Sc.)

ESTRELAS DO CAMPO DO HALO GALÁCTICO: UM ESTUDO DAS ABUNDÂNCIAS DE CARBONO, NITROGÊNIO E OXIGÊNIO

Eric Moura Lopes

Maio/2021

Orientador: Claudio Bastos Pereira

Programa: Astronomia

A composição de estrelas deficientes em metais é um diagnóstico importante relacionado à evolução química galáctica. Abundâncias peculiares de carbono, nitrogênio e oxigênio em estrelas frias revelam detalhes sobre as primeiras gerações de estrelas (população III) além de aspectos sobre os possíveis sítios de nucleossíntese desses elementos. Particularmente, estrelas F, G e K do halo tornam-se importantes para reconstruir a história da Via Láctea, pelo seu longo tempo de vida. O colapso de supernovas e a nucleossíntese em uma das estrelas de um sistema binário, com a posterior transferência de massa, são alguns dos principais sítios astrofísicos para a formação dos elementos carbono e nitrogênio. Nesse contexto, alguns modelos progenitores de objetos supermassivos explicam a sobreabundância de oxigênio observada no halo da Galáxia.

Neste trabalho foram determinadas as abundâncias de C, N e O através da técnica de síntese espectral em espectros de alta resolução, usando modelos de atmosfera em Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL) com o código MOOG (Snedden et al. 1973), modificado por Sobeck et al. (2011).

A motivação para a determinação das abundâncias de C, N e O segue após a descoberta de uma estrela CEMP-s (Roriz et al. 2017) e outra estrela enriquecida em

Na (Pereira et al. 2019), referentes a uma amostra de 35 estrelas do halo, observadas com o espectrógrafo FEROS (Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph). Para a abundância de carbono e nitrogênio foram usadas as transições das bandas moleculares CH em 4300Å (sistema $A^2\Delta-X^2\Pi$) e CN em 3800Å (sistema $B^2\Sigma^+-X^2\Sigma^+$). Para o oxigênio foi realizada uma análise das linhas telúricas, identificando os espectros com possíveis contaminações e determinando assim a abundância do gás a partir da linha proibida de 6300 Å [OI]. De acordo com os resultados obtidos, não foi observada nenhuma sobreabundância de carbono e nitrogênio. Em relação ao oxigênio, elas foram observadas sobreabundância na faixa de metalicidade estudada ($-0.9 < [Fe/H] < -2.9$). As razões de abundância [C/Fe], [N/Fe] e [O/Fe] são semelhantes aos dados da literatura para as estrelas de mesma metalicidade. Para [C/Fe] foram encontrados valores entre $-0.77 dex$ e $0.23 dex$, e no caso de [N/Fe] foram constatados valores entre $-0.76 dex$ e $1.32 dex$. Também foram determinadas as razões de abundância [C/H], [N/H] e [O/H], as quais apresentaram tendências semelhantes às encontradas na literatura para o mesmo intervalo de metalicidade exposto neste trabalho.

Palavras-Chave: CNO; Halo; Síntese Espetral; FEROS

Abstract of Dissertation presented to Observatório Nacional/MCTIC as a partial fulfillment of the requirements for the degree of Master of Astronomy (M.Sc.)

GALACTIC HALO FIELD STARS: A STUDY OF THE ABUNDANCES OF
CARBON, NITROGEN AND OXYGEN

Eric Moura Lopes

May/2021

Advisor: Claudio Bastos Pereira

Department: Astronomy

The metal-poor stars composition is an important diagnosis in the matter of galactic chemical evolution. The peculiar abundance of carbon, nitrogen, and oxygen in cold stars reveal details about the first generations of these celestial bodies (population III), as well as different aspects regarding the possible nucleosynthesis sites of these elements. The F, G, and K halo stars are especially important to rebuild the Milky Way history, due to their long lives. The supernovae collapse and the nucleosynthesis in one of the stars in a binary system, along with the mass transfer caused by it, are some of the main astrophysical sites for carbon and nitrogen formation. In this context, progenitor models of supermassive objects explain the oxygen overabundance observed in the Galactic halo.

In this study, we determined the C, N, and O abundances through the spectral synthesis technique, in high-resolution spectra. For such, we used atmosphere models in Local Thermodynamic Equilibrium (LTE) with the MOOG code (Snedden et al. 1973), modified by Sobeck et al. (2011). The determination of C, N, and O abundances was motivated by the discovery of a CEMP-s star (Roriz et al. 2017) and a sodium-enriched star (Pereira et al. 2019), referring to a sample that consists of 35 stars of the halo, which were observed with the spectrometer FEROS (Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph). The following transitions of the molecular bands were used to determine carbon and nitrogen abundance: CH at 4300Å (system $A^2\Delta-X^2\Pi$) and CN at 3800Å (system $B^2\Sigma^+-X^2\Sigma^+$). To verify the

oxygen abundance, we used the forbidden line at 6300\AA [OI] after verifying if the telluric absorption lines were contaminated.

According to the results obtained, no overabundance of carbon or nitrogen was observed. Oxygen presented overabundance in the range of metallicity studied ($-0.9 < [\text{Fe}/\text{H}] < -2.9$). The $[\text{C}/\text{Fe}]$, $[\text{N}/\text{Fe}]$ and $[\text{O}/\text{Fe}]$ abundance ratios are similar to those already present in the existing literature on stars with same metallicity. For the abundance ratios of $[\text{C}/\text{Fe}]$, we found values between -0.77 dex and 0.23 dex , whereas, for the abundance ratios of $[\text{N}/\text{Fe}]$, its values obtained were between -0.76 dex and 1.32 dex . We also determined the $[\text{C}/\text{H}]$, $[\text{N}/\text{H}]$, and $[\text{O}/\text{H}]$ abundance ratios, which presented similar tendencies to those found in the existing literature, for the same metallicity range studied in this thesis.

Keywords: CNO; Halo; Spectral Synthesis; FEROS

Sumário

Lista de Figuras	xiv
Lista de Tabelas	xix
1 Introdução	1
2 Evolução Estelar e as Estrelas do Halo	5
2.1 Um breve resumo sobre Evolução Estelar	6
2.1.1 Fases de queima de Hidrogênio e Hélio nuclear	6
2.2 Composição Química das estrelas do campo do halo	10
2.2.1 Carbono	11
2.2.2 Nitrogênio	11
2.2.3 Oxigênio	12
3 Metodologia	15
3.1 Seleção da Amostra	16
3.2 Observações	19
3.3 <i>Código Moog</i>	20
3.4 Determinação dos Parâmetros Atmosféricos	21
3.4.1 Mecanismos de Alargamento de Linha	21
3.4.2 Largura Equivalente	23
3.4.3 Abundâncias das linhas de absorção de Fe I e Fe II para a estrela CD-28 ^o 9325	25
3.4.4 Temperatura Efetiva (T_{eff})	26
3.4.5 Gravidade Superficial ($log g$)	27
3.4.6 Metalicidade [Fe/H]	27
3.4.7 Velocidade de Microturbulência (ξ)	28
3.4.8 Incerteza dos Parâmetros Atmosféricos	30
3.5 Abundâncias de Carbono, Nitrogênio e Oxigênio	31
3.5.1 Abundância do oxigênio a partir da Linha proibida [OI]	32
3.5.2 Contaminação do espectro por linhas telúricas	36
3.5.3 Abundância de Carbono	38

3.5.4	Abundância de Nitrogênio	42
3.6	Incerteza nas abundâncias de Carbono, Nitrogênio e Oxigênio	48
4	Resultados e Discussões	56
4.1	Resultados da abundância de oxigênio e as razões de abundância [O/Fe] e [O/H]	57
4.2	Resultados da abundância de carbono e as razões [C/Fe] e [C/H]	60
4.3	Resultados da abundância de nitrogênio e as razões de abundância [N/Fe] e [N/H]	62
4.4	Diagrama $\log C/N$ versus $\log O/N$	64
5	Conclusões	67
5.1	Perspectivas	68
	Referências Bibliográficas	70
A	Apêndice A	81
B	Apêndice B	86
C	Apêndice C	87

Lista de Figuras

2.1	Diagrama HR	7
2.2	Diagrama HR para diferentes massas solares	9
2.3	Modelo Two Infall	13
3.1	Isócronas de Yonsei-Yale	17
3.2	Observatório do ESO	19
3.3	Figura editada de	24
3.4	Redshift estrela CD-27 ^o 8550	25
3.5	Saída do código MOOG	26
3.6	Solução dos parâmetros atmosféricos	28
3.7	Síntese Oxigênio: <i>Na figura estão representadas as sínteses das estrelas com as respectivas abundâncias utilizadas. Dentre as estrelas estão HD 1936 ($\log OI = 7.11$, $\log OI = 7.51$, $\log OI = 7.91$) CD-33^o 9314 ($\log OI = 7.23$, $\log OI = 7.63$, $\log OI = 8.03$) e CD-28^o 9325 ($\log OI = 6.97$, $\log OI = 7.37$, $\log OI = 7.77$)). Além do ajuste da solução estão indicadas as abundâncias com valores em torno de ± 0.4.</i>	33
3.8	Sínteses de oxigênio 2.	34
3.9	Sínteses de oxigênio: <i>Sínteses de oxigênio: HD 103295 com abundâncias de $\log O=7.73$, $\log O=8.13$ e $\log O=8.53$; HD11582 com abundâncias de $\log O=7.05$, $\log O=7.45$ e $\log O=7.95$; HD 13359 com abundâncias de $\log O=7.62$, $\log O=8.02$ e $\log O=8.42$</i>	34
3.10	Sínteses de oxigênio: <i>Sínteses de oxigênio: BD 20^o6008 com abundâncias de $\log O=6.26$, $\log O=6.66$ e $\log O=7.06$; BD 06^o6648 com abundâncias de $\log O=6.47$, $\log O=6.87$ e $\log O=7.27$; CD-30^o 10603 com abundâncias de $\log O=6.96$, $\log O=7.36$ e $\log O=7.76$.</i>	35
3.11	Sínteses de oxigênio: <i>Sínteses de oxigênio: CD-30^o 10002 com abundâncias de $\log O=6.16$, $\log O=6.56$ e $\log O=6.96$; HD 217808 com abundâncias de $\log O=6.58$, $\log O=6.98$ e $\log O=7.48$; HD 33771 com abundâncias de $\log O=6.85$, $\log O=7.25$ e $\log O=7.65$</i>	35

3.12	Sínteses de oxigênio: <i>Sínteses de oxigênio: LSE 152 com abundâncias de log O=6.62, log O=6.82 e log O=7.22; LSE 113 com abundâncias de log O=6.28, log O=6.68 e log O=7.08; CD-27^o 8550 com abundâncias de log O=6.81, log O=7.21 e log O=7.61.</i>	36
3.13	Gráficos de Normalização	37
3.14	Correção Baricêntrica	38
3.15	Lista da análise linha telúrica 1	38
3.16	Espectros das estrelas <i>CD-30^o 10603, CD-31^o 10167, CD-32^o 8831, CD-33^o 9314, CD-33^o 9514 e CD-34^o 8920.</i>	39
3.17	Espectro das estrelas <i>HD 103295, HD 11582, HD 13359, HD 1936, HD 207785 e HD 208069.</i>	39
3.18	Espectro das estrelas <i>HD 21022, HD 214161, HD 217808, HD 27928, HD 2796 e HD 33771.</i>	40
3.19	Espectro das estrelas <i>HD 87064, HD 30229, LSE 113, LSE 151, LSE 152 e LSE 185.</i>	40
3.20	Espectro das estrelas <i>LSE 189, LSE 205, LSE 266, [S84] 106], [S84] 1206.</i>	41
3.21	Síntese Espectral CH: <i>Análise de síntese espectral da banda CH 4300 Å para as estrelas CD-28^o 9325, CD-32^o 8831, HD 103295 e LSE-189. A linha superior representa o ajuste sem a contribuição das linhas moleculares da banda CH. Essa linha está presente para o resto das amostras apresentadas nas figuras 3.21 a 3.29.</i>	42
3.22	Síntese Espectral CH: <i>Sínteses de carbono: BD+06^o648 com abundâncias de log C=5.57, log C=5.97 e log C=6.37;BD+20^o6008 com abundâncias de log C=4.77, log C=5.17 e log C=5.57; CD-27^o 8550 com abundâncias de log C=5.94, log C=6.34 e log C=6.74;CD-27^o 8864 com abundâncias de log C=6.04, log C=6.44 e log C=6.84.</i>	43
3.23	Síntese Espectral CH: <i>Sínteses de carbono: CD-28^o 9325 com abundâncias de log C=5.70, log C=6.10 e log C=6.40;CD-30^o 10002 com abundâncias de log C=5.79, log C=6.09 e log C=6.49; CD-30^o 10603 com abundâncias de log C=5.57, log C=5.97; log C=6.37 e CD-31^o 10167 com abundâncias de log C=6.29, log C=6.69 e log C=7.09</i>	43
3.24	Síntese Espectral CH: <i>Sínteses de carbono: CD-33^o 9314 com abundâncias de log C=6.36, log C=6.76 e log C=7.16;CD-32^o 8831 com abundâncias de log C=5.04, log C=5.44 e log C=5.84;CD-34^o 8920 com abundâncias de log C=6.43, log C=6.83 e log C=7.23;CD-33^o 9514 com abundâncias de log C=5.62, log C=6.02 e log C=6.42.</i>	44

- 3.25 Síntese Espectral CH:*Sínteses de carbono: HD 11582 com abundâncias de log C=4.52, log C=4.92 e log C=5.32; HD 13359 com abundâncias de log C=6.82, log C=7.22 e log C=7.62; HD 1936 com abundâncias de log C=5.10, log C=5.50 e log C=5.90; HD 103295 com abundâncias de log C=6.52, log C=6.92 e log C=7.32.* 44
- 3.26 Síntese Espectral CH:*Sínteses de carbono: HD 208069 com abundâncias de log C=6.32, log C=6.72 e log C=7.12; HD 21022 com abundâncias de log C=5.22, log C=5.62 e log C=6.02; HD 214161 com abundâncias de log C=5.12, log C=5.52 e log C=5.92; HD 217808 com abundâncias de log C=5.02, log O=5.42 e log C=5.82. . .* 45
- 3.27 Síntese Espectral CH:*Sínteses de carbono: HD 27928 com abundâncias de log C=5.37, log C=5.77 e log C=6.11; HD 2796 com abundâncias de log C=4.92, log C=5.32 e log C=5.72; HD 33771 com abundâncias de log C=5.72, log C=6.12 e log C=6.52; HD 87064 com abundâncias de log C=5.32, log C=5.72 e log C=6.12.* 45
- 3.28 Síntese Espectral CH:*Sínteses de carbono: HD 30229 com abundâncias de log C=5.41, log C=6.01 e log C=6.41; LSE 113 com abundâncias de log C=5.52, log C=5.92 e log C=6.32; LSE 151 com abundâncias de log C=5.87, log C=6.27 e log C=6.67; LSE 152 com abundâncias de log C=5.72, log C=6.12 e log C=6.52.* 46
- 3.29 Síntese Espectral CH:*Sínteses de carbono: LSE 189 com abundâncias de log C=5.42, log C=5.82 e log C=6.22; LSE 185 com abundâncias de log C=5.82, log C=6.22 e log C=6.62; LSE 205 com abundâncias de log C=5.56, log C=5.96 e log C=6.36; LSE 266 com abundâncias de log C=5.00, log C=5.40 e log C=5.80.* 46
- 3.30 Síntese Espectral CH:*Sínteses de carbono: [S84] 106 com abundâncias de log C=5.72, log C=6.12 e log O=6.52; [S84] 1206 com abundâncias de log C=4.92, log C=5.32 e log C=5.72.* 47
- 3.31 Síntese Espectral CN 48
- 3.32 Síntese Espectral CN:*Sínteses de carbono: CD-34^o 8920 com abundâncias de log N=6.22, log N=6.62 e log N=7.02; HD 103295 com abundâncias de log N=6.52, log N=6.92 e log O=7.32; HD 33771 com abundâncias de log N=5.78, log N=6.18 e log N=6.58; LSE 185 com abundâncias de log N=6.50, log N=6.90 e log O=7.30.* 49
- 3.33 Síntese Espectral CN:*Sínteses de Nitrogênio: HD 13359 com abundâncias de log N=6.82, log N=7.22 e log N=7.62; HD 208069 com abundâncias de log N=5.82, log N=6.12 e log N=6.52; HD 21022 com abundâncias de log N=5.63, log N=6.03 e log N=6.43; CD-28^o 9325 com abundâncias de log N=5.98, log N=6.38 e log N=6.78.* 49

3.34	Síntese Espectral CN: <i>Sínteses de Nitrogênio: LSE 113 com abundâncias de $\log N=6.02$, $\log N=6.42$ e $\log N=6.82$;LSE 151 com abundâncias de $\log N=5.57$, $\log N=5.97$ e $\log N=6.37$; $BD^{\circ}+06648$ com abundâncias de $\log N=5.92$, $\log N=6.32$ e $\log N=6.72$; $CD-30^{\circ} 10603$ com abundâncias de $\log N=6.03$, $\log N=6.43$ e $\log N=6.83$.</i> . . .	50
3.35	Síntese Espectral CN: <i>Sínteses de Nitrogênio: HD 207785 com abundâncias de $\log N=4.12$, $\log N=4.52$ e $\log N=4.92$;CD $27^{\circ}8864$ com abundâncias de $\log N=6.38$, $\log N=6.78$ e $\log N=7.18$; LSE 152 com abundâncias de $\log N=5.82$, $\log N=6.22$ e $\log N=6.62$; HD 214161 com abundâncias de $\log N=4.20$, $\log N=4.60$ e $\log N=5.00$.</i> . . .	50
3.36	Síntese Espectral CN: <i>Sínteses de Nitrogênio: $CD-30^{\circ} 1002$ com abundâncias de $\log N=4.48$, $\log N=4.88$ e $\log N=4.28$;HD11582 com abundâncias de $\log N=4.52$, $\log N=4.92$ e $\log N=4.32$; HD1936 com abundâncias de $\log N=5.10$, $\log N=5.40$ e $\log N=5.60$, LSE 205 com abundâncias de $\log N=5.76$, $\log N=6.12$ e $\log N=6.52$.</i>	51
3.37	Síntese Espectral CN: <i>Sínteses de Nitrogênio: $BD 20^{\circ}6008$ com abundâncias de $\log N=5.20$, $\log N=5.60$ e $\log N=6.00$;CD-$31^{\circ} 10167$ com abundâncias de $\log N=4.40$, $\log N=4.80$ e $\log N=5.20$; $CD-33^{\circ} 9314$ com abundâncias de $\log N=3.62$, $\log N=4.02$ e $\log O=4.42$; HD 27928 com abundâncias de $\log N=4.32$, $\log N=4.72$ e $\log N=5.02$.</i> . . .	51
3.38	Síntese Espectral CN: <i>Sínteses de Nitrogênio: $CD-32^{\circ} 8831$ com abundâncias de $\log N=4.80$, $\log N=5.20$ e $\log N=5.60$; $CD-27^{\circ} 8550$ com abundâncias abaixo de $\log N=4.72$. HD 217808 com abundâncias de $\log N=6.12$, $\log N=6.52$ e $\log N=6.92$. HD 2796 com abundâncias de $\log N=5.60$, $\log N=6.00$ e $\log N=6.40$.</i>	52
3.39	Sínteses de Nitrogênio: <i>[S84] 1206 com abundâncias de $\log N=5.87$, $\log N=6.27$ e $\log N=6.67$;[S84] 106 com abundâncias de $\log N=4.87$, $\log N=5.17$ e $\log N=5.57$</i>	53
4.1	Gráfico da razão por ferro das abundâncias de oxigênio	57
4.2	Histograma da distribuição das estrelas do halo.	58
4.3	Gráfico da razão por hidrogênio das abundâncias de oxigênio	59
4.4	Gráfico da razão por ferro das abundâncias de carbono	60
4.5	Gráfico da razão de abundância de carbono por hidrogênio	61
4.6	Razão por ferro das abundâncias de Nitrogênio	62
4.7	Gráfico da razão solar das abundâncias de Nitrogênio	63
4.8	gráfico $\log C/N$ versus $\log O/N$	64
B.1	Exemplo de sumário do driver <i>ab fnd</i> do MOOG	86

C.1	Exemplo de sumário do modo <i>synth</i> do MOOG para a abundância de oxigênio	87
C.2	Exemplo de sumário do modo <i>synth</i> do MOOG para a abundância de carbono	88
C.3	Exemplo de sumário do modo <i>synth</i> do MOOG para a abundância de nitrogênio	88

Lista de Tabelas

3.1	<i>Estrelas da amostra selecionada.</i>	18
3.2	<i>Parâmetros atmosféricos para amostra de Estrelas do halo.</i>	30
3.3	<i>Erros dos parâmetros atmosféricos para as estrelas CD-28 9325, BD+06^o 6648 e HD 103295.</i>	31
3.4	<i>Abundâncias CNO das Estrelas do Halo.</i>	54
3.5	<i>Influência dos erros referente a abundância química (CD-28 9325).</i>	55
3.6	<i>Influência dos erros referente a abundância química (HD 103295).</i>	55
3.7	<i>Influência dos erros referente a abundância química (BD+06^o 6648).</i>	55
A.1	<i>Arquivo de linha da Estrela CD-28^o 9325.</i>	81

Capítulo 1

Introdução

Nas últimas décadas, o desenvolvimento de grandes levantamentos espectroscópicos permitiu aumentar o número conhecido de estrelas localizadas no halo galáctico. Elas podem ser subdivididas em pertencentes a aglomerados globulares e do campo. Dentre outras características, essas estrelas possuem idade tardia além de metalicidades $[Fe/H] < -1.0$ dex com altas razões $[\alpha/Fe]$ e órbitas excêntricas.

Devido à sua baixa metalicidade, elas fornecem informações importantes relacionadas à formação e evolução química da galáxia. A análise da composição química torna-se importante na medida em que muitas amostras permitem traçar os estágios químicos evolutivos em metalicidades ainda não explorados. Nesse sentido, levantamentos feitos por Bond (1980), Bidelman (1981) e Bidelman & MacConnel (1973) e os levantamentos de Beers et al. (2014) e Christlieb et al. (2001) aumentaram o número conhecido de estrelas de baixa metalicidade com valores inferiores a -2.0 dex.

Estudos posteriores, a partir de observações espectroscópicas (Beers et al. 1992), analisaram anomalias características de subgigantes CH da amostra de Bond (1980), apresentando forte intensidade nas bandas CN e refletindo assim um enriquecimento de carbono. Rossi et al. (2005) usando espectros de média resolução, ($\simeq 2\text{\AA}$) observaram que a população de estrelas ricas em carbono cresce entre estrelas pobres em metais, sendo definidas como estrelas *CEMP* (*Carbon-Enhanced Metal-Poor Stars*). Essas estrelas possuem, dentre outras características, uma sobreabundância em carbono $[C/Fe] > 1$ podendo ser acompanhada de uma sobreabundância no oxigênio (no caso das CEMP-no), e também no nitrogênio. Ainda é observado um enriquecimento de elementos gerados pelos processos de captura de nêutrons (*processo-r* e do *processo-s*).

Beers & Christlieb (2005) (ver também Masseron et al. (2010)) propuseram que as estrelas CEMP podem ser distinguidas de acordo com suas abundâncias de bário e európio, com base na razão $[\text{Ba}/\text{Eu}]$. Assim, as estrelas CEMP foram divididas em CEMP-s, CEMP-r, CEMP-r/s e CEMP-no, conforme a profusão dos elementos supracitados. A maioria das estrelas CEMP são estrelas CEMP-s Aoki et al. (2007). A explicação mais provável para o excesso observado de carbono e elementos do processo-s em estrelas CEMP-s é a transferência de massa, assim como nas estrelas CH e nas estrelas de bário. Esta conclusão é baseada nas variações da velocidade radial notadas em várias estrelas CEMP-s (Hansen et al. 2016). Portanto, a análise detalhada de abundância das estrelas CEMP é importante para definir vínculos observacionais para os processos de transferência de massa, no caso dos sistemas binários, e para os modelos de nucleossíntese.

Johnson et al. (2007) por outro lado, também identificou um novo grupo de estrelas denominado como *NEMP* (*Nitrogen-Enhanced Metal-Poor Stars*). Grande parte dessas estrelas está entre as CEMP, com maiores sobreabundâncias em carbono. Contudo, elas apresentam também uma grande quantidade de nitrogênio, acompanhado por uma redução da razão $[\text{C}/\text{N}]$. As estrelas *NEMP* mostram-se em sua maioria na parte posterior do ramo das gigantes vermelhas no diagrama HR. Um exemplo dessas estrelas pertence à amostra de “*mixed stars*” de Spite et al. (2005). O enriquecimento em nitrogênio tem como provável origem o resultado do ciclo CN, que transforma carbono no elemento supradito. Isso acontece quando a estrela se encontra no Ramo das Gigantes Vermelhas, onde ocorre um processo de mistura convectiva interna denominado como “*extra mixing*” (Pols et al. 2012). Este, por sua vez, não é incluído em modelos tradicionais em que é assumido apenas convecção como mecanismo de mistura. Nesta operação, inclui-se circulação meridional, mistura por cisalhamento, além de vários processos magnéticos e hidrodinâmicos Karakas & Lattanzio (2014).

Estudos referentes à determinação de abundâncias de carbono, nitrogênio e oxigênio tornam-se essenciais para a busca de candidatas a estrelas *CEMP* e *NEMP*. Em princípio, as abundâncias CNO devem ser determinadas iterativamente, considerando que *C* e *O* estão ligados através da formação de moléculas de **CO** e **CN**.

Carbono, nitrogênio e oxigênio são os elementos mais abundantes no universo, depois do *H* e do *He*. A análise química desses elementos em estrelas frias que não foram afetadas por processos de mistura pode fornecer informações importantes sobre como os primeiros núcleos de *CNO* foram sintetizados.

Os resultados da abundância de oxigênio em estrelas do campo do halo de Barbuy

(1988), usando a linha proibida de oxigênio em 6300Å, e Meléndez & Barbuy (2002), com as linhas OH entre 1500-1700Å, obtiveram uma razão [O/Fe] entre 0.31 e 0.5. A sobreabundância de oxigênio relativa ao ferro em estrelas do halo indica que uma grande parte das progenitoras de população II eram estrelas massivas, visto que o elemento só é produzido em sua maioria nesse tipo de corpo celeste. Esses estudos revelaram que grande quantidade de oxigênio foi dispersado no meio interestelar a partir de explosões de supernovas do *tipo II*, pertencentes às primeiras gerações estelares, sendo mais importante que o enriquecimento gerado por ventos estelares.

Por outro lado, carbono pode ser produzido em estrelas de qualquer massa essencialmente pela queima de hélio (Spite et al. 2005). As estrelas de baixa massa e massa intermediária produzem carbono após a exaustão do núcleo de hélio. A partir disso, a estrela ascende ao ramo assintótico das gigantes (AGB) onde observam-se as maiores mudanças na superfície estelar, devido a uma interação complexa entre nucleossíntese e mistura. Verificam-se nesse estágio os processos referentes à terceira dragagem, onde a nucleossíntese é caracterizada pelas instabilidades térmicas causadas pelas camadas de queima de hélio, denominadas como pulsos térmicos.

A estrutura de uma estrela do AGB consiste em uma camada radiativa de hélio envolvida por um núcleo inerte degenerado de carbono, oxigênio e um envelope convectivo de H. Prótons são difundidos da base do envelope convectivo, sendo capturados por isótopos ^{12}C . Após este último sofrer decaimento β , formam-se isótopos ^{13}C constituindo a principal fonte de nêutrons para a produção dos elementos da componente forte do processo-s. Estrelas do AGB de massa intermediária ($4.5 M_{\odot}$) possuem temperaturas altas o suficiente para iniciar a reação $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$, sendo a principal fonte de nêutrons da componente fraca dos elementos do processo-s.

Os processos de dragagem entre os pulsos térmicos são responsáveis por transformar estrelas oxigenadas em estrelas carbonadas, elevando a razão atômica $n(\text{C})/n(\text{O})$. Modelos evolutivos de estrelas do halo de massa superior a $20M_{\odot}$, em contrapartida, não possuem uma grande quantidade de elementos CNO para a queima de hidrogênio via ciclo CNO (Schneider et al. 2002).

A nucleossíntese do nitrogênio foi estudada por Meynet & Maeder (2002). Uma das teorias para sua origem está relacionada ao “*extra mixing*” mencionado anteriormente para explicar o alto enriquecimento de nitrogênio nas estrelas do *RGB*. No ciclo CN, a reação $^{14}\text{N}(p, \gamma)^{15}\text{O}$ possui uma pequena seção de choque. Isso provoca um acúmulo de ^{14}N na superfície estelar (Arnett 1996). Nesse caso, o nitrogênio é um elemento secundário, sendo sintetizado por elementos CNO presentes

inicialmente na superfície da estrela. ^{14}N torna-se um elemento primário quando sintetizado pelo hidrogênio e hélio. De acordo com os modelos simples de evolução química galáctica Audouze & Tinsley (1976), a abundância de um elemento primário não depende da metalicidade inicial estelar. As primeiras evidências da produção de carbono e nitrogênio primário surgiram a partir de estudos como Edmunds & Pagel (1978), Barbuy (1983), Tomkin & Lambert (1984), Matteucci (1986), Dahn et al. (1977) em fases iniciais de evolução química galáctica. Esses elementos estão presentes em estrelas com idade avançada e baixa metalicidade.

A proposta deste trabalho consiste em analisar espectros de alta resolução de uma amostra de 35 estrelas de baixa metalicidade e, portanto, candidatas a estrelas do halo, com o objetivo específico de obter as abundâncias de carbono, nitrogênio e oxigênio. A determinação da abundância desses elementos pode levar à descoberta de estrelas CEMP. Essa mesma amostra foi selecionada e estudada por Pereira et al. (2019) a partir de várias fontes da literatura (ver Seção 3.1). A partir da porção selecionada foi constatada uma nova estrela CEMP-s, CD-50 776 Roriz et al. (2017) e uma estrela rica em sódio CD-23 16310 (Pereira et al. 2019).

A introdução deste trabalho consiste em uma discussão sobre a evolução química de estrelas do halo, incluindo também uma breve introdução referente à evolução estelar. Na metodologia é explicado o método usado, e uma discussão sobre o código *MOOG* útil para a síntese espectral, tendo sido empregado a versão de Sneden et al. (1973) e de Sobeck et al. (2011). Também será mostrado como foi feita a determinação dos parâmetros atmosféricos presentes neste estudo. Nos resultados, é feita uma análise relacionando as decorrências de abundância química determinadas a partir da síntese espectral, pelo modo *synth* do *MOOG*, com os dados presentes na literatura.

Capítulo 2

Evolução Estelar e as Estrelas do Halo

Os últimos levantamentos espectroscópicos e fotométricos tem mostrado avanços relacionado a formação do halo galáctico. Dados de Carollo et al. (2007) a partir de espectros de resolução média de 20336 estrelas do *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) mostraram que o halo galáctico é dividido em duas componentes e composto de estruturas amplamente sobrepostas. Uma delas apresenta-se na parte mais interna do halo, dominado por estrelas com órbitas excêntricas exibindo um pico de metalicidade $[Fe/H]=-1.6$ dex. O halo mais externo por sua vez possui um pico de metalicidade diferente, sendo esse valor em torno de $[Fe/H]=-2.2$ dex. Além da diferença na distribuição de metalicidades também foi observada uma diferença na distribuição espacial tendo o halo mais externo uma distribuição mais esférica que o halo interno. Em relação a diferença cinemática entre as duas componentes, Scoville et al. (2007) identificaram uma transição entre a parte mais interna e externa do halo, analisando uma velocidade de rotação $v_\phi \simeq 10kms^{-1}$ sendo v_ϕ a velocidade de rotação galactocêntrica e o halo mais externo possuindo uma velocidade retrógrada de $v_\phi \simeq -80kms^{-1}$.

Dados fornecidos por grandes levantamentos espectroscópicos permitem ampliar o conhecimento das principais características sobre a formação do halo galáctico. Dentre eles estão o "*radial velocity experiment*" (RAVE-Steinmetz et al. 2006), "*Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment* (APOGEE-Majewski et al. 2017), "*Sloan Extension for Galactic Understanding and Exploration*" (SEGUE-Yanny et al. 2009), "*High Efficiency and Resolution Multi-element Spectrograph*" (HERMES-Raskin et al. 2011), Hamburg-ESO-process Enhanced Stars (HERES-Barklem et al. 2005), dentre outros.

2.1 Um breve resumo sobre Evolução Estelar

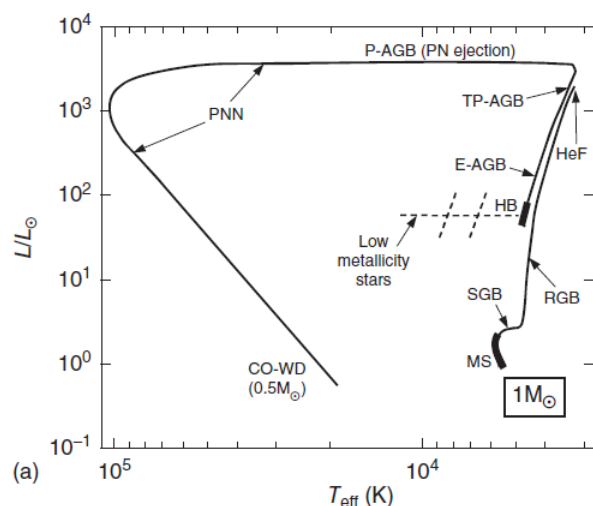
Independente da composição química, as estrelas podem ser classificadas em três categorias de acordo com sua massa inicial: estrelas de baixa massa, estrelas de massa intermediária e estrelas massivas. Nesse trabalho caracteriza-se estrelas de baixa massa e massa intermediária aquelas que compreendem com massa inicial em torno de $0.4\text{-}2.2 M_{\odot}$. Estrelas abaixo dessa faixa são classificadas como anãs marrons (estrelas que não possuem temperatura central suficiente para sustentar a fusão de hidrogênio em hélio (Allard & France 2007), contudo apresentam queima de Deutério no núcleo). Também nessa faixa encontram-se as anãs vermelhas ou anãs M (Reid & Hawley 2013).

2.1.1 Fases de queima de Hidrogênio e Hélio nuclear

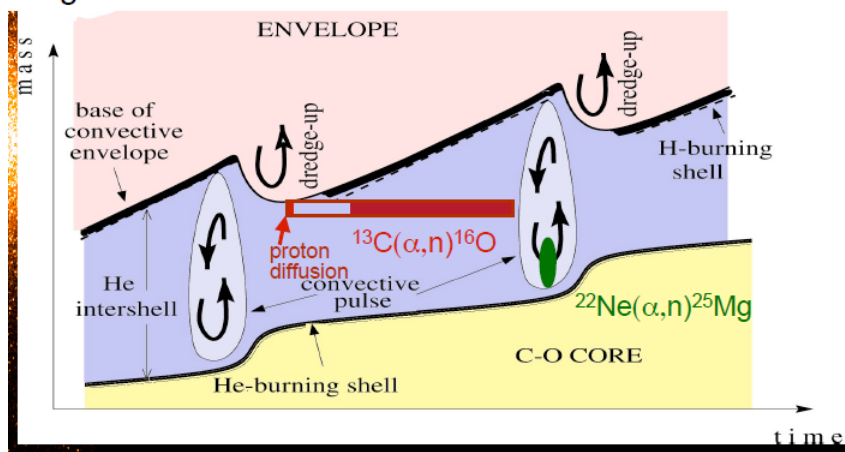
A vida de uma estrela começa na sequência principal de idade zero, (SPIZ). Nessa fase, hidrogênio começa a ser fundido em hélio no núcleo. Para estrelas de $M \simeq 1.5M_{\odot}$ a fusão de hidrogênio procede via cadeia *pp*. Estrelas nessa faixa de massa dentre outras características possuem uma vida curta após a sequência principal rumo ao ramo das gigantes vermelhas (RGB) desenvolvendo um núcleo de elétrons degenerados de hélio inerte. Estrelas com $M > 1.5M_{\odot}$ possuem uma grande quantidade de energia concentrada no centro estelar devido a forte dependência do ciclo CNO com a temperatura, resultando em um núcleo convectivo. A duração da fase de queima de hidrogênio decresce com o aumento de massa.

Observa-se na fig 2.1a a trajetória evolutiva teórica para evolução de uma estrela com $1M_{\odot}$. Para esse caso a estrutura estelar é bem dividida entre as camadas de transporte radiativo de energia (presente na parte mais interna) em equilíbrio, envolvidas pelas camadas convectivas. O núcleo de queima de hidrogênio é caracterizado pela formação gradual de um pequeno núcleo rico de hélio no centro, com camadas externas de material ainda não processado. À medida que a estrela deixa a sequência principal, ocorre o esgotamento da produção de energia devido à fusão de hidrogênio, núcleo contrai-se e a fusão passa a ocorrer em camadas mais externas ocasionando em um aumento do raio estelar e da massa do núcleo, sendo que este alcança o valor limite de Schönberg-Chandrasekar (núcleo torna-se equivalente a 10% da massa total da estrela).

Com o aumento do raio estelar, a temperatura superficial torna-se mais fria. Nesse estágio a estrela ainda não desenvolveu um envelope totalmente convectivo,



Low mass AGBs	Intermediate mass AGBs
Lower temperature	Higher temperature
Larger intershell mass	Smaller intershell mass



(b)

Figura 2.1: a) Diagrama HR para uma estrela de massa solar b) Representação (massa versus tempo) dos pulsos térmicos de uma estrela do AGB de baixa ou massa intermediária ($M \leq 9M_{\odot}$). Figuras extraídas de Christian (2016) e Karakas & Lugaro (2021)

caracterizando a fase subgigante representado na fig 2.1a pela sigla SGB (“*subgiant branch star*”). A fase de subgigante é caracterizada por uma baixa alteração na luminosidade superficial. O esfriamento das camadas externas expande o envelope convectivo. Nessa fase, a estrela alcança a base do ramo das gigantes vermelhas (RGB), localizadas no diagrama HR pela linha Hayashi em torno de $T_{\text{eff}} \simeq 4000\text{K}$.

Enquanto a estrela ascende ao RGB, o envelope convectivo em camadas externas torna-se cada vez mais profundo, alcançando camadas em que material nuclear foi processado em estágios anteriores. Nesse caso ocorre o processo de primeira draga-

gem em que material processado por reações nucleares é dragado à superfície. A estrela apresenta nesse estágio um enriquecimento superficial de ${}^4\text{He}$ e ${}^3\text{He}$ (produzido pelo ciclo pp) além de ${}^{13}\text{C}$ e ${}^{14}\text{N}$ (produzido pelo ciclo CNO). Ocorre uma pequena diminuição na razão isotópica ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$ e também na razão $[\text{C}/\text{N}]$.

O resultado final de uma estrela RGB corresponde a uma estrutura estelar com um núcleo denso o suficiente para ocorrer degenerescência eletrônica. Nesse estágio a temperatura central promove a ignição da queima de hélio em uma camada interna do núcleo. A evolução da queima de hélio ocorre de forma mais lenta em estrelas próximas a massa solar, posicionando-se em duas regiões distintas no diagrama HR. A primeira região localiza-se mais próxima a linha de Hayashi enquanto que a segunda encontra-se em T_{eff} maiores. A primeira região caracteriza o processo denominado como flash de hélio (HeF) ocorrendo nessa fase uma alta dependência com a temperatura, intensificando o processo triplo- α ($\propto T^{40}$). À medida que a camada de queima de hidrogênio diminui, a estrela move-se para a região do diagrama HR da segunda região. Nesse estágio a estrela atinge um estado de equilíbrio com duas fontes de energia com a fusão de hélio no núcleo e uma camada de queima de hidrogênio acima, caracterizando o ramo horizontal (HB) em que apresentam-se estrelas de baixa metalicidade. Quando ocorre a exaustão de hélio ocorre uma nova contração no núcleo e expansão do envelope, levando a um aumento da luminosidade e do raio estelar. A estrela atinge a segunda ascensão do ramo das gigantes em que hidrogênio e hélio queimam em camadas e a estrela torna-se instável devido a alta dependência com a temperatura, constituída de um núcleo de carbono-oxigênio inerte (núcleo C-O). A estrela inicialmente passa pela fase de early asymptotic giant (E-AGB), sendo que nessa fase não ocorre pulsos térmicos. As fases TP-AGB (*Thermally Pulsing Asymptotic Giant Branch*) caracterizam-se pela formação dos pulsos térmicos. Esse processo está ilustrado na fig 2.1b.

Quando os pulsos térmicos cessam, a camada convectiva desaparece ocorrendo a queima quiescente de hélio. Importantes episódios de mistura ocorrem no final de cada pulso térmico, em que envelope convectivo atinge camadas internas, transportando matéria sintetizada até a superfície (terceira dragagem). As fases entre um pulso térmico e o pulso subsequente possuem uma duração em torno de 10^5 anos. Nessa fase a operação simultânea entre os pulsos térmicos e o fenômeno de terceira dragagem aumentam a quantidade de carbono no envelope sendo esse processo observado ao longo da sequência espectral de estrelas carbonadas intrínsecas ($\text{M} \rightarrow \text{MS} \rightarrow \text{S} \rightarrow \text{SC} \rightarrow \text{C}(\text{tipo N})$), em que estrelas C(N) apresentam $\text{C}/\text{O} > 1$ (Abia et al. 2003). Prótons difundem-se da base do envelope convectivo até o envelope de queima de hélio entre camadas, em que são capturados por isótopos ${}^{12}\text{C}$ (fig 2.1b).

Após esse último sofrer decaimento β , há a produção de ^{13}C em que nêutrons são produzidos a partir da reação $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$. Neste estágio, núcleos estáveis sofrem captura de nêutrons, podendo modificar-se de acordo com a temperatura e densidade de nêutrons. Cadeias de reações de captura que procedem mais lentamente do que as reações de decaimento β são denominados como processo-s. Nesse processo o fluxo de nêutrons é relativamente pequeno. Durante pulsos térmicos subsequentes, em estrelas de massa intermediária ($M \simeq 4.5M_{\odot}$) pode-se observar temperaturas altas o suficiente para a formação de nêutrons a partir da reação $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$. O final da fase de pulso térmico culmina na ejeção de massa e a perda de camadas superficiais. A estrela torna-se suscetível a modificações em sua superfície devido a ventos estelares, caracterizando a fase de supervento. Como consequência desse processo, estrelas com massa inicial entre $1M_{\odot} < M < 9M_{\odot}$ detém de um núcleo C-O remanescente, com uma massa entre $0.6M_{\odot} < M < 1.1M_{\odot}$. Quanto maior a massa inicial da estrela, maior é o núcleo final remanescente. Esse núcleo subsequentemente desenvolve-se em uma anã branca. Essa última, originada a partir de uma estrela do AGB apresenta na maioria dos casos uma massa final em torno de $0.6M_{\odot}$, menor quando comparado a massa crítica de Chandrasekhar (Chandrasekhar 1935).

No caso de estrelas massivas, escalas de tempo da sequência principal até a fase das gigantes são curtas com relação ao tempo em que a estrela permanece na sequência principal (Maciel 1999). Essas estrelas por sua vez seguem trajetórias evolutivas complexas, como exemplificado na fig 2.2, experimentando recorrentes episódios de queima nuclear explosiva.

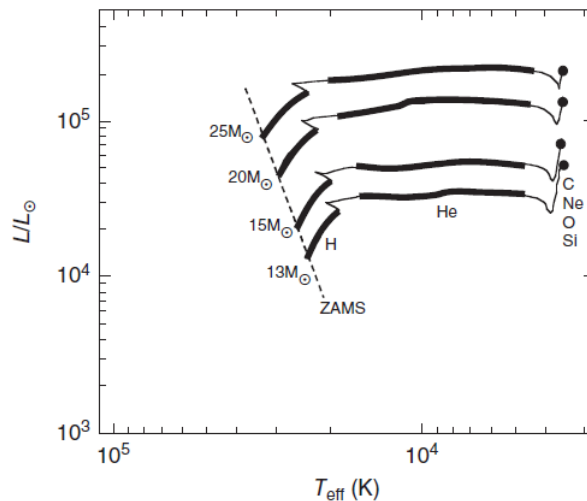


Figura 2.2: Diagrama HR representado pelas fases de queima de hidrogênio e hélio para diferentes faixas de massas normalizadas pela massa solar.

Figura extraída de Christian (2016)

2.2 Composição Química das estrelas do campo do halo

Dados observacionais referentes a abundâncias dos elementos do processo- α , do carbono e nitrogênio relacionados com modelos teóricos possibilitam a interpretação de problemas ainda não solucionados sobre a formação da nossa Galáxia.

Eggen et al. (1962) propôs um cenário denominado como “cenário monolítico” para explicar a formação da Via-Láctea a partir dos dados de velocidade de 221 estrelas da vizinhança solar. Nele especula-se que há aproximadamente 10^{10} anos a Galáxia era composta de uma única nuvem proto-galáctica (composta de hidrogênio e hélio). A partir do seu colapso, estrelas foram formadas como consequência da contração e aumento de matéria seguindo assim ao longo de suas evoluções individuais órbitas excêntricas. Nesse cenário, as estrelas são essencialmente formadas pelo hidrogênio e hélio (Xerxenevsky 2008).

A produção de elementos mais pesados ($Z > H$ e $Z > He$) é realizada nas camadas internas da estrutura estelar sendo dispersada no meio interestelar por meio da ejeção de supernovas (com um tempo de escala menor) ou também por um intenso vento estelar compondo a fração de massa ejetada (stellar yield) (com um tempo de escala maior). A região do halo estelar galáctico apresenta baixos valores de densidade de gás quando comparado a densidade do disco. A taxa de formação estelar é menor para essa região sendo o enriquecimento de metais (elementos mais pesados que He e H) menor que os valores encontrados para as estrelas do disco. Essa deficiência apresenta-se ser equivalente para todos os elementos. A partir disso pode-se fazer uma estimativa de metalicidade dessas estrelas a partir das abundâncias das linhas de ferro presentes, por exemplo, no espectro solar de Moore et al. (1966) visto que essas linhas estão presentes em inúmeros espectros estelares (principalmente em estrelas frias F, G e K).

Estrelas distantes do disco galáctico como as do halo galáctico são muito fracas, não podendo serem, em alguns casos, observadas em alta resolução. A seleção a partir de propriedades cinemáticas pode ser usada, contudo a distribuição dos parâmetros cinemáticos relacionado com as estrelas do halo e do disco se sobrepõe, impossibilitando uma distinção entre as duas populações estelares. Um critério arbitrário que pode ser adotado é uma abundância de ferro menor que um décimo da abundância solar $[Fe/H] \leq -1.0$ (Spite & Spite 1985).

Os elementos mais abundantes depois do hélio e hidrogênio são o carbono, ni-

trogênio e oxigênio. Esses elementos apresentam-se como importantes ferramentas para traçar estágios evolutivos em estrelas de baixa metalicidade. As abundâncias de carbono e nitrogênio são geralmente determinadas por bandas moleculares de CH, CN e NH. Devido a grande quantidade de linhas em bandas moleculares, para se determinar a abundância desses elementos é necessário a construção de um espectro sintético podendo ser diretamente comparado com o espectro observado. A abundância de oxigênio por outro lado é obtida em sua maioria pela linha proibida [OI] ($\lambda 6300$, $\lambda 6363$) em gigantes enquanto que o tripleto de oxigênio ($\lambda 7772$, $\lambda 7775$) frequentemente é usado em estrelas anãs. Um dos desafios para determinar a abundância desses elementos está na aplicação da técnica de síntese espectral para se obter esses valores, visto que uma grande quantidade de carbono está presente em moléculas de CO. A determinação da abundância de nitrogênio é deduzida pelas bandas CN que dependem da abundância de carbono e que por sua vez dependem da abundância de oxigênio. A determinação da abundância desses elementos será melhor explicada no próximo capítulo.

2.2.1 Carbono

Estudos referentes a abundância de carbono em estrelas anãs mostraram que seu padrão de evolução segue de forma constante a abundância de ferro, apresentando uma razão carbono-ferro próxima a solar (Barbuy 1981). Se por um lado esse padrão químico foi observado em estrelas anãs o mesmo não pôde ser identificado em estrelas gigantes. Estrelas gigantes estudadas por Sneden et al. (1973) e Gratton et al. (2000) mostraram que em estrelas RHB e RGB evoluídas, a razão [C/Fe] era menor em comparação a estrelas da sequência principal e de “*turnoff*”.

2.2.2 Nitrogênio

Resultados referentes a abundância de nitrogênio apresentam também diferenças quando analisa-se estrelas anãs e gigantes. Estudos de Clegg et al. (1981) para uma amostra de 20 anãs do halo e Tomkin & Lambert (1984) para 20 anãs do halo e do disco, observaram um comportamento essencialmente solar. Em estrelas gigantes estudadas por Sneden et al. (1974) usando a banda NH de 3360 Å observou baixas razões [C/N] quando comparadas as estrelas anãs de sua amostra. Esses valores podem ser interpretados como indicadores da evolução estelar interna dessas estrelas, causados pelo processo de “*helium flashing*” em estrelas gigantes, levando produtos da queima de hélio (^{12}C e ^{16}O) acima da camada de queima de hidrogênio. Também observa-se o transporte de produtos sintetizados do ciclo CNO para a camada de queima de hidrogênio mesmo para estrelas que possuam baixa abundância inicial de carbono e oxigênio. Através deste mecanismo também é possível observar

abundância de nitrogênio comparável ao carbono e oxigênio mesmo em estágios de formação galáctica.

2.2.3 Oxigênio

Barbuy (1983) e Leep & Wallerstein (1981) notaram uma sobreabundância de oxigênio tanto para gigantes do halo quanto para anãs de baixa metalicidade. Essa última apresenta poucos dados na literatura devido a dificuldade de serem identificadas (podendo apresentar magnitudes $V < 12$).

Herwig (2004) usando modelos de evolução de nucleossíntese estelar propôs um enriquecimento de ^{16}O em estrelas AGB extremamente pobres em metais com metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}] < -3.0$ (Beers et al. 2002). Estrelas de baixa massa ($2-3M_{\odot}$) não possuem indicativos do HBB (Smith 1984), responsável por levar ao reprocessamento do ^{12}C em ^{13}C e ^{14}N . Essas estrelas apresentam maiores sobreabundâncias de ^{12}C quando comparados a estrelas de alta massa ($4-6M_{\odot}$). Conseqüentemente, esse padrão de abundância também é observado no enriquecimento de ^{16}O em estrelas AGB EMP. Para o caso de estrelas de baixa massa, material entre as camadas de queima de H e de He (ver fig 2.1b) são dragados em maior quantidade para o envelope convectivo quando comparados as estrelas de alta massa. A origem de ^{16}O ocorre por meio da reação $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$, onde ^{12}C primário é produzido pelas reações triplo- α . Esse processo localiza-se principalmente na parte inferior da camada de queima de hélio, caracterizado por uma diminuição na abundância de ^4He .

Por outro lado, Leep & Wallerstein (1981) concluíram que sobreabundância de oxigênio em estrelas de baixa metalicidade não seria resultado de mistura com as camadas processadas pelo ciclo CNO, sendo que essas estrelas não possuem escala evolutiva estelar nem temperatura suficiente para terem sido enriquecidas em oxigênio. A sobreabundância na razão [elemento/Fe] referente aos elementos α (Co, Mg, Si e Ca) para as estrelas do halo pôde ser justificada devido processos de queima de nucleossíntese explosiva, pertencentes ao colapso de supernovas.

Mesmo que colapsos de supernovas ocorram com mínima frequência, esse processo detém de uma grande capacidade de produzir elementos pesados em um curto tempo de escala, sendo a principal fonte de origem desses elementos nas estrelas mais antigas do halo galáctico.

Muitos modelos, junto com dados observacionais de elementos do processo- α presentes na literatura propuseram que explosões de supernovas teriam grande relevância para escala de tempo da ordem da formação do halo galáctico. De acordo

com Matteucci (1986) as razões de abundância de oxigênio no halo seriam provenientes de supernovas do tipo II acompanhada de um declínio contínuo para metalicidades em torno de $[Fe/H] > -1.0 dex$, visto que esse último seria principalmente produzido por supernovas do tipo Ia (Reid & Hawley 2013). Chiappini et al. (1997) com auxílio de dados referentes a razão $[O/Fe]$ do compilado de Gratton et al. (1996a) usaram um modelo de formação galáctica intitulado como (*“Two infall Model”*) o qual prevê dois episódios de acreção de gás (fig 2.3).

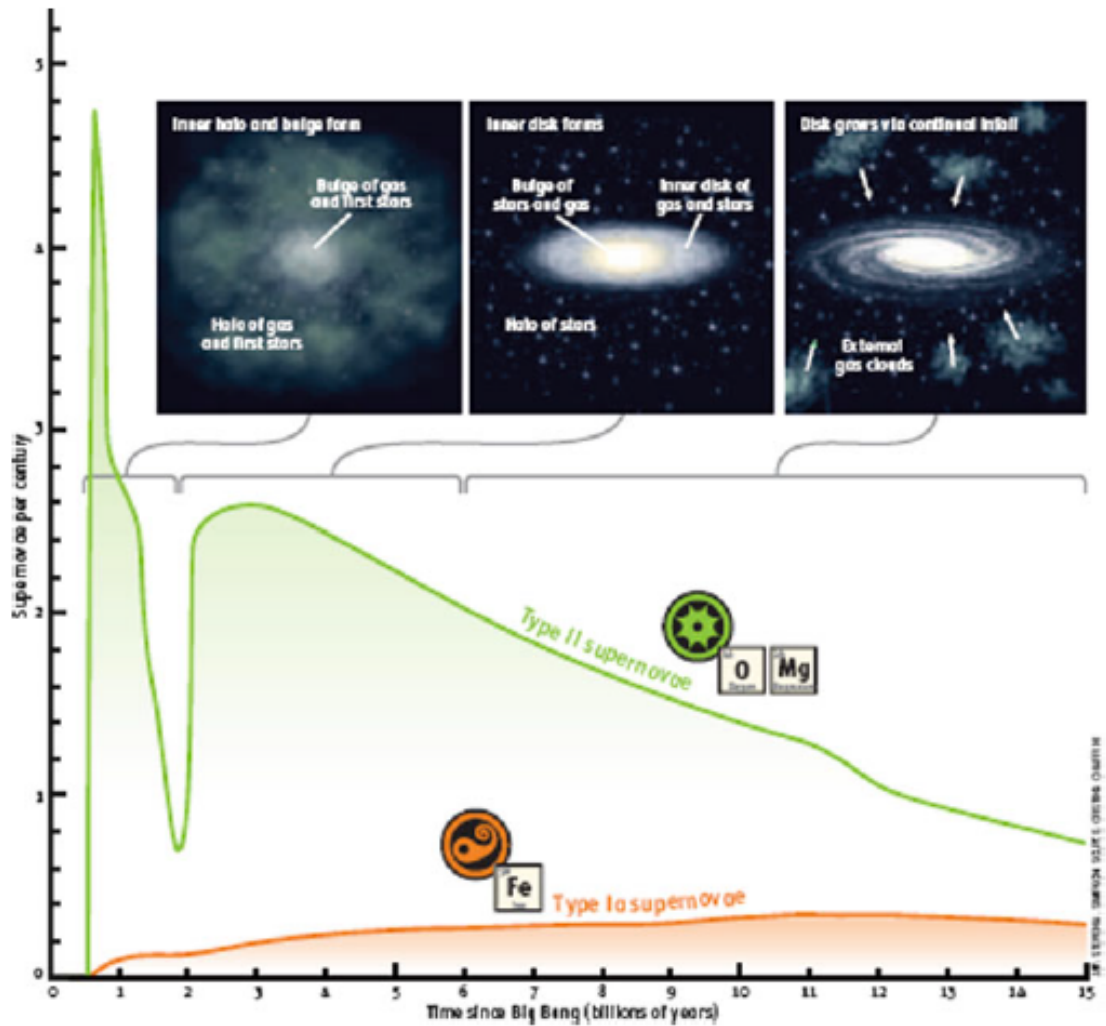


Figura 2.3: Fases de formação do halo e disco espesso e as fases de formação do disco fino e do bojo. Também está representado o enriquecimento de dois elementos do processo- α (O e Mg) originados pelo domínio de supernovas do tipo II e também o enriquecimento de ferro provindo de supernovas do tipo Ia. Figura extraída de Mateucci (2012)

A primeira fase de acreção é determinada pela formação de estrelas de População III a partir do colapso monolítico, sendo os elementos presentes em estrelas do halo

e do disco grosso originados pelo rápido colapso dissipativo de supernovas do tipo II durante as fases entre 0.5 Bilhão de anos e 2 Bilhões de anos. O segundo episódio de acreção seria caracterizado pela formação do disco fino, com um tempo de escala maior do que a formação do disco espesso. A fig 2.3 também apresenta as fases temporais marcadas pela presença de supernovas do tipo II (dominante nas fases de formação do halo e do bojo) e supernovas do tipo Ia que contribuem com o enriquecimento de ferro durante a formação do disco grosso e fino em torno de 1 Bilhão de ano.

Capítulo 3

Metodologia

Como mencionado nos capítulos anteriores, a determinação de carbono, nitrogênio e oxigênio é crucial para entender a evolução da abundância química desses elementos na Galáxia além desses resultados serem importantes para se entender o próprio processo evolutivo das reações nucleares presentes em estrelas gigantes.

A determinação da abundância desses elementos só é possível graças às observações realizadas em espectrógrafos com alto poder de resolução ($R=48000$). Isso permite resolver bandas espectrais detentoras de uma grande quantidade de linhas de absorção. Dentre alguns exemplos, estão os telescópios do European Southern Observatory (ESO) os quais detém de espectrógrafos de alta resolução (como o UVES e o FEROS).

Neste capítulo será abordado o uso dos espectros de alta resolução, para a determinação das abundâncias de carbono, nitrogênio e oxigênio. Com o objetivo de apresentar a metodologia utilizada, também será exemplificado a determinação dos parâmetros atmosféricos temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade superficial ($\log g$), metalicidade ($[Fe/H]$) e velocidade de microturbulência (ξ) para a estrela CD-28^o 9325 pertencente a amostra do projeto. Será feita a identificação da linha de absorção de oxigênio (6300\AA) em meio a presença das chamadas linhas telúricas auxiliado pelo espectro de uma estrela quente (tipo espectral B). A partir da determinação do oxigênio é possível determinar a abundância de carbono e nitrogênio usando as linhas das bandas moleculares CH (4300\AA) e CN (3800\AA), presentes na região azul do espectro.

3.1 Seleção da Amostra

A amostra deste projeto consiste de um grupo de 35 selecionadas a partir da amostra do trabalho realizado por Pereira et al. (2019). Este grupo consiste de estrelas de baixa ($[\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$) e muito baixa metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}] < -2.0$) de acordo com a classificação de Beers & Christlieb (2005). Essas estrelas foram selecionadas a partir de Bidelman & MacConnell (1973), Bidelman (1981), Osborn & MacConnell (1987) e Beers et al. (2002). Nem todas as estrelas dessa amostra foram observadas. Dentre as justificativas estão:

- Algumas estrelas possuem uma magnitude visual igual ou inferior de 12.0. Isso requer tempo de exposição em torno de uma hora ou mais para um telescópio de 2.2 m onde essas estrelas foram observadas;
- Pouco tempo de observação no telescópio (houve muitas estrelas a serem observadas, mesmo considerando as mais brilhantes);
- O interesse do trabalho se ateve principalmente as estrelas gigantes, desconsiderando a seleção de estrelas anãs. Também foram consideradas outras investigações as quais usaram calibrações fotométricas e outros levantamentos espectroscópicos, separando gigantes de anãs, referentes aos estudos de Norris et al. (1985) e Beers et al. (2014), a partir da amostra de (Bidelman 1981). A maioria das observações foi realizada antes de 2014, em que foi usado o trabalho de Norris et al. (1985) para selecionar a maior parte das estrelas. Com um novo conjunto de observações feito em 2016 também foi usado o trabalho de Beers et al. (2014). Foram utilizados espectros de resolução média de Beers et al. (2002) à fim de selecionar gigantes pobres em metais da "Luminous Stars Extension" (LSE) da amostra de Drilling & Bergeron (1995). Essas últimas estrelas citadas foram observadas com o espectrógrafo FEROS, constituindo da amostra final deste trabalho;

A amostra deste trabalho consiste em estrelas gigantes do halo observados na tabela 3.1. Dentre as estrelas desta amostra, Pereira et al. (2019) determinou os parâmetros atmosféricos de 34 estrelas, sendo para este trabalho adicionado a estrela HD 30229. O atual estudo tem como motivação resultados recém publicados referente a seleção original descrita em Pereira et al. (2019): a descoberta da estrela CD-50^o 776, uma estrela gigante CEMP-s ($\log g = 2.1$) com $[C/Fe] = +1.21$ e $[N/Fe] = -0.09$ de Roriz et al. (2017) além de uma gigante enriquecida em sódio, a CD-23^o 16310 com $[Na/Fe] = +1.09$ e $[C/Fe] = -0.86$ e $[N/Fe] = +1.43$ presente no trabalho de Pereira et al. (2019).

Na fig 3.1 apresenta-se a amostra de estrelas deste projeto comparado as estrelas gigantes do halo da literatura no plano $\log g$ versus $\log T_{eff}$ junto as isócronas de Yale-Yonsei com 12 e 14 bilhões de anos de Yi et al. (2001) de acordo com três metalicidades para uma estrela de $0.8M_{\odot}$. As isócronas não se estendem para regiões quentes e de baixa gravidade, características de estrelas do AGB, onde estão localizadas algumas das estrelas desta amostra. A partir das razões de abundância $[C/Fe]$, $[N/Fe]$, $[O/Fe]$, $[C/H]$, $[N/H]$ e $[O/H]$, obtidas a partir da técnica de síntese espectral, será possível analisar estágios evolutivos das estrelas deste projeto além de permitir identificar, a partir da abundância de carbono, novas estrelas CEMP ainda não catalogadas na literatura.

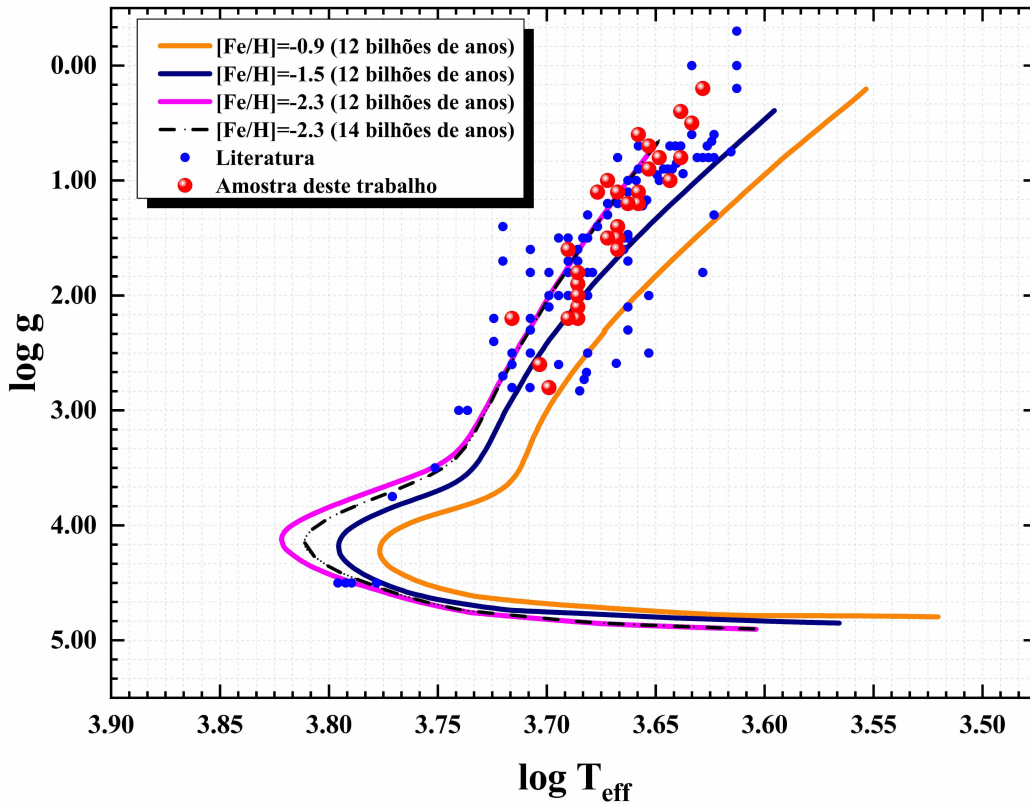


Figura 3.1: Isócronas teóricas de Yi et al. (2001) junto as estrelas do halo da amostra selecionada comparado aos dados da literatura de:Barbuy (1988), Sneden et al. (1978), Sneden et al. (1974), Aoki et al. (2007), Abia & Rebolo (1989), Luck et al. (2007), Masseron et al. (2005). A linha sólida representa a isócrona de 12 bilhões de anos enquanto que a linha tracejada representa a isócrona de 14 bilhões de anos como indicada na legenda.

Tabela 3.1: *Estrelas da amostra selecionada.*

Estrela(Catálogo)	Tempo de Exposição (s)	Data	V(mag)
BD+06 ^o 6648 ^b	900	25/09/2016	9.1
BD-20 ^o 6008 ^b	3600	15/10/2000	10.0
CD-27 ^o 8550 ^a	900	19/02/2008	9.3
CD-27 ^o 8864 ^a	3000	10/06/2016	10.8
CD-28 ^o 9325 ^a	1800	09/04/2008	10.6
CD-30 ^o 10002 ^a	1800	09/04/2008	10.7
CD-30 ^o 10603 ^a	1500	11/04/2008	9.7
CD-31 ^o 10167 ^a	2×2700	14/06/2001-17/03/2016	11.2
CD-32 ^o 8831 ^a	1800	18/03/2016	10.2
CD-33 ^o 9314 ^a	1500-2400	17/02/2008-17/03/2016	10.0
CD-33 ^o 9514 ^a	1500-2400-2×2400	2001-2008-2016	11.5
CD-34 ^o 8920 ^a	1500	11/04/2008	10.8
HD 103295 ^a	2700	21/02/2000	9.6
HD 11582 ^b	1200	15/10/2007	9.6
HD 13359 ^b	1500	27/09/2016	9.7
HD 1936 ^c	3600	27/10/1999	7.8
HD 207785 ^c	1200	27/08/2007	10.0
HD 208069 ^b	3600	16/10/2000	9.3
HD 21022 ^b	3600	15/10/2000	9.2
HD 214161 ^b	3600	16/10/2000	9.1
HD 217808 ^b	3600	17/10/2000	9.4
HD 27928 ^b	3600	27/10/1999	9.5
HD 2796 ^b	900	18/08/2008	8.5
HD 33771 ^b	3600	15/10/2000	9.4
HD 87064 ^c	3600	25/03/2000	9.0
HD 30229 ^c	3600	25/03/2000	9.0
LSE 113 ^d (CD-378219)	2066	12/03/2016	10.9
LSE 151 ^d (CD-42 8003)	1800	18/03/2016	10.5
LSE 152 ^d (CD-41 8105)	1800	18/03/2016	10.6
LSE 185 ^d (CD-44 13461)	1800	14/05/2016	10.6
LSE 189 ^d (CD-51 12208)	3000	15/06/2016	11.2
LSE 205 ^d (CPD-84 522)	3000	19/04/2016	9.9
LSE 266 ^d (CD-53 7436)	2100	19/04/2016	10.4
[S84] 106 ^a	1800	08/04/2008	11.1
[S84] 1206 ^a	3600	11/04/2008	11.8

Nota^aOsborn & MacConnel (1973); ^bBidelman & MacConnel (1973), Norris et al (1985), Beers et al. (2014).; ^cBidelman (1981); ^dDrilling Bergeron (1995), Beers et al (2002).

3.2 Observações

Os espectros de alta resolução das estrelas deficientes em metais foram obtidos pelo "Fiberfed Extended Range Optical Spectrograph" (FEROS). O espectrógrafo trabalha no intervalo espectral em torno de 3600 Å a 9200 Å (39 ordens, 2 fibras) com uma resolução de $\lambda/\Delta\lambda = 48000$. O FEROS foi instalado primeiro no telescópio de 1.52 m e mais tarde no telescópio de 2.2 m do "European Southern Observatory" (ESO), estando ambos explicitados na fig 3.2. Esse espectrógrafo possui um dispositivo de carga acoplado (CCD) de 2048 x 4096 com tamanho de pixels de 15 μm . Os procedimentos padrões de redução do espectro são:

- Subtração Bias.
- Correção de *Flat Field*.
- Extração de ordem.
- Calibração do comprimento de onda, usando o pacote MIDAS de redução pipeline.

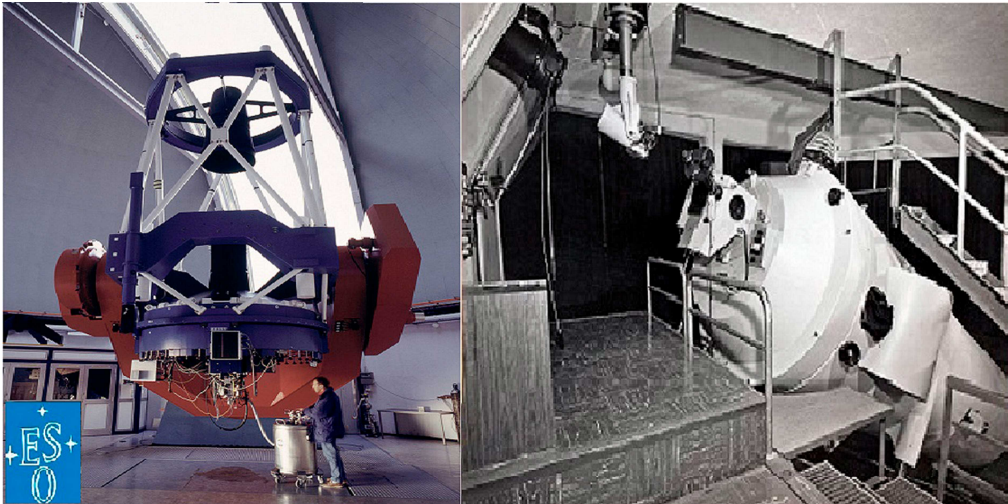


Figura 3.2: Na figura estão representados o telescópio de 1.52 m (direita) e o telescópio de 2.2 m (esquerda) sendo este último em operação desde 1984 sob a responsabilidade do ESO (European Southern Observatory).

3.3 *Código Moog*

Para a determinação dos parâmetros atmosféricos e das abundâncias químicas foi usado o programa de Síntese espectral *MOOG*¹, desenvolvido na linguagem Fortran por Sneden et al. (1973). A partir da compilação de diferentes subrotinas, o código original do MOOG resolve a equação de transporte radiativo adicionando as absorções por linhas atômicas e moleculares, baseado no uso de modelos em equilíbrio termodinâmico local (ETL), geometria plano-paralela e equilíbrio hidrostático. Esses três podem ser definidos da seguinte forma:

- O equilíbrio termodinâmico local: defini-se como uma aproximação em que matéria encontra-se em equilíbrio termodinâmico, ou seja, com um gradiente de temperatura invariante no tempo. Contudo em uma atmosfera estelar não há apenas movimento de matéria, mas também de radiação. Esta última quando analisada pelo modelo de equilíbrio termodinâmico local, pode sofrer pequenos desvios da temperatura de equilíbrio. A intensidade da radiação é dada pela Lei de Kirchhoff (Agassi 1967) a qual prevê que a função fonte S_λ referente ao feixe de radiação seja equivalente a função de Planck $B_\lambda(T)$ e esta por sua vez é determinada por um espectro de corpo negro.
- Geometria plano paralela: considera que as variáveis físicas dependam apenas de um espaço de coordenadas denominadas como profundidade óptica. Assim a espessura da atmosfera é mínima quando comparada ao raio estelar, considerando plana as camadas atmosféricas. Um feixe de radiação que se propaga entre as camadas mantém um ângulo constante, como se a radiação fosse observada “head on”, ignorando porções curvas direcionadas a região do limbo.
- Equilíbrio hidrostático: significa que a atmosfera estelar não sofre mudanças de larga escala em sua estrutura (como pulsações, fluxo ou perda de massa).

A faixa do espectro visível é dominada por duas fontes principais de opacidade (sendo esta vinculada aos processos de absorção e espalhamento da radiação que podem ser incluídas nos modelos de estrutura estelar). A primeira está relacionada a absorção ligado-livre (em inglês *bound-free*) de íons negativos de hidrogênio (H_{fb}^-). Estes íons podem pertencer a elementos com baixo potencial de ionização, dentre eles: Na (5.139 eV), Mg (7.646 eV) e Si (8.151 eV), todos eles menores que o potencial de ionização do H (13.598 eV) (Novotny 1973). A segunda fonte de opacidade

¹www.as.utexas.edu

é o espalhamento Rayleigh provindo dos átomos da espécie neutra de hidrogênio. Devido a dependência λ^{-4} , este último torna-se predominante na banda azul visível e ultravioleta, principalmente em estrelas gigantes de baixa metalicidade.

Devido a faixa de metalicidade na qual as estrelas deste projeto se encontram, foi usada a versão do código MOOG modificado por Sobeck et al. (2011). A alteração no código leva em consideração o tratamento do espalhamento Rayleigh como fonte de opacidade no contínuo. Isto é feito de forma que a aferição das abundâncias mantenha a capacidade de operar no modo de absorção pertencente a versão original do MOOG, quando necessário.

3.4 Determinação dos Parâmetros Atmosféricos

Nas próximas subseções será descrito uma introdução teórica sobre os mecanismos de alargamento de linha e como obter a melhor solução para os parâmetros atmosféricos dentre os modelos de atmosfera. Para isso será apresentada a determinação dos parâmetros atmosféricos para a estrela CD-28^o9325. Este procedimento foi realizado durante o projeto com o objetivo de introduzir a metodologia para a determinação de parâmetros atmosféricos, utilizado na literatura a partir da compilação das sub-rotinas presentes na versão de (Snedden et al. 1973) do código MOOG. Inicialmente foram realizadas medidas de largura equivalente das linhas de absorção de ferro neutro (Fe I) e ferro ionizado (Fe II). Essas espécies constituem da lista de linha que é inserida no código. Além desta, inclui-se também os modelos atmosféricos ATLAS9 (Kurucz 1993), fundamentado nas condições de equilíbrio termodinâmico local e hidrostático.

3.4.1 Mecanismos de Alargamento de Linha

Uma linha espectral é o resultado do processo de interação da radiação com matéria em que a energia do fóton envolvido é dado pela diferença de energia entre dois níveis ligados de uma mesma estrutura atômica ($\Delta E = E_2 - E_1 = h\nu$). A partir dessas linhas pode-se obter informações sobre a estrutura atômica responsável pela sua formação. O contorno dessa linha no gráfico de intensidade (ou fluxo) em função da frequência (ou comprimento de onda) é denominado como perfil de linha. O perfil de uma linha espectral detém de uma assinatura referente a diferentes mecanismos de alargamento de linha causado por diferentes processos físicos. Dentre eles estão:

- Alargamento Natural: Quanticamente, o alargamento natural de uma linha de absorção é devido ao princípio de incerteza de Heisenberg. O alargamento de linha é uma consequência da incerteza referente a energia que um elétron

se encontra em um determinado nível atômico, sendo sua intensidade inversamente proporcional ao tempo de vida pertencente nesse nível. Classicamente, o alargamento natural pode ser interpretado como um oscilador harmônico o qual responde a uma determinada frequência, diferente de sua frequência de ressonância.

- Alargamento Doppler: Também definido como alargamento térmico, esse mecanismo de absorção refere-se ao movimento aleatório dos átomos dependente da temperatura e da composição do gás. Esse movimento, ao longo da linha de visada, pode ser descrito pela expressão não-relativística do deslocamento Doppler:

$$\frac{\lambda}{\lambda_0} = \frac{\Delta\nu}{\nu_0} = \frac{v_l}{c} \quad (3.1)$$

Onde $\Delta\lambda$ refere-se a diferença no deslocamento da linha observada relacionado ao comprimento de onda da linha central. v_l consiste na componente de velocidade ao longo da linha de visada do observador.

- Alargamento Colisional: Neste processo, átomos absorvedores ou íons são perturbados por partículas vizinhas. A partir disso, resulta-se em uma linha espectral aparentemente alargada não havendo uma separação fixa entre dois níveis de energia. Esse alargamento torna-se proporcional com o aumento da densidade de partículas. A relação entre a mudança de um nível perturbado dado por uma colisão é definido por: $\Delta E = \propto r^{-n}$, sendo r a distância de separação entre a partícula perturbadora e a perturbada e n a ordem de separação. Para valores onde $n = 2$, observa-se o efeito *linear Stark* o qual é proporcional a primeira potência vinculada a intensidade da força de campo elétrico. Para $n = 4$ resulta-se no efeito de interação entre a força do campo elétrico (que varia na ordem r^{-2}) e o momento de dipolo originado pela interação íons/elétrons com o núcleo interno de elétrons da partícula perturbada. Se $n = 6$ observa-se a influência do efeito de van der Waals sendo importante neste caso a atuação do hidrogênio como partícula perturbadora. Existem outros mecanismos de alargamento, originados por exemplo pelos efeitos de rotação estelar e a nível microscópico o Efeito Zeeman (descrevendo o desdobramento de linhas na presença de um campo magnético).

Movimentos de massa em pequena escala (menores quando comparados a unidade de profundidade óptica) são denominados como "microturbulência". Diferente dos demais mecanismos, este não possui uma interpretação física. De acordo com

(Gray 2005), todos os coeficientes de absorção combinados fornecem uma múltipla convolução dada por:

$$\alpha(\text{total}) = \alpha(\text{natural}) * \alpha(\text{Stark}) * \alpha(\text{V.D.Waals}) * \alpha(\text{Térmica}) * \alpha(\text{micro}) \quad (3.2)$$

Os três primeiros coeficientes a direita da igualdade são responsáveis por produzir linhas com perfil natural e lorentziano, definidos como γ_{natural} , γ_4 e γ_6 os quais representam os coeficientes vinculados ao alargamento natural, ao "Stark quadrático" e ao efeito de van der Waals, respectivamente. Por outro lado, os dois últimos produzem um perfil Gaussiano, com dispersão dada por:

$$\Delta\lambda_D = \frac{\lambda_0}{c} \left(\frac{2KT}{m} + \xi^2 \right)^{1/2} \quad (3.3)$$

Nessa expressão relaciona-se o deslocamento *Doppler* com o parâmetro da velocidade de microturbulência (ξ) inserido nos modelos de atmosfera. A introdução deste parâmetro nos modelos de atmosfera será descrita na subseção 3.4.8. A convolução entre o perfil natural, lorentziano ($\gamma_{\text{natural}} + \gamma_4 + \gamma_6$) com o perfil Gaussiano resulta no perfil de Voigt.

3.4.2 Largura Equivalente

A partir de um espectro observado, pode-se introduzir um perfil instrumental que equivale aproximadamente a um perfil Gaussiano. O perfil referente as asas lorentzianas no espectro domina os perfis de linha de alta intensidade. Para aquelas com intensidade fraca ou moderada, o perfil torna-se puramente Gaussiano.

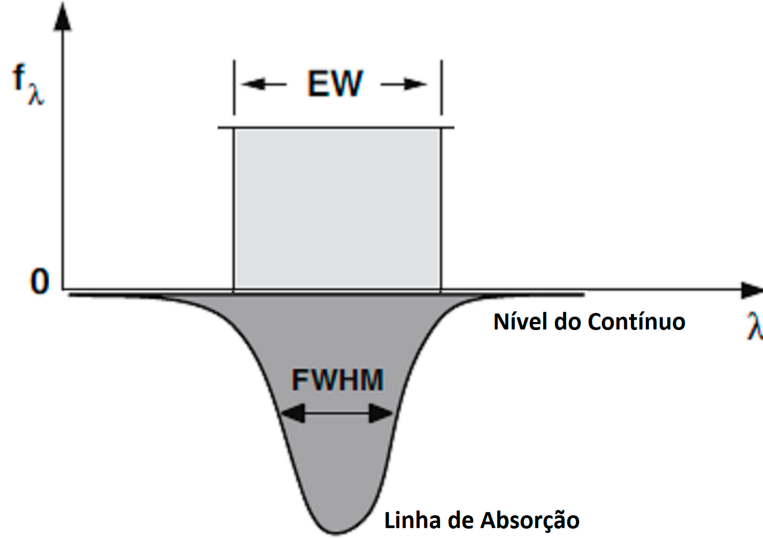


Figura 3.3: Largura equivalente de uma linha de absorção.
 Figura adaptada de Volker Beckmann & Chris Shrader (2012)

Nas discussões referente a subseção anterior foi citado sobre os mecanismos de alargamento de linha de forma teórica. Para analisar a quantidade de radiação retirada do feixe, pode-se obter características relevantes relacionadas a abundância dos elementos presentes na fotosfera estelar, medindo-se a intensidade das linhas espectrais. A intensidade das linhas de absorção e emissão são determinadas com referência ao contínuo (função que tem como domínio todos os comprimentos de onda do espectro eletromagnético). A medida de largura equivalente fornece a intensidade da linha em termos do quanto de fluxo do contínuo deve-se integrar para obter o mesmo valor. Numericamente isso significa calcular a área de um retângulo com a altura do contínuo sobre a superfície da linha espectral, como explicitado na fig 3.3.

A área desse retângulo sob a curva do contínuo será dada pela eq 3.4. Para esse cálculo integra-se a diferença entre $f(\lambda)$ (fluxo em que o feixe é retirado do contínuo) com o fluxo do contínuo f_c normalizado com o próprio contínuo.

$$EW = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{f(\lambda) - f_c}{f_c}. \quad (3.4)$$

As medidas de largura equivalente foram feitas usando-se a tarefa SPLOT do pacote *IRAF* (*Image Reduction and Analysis Facility*) a partir do ajuste de um perfil Gaussiano do espectro observado. Intensidades com largura equivalente ($\lambda > 150m\text{\AA}$) foram descartados à fim de evitar linhas que não possuíssem um perfil puramente Gaussiano. A lista de linhas de Fe I e Fe II usadas para a estrela CD-28^o9325, estão presentes no *Apêndice A*. Os valores de log gf e do potencial de

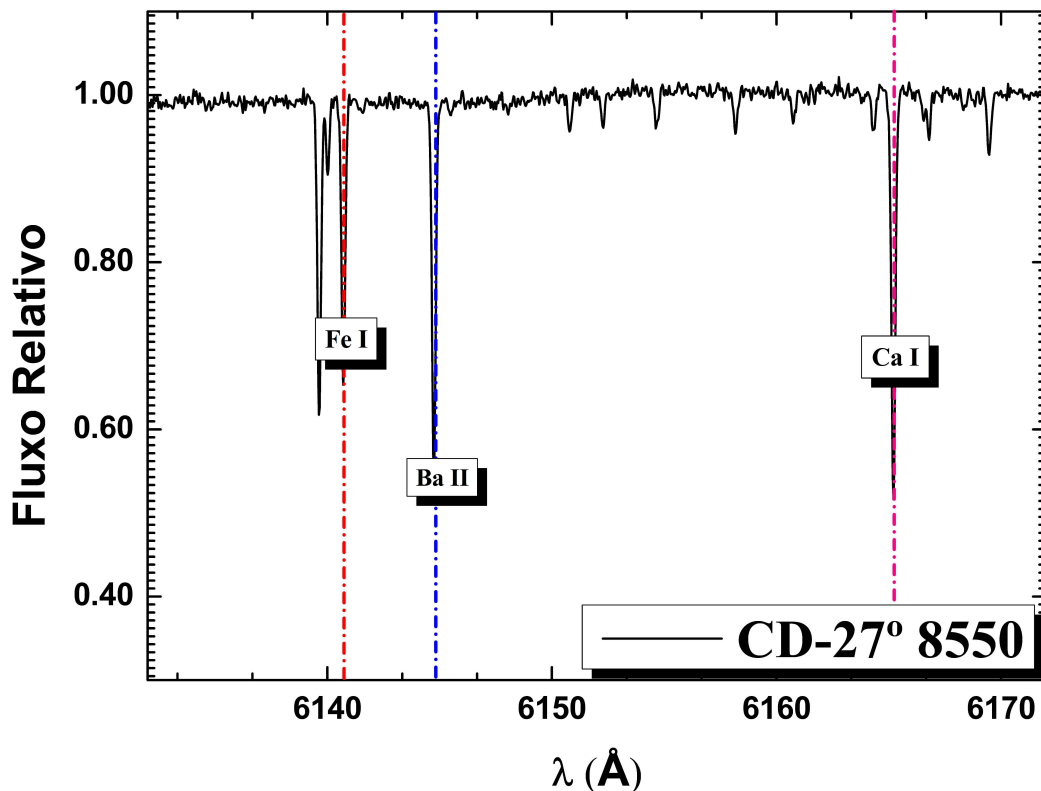


Figura 3.4: Linhas de absorção de Fe I (6137.70 Å), Ba II (6141.73 Å) e Ca I (6162.12 Å) representadas na faixa de 6130 Å-6170 Å.

excitação χ (eV) foram usados da literatura de Lambert et al. (1996). A identificação das linhas de absorção no espectro são feitas relacionando as principais transições catalogadas em Moore et al. (1966) com o deslocamento doppler. Na fig 3.4 está representado o espectro da estrela CD-27°8550 (6130Å-6170Å) deslocado para o vermelho de 3.1Å. Nela estão presentes as transições referente a linhas de Fe I (6137.70Å), Ba II (6141.73Å) e Ca I (6162.12Å).

3.4.3 Abundâncias das linhas de absorção de Fe I e Fe II para a estrela CD-28° 9325

Para a determinação das abundâncias de Fe I e Fe II foi usada a opção ” *ab find force-fits*” (representação do código de saída do drive *ab find* está localizada no apêndice B) do código MOOG. Dois gráficos gerados pelo código estão representados na fig 3.5.

Essa opção usa as medidas de largura equivalente (W_λ) forçando o ajuste a partir de uma curva de crescimento. O programa utiliza os dados atômicos (número atômico, potencial de excitação e o logaritmo da força do oscilador (log gf-função

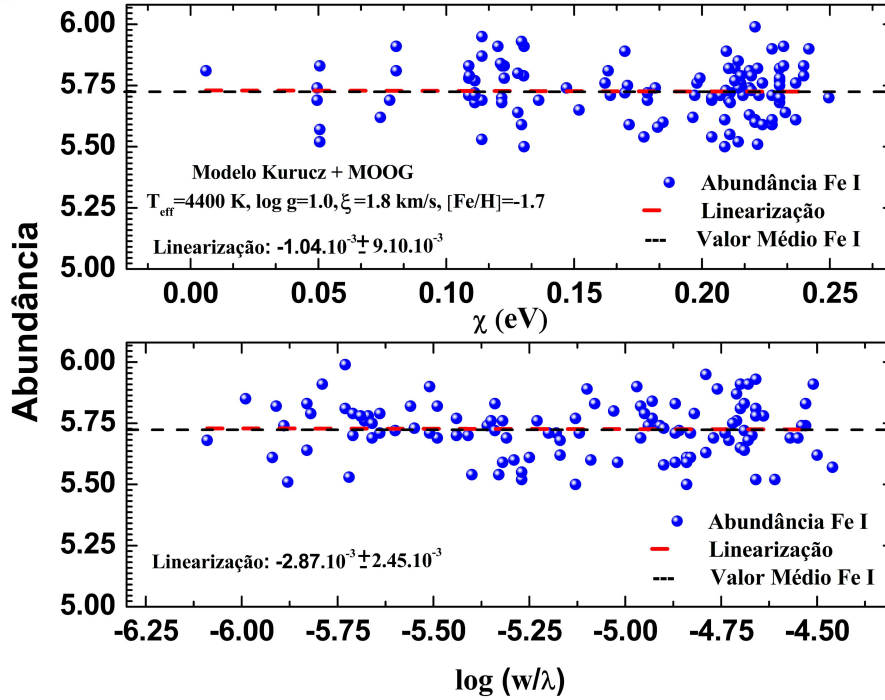


Figura 3.5: Gráficos do código de saída do MOOG a partir das medidas de largura equivalente das linhas de *Fe I* da estrela CD-28^o 9325. Na figura em questão estão representados o potencial de excitação χ (eV), $\log(W/\lambda)$ com a abundância de *FeI*.

logarítmica do peso estatístico g multiplicando a força do oscilador f) combinado às medidas de largura equivalente e determina o valor médio da abundância das linhas de absorção (valor destacado em vermelho na fig B.1, representado graficamente pela linha tracejada em preto na fig 3.5), calculando também o desvio padrão das respectivas abundâncias (ajustes lineares representadas na cor vermelha na figura 3.5).

Os procedimentos descritos nas subseções seguintes não representam a ordem realizada na metodologia deste trabalho para encontrar a solução final dos parâmetros atmosféricos. A análise é feita de forma interativa, utilizando os valores de ajuste linear determinados pelo código MOOG junto com os valores de abundância das espécies neutra Fe I e da espécie ionizada Fe II.

3.4.4 Temperatura Efetiva (T_{eff})

Determina-se o melhor valor para a T_{eff} através da condição de equilíbrio de excitação. Analisando o código de saída do MOOG isso significa que a partir da introdução de determinado modelo de atmosfera (obtido em ETL pelo Kurucz (1993)) observa-se uma independência entre a abundância de Fe I e o potencial de excitação χ (eV), com um “slope” próximo de zero, como o exemplificado na fig 3.5.

Um valor incorreto pertencente ao modelo e inserido no código resulta em uma maior dispersão, impactando nas linhas de ferro associados aos menores potenciais de excitação (linhas formadas nas regiões mais internas da atmosfera estelar). Caso a temperatura efetiva apresente um valor maior que a solução final isso é refletido com um valor negativo no ajuste linear do gráfico abundância de Fe I versus potencial de excitação $\chi(eV)$. Esse procedimento como consequência resultará em um valor médio maior que o fornecido na solução final.

O oposto ocorre quando quando utiliza-se um modelo do Kurucz (1993) com T_{eff} menor que a solução final. O gráfico referente a abundância de Fe I versus potencial de excitação $\chi(eV)$ fornecerá um valor positivo no ajuste linear com um valor médio menor que o pertencente a solução final.

3.4.5 Gravidade Superficial ($\log g$)

Para determinar a gravidade superficial analisa-se a condição do equilíbrio de ionização, dado a partir da equivalência da abundância entre as linhas da espécie neutra (Fe I) com a espécie ionizada (Fe II) já citadas nas subseções anteriores. A gravidade superficial é fornecida teoricamente pela equação de equilíbrio hidrostático para estrelas frias de acordo com Gray (2005). Considerando o caso de atmosfera estelar em equilíbrio convectivo a pressão dada pela radiação estará em equilíbrio relacionada a pressão do gás (constituída pela pressão de íons somada a pressão eletrônica). Um valor de $\log g$ acima da solução real aumenta a pressão eletrônica do meio, sendo dominante em relação a ionização. Nesse caso, se faz necessário um aumento de Fe II a fim de ajustar o resultado ao equilíbrio de ionização. Quando $\log g$ for menor que o valor da solução real haverá um favorecimento à ionização, sendo necessário um menor valor de Fe II para ajustar as medidas de largura equivalente.

3.4.6 Metalicidade [Fe/H]

O resultado das medidas de largura equivalente das linhas de Fe I determinam o valor da metalicidade. O código MOOG fornece a abundância de acordo com o número de partículas por unidade de volume. Essa espécie apresenta maior quantidade de linhas de absorção quando comparadas as linhas da espécie ionizada de Fe II, tornando-as estatisticamente mais confiáveis para a determinação da abundância média final de ferro. Esse valor será indicado pela razão $[Fe/H]^2$ sendo a abundância solar utilizada da literatura de Lodders (2003).

² $[X/H]=\log([X/H]_{*}) - \log(X/H)_{\odot}$

3.4.7 Velocidade de Microturbulência (ξ)

A velocidade de microturbulência atua no alargamento das linhas de absorção associada ao movimento em escala comparável a unidade de profundidade óptica. Na fig 3.6 observa-se o exemplo da estrela CD-28^o 9325. No gráfico, θ_1 indica o coeficiente angular do ajuste entre abundância de Ferro I com o potencial de excitação $\chi(eV)$. θ_2 representa o coeficiente angular do ajuste entre a abundância de Ferro I com a largura equivalente reduzida de linha ($\log(W/\lambda)$).

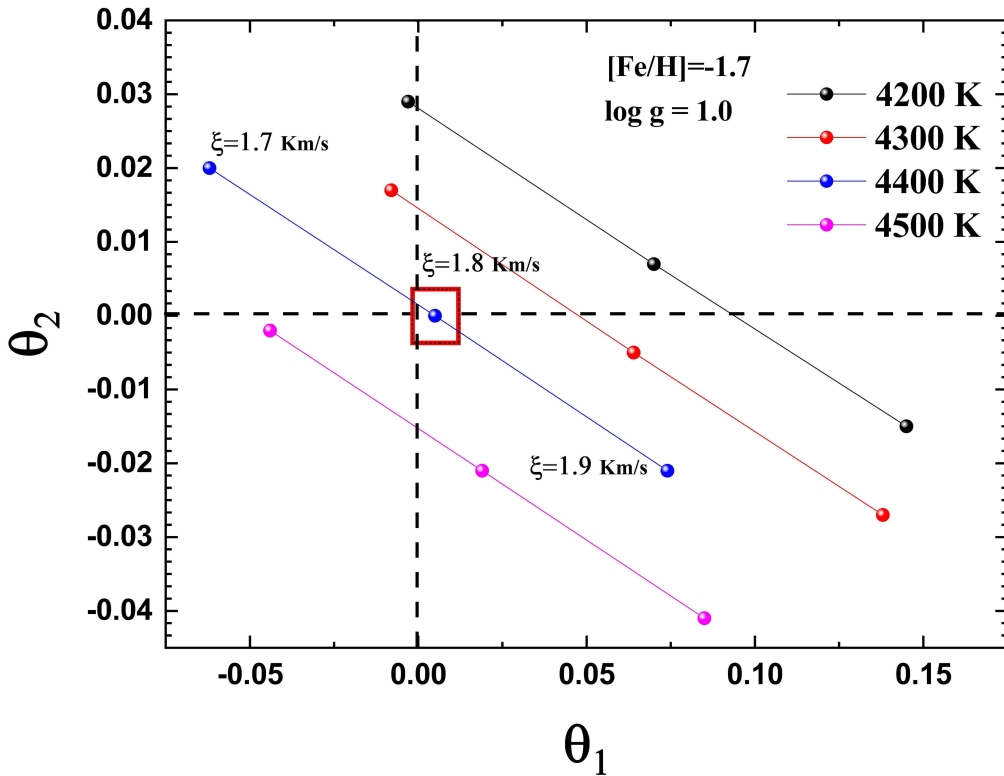


Figura 3.6: Solução dos parâmetros atmosféricos para a estrela CD-28^o 9325, com $\theta_1 = 0.005$ e $\theta_2 = 0.0$. $\log g=1.0$, e metalicidade dada por $[Fe/H]=-1.7$. Linha tracejada em preto representa o resultado referente a estrela CD-28^o 9325 encontrado na literatura de Pereira et al. (2019)

O melhor valor de metalicidade (Fe/H), $\log g$ e T_{eff} serão usados para encontrar o melhor resultado para a velocidade de microturbulência, onde está explicitado no gráfico da fig 3.6. Apresenta-se o eixo ordenado θ_2 (melhor valor de ajuste encontrado, referente ao gráfico abundância de Fe I versus largura equivalente reduzida $\log W/\lambda$) e o eixo coordenado (melhor valor de ajuste encontrado, referente ao gráfico abundância de Ferro I versus potencial de excitação χeV). Portanto, o melhor resultado será dado pelos valores mínimos de θ_1 e θ_2 e também para a menor diferença entre as abundâncias de Fe I e Fe II, resultando em uma velocidade de

microturbulência (ξ) próximo do eixo (0,0) destacado em vermelho na fig 3.6. Foi realizada uma variação dos valores de microturbulência da ordem de 0.1 *dex* a partir da temperatura efetiva de 4400K. Esse resultado foi obtido fixando os parâmetros de metalicidade e $\log g$ referente aos modelos de atmosfera do Kurucz. Para a solução acima, obteve-se $\theta_1=0.00$ e $\theta_2=0.005$. Para as abundâncias médias, foi obtido um valor de 5.75 com as linhas de Fe I e 5.81 para a espécie ionizada Fe II, totalizando em uma diferença (Fe I-Fe II=0.06). Esse resultado é compatível quando comparado com a literatura de Pereira et al. (2019), representado pela linha tracejada na fig 3.6. Todos os parâmetros de atmosfera usados neste trabalho estão indicados na tabela 3.2.

Tabela 3.2: *Parâmetros atmosféricos para amostra de Estrelas do halo.*

Estrela (Catálogo)	Teff (K)	log g(dex)	[Fe/H](dex)	ξ (kms ⁻¹)
BD+06 ^o 6648	4300	0.5	-2.2	1.8
BD-20 ^o 6008	4500	0.9	-2.9	2.1
CD-27 ^o 8550	4850	1.9	-2.0	1.5
CD-27 ^o 8864	4650	1.6	-1.5	1.6
CD-28 ^o 9325	4400	1.0	-1.7	1.8
CD-30 ^o 10002	4600	1.2	-2.5	1.7
CD-30 ^o 10603	4350	0.8	-1.8	1.7
CD-31 ^o 10167	4850	2.1	-1.2	1.5
CD-32 ^o 8831	4350	0.4	-2.4	1.8
CD-33 ^o 9314	4850	2.2	-1.4	1.4
CD-33 ^o 9514	4850	1.8	-2.6	1.6
CD-34 ^o 8920	4650	1.4	-1.3	1.8
HD 103295	5000	2.8	-1.1	1.2
HD 11582	5050	2.6	-1.7	1.5
HD 13359	5200	2.2	-1.1	1.9
HD 1936	4850	2.0	-1.8	1.8
HD 207785	4250	0.2	-2.5	1.7
HD 208069	4900	2.2	-1.7	1.3
HD 21022	4450	0.8	-2.3	1.6
HD 214161	4650	1.1	-2.2	1.8
HD 217808	4450	0.8	-2.3	1.6
HD 27928	4650	1.4	-2.6	1.6
HD 2796	4700	1.0	-2.5	1.6
HD 33771	4600	1.2	-2.0	1.6
HD 87064	4550	1.1	-2.1	1.8
HD 30229	4900	1.6	-2.5	1.8
LSE 113(CD-378219)	4550	1.2	-2.5	1.8
LSE 151(CD-42 8003)	4650	1.5	-2.1	1.7
LSE 152(CD-41 8105)	4700	1.5	-2.2	1.7
LSE 185(CD-44 13461)	4650	1.6	-1.7	1.7
LSE 189(CD-51 12208)	4650	1.1	-2.0	2.0
LSE 205(CPD-84 522)	4750	1.1	-1.9	2.1
LSE 266(CD-53 7436)	4550	0.6	-2.4	1.7
[S84] 106	4600	1.2	-2.4	1.4
[S84] 1206	4500	0.7	-2.4	2.0

3.4.8 Incerteza dos Parâmetros Atmosféricos

A análise das incertezas nos parâmetros atmosféricos foi estimada a partir de pequenas variações nos valores referente aos modelos de atmosfera do (Kurucz 1993) em torno da solução dos parâmetros atmosféricos encontrados nas subseções anteriores. A partir desse procedimento, foi analisado a influência desses novos modelos

no ajuste entre as abundâncias de ferro dado pelas linhas de absorção de Fe I com o potencial de excitação $\chi(eV)$ para determinar o erro na temperatura efetiva T_{eff} e a largura equivalente de linha reduzida ($\log W/\lambda$) para determinar o erro na velocidade de microturbulência ξ . Também observou-se como esse procedimento altera a condição do equilíbrio de ionização (Fe I–Fe II) frente ao desvio padrão médio de $\sigma_{[FeI/H]}$ para o erro da gravidade superficial. A incerteza na metalicidade usada foi o mesmo valor do desvio padrão gerado pelo código do MOOG.

Na tabela 3.3 apresenta-se como exemplo os valores de incerteza dos parâmetros atmosféricos para as estrelas CD-28^o 9325, BD+06^o 6648 (estimados neste projeto) e HD 103295 (estimado em Pereira et al. (2019)).

Tabela 3.3: *Erros dos parâmetros atmosféricos para as estrelas CD-28 9325, BD+06^o 6648 e HD 103295.*

Estrela	$\Delta T(K)$	$\Delta \xi$ (km/s)	$\Delta \log g(\text{dex})$	$\Delta [Fe/H](\text{dex})$
CD 28 ^o 9325	+30	+0,1	+0,1	+0,11
BD+06 ^o 6648	+50	+0.2	+0,2	+0,09
HD 103295	+30	+0.2	+0,2	-0.10

3.5 Abundâncias de Carbono, Nitrogênio e Oxigênio

As abundâncias de carbono, nitrogênio e oxigênio foram determinadas usando o programa de síntese espectral *MOOG* referente a versão de Sobek et al. (2011). Inicialmente foi obtida a abundância de oxigênio a partir da linha proibida de $[OI]$ (6300.304Å).

Em sequência foi determinada a abundância de carbono usando as linhas do hidreto $CH A^2\Delta-X^2\Pi$ em torno de 4300Å. Esta última foi o único indicador da abundância de carbono desde que não foram identificadas linhas da banda C_2 do sistema *Swan* $d^3\Pi_g - a^3\Pi_u$. Também foi inserido no código MOOG a abundância de oxigênio obtida a partir do resultado da síntese espectral da linha proibida $[OI]$.

As abundâncias de nitrogênio foram determinadas a partir das linhas da banda CN 3883Å com $\Delta v = 0$ pertencente ao sistema $B^2\Sigma^+ - X^2\Sigma^+$. A síntese dessa banda espectral foi feita inserindo os valores de abundância de carbono e oxigênio pre-

viamente determinados. Nas próximas subseções serão explicados a metodologia empregada para a determinação das abundâncias de carbono, nitrogênio e oxigênio utilizando a técnica de síntese espectral.

3.5.1 Abundância do oxigênio a partir da Linha proibida [OI]

Para a maior parte das estrelas pertencente a amostra, a linha proibida de [OI] (6300Å) foi detectada. Para determinar a abundância de oxigênio do grupo de estrelas do halo foi usada a opção padrão de compilação do MOOG denominado modo “*Synth*” (o exemplo de sumário referente do modo “*synth*” do código MOOG está presente na figs C.1, C.2 e C.3). Neste procedimento utiliza-se um conjunto de espectros sintéticos comparando-os com o espectro observado. As abundâncias são determinadas analisando o ajuste da linha sintética mais próxima ao espectro observado. Isso é feito com o auxílio de uma função de verossimilhança (Oguri 2017) em que correlaciona o espectro observado com o espectro sintético a partir de um desvio padrão σ .

Para o ajuste da linha proibida [OI] foram utilizados três espectros sintéticos com diferentes abundâncias. O melhor ajuste apresenta-se na fig 3.7. Os outros dois espectros sintéticos apresentam uma abundância entre $\pm 0.4 dex$ em torno da solução final de [OI]. Na forma *Synth* do MOOG também é inserido no programa o modelo atmosférico mostrado na subseção 3.4.5, além do arquivo de lista de linha. Além da linha proibida de [OI] foi inserida também na determinação das abundâncias as linhas de *Sc II* estando localizadas no espectro sintético nas regiões entre 6300.34 a 6300.700 Å. No espectro sintético foi utilizado o valor de $\log gf$ dado por Prieto et al. (2001). As figs 3.8 a 3.12 mostram os espectros observados e calculados da região do [OI] para as estrelas estudadas neste trabalho.

O espectro observado foi normalizado com referência a posição do contínuo aparente. Isso foi realizado com o auxílio do programa *IRAF*, usando a tarefa *continuum* sendo o espectro normalizado interativamente com a função de Chebyshev. O espectro é dividido pela respectiva função, colocando o contínuo aparente no valor unitário. Alguns exemplos da normalização podem ser observados na fig 3.13. Para a determinação da síntese, esse espectro observado foi deslocado de acordo com a localização das linhas de referência listadas em Moore et al. (1966).

O resultado final da abundância no modo *Synth* é disponibilizado pelo número de partículas por unidade de volume. Apesar da maioria das estrelas da amostra

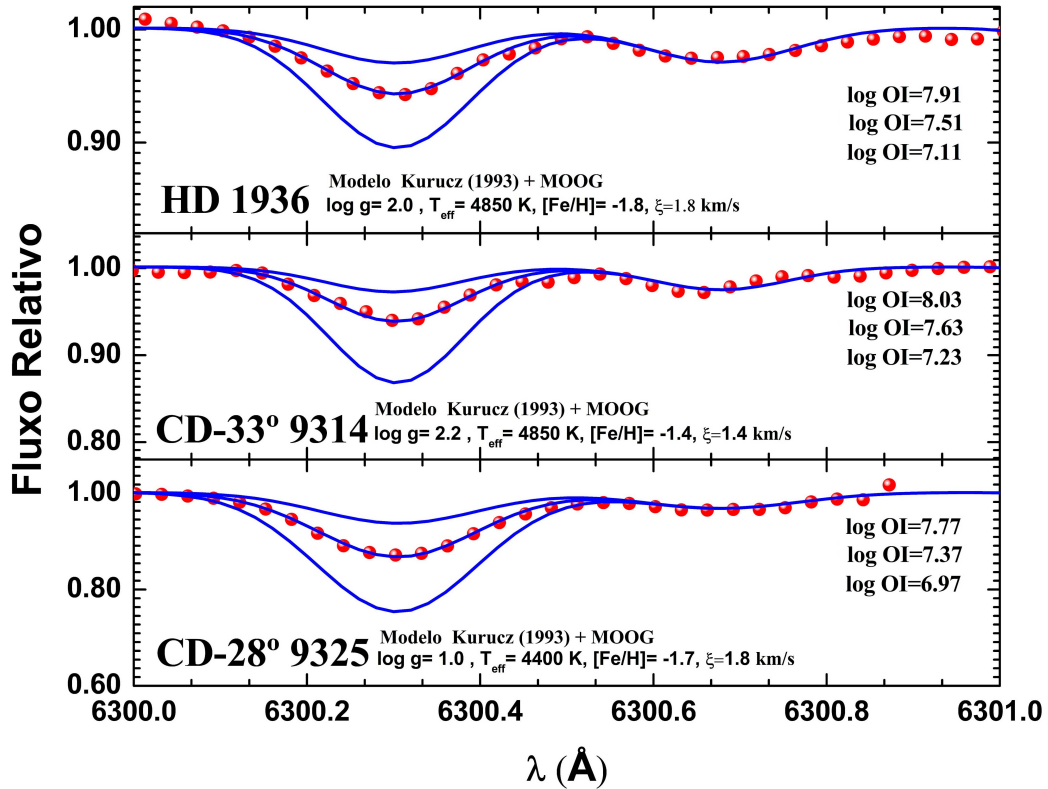


Figura 3.7: Na figura estão representadas as sínteses das estrelas com as respectivas abundâncias utilizadas. Dentre as estrelas estão HD 1936 ($\log OI = 7.11$, $\log OI = 7.51$, $\log OI = 7.91$) CD-33^o 9314 ($\log OI = 7.23$, $\log OI = 7.63$, $\log OI = 8.03$) e CD-28^o 9325 ($\log OI = 6.97$, $\log OI = 7.37$, $\log OI = 7.77$). Além do ajuste da solução estão indicadas as abundâncias com valores em torno de ± 0.4 .

ter sido possível identificar a linha proibida de [OI] uma parte foi afetada pela contaminação das linhas telúricas que serão discutidas na próxima subseção.

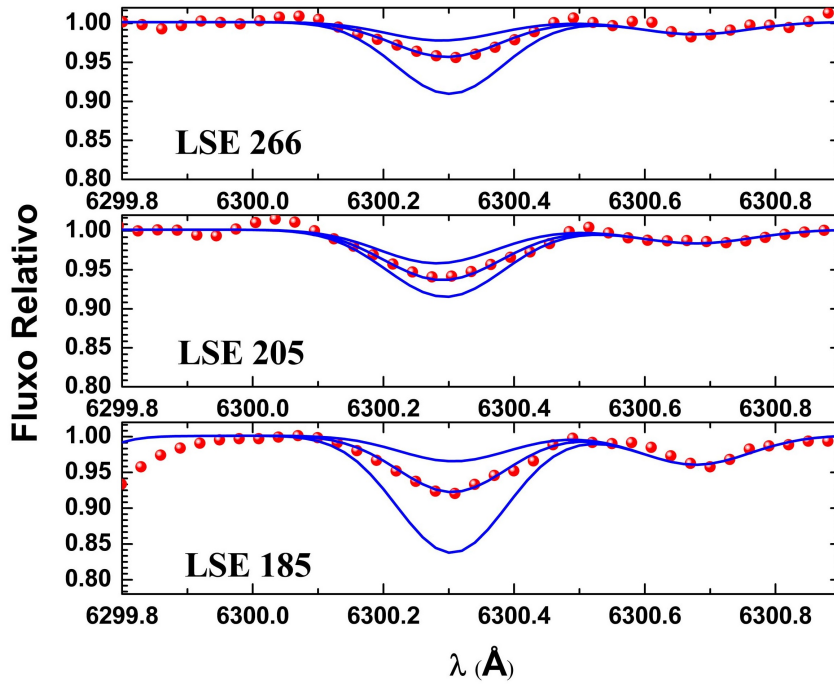


Figura 3.8: Na figura estão representadas as sínteses de oxigênio das estrelas: LSE266 com abundâncias de $\log O=6.20$, $\log O=6.60$ e $\log O=7.00$; LSE205 com abundâncias de $\log O=6.58$, $\log O=6.98$ e $\log O=7.38$; LSE185 com abundâncias de $\log O=7.06$, $\log O=7.46$ e $\log O=7.86$.

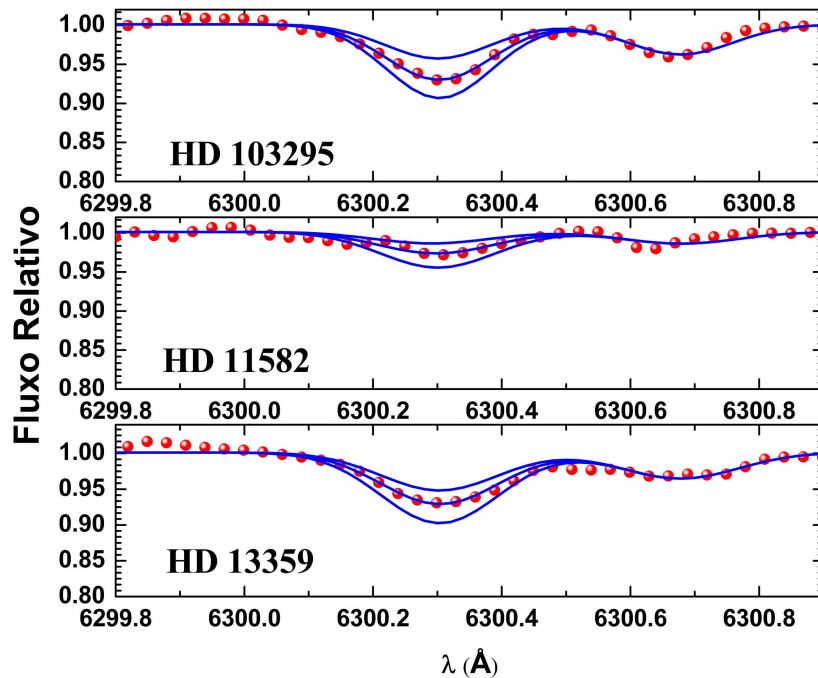


Figura 3.9: Sínteses de oxigênio: HD 103295 com abundâncias de $\log O=7.73$, $\log O=8.13$ e $\log O=8.53$; HD11582 com abundâncias de $\log O=7.05$, $\log O=7.45$ e $\log O=7.95$; HD 13359 com abundâncias de $\log O=7.62$, $\log O=8.02$ e $\log O=8.42$

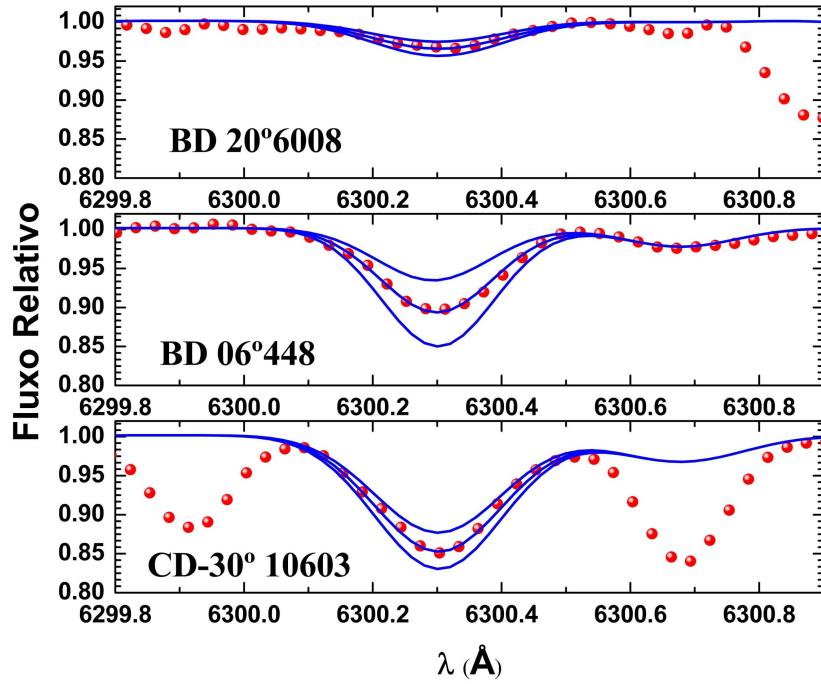


Figura 3.10: Sínteses de oxigênio: *BD 20°6008* com abundâncias de $\log O=6.26$, $\log O=6.66$ e $\log O=7.06$; *BD 06°6648* com abundâncias de $\log O=6.47$, $\log O=6.87$ e $\log O=7.27$; *CD-30° 10603* com abundâncias de $\log O=6.96$, $\log O=7.36$ e $\log O=7.76$.

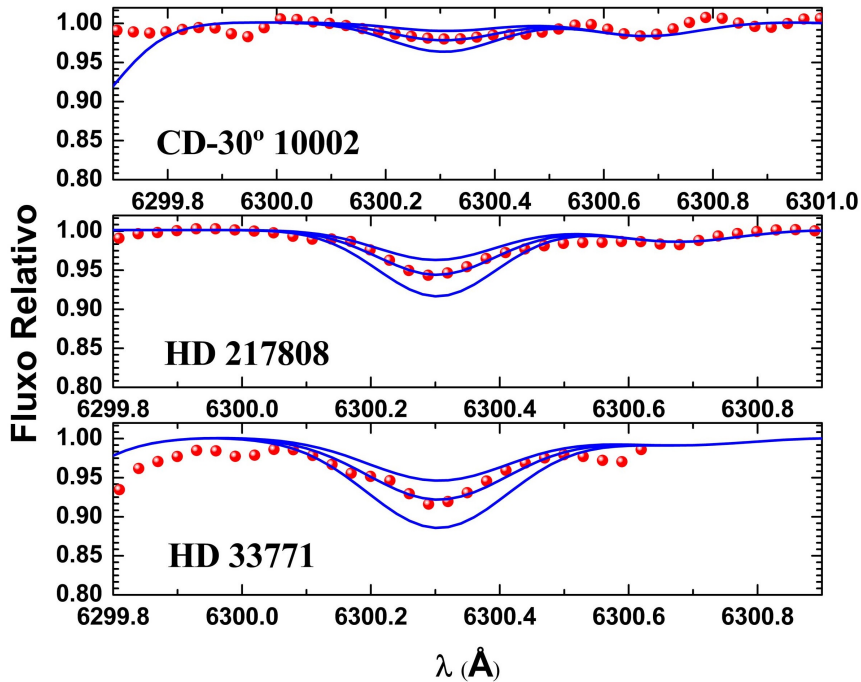


Figura 3.11: Sínteses de oxigênio: *CD-30° 10002* com abundâncias de $\log O=6.16$, $\log O=6.56$ e $\log O=6.96$; *HD 217808* com abundâncias de $\log O=6.58$, $\log O=6.98$ e $\log O=7.48$; *HD 33771* com abundâncias de $\log O=6.85$, $\log O=7.25$ e $\log O=7.65$.

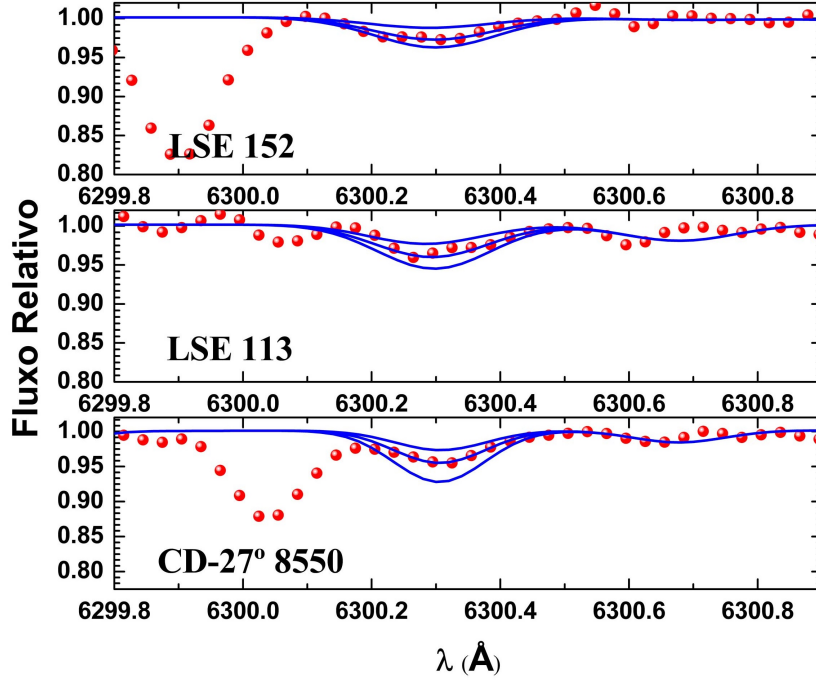


Figura 3.12: Sínteses de oxigênio: *LSE 152* com abundâncias de $\log O=6.62$, $\log O=6.82$ e $\log O=7.22$; *LSE 113* com abundâncias de $\log O=6.28$, $\log O=6.68$ e $\log O=7.08$; *CD-27° 8550* com abundâncias de $\log O=6.81$, $\log O=7.21$ e $\log O=7.61$.

3.5.2 Contaminação do espectro por linhas telúricas

A principal consequência da interação da radiação eletromagnética estelar com a atmosfera terrestre é a formação de novas linhas espectrais detectadas pelo espectrógrafo. As moléculas presentes na atmosfera terrestre formam linhas denominadas como linhas telúricas. A linha proibida de [OI] (6300.311 Å) apresenta-se contaminada por moléculas de O_2 e H_2O (Blucher 2019). Essas linhas quando sobrepostas a linha proibida de [OI] podem causar erros de interpretação e ruídos, reduzindo a precisão dos dados observados.

Para remover as linhas telúricas do espectro observado foi feita a identificação da linha proibida com base no espectro de uma estrela quente (tipo espectral B). Inicialmente é feita uma correção de velocidade baricêntrica do espectro observado. Essa correção foi feita usando a tarefa *dopcor* do programa *IRAF*. A grosso modo, isso significa subtrair a velocidade do telescópio (devido a movimentos orbitais e rotacionais do planeta terra) na direção da velocidade medida da estrela para obter a velocidade com respeito ao baricentro do sistema solar (Wright & Kanodia 2020). No *IRAF* essa correção é disponibilizada em km/s ou em Å (obtida a partir das configurações originais disponibilizadas pelo espectro observado). O resultado do procedimento da correção baricêntrica pode ser verificado na fig 3.14 para a estrela

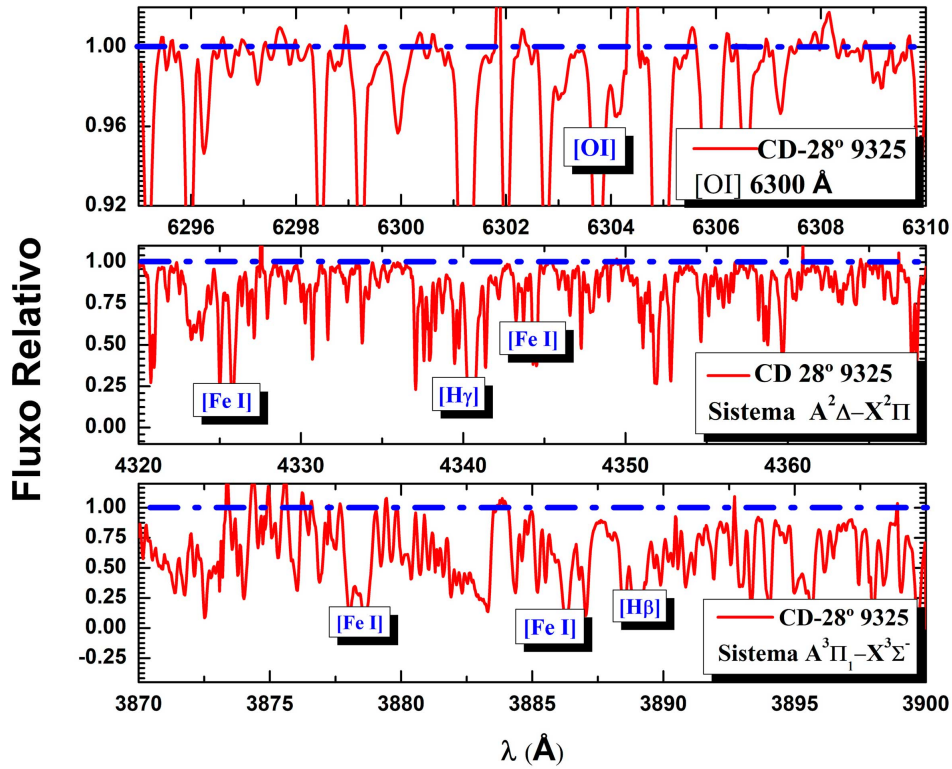


Figura 3.13: Normalização dos espectros observados que serão usados para a abundância de Oxigênio (linha proibida [OI]), Carbono (banda CH em torno de 4300 Å) e Nitrogênio (banda CN em torno de 3883 Å).

HD 103295. Para esse caso foi inserido uma correção de -0.33Å . A correção baricêntrica junto ao espectro da estrela quente permite identificar as linhas telúricas, separando-as da linha proibida de [OI].

Quando este procedimento não é possível, as abundâncias de oxigênio podem ser deduzidas a partir de uma interpolação com dados da literatura para o intervalo de metalicidade das estrelas da amostra. Como exemplo de dados da literatura apresenta-se as gigantes do halo de (Meléndez & Barbuy 2002). Os espectros observados com a linha proibida de [OI] são inseridos no código MOOG sendo possível a realização da síntese espectral de acordo com os procedimentos citados na subseção anterior. A análise completa das linhas telúricas deste trabalho apresentam-se nas figs 3.15 a 3.20 estando explicitados nos espectros em que foi possível identificar a linha proibida de [OI] e aqueles em que houve a contaminação das linhas telúricas.

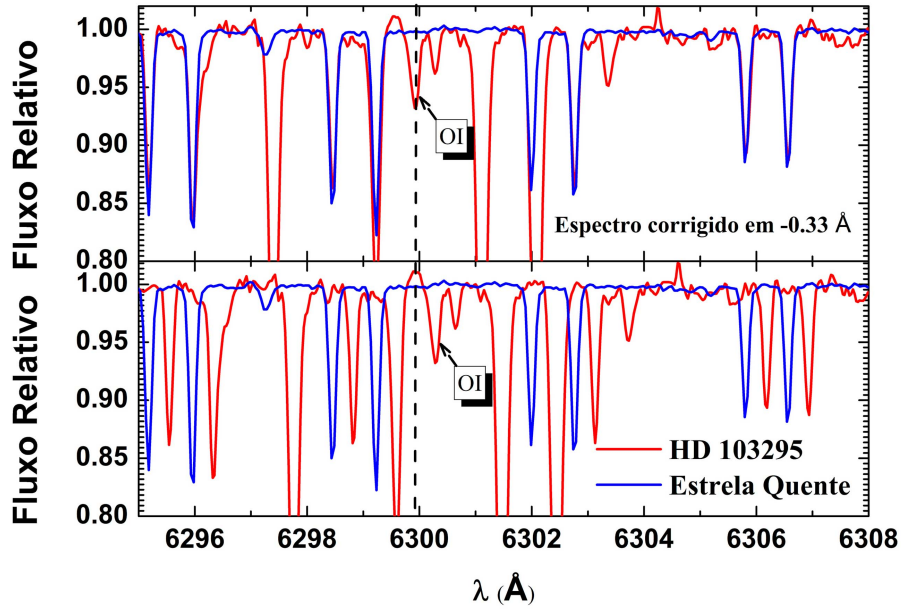


Figura 3.14: Espectro representativo da correção baricêntrica em torno de -0.33 \AA .

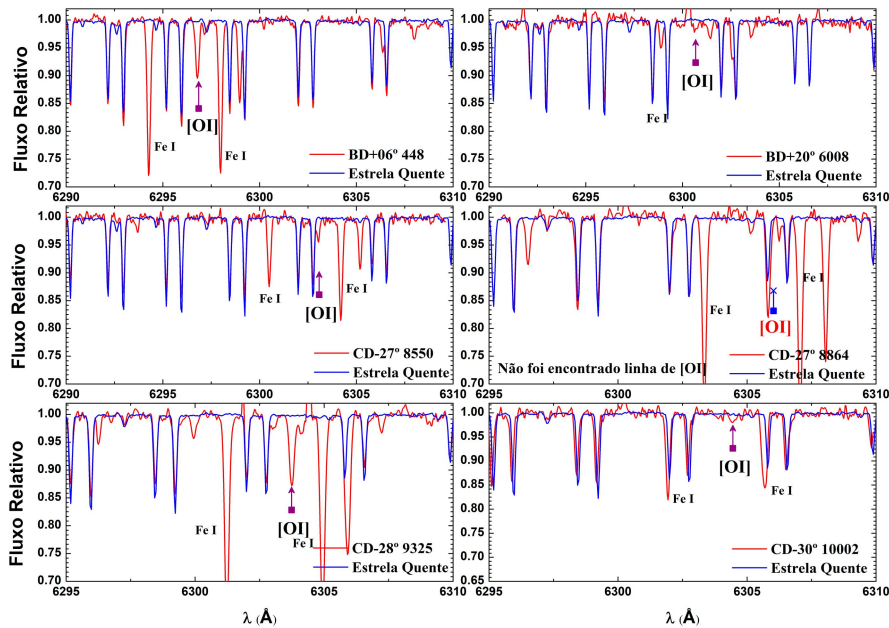


Figura 3.15: Espectros de análise telúrica das estrelas $BD+06^{\circ} 448$, $BD+20^{\circ} 6008$, $CD-27^{\circ} 8550$, $CD-27^{\circ} 8864$, $CD-28^{\circ} 9325$ e $CD-30^{\circ} 10002$. A seta na cor cinza indica a linha proibida [OI] (6300 \AA) identificada enquanto a seta na cor azul a contaminação das linhas telúricas junto a região espectral onde deveria se encontrar a linha proibida de [OI].

3.5.3 Abundância de Carbono

Para a determinação da abundância do carbono foi usado o modo *Synth* do código *MOOG* aplicado às linhas de absorção da molécula CH (4365 \AA) sistema $A^2\Delta-X^2\Pi$, comparando o espectro observado a melhor linha de ajuste pertencente

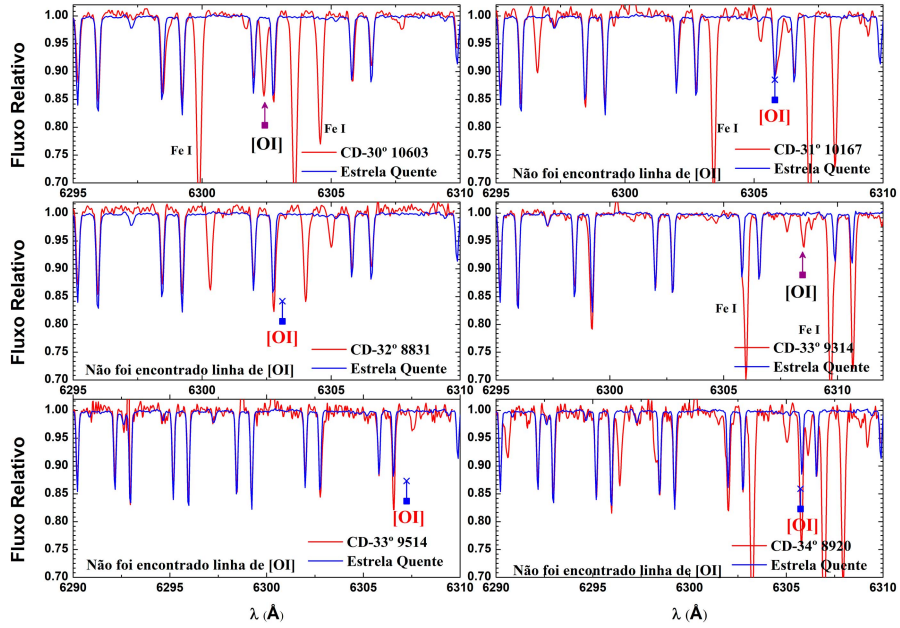


Figura 3.16: Espectros das estrelas $CD-30^{\circ} 10603$, $CD-31^{\circ} 10167$, $CD-32^{\circ} 8831$, $CD-33^{\circ} 9314$, $CD-33^{\circ} 9514$ e $CD-34^{\circ} 8920$. A seta na cor cinza indica a linha proibida [OI] (6300 Å) identificada enquanto a seta na cor azul a contaminação das linhas telúricas junto a região espectral onde deveria se encontrar a linha proibida de [OI].

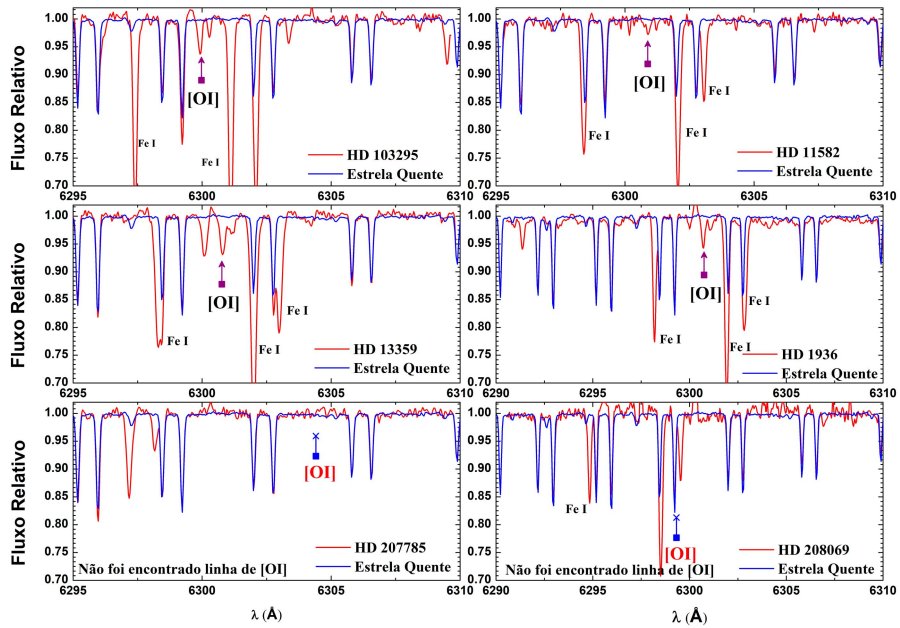


Figura 3.17: Espectro das estrelas $HD 103295$, $HD 11582$, $HD 13359$, $HD 1936$, $HD 207785$ e $HD 208069$. A seta na cor cinza indica a linha proibida [OI] (6300 Å) identificada enquanto a seta na cor azul a contaminação das linhas telúricas junto a região espectral onde deveria se encontrar a linha proibida de [OI].

ao espectro sintético (Drake & Pereira 2008). A força do oscilador molecular e os comprimentos de onda foram retirados do SCAN database (Jørgensen et al. 1996).

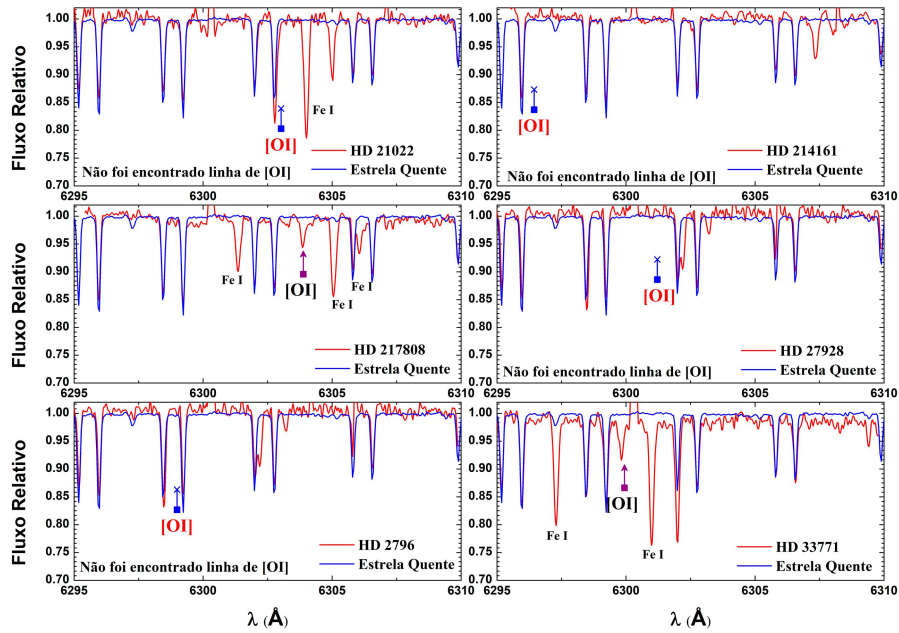


Figura 3.18: Espectro das estrelas *HD 21022*, *HD 214161*, *HD 217808*, *HD 27928*, *HD 2796* e *HD 33771*. A seta na cor cinza indica a linha proibida [OI] (6300 Å) identificada enquanto a seta na cor azul a contaminação das linhas telúricas junto a região espectral onde deveria se encontrar a linha proibida de [OI].

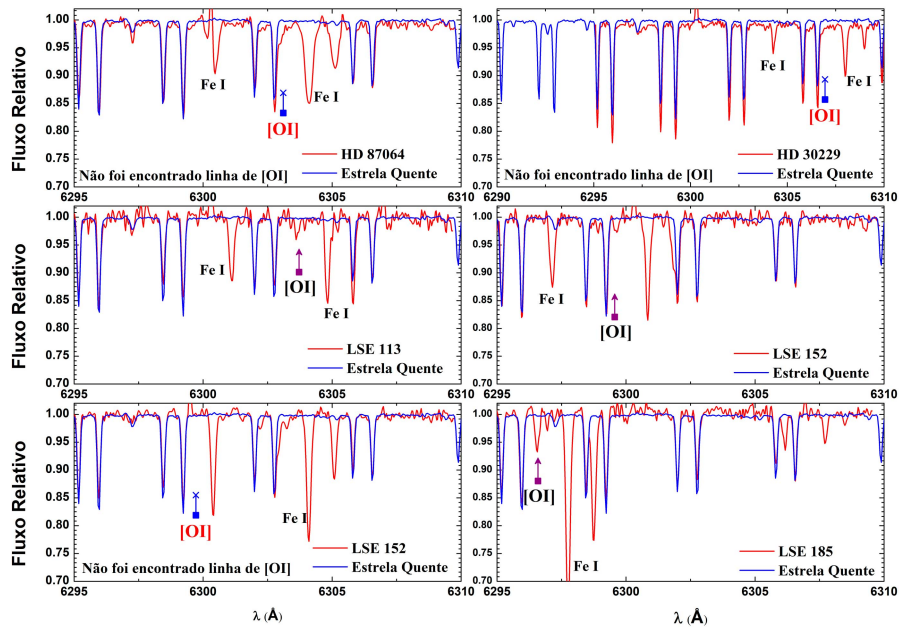


Figura 3.19: Espectro das estrelas *HD 87064*, *HD 30229*, *LSE 113*, *LSE 151*, *LSE 152* e *LSE 185*. A seta na cor cinza indica a linha proibida [OI] (6300 Å) identificada enquanto a seta na cor azul a contaminação das linhas telúricas junto a região espectral onde deveria se encontrar a linha proibida de [OI].

A energia de dissociação é equivalente a $D_0(CH) = 3.45$ eV (Lambert et al. 1978). O procedimento de síntese espectral é similar a determinação da linha proibida de [OI]. Para o ajuste, foram usadas 4 sínteses espectrais com abundâncias entre ± 0.4 dex

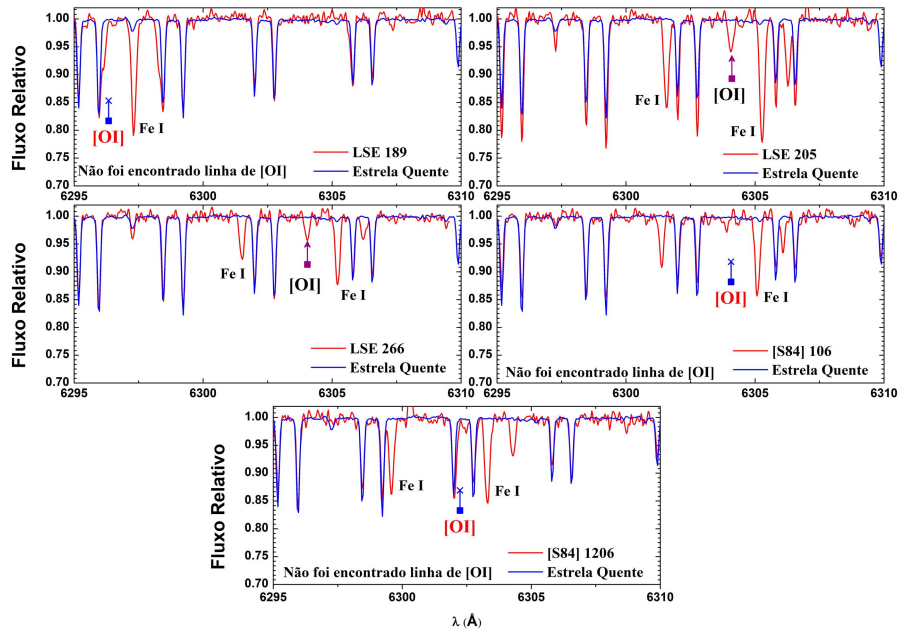


Figura 3.20: Espectro das estrelas *LSE 189*, *LSE 205*, *LSE 266*, *[S84] 106*, *[S84] 1206*. A seta na cor cinza indica a linha proibida [OI] (6300 \AA) identificada enquanto a seta na cor azul a contaminação das linhas telúricas junto a região espectral onde deveria se encontrar a linha proibida de [OI].

em torno da solução final da abundância de carbono. A linha sintética superior representa o ajuste sem a contribuição das linhas moleculares da banda CH. No código MOOG foi inserido o arquivo do espectro observado e normalizado de acordo com a fig 3.13. Esse é analisado de acordo com o espectro sintético produzido pelo arquivo de linha na banda entre 4360.0 \AA e 4369.6 \AA .

Inserimos a solução final para os parâmetros atmosféricos exemplificados na subseção 3.4.5, sendo a lista completa localizada na tabela 3.2. Na fig 3.21 pode-se observar o resultado da síntese espectral para as estrelas *CD-28^o 9325*, *CD-32^o 8831*, *HD 103295* e a *LSE-189*. com os respectivos valores de abundâncias utilizados. As sínteses realizadas neste trabalho para a determinação da abundância do carbono encontram-se nas figs 3.22 a 3.30.

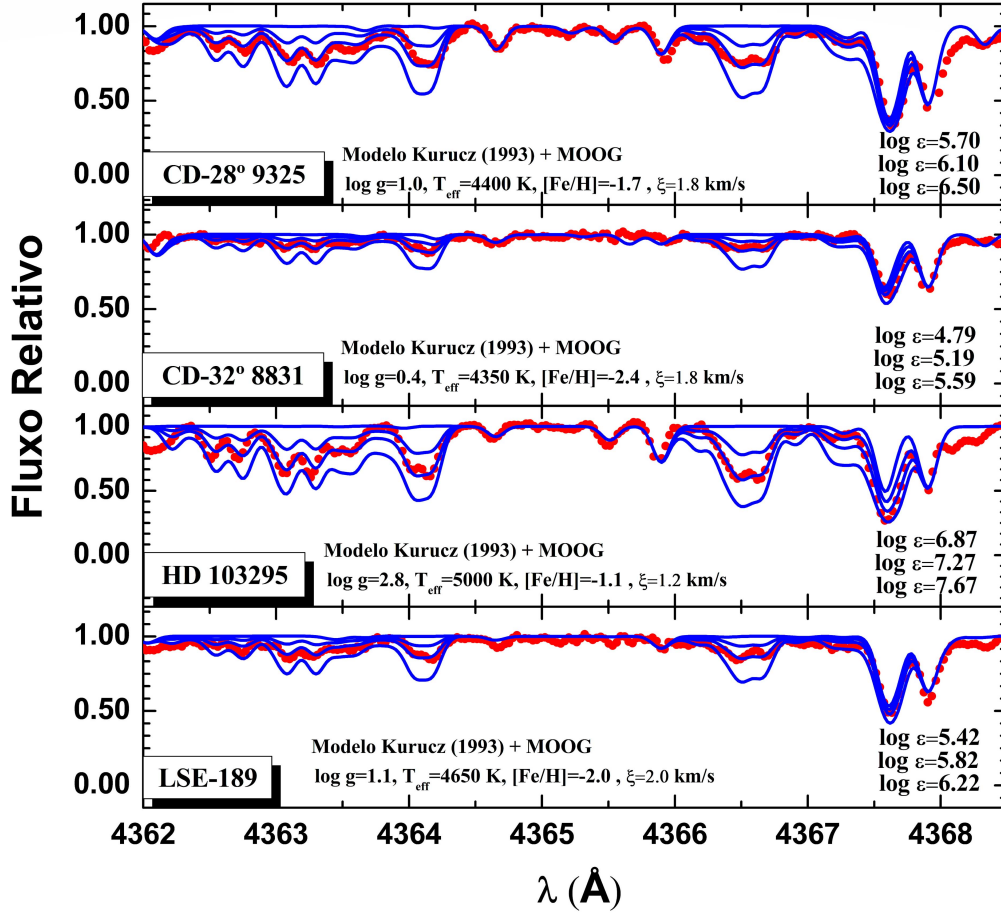


Figura 3.21: Análise de síntese espectral da banda CH 4300 Å para as estrelas CD-28^o 9325, CD-32^o 8831, HD 103295 e LSE-189. A linha superior representa o ajuste sem a contribuição das linhas moleculares da banda CH. Essa linha está presente para o resto das amostras apresentadas nas figuras 3.22 a 3.30.

3.5.4 Abundância de Nitrogênio

As abundâncias de nitrogênio foram determinadas a partir das linhas da banda CN 3883Å pertencente ao sistema $B^2\Sigma^+-X^2\Sigma^+$. De acordo com Sneden et al. (1973), essas bandas possuem uma vantagem quando comparadas a bandas com $\Delta v = -1$ (onde Δv corresponde a diferença entre a transição de dois níveis vibracionais) em 4208Å. A banda CN 3883Å possui uma força de oscilador por um fator 10 vezes maior quando comparadas a banda de 4208Å. As bandas com $\Delta v = 0$ permanecem visíveis em estrelas pobres em metais, enquanto bandas com $\Delta v = -1$ nessa ordem de metalicidade não são mais visíveis.

Para a síntese da banda CN foi inserido no código o espectro normalizado (fig 3.13) junto com o modelo atmosférico e a lista de linha VALD (Piskunov et al. 1995) entre 3878.0Å e 3885.0Å. A energia de dissociação do espectro sintético consiste em um valor $D_0(CN) = 7.75$ eV, determinado por Pradhan et al. (1994). A energia

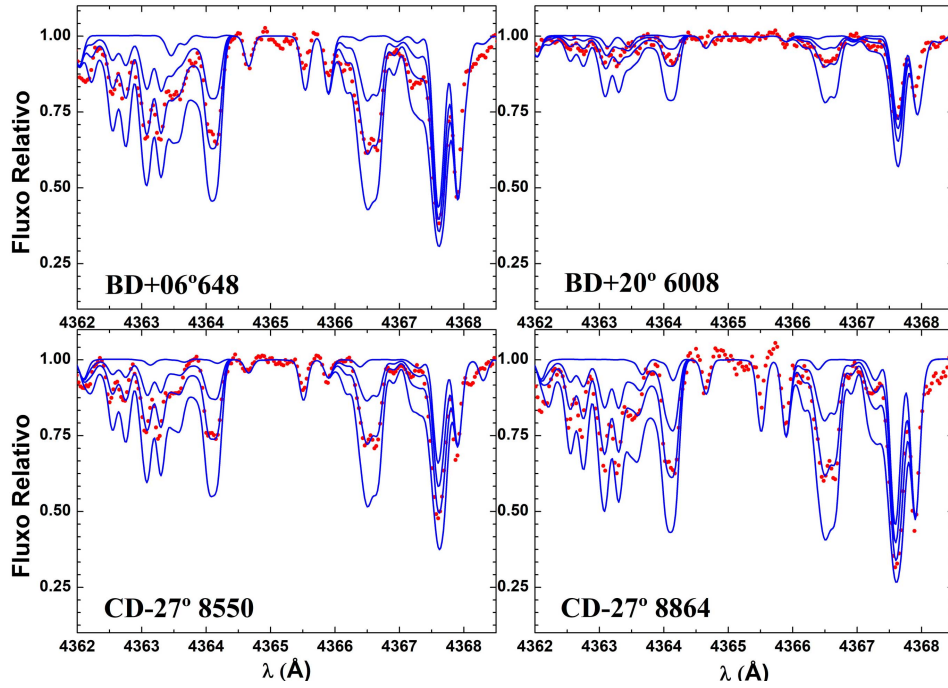


Figura 3.22: Sínteses de carbono: $BD+06^{\circ}648$ com abundâncias de $\log C=5.57$, $\log C=5.97$ e $\log C=6.37$; $BD+20^{\circ}6008$ com abundâncias de $\log C=4.77$, $\log C=5.17$ e $\log C=5.57$; $CD-27^{\circ}8550$ com abundâncias de $\log C=5.94$, $\log C=6.34$ e $\log C=6.74$; $CD-27^{\circ}8864$ com abundâncias de $\log C=6.04$, $\log C=6.44$ e $\log C=6.84$.

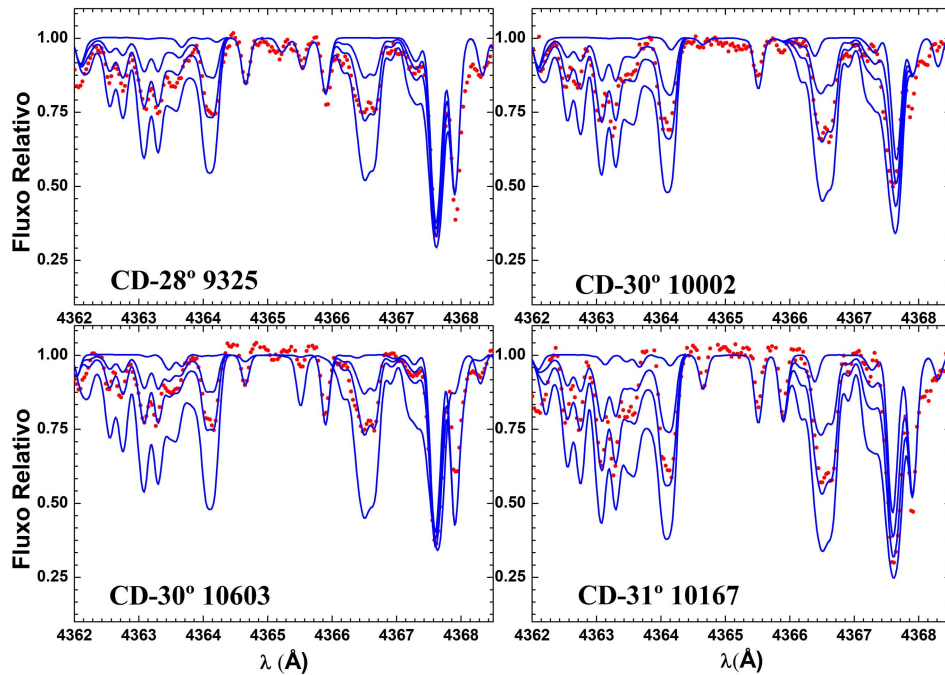


Figura 3.23: Sínteses de carbono: $CD-28^{\circ}9325$ com abundâncias de $\log C=5.70$, $\log C=6.10$ e $\log C=6.40$; $CD-30^{\circ}10002$ com abundâncias de $\log C=5.79$, $\log C=6.09$ e $\log C=6.49$; $CD-30^{\circ}10603$ com abundâncias de $\log C=5.57$, $\log C=5.97$; $\log C=6.37$ e $CD-31^{\circ}10167$ com abundâncias de $\log C=6.29$, $\log C=6.69$ e $\log C=7.09$

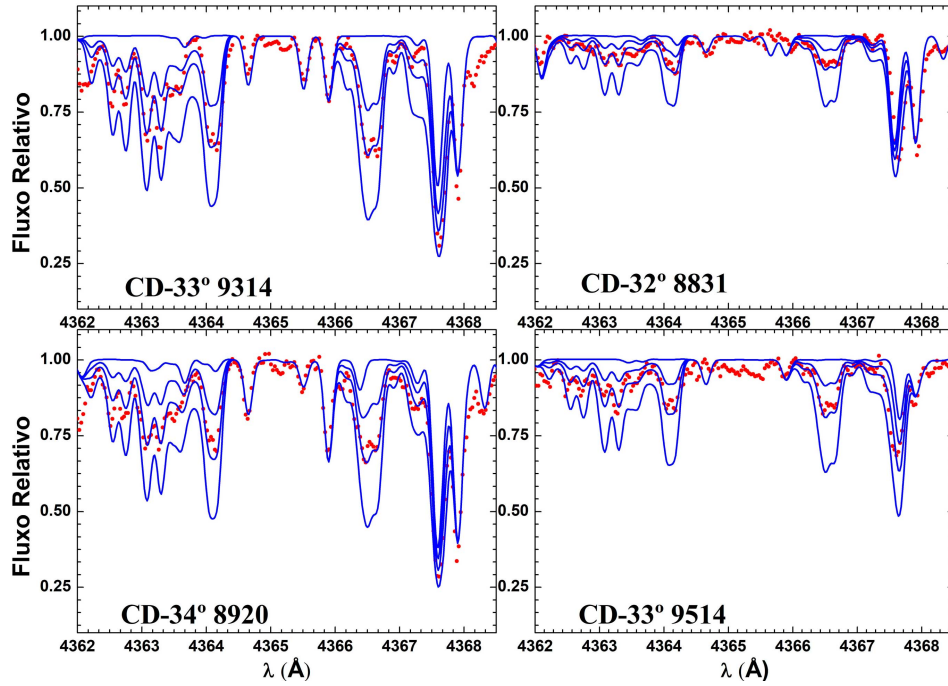


Figura 3.24: Sínteses de carbono: $CD-33^{\circ} 9314$ com abundâncias de $\log C=6.36$, $\log C=6.76$ e $\log C=7.16$; $CD-32^{\circ} 8831$ com abundâncias de $\log C=5.04$, $\log C=5.44$ e $\log C=5.84$; $CD-34^{\circ} 8920$ com abundâncias de $\log C=6.43$, $\log C=6.83$ e $\log C=7.23$; $CD-33^{\circ} 9514$ com abundâncias de $\log C=5.62$, $\log C=6.02$ e $\log C=6.42$.

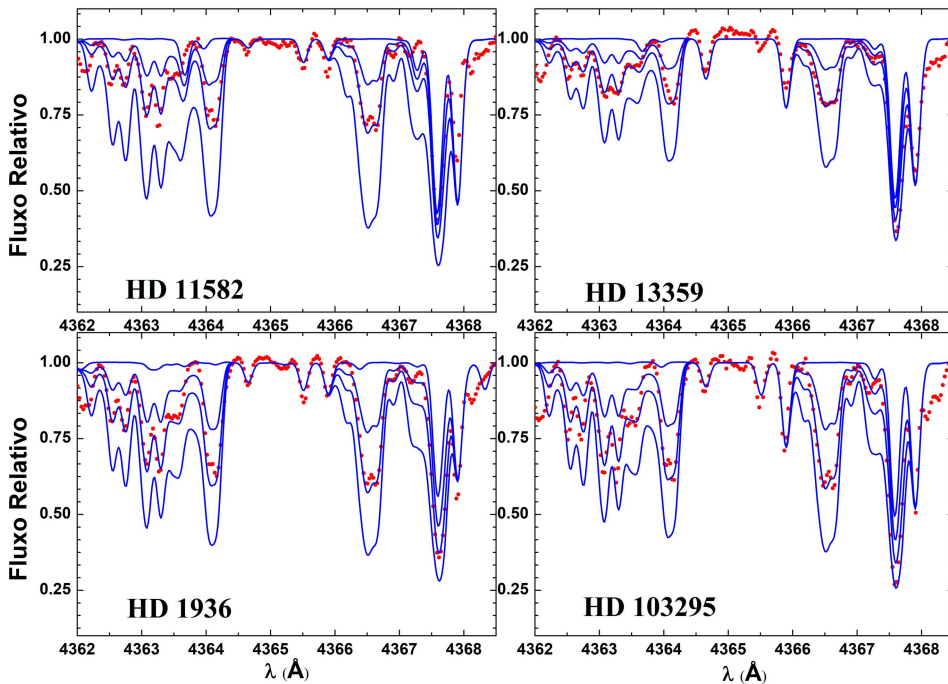


Figura 3.25: Sínteses de carbono: $HD 11582$ com abundâncias de $\log C=4.52$, $\log C=4.92$ e $\log C=5.32$; $HD 13359$ com abundâncias de $\log C=6.82$, $\log C=7.22$ e $\log C=7.62$; $HD 1936$ com abundâncias de $\log C=5.10$, $\log C=5.50$ e $\log C=5.90$; $HD 103295$ com abundâncias de $\log C=6.52$, $\log C=6.92$ e $\log C=7.32$.

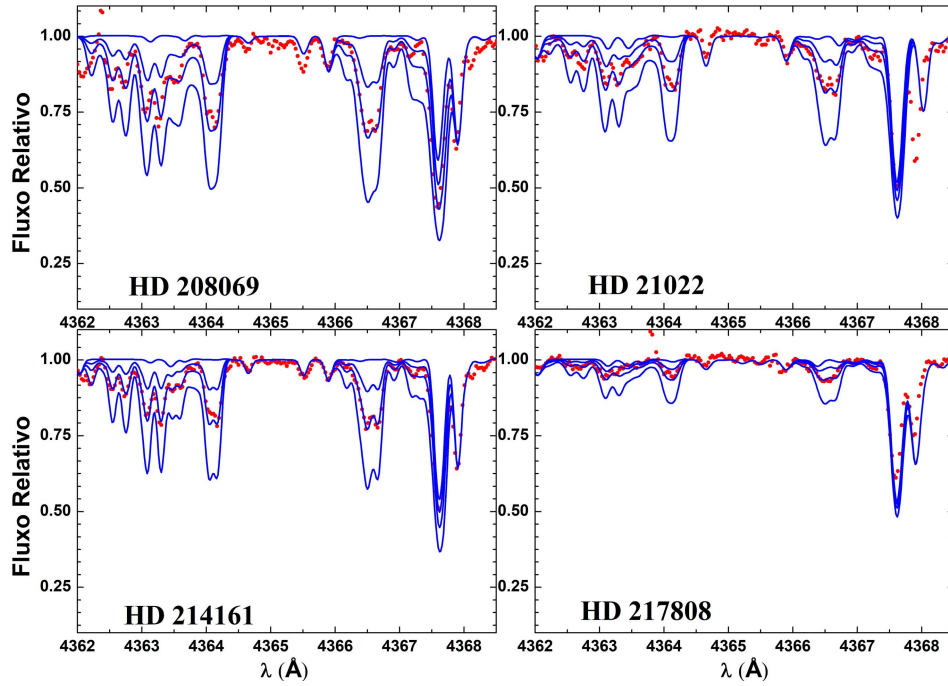


Figura 3.26: Sínteses de carbono: *HD 208069* com abundâncias de $\log C=6.32$, $\log C=6.72$ e $\log C=7.12$; *HD 21022* com abundâncias de $\log C=5.22$, $\log C=5.62$ e $\log C=6.02$; *HD 214161* com abundâncias de $\log C=5.12$, $\log C=5.52$ e $\log C=5.92$; *HD 217808* com abundâncias de $\log C=5.02$, $\log O=5.42$ e $\log C=5.82$.

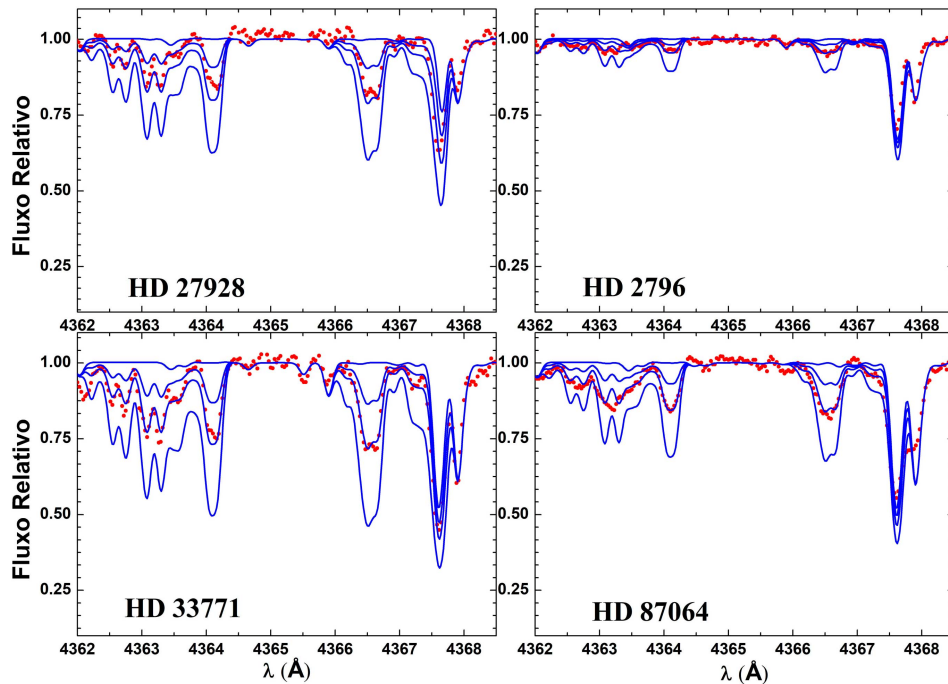


Figura 3.27: Sínteses de carbono: *HD 27928* com abundâncias de $\log C=5.37$, $\log C=5.77$ e $\log C=6.11$; *HD 2796* com abundâncias de $\log C=4.92$, $\log C=5.32$ e $\log C=5.72$; *HD 33771* com abundâncias de $\log C=5.72$, $\log C=6.12$ e $\log C=6.52$; *HD 87064* com abundâncias de $\log C=5.32$, $\log C=5.72$ e $\log C=6.12$.

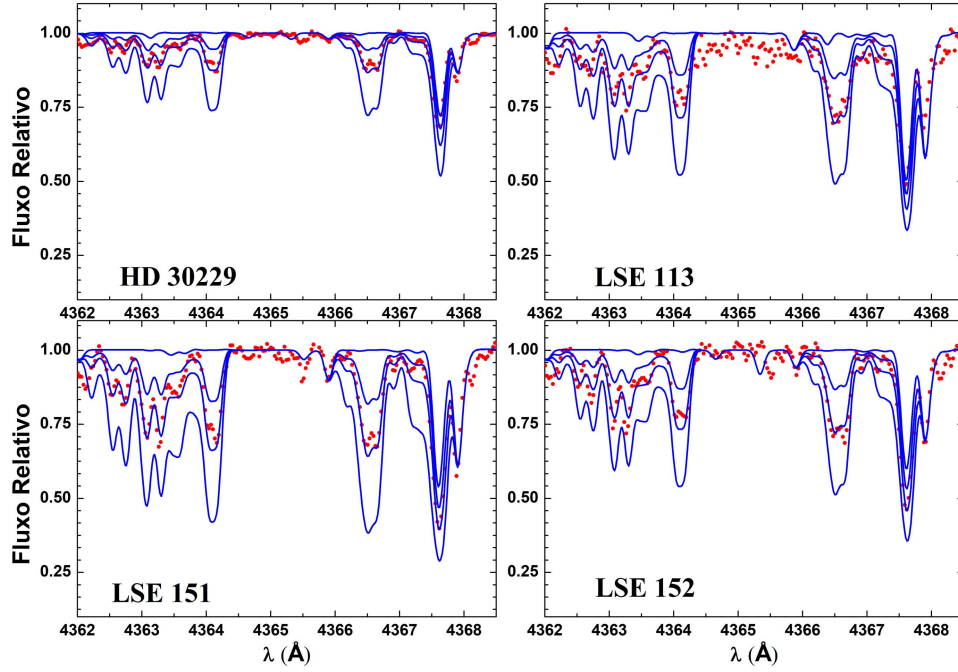


Figura 3.28: Sínteses de carbono: *HD 30229* com abundâncias de $\log C=5.41$, $\log C=6.01$ e $\log C=6.41$; *LSE 113* com abundâncias de $\log C=5.52$, $\log C=5.92$ e $\log C=6.32$; *LSE 151* com abundâncias de $\log C=5.87$, $\log C=6.27$ e $\log C=6.67$; *LSE 152* com abundâncias de $\log C=5.72$, $\log C=6.12$ e $\log C=6.52$.

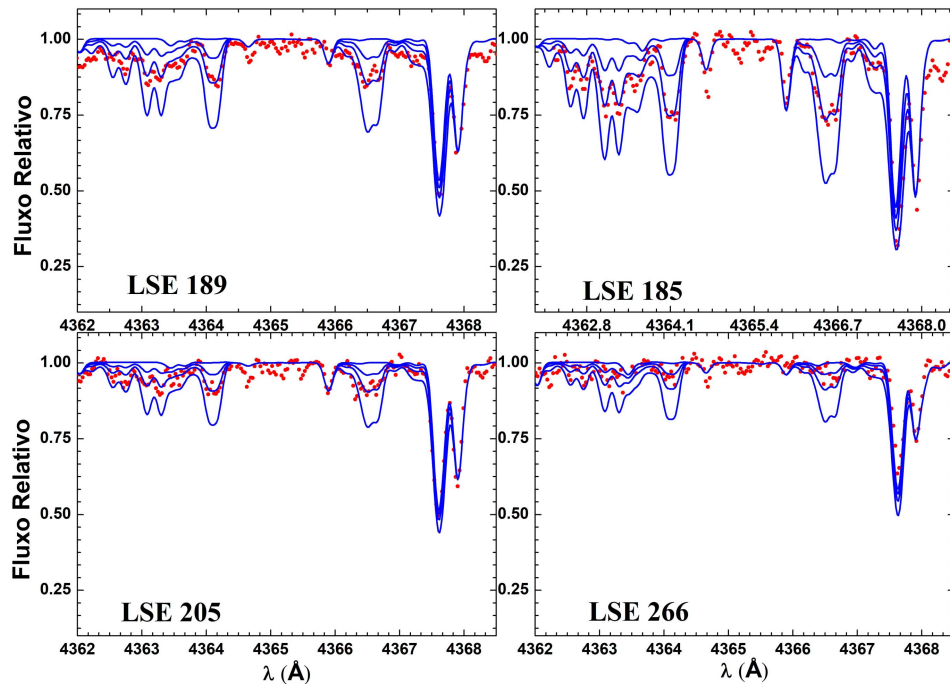


Figura 3.29: Sínteses de carbono: *LSE 189* com abundâncias de $\log C=5.42$, $\log C=5.82$ e $\log C=6.22$; *LSE 185* com abundâncias de $\log C=5.82$, $\log C=6.22$ e $\log C=6.62$; *LSE 205* com abundâncias de $\log C=5.56$, $\log C=5.96$ e $\log C=6.36$; *LSE 266* com abundâncias de $\log C=5.00$, $\log C=5.40$ e $\log C=5.80$.

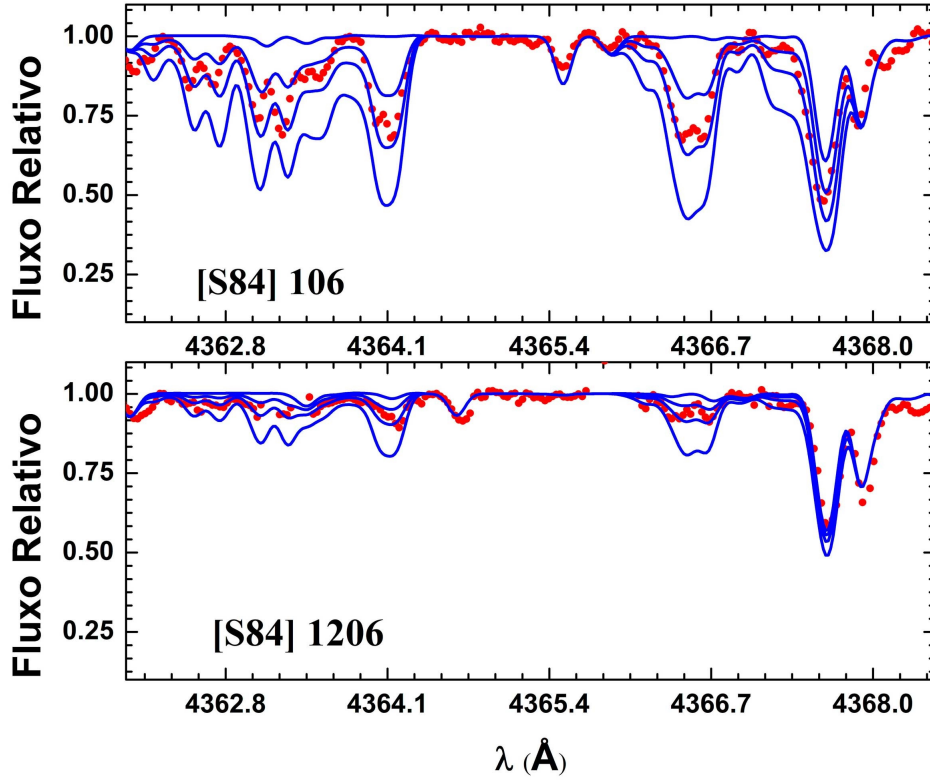


Figura 3.30: Sínteses de carbono: [S84] 106 com abundâncias de $\log C=5.72$, $\log C=6.12$ e $\log O=6.52$; [S84] 1206 com abundâncias de $\log C=4.92$, $\log C=5.32$ e $\log C=5.72$.

de dissociação usadas para a banda CH foi a mesma que a usada no sistema $A^2\Delta-X^2\Pi$, na subseção anterior ($D_0 = 3.45$ eV). O ajuste foi feito de forma similar para a determinação da abundância de carbono. Quatro linhas sintéticas foram usadas com abundâncias entre $\pm 0.4dex$ em torno do melhor ajuste. A linha superior representa a síntese sem a contribuição do nitrogênio da banda molecular CN. Na *fig 3.31* estão indicadas as abundâncias por unidade de volume utilizadas. A síntese do nitrogênio foi feita com a introdução da abundância de carbono e oxigênio determinados nas subseções anteriores. As sínteses das bandas CN realizadas neste trabalho encontram-se nas *figs 3.32 a 3.39*.

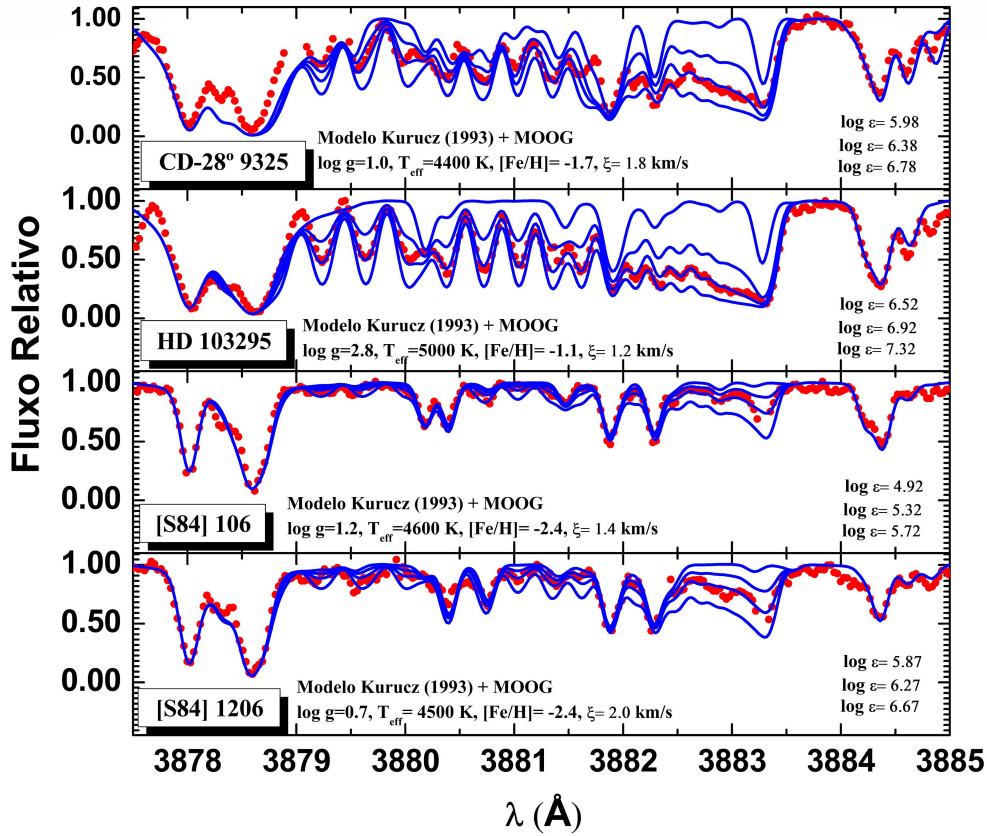


Figura 3.31: Análise de síntese espectral da banda CN 3883 Å para as estrelas *CD-28° 9325*, *HD 103295*, *[S84] 106*, *[S84] 1206*. A linha superior representa o ajuste sem a contribuição das linhas moleculares da banda CN. Essa linha está presente para o resto das amostras apresentadas nas figuras 3.31 a 3.37.

Os resultados referente as abundâncias determinadas nas subseções 3.5.1, 3.5.3 e 3.5.4 e as respectivas razões solares estão na tabela 3.4. O índice sobre escrito indica as estrelas que sofreram contaminação telúrica. Também estão indicadas estrelas que apresentaram baixa intensidade na banda CN. Para esses espectros não foi possível determinar a abundância de nitrogênio.

3.6 Incerteza nas abundâncias de Carbono, Nitrogênio e Oxigênio

As determinações das incertezas das abundâncias de carbono, nitrogênio e oxigênio via síntese espectral foi obtida de acordo com as incertezas dos parâmetros atmosféricos. A incerteza nas abundâncias devido aos erros nos parâmetros atmosféricos foram estimados variando a T_{eff} , $\log g$ e ξ na mesma ordem dos valores encontrados na tabela 3.3.

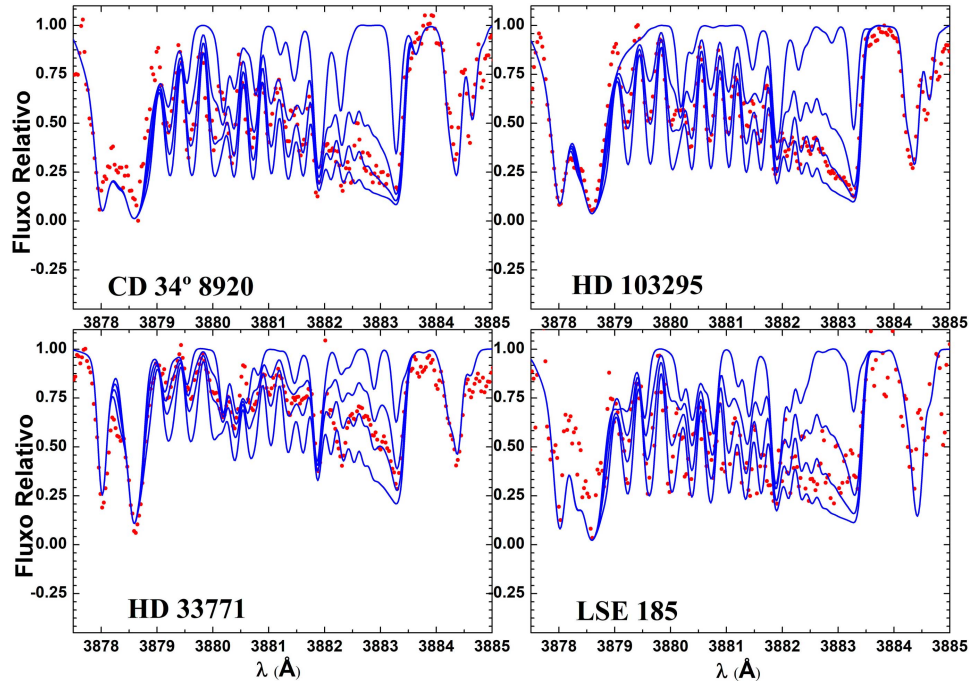


Figura 3.32: Sínteses de carbono: $CD-34^{\circ} 8920$ com abundâncias de $\log N=6.22$, $\log N=6.62$ e $\log N=7.02$; $HD 103295$ com abundâncias de $\log N=6.52$, $\log N=6.92$ e $\log O=7.32$; $HD 33771$ com abundâncias de $\log N=5.78$, $\log N=6.18$ e $\log N=6.58$; $LSE 185$ com abundâncias de $\log N=6.50$, $\log N=6.90$ e $\log O=7.30$.

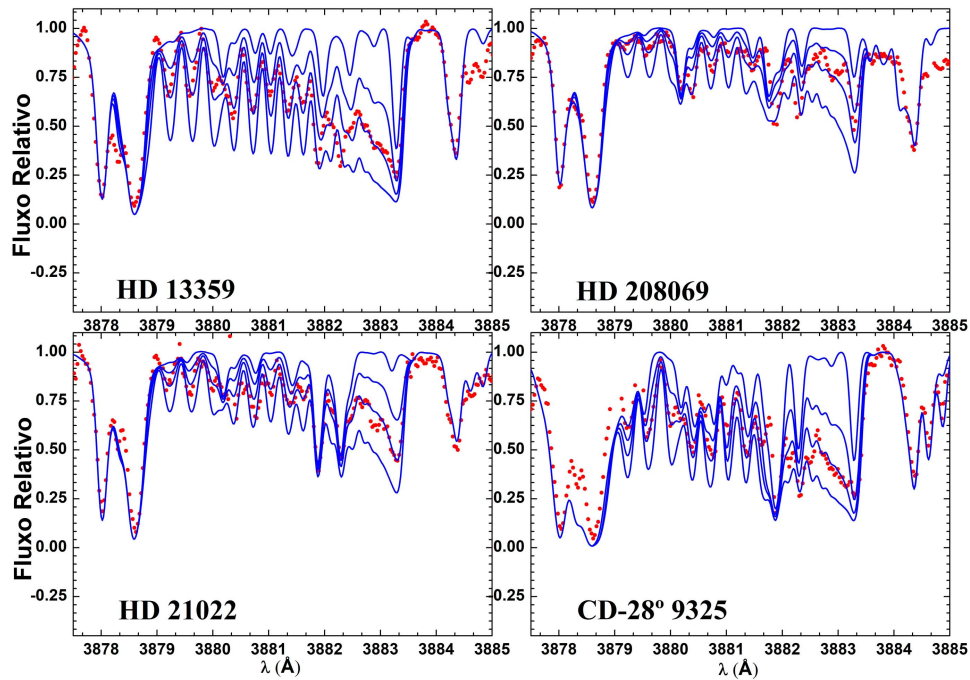


Figura 3.33: Sínteses de Nitrogênio: $HD 13359$ com abundâncias de $\log N=6.82$, $\log N=7.22$ e $\log N=7.62$; $HD 208069$ com abundâncias de $\log N=5.82$, $\log N=6.12$ e $\log N=6.52$; $HD 21022$ com abundâncias de $\log N=5.63$, $\log N=6.03$ e $\log N=6.43$; $CD-28^{\circ} 9325$ com abundâncias de $\log N=5.98$, $\log N=6.38$ e $\log N=6.78$.

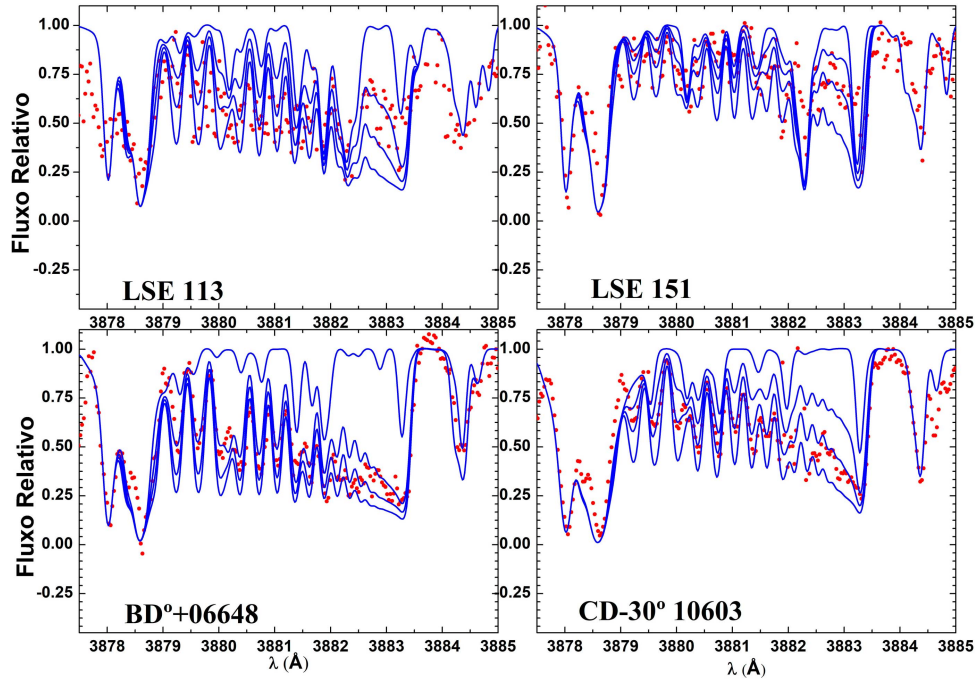


Figura 3.34: *Sínteses de Nitrogênio*: LSE 113 com abundâncias de $\log N=6.02$, $\log N=6.42$ e $\log N=6.82$; LSE 151 com abundâncias de $\log N=5.57$, $\log N=5.97$ e $\log N=6.37$; BD^o+06648 com abundâncias de $\log N=5.92$, $\log N=6.32$ e $\log N=6.72$; CD-30^o 10603 com abundâncias de $\log N=6.03$, $\log N=6.43$ e $\log N=6.83$.

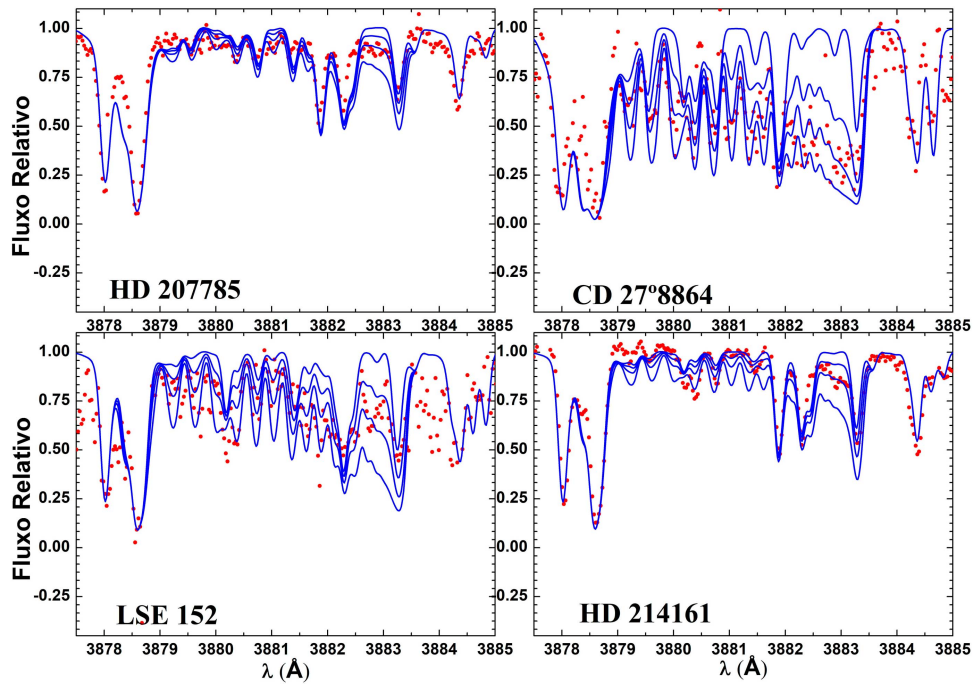


Figura 3.35: *Sínteses de Nitrogênio*: HD 207785 com abundâncias de $\log N=4.12$, $\log N=4.52$ e $\log N=4.92$; CD 27^o 8864 com abundâncias de $\log N=6.38$, $\log N=6.78$ e $\log N=7.18$; LSE 152 com abundâncias de $\log N=5.82$, $\log N=6.22$ e $\log N=6.62$; HD 214161 com abundâncias de $\log N=4.20$, $\log N=4.60$ e $\log N=5.00$.

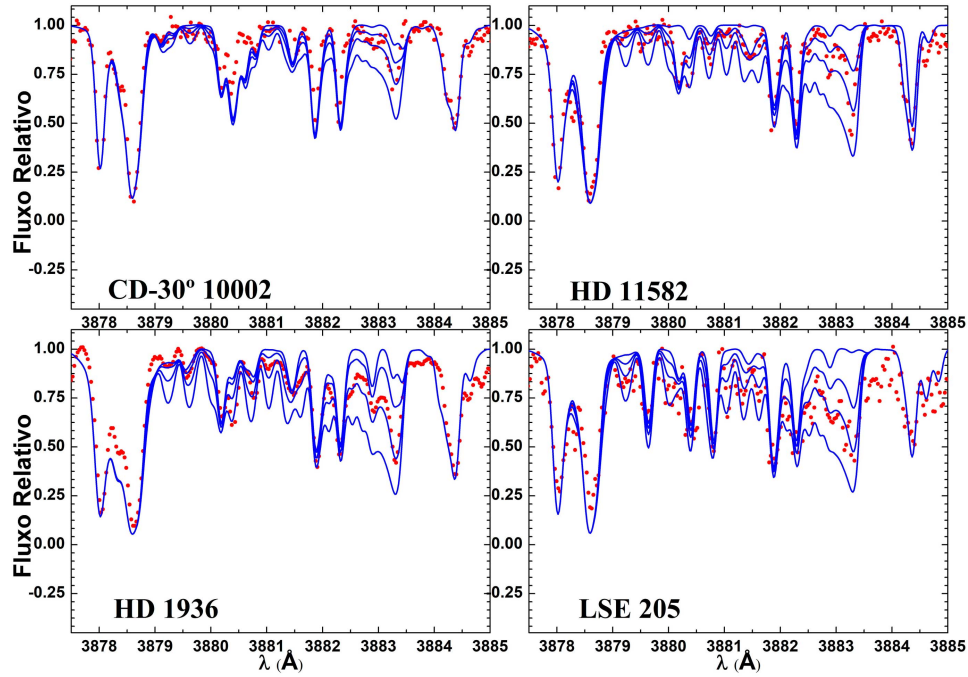


Figura 3.36: Sínteses de Nitrogênio: *CD-30° 1002* com abundâncias de $\log N=4.48$, $\log N=4.88$ e $\log N=4.28$; *HD11582* com abundâncias de $\log N=4.52$, $\log N=4.92$ e $\log N=4.32$; *HD1936* com abundâncias de $\log N=5.10$, $\log N=5.40$ e $\log N=5.60$, *LSE 205* com abundâncias de $\log N=5.76$, $\log N=6.12$ e $\log N=6.52$.

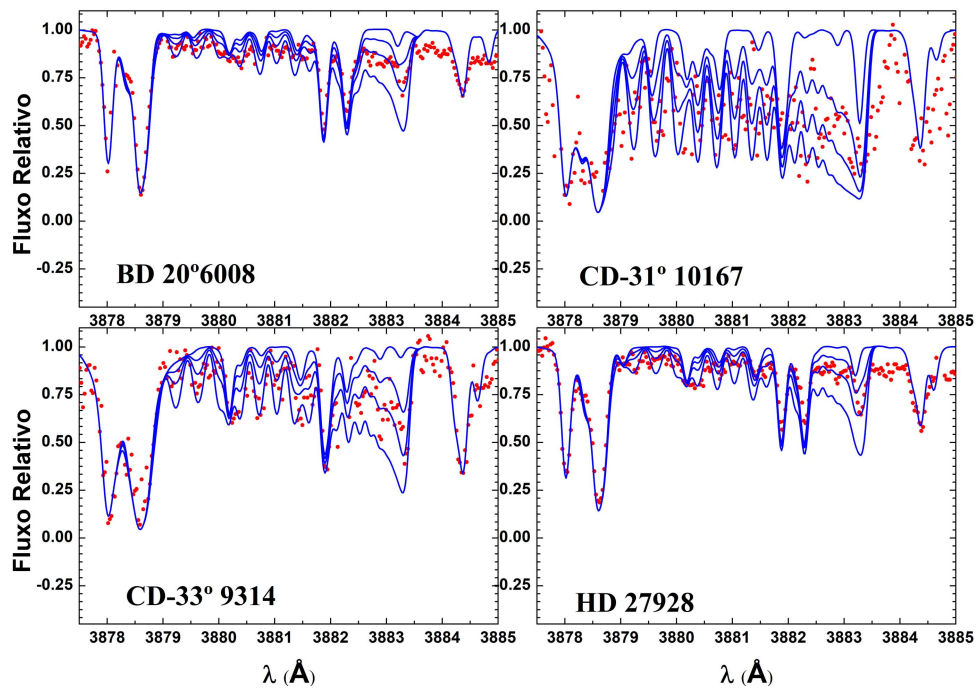


Figura 3.37: Sínteses de Nitrogênio: *BD 20° 6008* com abundâncias de $\log N=5.20$, $\log N=5.60$ e $\log N=6.00$; *CD-31° 10167* com abundâncias de $\log N=4.40$, $\log N=4.80$ e $\log N=5.20$; *CD-33° 9314* com abundâncias de $\log N=3.62$, $\log N=4.02$ e $\log N=4.42$; *HD 27928* com abundâncias de $\log N=4.32$, $\log N=4.72$ e $\log N=5.02$.

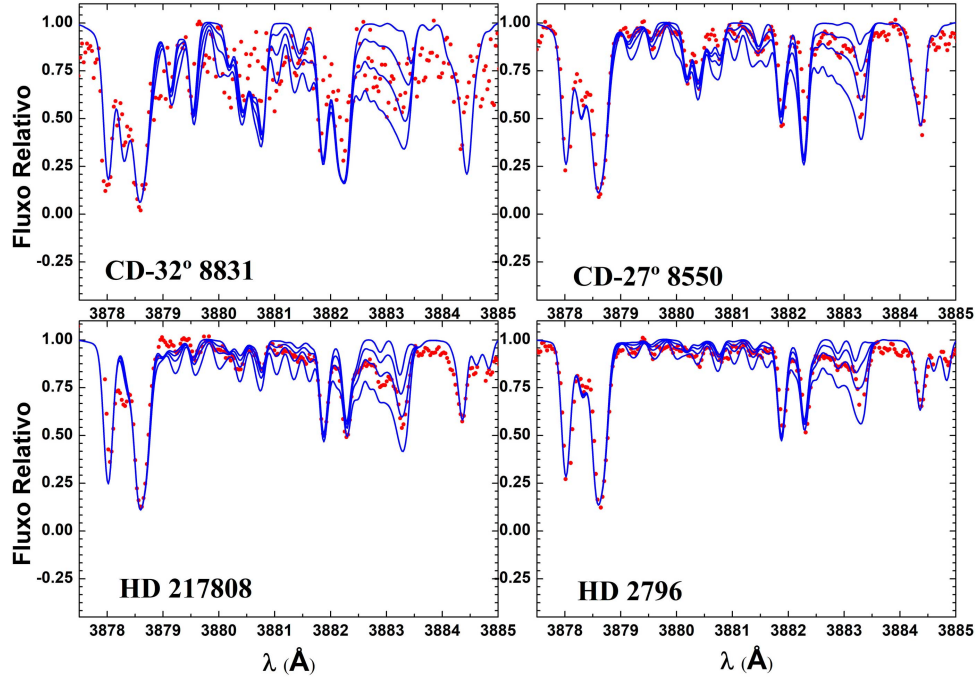


Figura 3.38: *Sínteses de Nitrogênio*: *CD-32° 8831* com abundâncias de $\log N=4.80$, $\log N=5.20$ e $\log N=5.60$; *CD-27° 8550* com abundâncias abaixo de $\log N=4.72$. *HD 217808* com abundâncias de $\log N=6.12$, $\log N=6.52$ e $\log N=6.92$. *HD 2796* com abundâncias de $\log N=5.60$, $\log N=6.00$ e $\log N=6.40$.

Incertezas na abundância de oxigênio resultam em variações na abundância de carbono. O mesmo ocorre para as abundâncias de carbono e nitrogênio com o uso de linhas moleculares de CH e CN, variando assim as abundâncias de carbono, nitrogênio e oxigênio quando inseridos em novos modelos de atmosfera. Ainda estimou-se a sensibilidade das abundâncias frente a uma variação de $+0.2dex$ em cada elemento presentes na quarta, quinta e sexta linha das tabelas 3.5 a 3.7. Estão representados os erros pertencentes as abundâncias de carbono, nitrogênio e oxigênio das estrelas *CD-28° 9325*, *HD 103295* e *BD+06° 6648*. Supondo que as fontes de erro são independentes, a incerteza final no valor de abundância será dada combinando quadraticamente as incertezas devido aos parâmetros atmosféricos além das incertezas encontradas referente a $\Delta C, \Delta N$ e ΔO de acordo com a eq 3.5.

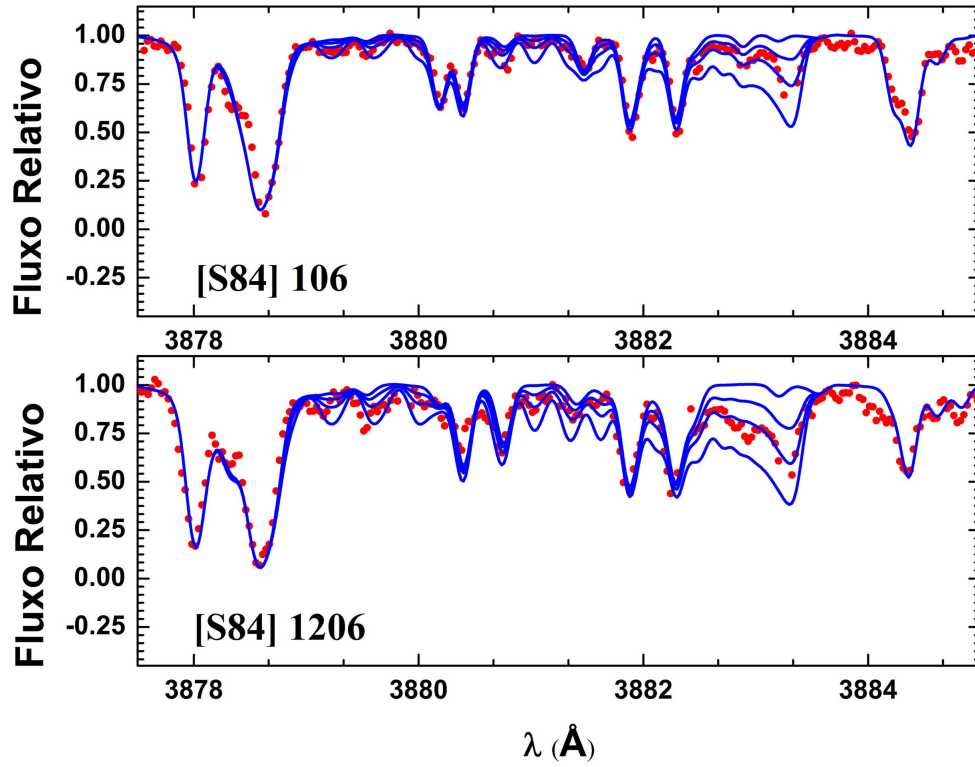


Figura 3.39: Sínteses de Nitrogênio: [S84] 1206 com abundâncias de $\log N=5.87$, $\log N=6.27$ e $\log N=6.67$; [S84] 106 com abundâncias de $\log N=4.87$, $\log N=5.17$ e $\log N=5.57$.

$$\sigma^2 = (\Delta T_{eff})^2 + (\xi_{eff})^2 + (\Delta \log g)^2 + (\Delta [Fe/H])^2 + (\Delta \log C)^2 + (\Delta \log N)^2 + (\Delta \log O)^2 \quad (3.5)$$

Tabela 3.4: *Abundâncias CNO das Estrelas do Halo.*

Estrelas	$\log O$	$\log C$	$\log N$	[O/H]	[C/H]	[N/H]	[O/Fe]	[C/Fe]	[N/Fe]
BD+06 ^o 6648	6.87	5.97	6.32	-1.82	0.38	-2.42	-0.22	-1.51	0.65
BD-20 ^o 6008	6.66	5.17	5.60	-2.03	-3.22	-2.23	0.87	-0.32	0.67
CD-27 ^o 8550	7.21	6.34	****	-1.48	-2.05	****	0.52	-0.05	****
CD-27 ^o 8864 ^a	7.61	6.44	6.78	****	-1.95	-1.05	****	-0.45	0.49
CD-28 ^o 9325	7.37	6.10	6.38	-1.32	-2.29	-1.45	0.48	-0.49	0.32
CD-30 ^o 10002	6.56	6.09	4.88	-2.13	-2.30	-2.95	0.37	0.20	-0.46
CD-30 ^o 10603	7.36	5.97	6.43	-1.33	-2.42	-1.40	0.57	-0.52	0.46
CD-31 ^o 10167 ^a	7.69	6.69	4.80	****	-1.70	-3.03	****	-0.30	****
CD-32 ^o 8831 ^a	6.73	5.44	****	****	-2.95	****	****	-0.45	****
CD-33 ^o 9314	7.63	6.76	4.02	-1.06	-1.63	-3.81	0.34	-0.23	-2.38
CD-33 ^o 9514 ^a	6.69	6.02	****	****	-2.37	****	****	-0.23	****
CD-34 ^o 8920 ^a	7.90	6.83	6.62	****	-1.56	-1.21	****	-0.26	0.06
HD 103295	7.51	7.34	6.92	-0.56	-1.05	-0.91	0.44	-0.05	0.09
HD 11582	7.45	6.72	4.92	-1.24	-1.67	****	0.36	-0.07	****
HD 13359	8.02	7.12	7.22	-0.67	-1.27	-0.61	0.33	-0.27	0.37
HD 1936	7.48	6.52	5.50	-1.21	-1.87	-2.33	0.52	-0.17	-0.60
HD 207785 ^a	6.65	****	4.52	****	****	-3.31	****	****	-0.72
HD 208069 ^a	7.95	6.72	6.12	****	-1.67	-1.71	****	0.03	0.05
HD 21022 ^a	6.98	5.62	6.03	****	-2.77	-1.80	****	-0.47	0.47
HD 214161 ^a	7.05	5.52	4.60	****	-2.33	****	****	-0.13	****
HD 217808	6.98	5.42	6.52	-1.71	-2.77	-1.31	0.49	-0.57	0.94
HD 27928 ^a	6.64	5.77	4.72	****	-2.62	-3.11	****	-0.02	-0.54
HD 2796 ^a	6.75	5.32	6.00	****	-3.07	-1.83	****	-0.57	0.67
HD 33771	7.25	6.12	6.18	-1.44	-2.27	-1.65	1.06	0.23	0.38
HD 87064 ^a	7.12	5.72	****	****	-2.67	****	****	-0.67	****
HD 30229 ^a	6.76	6.01	4.92	****	-2.38	-2.91	****	0.12	-0.41
LSE 113	6.68	5.92	6.42	-2.01	-2.47	-1.41	0.39	-0.07	0.98
LSE 151 ^a	7.14	6.27	5.97	****	-2.12	-1.86	****	-0.12	0.19
LSE 152	6.82	6.12	6.22	-1.87	-2.27	-1.61	0.33	-0.07	0.62
LSE 185	7.48	6.22	6.90	-1.21	-2.17	-0.93	0.29	-0.67	0.66
LSE 189 ^a	7.00	5.82	****	****	-2.57	****	****	-0.47	****
LSE 205	6.96	5.96	6.12	-1.73	-2.43	-1.71	0.17	-0.53	0.23
LSE 266	6.60	5.40	****	-2.09	-2.99	****	0.31	-0.59	****
[S84] 106 ^a	6.48	6.12	5.24	****	-2.27	-2.59	****	0.03	-0.29
[S84] 1206 ^a	6.87	5.32	6.27	****	-3.07	-1.56	****	-0.77	0.76

^a *Estrelas contaminadas pelas linhas telúricas. Assumiu-se abundâncias de oxigênio para esse intervalo de metalicidade de acordo com a tendência de [O/Fe] vs [Fe/H] observada em Meléndez & Barbuy (2002). As abundâncias de CNO estão indicadas na escala de $\log \epsilon(H) = 12.0$ e razões de abundância [X/H] e [X/Fe]. As abundâncias de CNO foram normalizadas da abundância solar de Lodders (2003), com valores de $\log C_{\odot} = 8.39$, $\log N_{\odot} = 7.83$, $\log O_{\odot} = 8.69$.*

Tabela 3.5: *Influência dos erros referente a abundância química (CD-28 9325).*

Espécie	C	N	O
$\Delta T_{eff}(\text{K}) (+30 \text{ K})$	+0.06	+0.08	+0.05
$\Delta \xi (\text{km/s}) (+0.1)$	+0.01	+0.10	+0.01
$\Delta \log g(\text{dex}) (+0.1)$	-0.01	+0.04	-0.07
$\Delta[\text{Fe}/\text{H}](\text{dex}) (+0.11)$	+0.08	+0.08	+0.06
$\Delta \log C(+0.2)$	****	-0.07	+0.10
$\Delta \log N(+0.2)$	+0.01	****	+0.20
$\Delta \log O(+0.2)$	+0.12	+0.10	****
$(\sigma^2)^{1/2}$	0.15	0.20	0.24

Tabela 3.6: *Influência dos erros referente a abundância química (HD 103295).*

Espécie	C	N	O
$\Delta T_{eff}(\text{K}) (+30 \text{ K})$	+0.05	+0.08	+0.04
$\Delta \xi (\text{km/s}) (+0.2)$	+0.03	+0.01	+0.09
$\Delta \log g(\text{dex}) (+0.2)$	+0.01	+0.01	-0.04
$\Delta[\text{Fe}/\text{H}](\text{dex}) (-0.1)$	+0.02	+0.01	+0.06
$\Delta \log C(+0.2)$	****	-0.05	+0.10
$\Delta \log N(+0.2)$	-0.03	****	+0.20
$\Delta \log O(+0.2)$	+0.16	0.20	****
$(\sigma^2)^{1/2}$	0.17	0.22	0.25

Tabela 3.7: *Influência dos erros referente a abundância química (BD+06^o 6648).*

Espécie	C	N	O
$\Delta T_{eff}(\text{K}) (+50 \text{ K})$	+0.07	+0.09	+0.07
$\Delta \xi (\text{km/s}) (+0.2)$	+0.04	+0.10	+0.02
$\Delta \log g(\text{dex}) (+0.2)$	+0.06	+0.08	+0.06
$\Delta[\text{Fe}/\text{H}](\text{dex}) (+0.09)$	+0.08	+0.11	+0.10
$\Delta \log C(+0.2)$	****	+0.02	+0.10
$\Delta \log N(+0.2)$	+0.02	****	+0.20
$\Delta \log O(+0.2)$	+0.10	+0.17	****
$(\sigma^2)^{1/2}$	0.16	0.26	0.26

Capítulo 4

Resultados e Discussões

Neste capítulo serão apresentados os resultados de abundâncias fotosféricas nas seguintes notações: $[X/H]$ ¹ e $[X/Fe]$ ² determinados para o grupo da amostra estudada deste projeto. Os resultados estão expressos nas *figs* 4.1 a 4.8, sendo as barras de erro calculadas de acordo com a média dos erros associados das estrelas presentes na tabela 3.3, utilizando a expressão 4.1. Esta refere-se ao erro associado no qual $\sigma(\log X_*)$ e $\sigma(\log Fe_*)$ são as incertezas nas abundâncias do elemento X (C,N e O) e Fe e $\sigma(\log X_\odot)$ e $\sigma(\log Fe_\odot)$ as incertezas das abundâncias solares de acordo com os valores disponibilizados por Lodders (2003). Os resultados deste trabalho foram comparados com os obtidos na literatura referente às abundâncias de carbono, nitrogênio e oxigênio de estrelas gigantes do disco e do halo. Tal procedimento permite obter uma visão abrangente sobre as tendências de evolução química para uma faixa de metalicidade de $-4.2 < [Fe/H] < 1.0$.

$$\sigma_{x/Fe} = \sqrt{\sigma^2(\log X_*) + \sigma^2(\log X_\odot) + \sigma^2(\log Fe_*) + \sigma^2(\log Fe_\odot)} \quad (4.1)$$

¹ $[X/H] = \log(X/H_*) - \log(X/H_\odot)$

² $[X/Fe] = \log(X/Fe_*) - \log(X/Fe_\odot)$

4.1 Resultados da abundância de oxigênio e as razões de abundância $[O/Fe]$ e $[O/H]$

Para a amostra deste projeto foram analisadas 18 estrelas, as quais não sofreram interferência das linhas de absorção telúricas. Foram obtidos valores para a razão de abundância $[O/Fe]$ entre $0.17 dex$ e $1.06 dex$. Também foi encontrada uma tendência com o decréscimo da metalicidade. Os valores são compatíveis com os presentes na literatura, com as estrelas gigantes do halo de (Meléndez & Barbuy 2002) para uma faixa de metalicidade de $-2.88 < [Fe/H] < -0.98$.

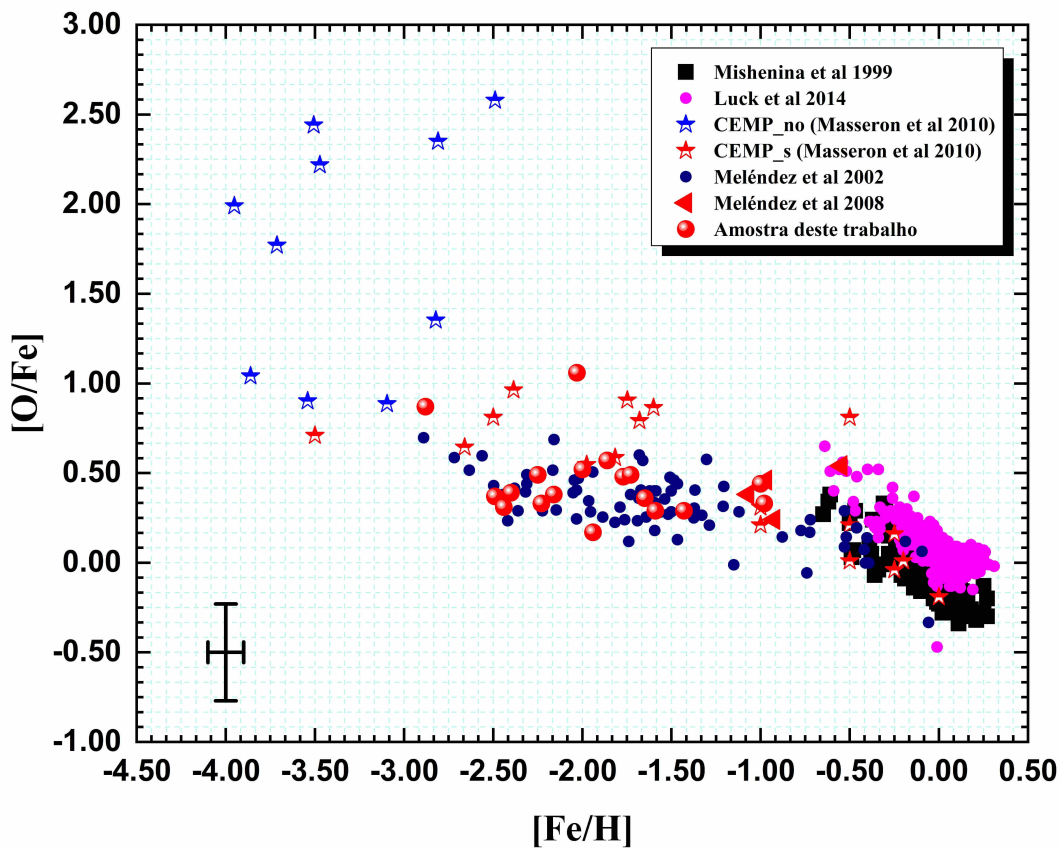


Figura 4.1: No gráfico apresenta-se as razões de abundância $[O/Fe]$ para o grupo de estrelas do halo da amostra estudada comparado com os trabalhos de Mishenina et al. (1999), Luck (2014), amostra de CEMP-no Masseron et al. (2010), amostra CEMP-s de Masseron et al. (2010) e duas amostras de Meléndez referente aos anos de 2002 e 2008 Meléndez & Barbuy (2002) e Meléndez et al. (2008).

Observa-se nos resultados das estrelas do halo um platô quando comparados às estrelas do disco na fig 4.1. Dados presentes na literatura referentes às estrelas gigantes do disco de Mishenina et al. (1999) e Luck (2014) revelam um *slope* maior quando relacionados às estrelas do halo medidas neste projeto, e também das estrelas

de Meléndez & Barbuy (2002). Os resultados demonstram que o oxigênio não sofre influência nos processos de evolução estelar. A diferença observada na razão $[O/Fe]$ para as estrelas do halo e do disco são provenientes do tempo de *delay*. Nesse contexto, Fe é ejetado no meio interestelar por SNIa, e é relacionado com a rápida produção de elementos- α pelo colapso de SN II. O efeito na produção de *delay* é de criar uma sobreabundância de oxigênio relativo ao Fe ($[O/Fe]>0$) para baixos valores de $[Fe/H]$ e um declínio contínuo para $[Fe/H] > -1.0$ da razão de abundância $[O/Fe]$ até o valor solar ($[O/Fe]_{\odot}=0$) ser alcançado (Matteucci & François 1992).

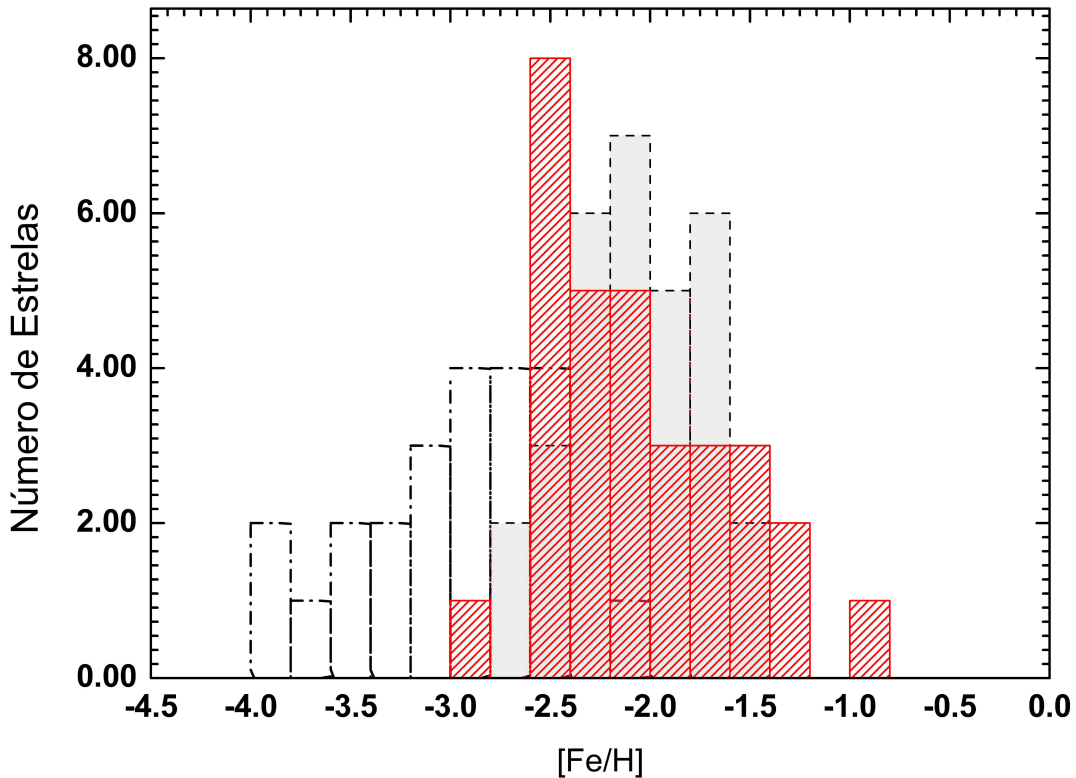


Figura 4.2: Distribuição de estrelas de acordo com a metalicidade para as estrelas do halo: CEMP-no (traçado preto), amostra do projeto (traçado vermelho) e amostra de Meléndez (cor cinza).

Os resultados das estrelas do halo deste projeto apresentam valores diferentes dos encontrados no caso das estrelas CEMP da literatura. Os números aqui expostos em sua maioria valores de $[O/Fe]$ menores (em torno de $0.20 dex$) quando comparados aos das estrelas CEMP-s (estrelas em vermelho) para a faixa de metalicidade entre $-2.50 < [Fe/H] < -1.50$. Observa-se também que os resultados exibem menores razões do que os identificados em estrelas CEMP-no (em torno de $0.50 dex$). Pela abundância de oxigênio, é possível notar uma predominância de CEMP-no em estrelas extremamente pobres em metais de acordo com a classificação de Beers &

Christlieb (2005). Tal decorrência também pode ser observada a partir da análise dos resultados da amostra de estrelas do halo deste projeto com as estrelas CEMP-no de Masseron et al. (2010), explicitados no histograma da fig 4.2. A amostra deste projeto apresenta um pico de metalicidade em torno de $-2.5 dex$, mostrando que para a faixa de metalicidade da porção selecionada há uma mínima probabilidade de se encontrar uma estrela CEMP-no.

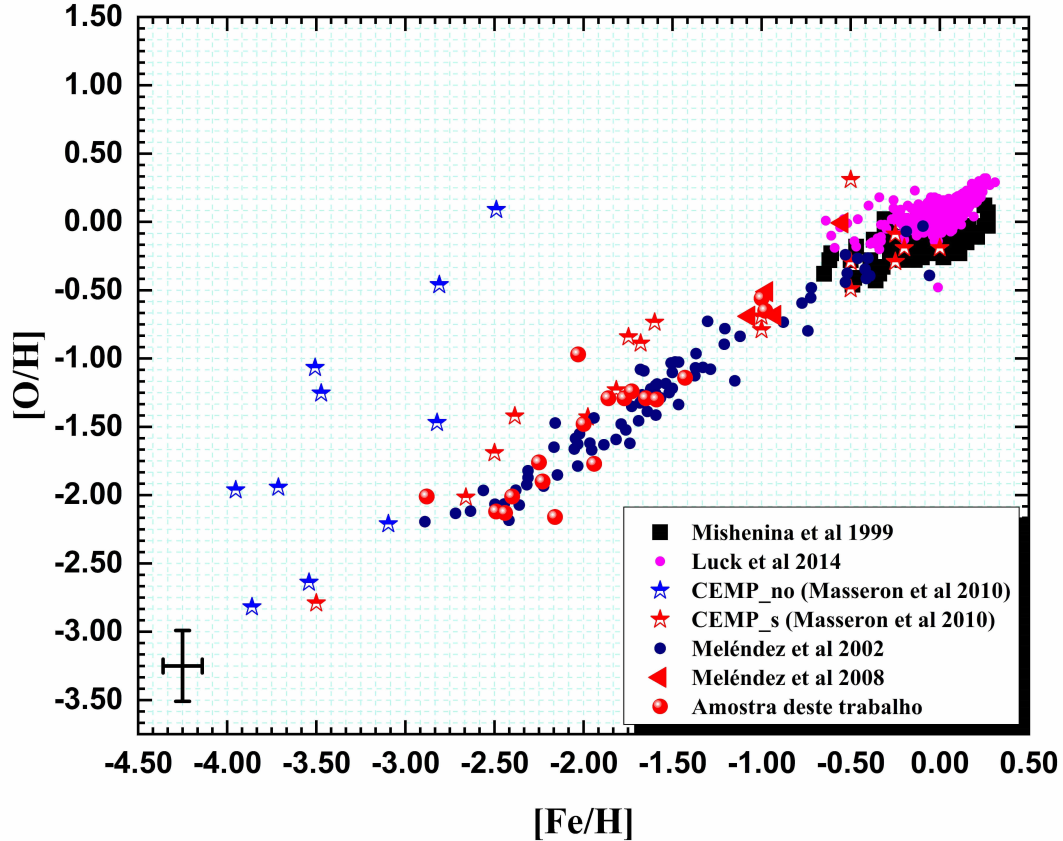


Figura 4.3: No gráfico apresenta-se diferentes razões de abundância $[O/H]$ para o grupo de estrelas do halo da amostra estudada além da linearização a partir da tendência obtida no gráfico $[Fe/H]$ versus $[O/H]$. Os resultados foram comparados com os trabalhos de Mishenina et al. (1999), Luck (2014), amostra de CEMP-no Masseron et al. (2010), amostra CEMP-s Masseron et al. (2010) e duas amostras de Meléndez referente aos anos de 2002 e 2010.

Por outro lado, os resultados referente às razões $[O/H]$ presentes na fig 4.3 dispõem de uma tendência decrescente com o declínio da metalicidade. Esse comportamento é oposto ao observado nas razões de abundância $[O/Fe]$, visto que neste caso analisa-se duas razões de abundância por hidrogênio ($[O/H]$ e $[Fe/H]$). A consequência dessa análise é observada com um comportamento estatístico equivalente a uma função linear crescente, relacionada à distribuição de metalicidade nas estrelas do halo e do disco.

4.2 Resultados da abundância de carbono e as razões $[C/Fe]$ e $[C/H]$

Em amostras de estrelas gigantes observam-se episódios de mistura referentes aos processos de primeira dragagem. Nesse processo, camadas convectivas externas expandem até as partes mais internas da região estelar onde material do ciclo-CN é produzido.

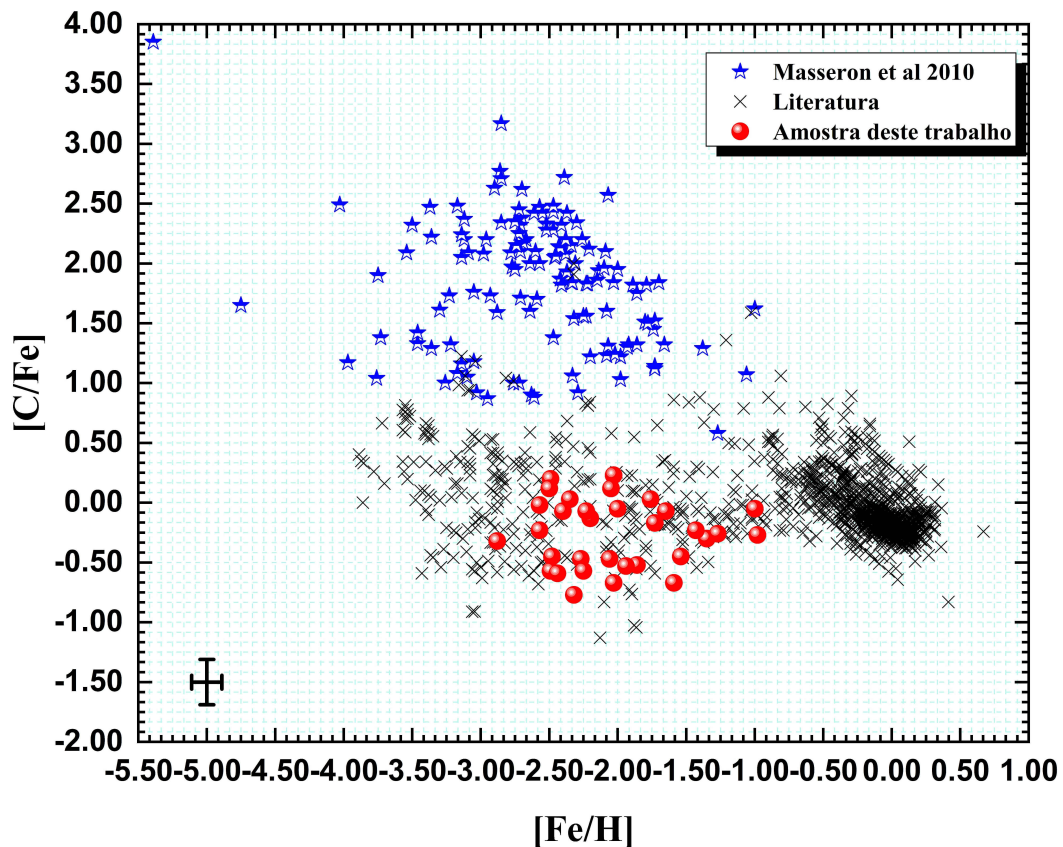


Figura 4.4: No gráfico apresentam-se as razões de abundância $[C/Fe]$ para o grupo de estrelas gigantes do halo comparada a amostra deste projeto. Dentre eles estão: Amostra CEMP-no e CEMP-s de Masseron et al. (2010)), amostra do disco de Mishenina et al. (1999), Luck (2014), Taut et al. (2015) e McWilliam (1997) e estrelas pobres em metais de Spite et al. (2005), Carretta et al. (2000), Lucatello et al. (2005), Beers et al. (1992) e Frebel et al. (2005).

Assim, a atmosfera estelar torna-se rica em nitrogênio e pobre em carbono (Cayrel et al. 2004). Dentre as 35 estrelas da amostra selecionada, apenas na estrela HD 207785 não foi possível identificar as linhas de absorção CH da banda G para a determinação da abundância de carbono. Dessa maneira, nenhuma estrela apre-

sentou anomalia em (4365Å), refletindo assim em uma abundância $[C/Fe]$ entre $-0.77 dex$ e $0.23 dex$. A fig 4.4 exibe os resultados da nossa amostra (cor vermelha) comparados a um conjunto de dados analisados na literatura, referentes as estrelas com abundância em torno do valor solar, pobres e enriquecidas em carbono. Isso pôde ser justificado pelo fato de as estrelas nesta pesquisa apresentarem processos de primeira dragagem, sem a influência de um sistema binário como evidenciados em estrelas CEMP-s encontradas no exemplar de Hansen et al. (2016).

Masseron et al. (2010) determinaram para estrelas de metalicidades $[Fe/H]$ entre -1.50 e -4.00 razões de abundâncias $[C/Fe]$ entre $-0.29 dex$ e $4.08 dex$. Esses resultados quando comparados à estrelas da amostra do disco de Mishenina et al. (1999), Luck (2014), Taut et al. (2015), apresentam uma tendência crescente com o decréscimo da metalicidade. Por outro lado, o comportamento em função da metalicidade $[Fe/H]$ não é notado nos dados presentes na amostra deste projeto.

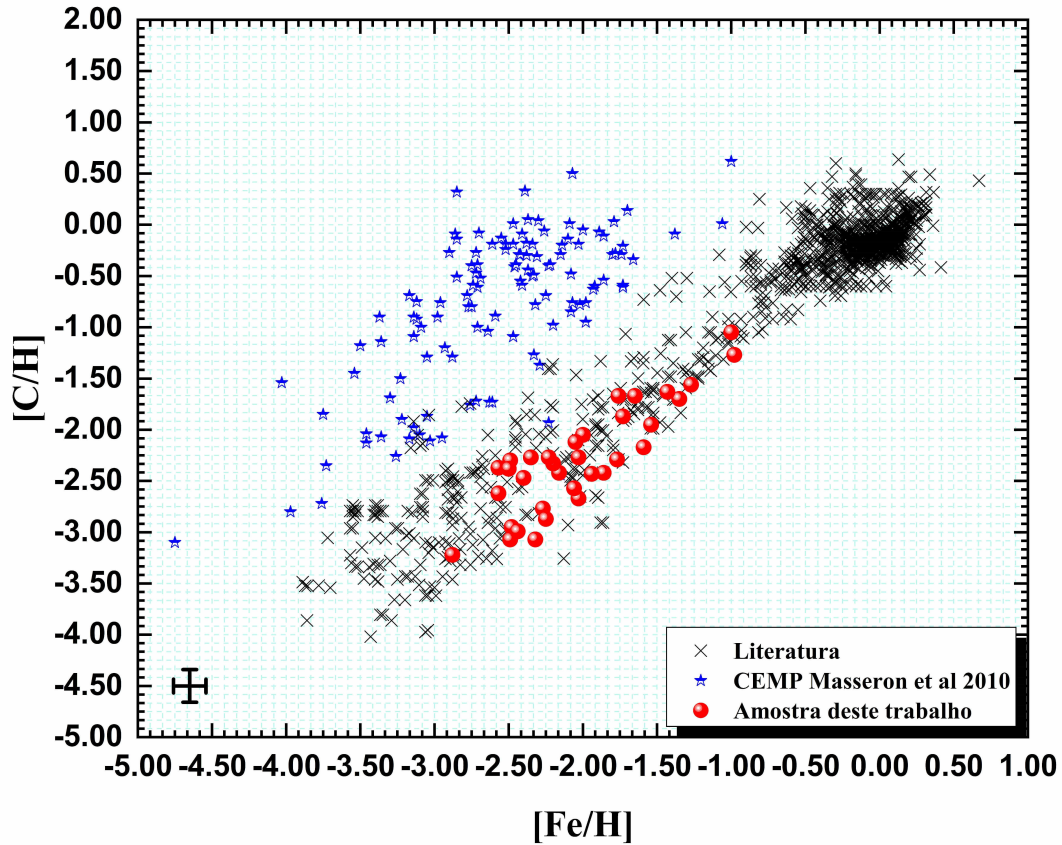


Figura 4.5: No gráfico apresenta-se as razões de abundância $[C/H]$ para o grupo de estrelas gigantes do halo da literatura comparada a amostra deste projeto. Dentre eles estão: Mishenina et al. (1999), Luck (2014), Masseron et al. (2010), Taut et al. (2015), Spite et al. (2005), McWilliam (1997), Carretta et al. (2000), Masseron et al. (2010), Lucatello et al. (2005), Beers et al. (1992) e Frebel et al. (2005), sendo a legenda usada nesta imagem similar a fig 4.3.

Na *fig 4.5* está representado o gráfico $[C/H]$ versus $[Fe/H]$ junto às estrelas CEMP de Masseron et al. (2010), com os dados da literatura de estrelas do halo e do disco. Observa-se uma tendência similar ao da *fig 4.3*, referente às razões $[O/H]$ versus $[Fe/H]$. A tendência das estrelas deste projeto segue um comportamento similar quando comparado às estrelas gigantes de baixa metalicidade. Em contrapartida, os resultados demonstram ser diferentes quando comparados as estrelas CEMP, apresentando valores menores: em torno de 1.0 *dex*.

4.3 Resultados da abundância de nitrogênio e as razões de abundância $[N/Fe]$ e $[N/H]$

Na literatura não há muitos dados relacionados a abundância de nitrogênio para as estrelas do halo.

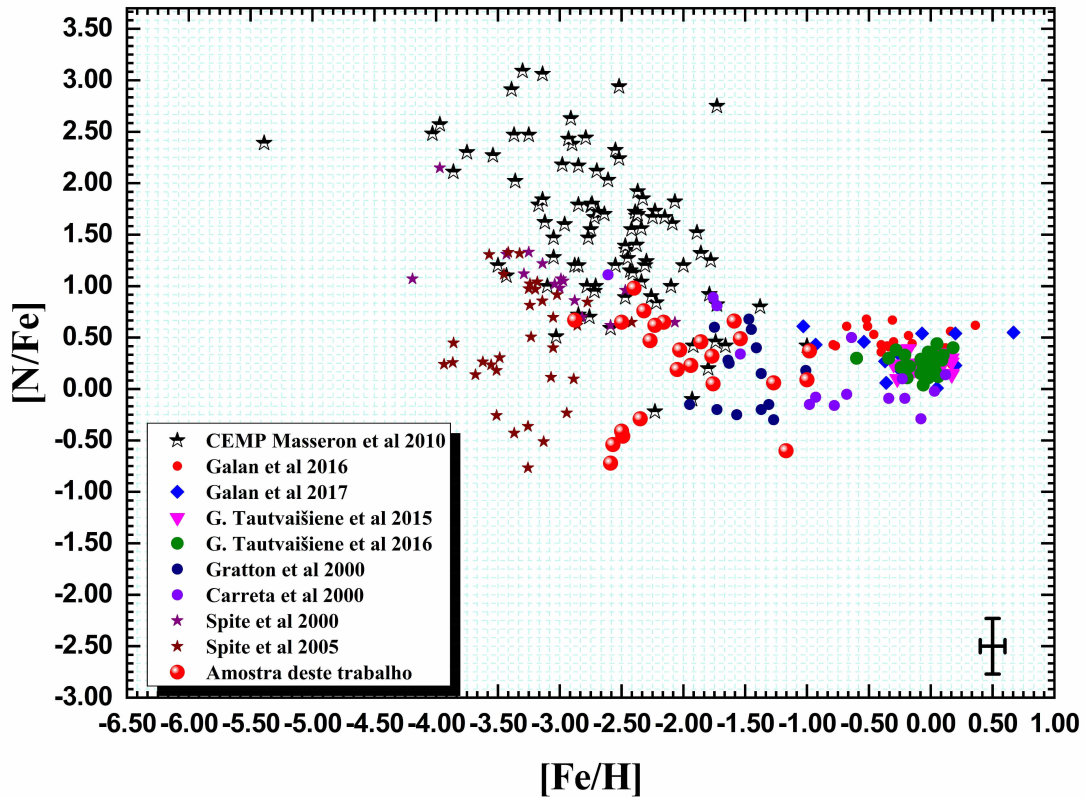


Figura 4.6: A figura mostra os resultados da razão de abundância $[N/Fe]$ da nossa amostra comparado a amostra de estrelas CEMP analisadas por Masseron et al. (2010), estrelas do halo de Spite et al. (2005), Spite et al. (2000), Gratton et al. (2000), Carretta et al. (2000). As estrelas do disco correspondem a amostra de Tautvaisien et al. (2016), Taut et al. (2015), Galan et al (2016) e Galan et al (2017).

Apresenta-se na maioria dos casos uma dificuldade na determinação da síntese espectral na região azul do espectro em estrelas de baixa metalicidade. Neste trabalho foi usada a banda CN em 3883\AA , sendo detectada e determinada a abundância em 24 estrelas da amostra. Os resultados para a abundância de nitrogênio apresenta-se compatíveis com resultados de Spite et al. (2005) em que, para um intervalo de metalicidade $-3.50 < [Fe/H] < -3.00$, foram identificados valores de abundância $[N/Fe]$ entre -0.76 dex e 1.32 dex. Esses valores em razão de abundância são menores quando comparados à amostra de estrelas CEMP de Masseron et al. (2010), como pode ser verificado na fig 4.6.

Dentre os resultados, as estrelas que possuem uma razão $[N/Fe] > 0$ demonstram indicativos do processo de mistura referentes a primeira dragagem. A maioria das estrelas desta amostra apresentam-se nesse estágio evolutivo, enquanto que outra parte apresentam-se em estágios precedentes.

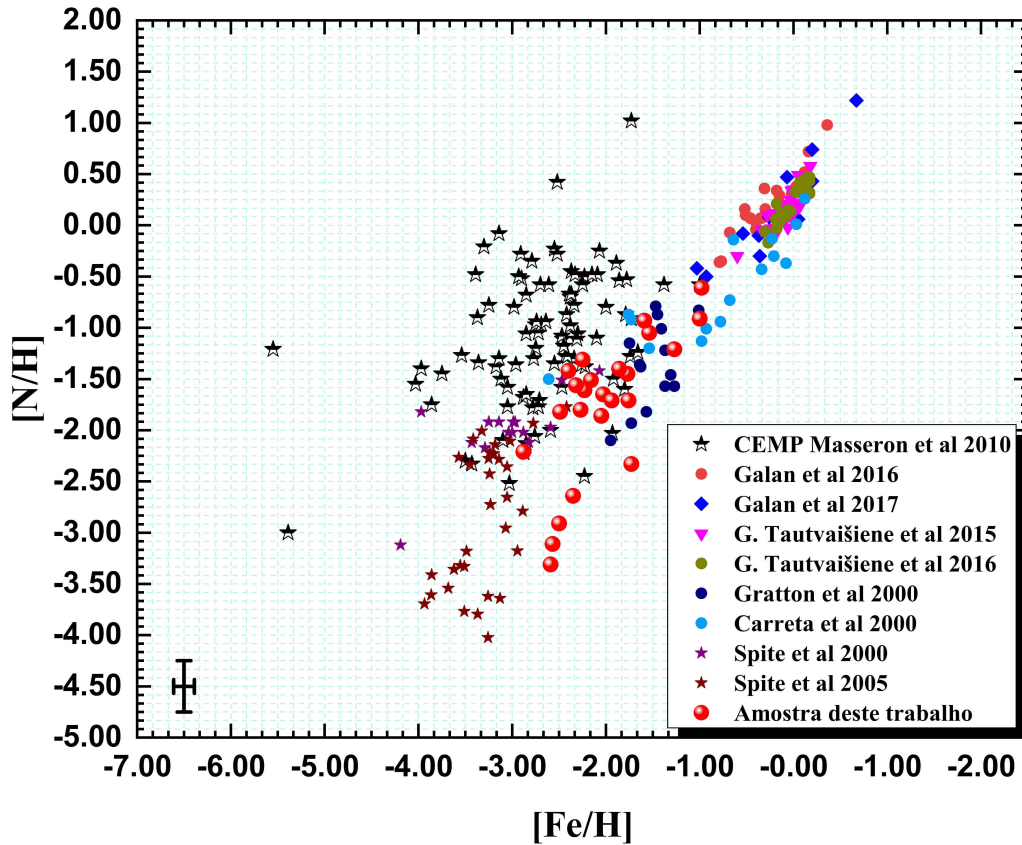


Figura 4.7: A figura mostra os resultados da razão de abundância $[N/H]$ para a amostra indicada na legenda. As legendas usadas nesta figura apresentam-se similar a literatura presente na fig 4.6.

Na fig 4.7 estão expostos os resultados do gráfico $[N/H]$ versus $[Fe/H]$ relacionado aos padrões de evolução química observados nos dados presentes na literatura.

A tendência decrescente observada com o decréscimo na metalicidade é similar aos demais resultados referente às figs 4.3 e 4.5. Os resultados das razões de abundância são menores que 0.5 *dex* quando comparados as estrelas CEMP da amostra estudada por Masseron et al. (2010).

4.4 Diagrama $\log C/N$ versus $\log O/N$

Na fig 4.8 está disposto o diagrama $\log O/N$ versus $\log C/N$. Este constitui no resultado de 24 estrelas em que possibilitou-se determinar as abundâncias de carbono, nitrogênio e oxigênio. Os dados do presente estudo (parte superior em vermelho) foram comparados com os dados da razão de abundância de estrelas presentes na literatura.

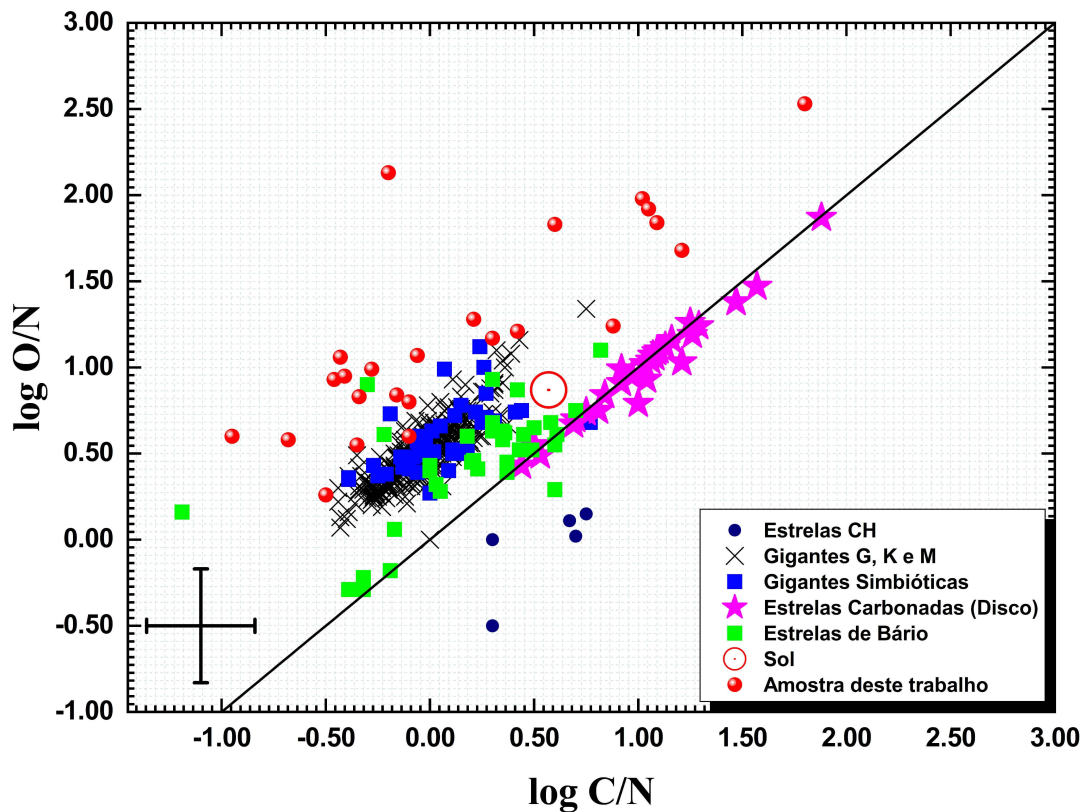


Figura 4.8: Diagrama representando as razões $\log C/N$ versus $\log O/N$ dos dados da amostra de estrelas do halo (parte de cima do gráfico) junto aos dados da literatura indicada na legenda. As estrelas CH correspondem a amostra de Purandardas et al. (2019), as gigantes G, K e M correspondem a amostra de Luck (2014) e Lambert & Ries (1981). Os quadrados em azul correspondem as gigantes simbióticas analisadas por Galan et al. (2019), enquanto que os quadrados verdes representam a amostra de estrelas de bário estudadas por Smith (1984), Allen & Barbuy (2006), Pereira & Drake (2009), Karinkuzhi et al. (2018), Shejeelammal et al. (2020). Ainda estão presentes a amostra de estrelas carbonadas do disco de Lambert et al. (1986)

O diagrama é dividido pela reta representativa de uma função linear em que $C=O$. Verifica-se, na parte superior do diagrama, além do valor solar, um conjunto de estrelas G, K e M da amostra de Luck (2014) e Lambert & Ries (1981). Estrelas carbonadas do disco (SC e C) localizam-se na região onde $C=O$ e $C>O$ sobre e sob a função linear. Esses dados referem a amostra de estrelas do disco de Lambert et al. (1986).

Na região abaixo dessas estrelas está indicado um conjunto de sistemas binários que são formados por estrelas de bário, analisadas por Smith (1984), Allen & Barbuy (2006), Pereira & Drake (2009), Karinkuzhi et al. (2018) e Shejeelammal et al. (2020), estrelas simbióticas estudadas por Galan et al (2017) representados pelos quadrados na cor azul; e estrelas CH presentes na parte abaixo da função, da amostra de Purandardas et al. (2019).

Em sistemas binários, abundâncias podem modificar-se devido ao processo de transferência de massa. Uma estrela gigante fria em sistemas binários com um período orbital em torno de $P > 100$ dias, pode receber material nuclear processado de estágios de evolução de uma gigante vermelha que atualmente encontra-se no estágio de uma anã branca. Se a gigante vermelha atingir a fase de pulsos térmicos, característica de estrelas do AGB, a transferência de massa modifica a abundância superficial da estrela receptora. Como consequência a estrela apresentará abundâncias peculiares superficiais sem uma causa interior subjacente. As estrelas de bário e simbióticas possuem um indicativo de transferência de massa insuficiente para elevar a razão C/O . Não se pode dizer o mesmo das estrelas CH da amostra presente na fig 4.8. Essa última apresenta razões $C/O > 1$, similar aos sistemas binários encontrados em estrelas CEMP-s.

A parte inferior esquerda do gráfico apresenta a região referente ao enriquecimento de nitrogênio, que pode ser justificado pelos processos de segunda dragagem em estrelas de $M \simeq 4 - 8M_{\odot}$ ou pelo núcleo de alta massa em estrelas do AGB devido a queima nuclear abaixo do envelope convectivo. A amostra de estrelas do halo está na parte acima da função linear, onde $C/O < 1$ evidencia razões $\log O/N$ maiores do que as apresentadas pelas estrelas gigantes G,K e M da literatura. A tendência observada neste gráfico pode ser justificada pelos processos de primeira dragagem, os quais alteram as abundâncias superficiais de carbono e nitrogênio. Por outro lado, os processos de dragagem não modificam a abundância de oxigênio para as estrelas do halo, mantendo-se sobreabundantes para toda a faixa de metalicidade da amostra.

Capítulo 5

Conclusões

Neste projeto foram determinadas as abundâncias de carbono, nitrogênio e oxigênio para 35 estrelas do campo do halo, sendo esses resultados ainda não investigados na literatura. No presente trabalho também foi revista a determinação dos parâmetros atmosféricos da estrela *CD-28^o 9325*, para adquirir experiência com o procedimento de determinação de tais parâmetros, obtendo valores de T_{eff} , $\log g$, Fe/H e ξ compatível com os dados fornecidos em Pereira et al. (2019), a partir dos critérios referentes ao equilíbrio de ionização e de excitação.

Apresentou-se resultados das razões $[O/Fe]$, $[C/Fe]$, $[N/Fe]$, $[O/H]$, $[C/H]$ e $[N/H]$ comparados a outras razões de abundância química presentes na literatura. Os gráficos $[X/H]$ versus $[Fe/H]$ da amostra do projeto (onde X refere-se as abundâncias determinadas de C, N e O) apresentaram valores compatíveis comparados com os dados presentes na literatura.

Os resultados de carbono referentes ao gráfico $[C/Fe]$ versus $[Fe/H]$ (fig 4.4) da nossa amostra apresentaram comportamento similar às estrelas pobres em metais a partir da abundância de carbono primário.

Analisou-se um comportamento diferente quando comparado aos dados verificados em estrelas *CEMP* da amostra de Masseron et al. (2010) em que este último apresentou um alto valor de dispersão. Tal distribuição demonstrou uma tendência maior com o decréscimo da metalicidade não seguindo o mesmo padrão de evolução química para as estrelas investigadas. As *fig 10 e fig 11* de Carollo et al. (2011) mostram, em escala menor, um comportamento similar à análise realizada neste projeto, referente ao comportamento global da abundância de $[C/Fe]$ (em regimes de baixa metalicidade), visto que essas estrelas apresentam-se predominantemente no halo galáctico.

As estrelas da amostra estudada exibem-se acima das gigantes G e K do gráfico $\log C/N$ versus $\log O/N$ (fig 4.8), revelando que em seu estágio evolutivo não foi atingido um enriquecimento de carbono a partir do processo de pulsos térmicos ($\log C/O < 1$) (Karakas & Lattanzio 2014).

Nenhuma peculiaridade relacionada aos elementos carbono e nitrogênio foi identificada nos resultados das estrelas deste projeto, sendo as conclusões semelhantes ao padrão de evolução química já observados na literatura. Israelian et al. (2004) e Cayrel et al. (2004) mostraram que os elementos C e N são formados no próprio processo evolutivo estelar de baixa massa e massa intermediária, a partir da queima de hidrogênio e hélio, caracterizando-os como elementos primários. No caso das estrelas do halo deste projeto, a presença de abundância abaixo da razão solar de carbono pode ser justificada devido ao enriquecimento químico e formação estelar serem baixos no halo. Por outro lado, as razões $[O/Fe]$ apresentaram-se acima da solar para todo o intervalo de metalicidade da amostra. A origem desse elemento corrobora com os padrões de evolução química normais presentes na subseção 2.2.3. Portanto, as estrelas descrevem um comportamento normal quando relacionadas com as estrelas do campo do halo presentes na literatura, seguindo as tendências evolutivas como as encontradas em Matteucci & François (1992).

5.1 Perspectivas

Utilizando a técnica de síntese espectral neste trabalho, será possível a identificação de novas estrelas CEMP a partir da determinação da abundância fotosférica das estrelas candidatas. A partir disso será feito um pedido de tempo de observação nos telescópios Gemini (espectrógrafo Graces) e Soar (espectrógrafo Stelles), a fim de dar continuidade à busca de estrelas quimicamente peculiares e entender sua influência no halo galáctico, ampliando assim a amostra estudada neste projeto.

Referências Bibliográficas

- Abia, C., Domínguez, I., Gallino, R., Busso, M., Straniero, O., de Laverny, P., and Wallerstein, G. (2003). Understanding AGB carbon star nucleosynthesis from observations. *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 20(4):314–323.
- Abia, C. & Rebolo, R. (1989). Oxygen abundances in unevolved metal-poor stars—interpretation and consequences. *The Astrophysical Journal*, 347:186–194.
- Agassi, J. (1967). The kirchhoff-planck radiation law. *Science*, 156(3771):30–37.
- Allard, F., Homeier, D. (2007). Brown dwarfs. *Scholarpedia*, 2(12), 4475.
- Allen, D. M. & Barbuy, B. (2006). Analysis of 26 barium stars. I. Abundances., 454(3):895–915.
- Aoki, W., Beers, T. C., Christlieb, N., Norris, J. E., Ryan, S. G., and Tsangarides, S. (2007). Carbon-enhanced metal-poor stars. I. chemical compositions of 26 stars. *The Astrophysical Journal*, 655(1):492.
- Audouze, J. & Tinsley, B. M. (1976). Chemical evolution of galaxies. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 14(1):43–79.
- Arnett, D. (1996). Yields from the primordial stars. In *Formation of the Galactic Halo; Inside and Out*, volume 92, page 337.
- Barbuy, B. (1981). Carbon-to-iron ratio in extreme population II stars. *Astronomy and Astrophysics*, 101:365–368.
- Barbuy, B. (1983). Nitrogen and oxygen as indicators of primordial enrichment. *Astronomy and Astrophysics*, 123:1–6.
- Barbuy, B. (1988). Oxygen in 20 halo giants. *Astronomy and Astrophysics*, 191:121–127.
- Barklem, P. S., Christlieb, N., Beers, T. C., Hill, V., Bessell, M., Holmberg, J., Marsteller, B., Rossi, S., Zickgraf, F.-J., and Reimers, D. (2005).

- Beers, T. C. and Christlieb, N. (2005). The Discovery and Analysis of Very Metal-Poor Stars in the Galaxy. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 43, 531-580.
- Beers, T. C., Drilling, J. S., Rossi, S., Chiba, M., Rhee, J., F uhrmeister, B., Norris, J. E., and von Hippel, T. (2002). Metal abundances and kinematics of bright metal-poor giants selected from the lse survey: Implications for the metal-weak thick disk. *The Astronomical Journal*, 124(2):931.
- Beers, T. C., Norris, J. E., Placco, V. M., Lee, Y. S., Rossi, S., Carollo, D., and Mas-seron, T. (2014). Population studies. XIII. a new analysis of the Bidelman-Macconnell “weak-metal” stars—confirmation of metal-poor stars in the thick disk of the galaxy. *The Astrophysical Journal*, 794(1):58.
- Beers, T. C., Preston, G. W., and Shtetman, S. A. (1992). A search for stars of very low metal abundance. II. *The Astronomical Journal*, 103:1987–2034.
- Beckmann, V., & Shrader, C. (2013). *Active galactic nuclei*. John Wiley & Sons. Springer.
- Bidelman, W. P., & MacConnell, D. J. (1973). The brighter stars astrophysical interest in the southern sky. *The Astronomical Journal*, 78, 687-733.
- Bidelman, W. (1981). Objective-prism discoveries in the declination zone 0 deg to 20 deg. *The Astronomical Journal*, 86:553–556.
- Blucher, I. (2019). *Filtragem de Ruido Telurico em Sinais Astronomicos*. PhD thesis, USP.
- Bond, H. (1980). Extremely metal-deficient red giants. I—a new objective-prism, photometric, and radial-velocity survey. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 44:517–533.
- Carbon, D. F., Barbuy, B., Kraft, R. P., Friel, E. D., and Suntzeff, N. B. (1987). Carbon and nitrogen abundances in metal-poor dwarfs of the solar neighborhood. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 99(615):335.
- Caretta, C. A., Maia, M. A., Willmer, C. N. (2000). A Quantitative Evaluation of the Galaxy Component of the COSMOS and APM Catalogs. *The Astronomical Journal*, 119(2), 524.
- Carollo, D., Beers, T. C., Bovy, J., Sivarani, T., Norris, J. E., Freeman, K. C., Aoki, W., Lee, Y. S., and Kennedy, C. R. (2011). Carbon-enhanced metal-poor stars in the inner and outer halo components of the Milky Way. *The Astrophysical Journal*, 744(2):195.

- Carollo, D., Beers, T. C., Lee, Y. S., Chiba, M., Norris, J. E., Wilhelm, R., Sivarani, T., Marsteller, B., Munn, J. A., Bailer-Jones, C. A., et al. (2007). Two stellar components in the halo of the Milky Way. *Nature*, 450(7172):1020–1025.
- Carretta, E., Gratton, R., Lucatello, S., Bragaglia, A., and Bonifacio, P. (2005). Abundances of C, N, O in slightly evolved stars in the globular clusters NGC 6397, NGC 6752 and 47 Tuc. *Astronomy & Astrophysics*, 433(2):597611.
- Cayrel, R., Depagne, E., Spite, M., Hill, V., Spite, F., Francois, P., Plez, B., Beers, T., Primas, F., Andersen, J., et al. (2004). First stars V-abundance patterns from C to Zn and supernova yields in the early Galaxy. *Astronomy & Astrophysics*, 416(3):1117–1138.
- Chandrasekhar, S. (1935). The highly collapsed configurations of a stellar mass. (second paper.). *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 95(3):207–225.
- Chiappini, C., Gratton, and R (1997). The chemical evolution of the galaxy: The two-infall model. *The Astrophysical Journal*, 477(2):765.
- Christian, I. (2016). *Nuclear Physics of Stars*. Physics Textbook.
- Christlieb, N., Green, P., Wisotzki, L., and Reimers, D. (2001). VizieR online data catalog: Carbon stars from the Hamburg/ESO survey (christlieb+2001). *yCat*, pages J–A+.
- Clegg, R., Lambert, D., and Tomkin, J. (1981). Carbon, nitrogen, and oxygen abundances in main-sequence stars. II. 20 F and G stars. *The Astrophysical Journal*, 250:262–275.
- Dahn, C., Liebert, J., Kron, R., Spinrad, H., and Hintzen, P. (1977). G77-61-adwarf carbon star. *The Astrophysical Journal*, 216:757–766.
- de Castro, D., Pereira, C., Roig, F., Jilinski, E., Drake, N., Chavero, C., and Sales Silva, J. (2016). Chemical abundances and kinematics of barium stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 459(4):4299–4324.
- Drake, N. & Pereira, C. (2008). Light element abundances in two chemically peculiar stars: HD 104340 and HD 206983. *The Astronomical Journal*, 135(3):1070.
- Drilling, J. S. & Bergeron, L. E. (1995). An Extension of the Case-Hamburg OB Star Surveys. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 107:846.

- Edmunds, M. G., & Pagel, B. E. J. (1978). Nitrogen synthesis and the ‘age’ of galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 185(1), 77P–80P.
- Eggen, O., Lynden-Bell, D., and Sandage, A. (1962). Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed. *The Astrophysical Journal*, 136:748.
- Engleman, R. Jr., Rouse, P. E. 1975, *J. Quant. Spectrosc. Rad. Transf.*, 15, 831.
- Frebel, A., Aoki, W., Christlieb, N., Ando, H., Asplund, M., Barklem, P. S., Beers, T. C., Eriksson, K., Fechner, C., Fujimoto, M. Y., et al. (2005). Nucleosynthetic signatures of the first stars. *Nature*, 434(7035):871–873.
- Galan, C., Mikolajewska, J., and Hinkle, K. (2019). VizieR online data catalog: Line lists (galan+, 2015). *yCat*, pages J–MNRAS.
- Galan, C., Mikolajewska, J., Hinkle, K. H., and Joyce, R. R. (2017). Chemical abundance analysis of 13 southern symbiotic giants from high-resolution spectra at 1.56m. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 466(2):2194–2201.
- Galan, C., Mikolajewska, J., and Hinkle, K. (2019). VizieR online data catalog: Line lists (galan+, 2015). *yCat*, pages J–MNRAS.
- Gratton, R. G., Carretta, E., and Castelli, F. (1996a). Abundances of light elements in metal-poor stars. I. Atmospheric parameters and a new Teff scale. *arXIV: astro-ph/9603011v1*, 314:191–203.
- Gratton, R. G., Sneden, C., Carretta, E., Bragaglia, A. (2000). Mixing along the red giant branch in metal-poor field stars. *Astronomy and Astrophysics*, 354, 169-187.
- Gray, D. F. (2005). *The Observations and Analysis of Stellar Photospheres*. Cambridge.
- Hansen, T., Andersen, J., Nordström, B., Beers, T., Placco, V., Yoon, J., and Buchhave, L. (2016). The role of binaries in the enrichment of the early Galactic halo—III. carbon-enhanced metal-poor stars—CEMP-s stars. *Astronomy and Astrophysics*, 588:A3.
- Herwig, F. (2004). Evolution and yields of extremely metal-poor intermediate-mass stars. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 155(2):651.

- Israelian, G., Ecuivillon, A., Rebolo, R., Garcia-Lopez, R., Bonifacio, P., and Molero, P. (2004). Galactic evolution of nitrogen. *Astronomy & Astrophysics*, 421(2):649–658.
- Johnson, J. A., Herwig, F., Beers, T. C., and Christlieb, N. (2007). A search for nitrogen-enhanced metal-poor stars. *The Astrophysical Journal*, 658(2):1203.
- Jørgensen, U. G., Larsson, M., Iwamae, A., Yu, B. 1996, *AA*, 315, 204.
- Karakas, A. I., Lattanzio, J. C. (2014). The Dawes review 2: nucleosynthesis and stellar yields of low-and intermediate-mass single stars. *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 31.
- Karakas, A. I., Lugaro, M. L. (2021). The slow-neutron capture process in AGB stars.
- Karinkuzhi, D., Van Eck, S., Jorissen, A., Goriely, S., Siess, L., Merle, T., Escorza, A., Van der Swaelmen, M., Boffin, H. M., Masseron, T., et al. (2018). When binaries keep track of recent nucleosynthesis—the Zr–Nb pair in extrinsic stars as an s-process diagnostic. *Astronomy & Astrophysics*, 618:A32.
- King, J. R., Boesgaard, A. M. (1995). Stellar oxygen abundances. IV: Systematic effects on oxygen abundances derived from the 6300 Å (OI) and 7774 Å (OI) lines. *The Astronomical Journal*.
- Koesterke, L., Hamann, W.-R., and Graffener, G. (2002). Expanding atmosphere in Non-LTE: Radiation transfer using short characteristics. *Astronomy Astrophysics*, 384(2):562–567.
- Kurucz, R. L. (1993). A new opacity-sampling model atmosphere program for arbitrary abundances. In *International Astronomical Union Colloquium*, volume 138, pages 87–97. Cambridge University Press.
- Lambert, D. L., Heath, J. E., Lemke, M., and Drake, J. (1996). The chemical composition of field RR Lyrae stars. I. iron and calcium. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 103:183.
- Lambert, D. L. (1978). The abundances of the elements in the solar photosphere. VIII—Revised abundances of carbon, nitrogen and oxygen. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 182, 249–271.
- Lambert, D. L., Ries, L. M. (1981). Carbon, nitrogen, and oxygen abundances in G and K giants. *The Astrophysical Journal*, 248, 228–248.

- Lambert, D. L., Gustafsson, B., Eriksson, K., and Hinkle, K. H. (1986). The chemical composition of carbon stars. I-Carbon, nitrogen, and oxygen in 30 cool carbon stars in the galactic disk. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 62:373–425.
- Leep, E. M., & Wallerstein, G. (1981). Abundances in 11 field stars with large metal deficiencies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 196(3), 543-556.
- Lodders, K. (2003). Solar system abundances and condensation temperatures of the elements. *The Astrophysical Journal*, 591(2):1220.
- Lucatello, S., Tsangarides, S., Beers, T. C., Carretta, E., Gratton, R. G., and Ryan, S. G. (2005). The binary frequency among carbon-enhanced, s-process-rich, metal-poor stars. *The Astrophysical Journal*, 625(2):825.
- Luck, R. E. (2014). Parameters and abundances in luminous stars. *The Astronomical Journal*, 147(6):137.
- Luck, R. E., Heiter, U. (2007). Giants in the local region. *The Astronomical Journal*, 133(6), 2464.
- Maciel, W. J. (1999). *Introdução à Estrutura e Evolução Estelar* Vol. 24. Edusp.
- Majewski, S. R., Schiavon, R. P., Frinchaboy, P. M., Allende Prieto, C., Barkhouser, R., Bizyaev, D., Blank, B., Brunner, S., Burton, A., Carrera, R., 69 Chojnowski, S. D., Cunha, K., Epstein, C., Fitzgerald, G., Garcia Perez, A. E., Hearty, F. R., Henderson, C., Holtzman, J. A., Johnson, J. A., Lam, C. R., Lawler, J. E., Maseman, P., Meszaros, S., Nelson, M., Nguyen, D. C., Nidever, D. L., Pinsonneault, M., Shetrone, M., Smee, S., Smith, V. V., Stolberg, T., Skrutskie, M. F., Walker, E., Wilson, J. C., Zasowski, G., Anders, F., Basu, S., Beland, S., Blanton, M. R., Bovy, J., Browns-tein, J. R., Carlberg, J., Chaplin, W., Chiappini, C., Eisenstein, D. J., Elsworth, Y., Feuillet, D., Fleming, S. W., Galbraith-Frew, J., Garcia, R. A., Garcia-Hernandez, D. A., Gillespie, B. A., Girardi, L., Gunn, J. E., Hasselquist, S., Hayden, M. R., Hekker, S., Ivans, I., Kinemuchi, K., Klane, M., Mahadevan, S., Mathur, S., Mosser, B., Muna, D., Munn, J. A., Nichol, R. C., O'Connell, R. W., Parejko, J. K., Robin, A. C., Rocha-Pinto, H., Schultheis, M., Serenelli, A. M., Shane, N., Silva Aguirre, V., Sobek, J. S., Thompson, B., Troup, N. W., Weinberg, D. H., and Zamora, O. (2017). The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE). , 154:94.

- Masseron, T., Johnson, J., Plez, B., Van Eck, S., Primas, F., Goriely, S., and Jorissen, A. (2010). A holistic approach to carbon-enhanced metal-poor stars. *Astronomy Astrophysics*, 509:A93.
- Masseron, T., Plez, B., Primas, F., Van Eck, S., and Jorissen, A. (2005). Carbon and key heavy elements in metal-poor and very metal-poor carbon-enhanced stars. *Proceedings of the International Astronomical Union*, 1(S228):219–224.
- Matteucci, F. (1986). Some considerations on the origin of nitrogen. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 221(4):911–921.
- Matteucci, F. (2012). *Chemical Evolution of Galaxies*. Springer.
- Matteucci, F. and François, P. (1992). Oxygen abundances in halo stars as tests of galaxy formation. *Astronomy and Astrophysics*, 262:L1–L4.
- McWilliam, A. (1997). Abundance ratios and galactic chemical evolution. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 35(1):503–556.
- Meléndez, J., & Barbuy, B. (2002). Keck NIRSPEC Infrared OH Lines: Oxygen Abundances in Metal-poor Stars down to $[\text{Fe}/\text{H}]=-2.9$. *The Astrophysical Journal*, 575(1), 474.
- Meléndez, J., Schirbel, L., Monroe, T. R., Yong, D., Ramírez, I., and Asplund, M. (2008). Hip 114328: a new refractory-poor and Li-poor solar twin. *Astronomy Astrophysics*, 567:L3.
- Meynet, G. & Maeder, A. (2002). The origin of primary nitrogen in galaxies. *Astronomy Astrophysics*, 381(1):L25–L28.
- Mishenina, T. V., Korsak, V. V. (1999). *The Effective Temperatures of K-Giants*. Odessa Astronomical Publications, 12, 215-217.
- Mishenina, T. V., Korotin, S. A., Klochkova, V. G., Panchuk, V. E. (2000). Oxygen abundance in halo stars from OI triplet. *Astronomy and Astrophysics*, 353, 978-986.
- Moore, Charlotte Emma, Marcel Gilles Jozef Minnaert, and Jakob Houtgast. *The Solar Spectrum 2935 Å to 8770 Å: Second Revision of Rowland's Preliminary Table of Solar Spectrum Wavelengths*. Vol. 61. National Bureau of Standards, 1966.

- Norris, J., Bessell, M., and Pickles, A. (1985). Population studies. I—the bidelman-macconnell ‘weak-metal’ stars. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 58:463–492.
- Novotny, E. (1973). *Introduction to Stellar Atmospheres and Interiors*. Oxford University Press.
- Oguri, V. (2017). *Métodos Estatísticos em Física Experimental*. Editora: Livraria da Física.
- Osborn, W. & MacConnell, D. (1987). Probable new halo stars toward $l=310$, $b=+30$. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 99(622):1317.
- Pereira, C. and Drake, N. (2009). High-resolution spectroscopic observations of two chemically peculiar metal-poor stars: HD 10613 and BD+04 2466. *Astronomy Astrophysics*, 496(3):791–804.
- Pereira, C., Holanda, N., Drake, N., and Roig, F. (2019). Search for sodium-rich stars among metal-poor stars. *The Astronomical Journal*, 157(2):70.
- Peters, J. G. (1968). Nucleosynthesis by the s-process in stars of 9 and 15 solar masses. *The Astrophysical Journal*, 154, 225.
- Piskunov, N., Kupka, F., Ryabchikova, T., Weiss, W., and Jeffery, C. (1995). *VALD: The Vienna Atomic Line Data Base*. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 112:525.
- Pols, O. R., Izzard, R. G., Stancliffe, R. J., and Glebbeek, E. (2012). The occurrence of nitrogen-enhanced metal-poor stars: implications for the initial mass function in the early galactic halo. *Astronomy Astrophysics*, 547:A76.
- Pradhan, A. D., Partridge, H., and Bauschlicher Jr, C. W. (1994). The dissociation energy of CN and C₂. *The Journal of Chemical Physics*, 101(5):3857–3861.
- Prieto, C. A., Lambert, D. L., and Asplund, M. (2001). The forbidden abundance of oxygen in the sun. *The Astrophysical Journal Letters*, 556(1):L63.
- Purandardas, M., Goswami, A., Goswami, P. P., Shejeelammal, J., and Masseron, T. (2019). Chemical analysis of CH stars—III. Atmospheric parameters and elemental abundances. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 486(3):3266–3289.
- Raskin, G., Van Winckel, H., Hensberge, H., Jorissen, A., Lehmann, H., Waelkens, C., Avila, G., De Cuyper, J.-P., Degroote, P., Dubosson, R., et al. (2011).

- Hermes: a high-resolution fibre-fed spectrograph for the mercator telescope. *Astronomy & Astrophysics*, 526:A69.
- Rau, G., Hron, J., Paladini, C., Aringer, B., Eriksson, K., Marigo, P., Nowotny, W., and Grellmann, R. (2017). The adventure of carbon stars-observations and modeling of a set of c-rich agb stars. *Astronomy & Astrophysics*, 600:A92.
- Reid, N. I., & Hawley, S. L. (2013). *New light on dark stars: red dwarfs, low-mass stars, brown dwarfs*. Springer Science Business Media.
- Reyniers, M., Van Winckel, H. (2001). HD 172481: A super lithium-rich metal-deficient post-AGB binary with a red AGB companion. *Astronomy & Astrophysics*, 365(3), 465-475.
- Roriz, M., Pereira, C., Drake, N., Roig, F., and Silva, J. S. (2017). High-resolution spectroscopic observations of the new CEMP-s star CD-50^o 776. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 472(1):350–360.
- Rossi, S., Beers, T. C., Sneden, C., Sevastyanenko, T., Rhee, J., and Marsteller, B. (2005). Estimation of carbon abundances in metal-poor stars. I. application to the strong G-band stars of Beers, Preston, and Shectman. *The Astronomical Journal*, 130(6):2804.
- Schneider, P., van Waerbeke, L., and Mellier, Y. (2002). B-modes in cosmic shear from source redshift clustering. *Astronomy & Astrophysics*, 389(3):729–741.
- Scoville, N., Aussel, H., Brusa, M., Capak, P., Carollo, C. M., Elvis, M., Giavalisco, M., Guzzo, L., Hasinger, G., Impey, C., et al. (2007). The cosmic evolution survey (cosmos): overview. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 172(1):1.
- Shejeelammal, J., Goswami, A., Goswami, P. P., Rathour, R. S., and Masseron, T. (2020). Characterizing the companion agbs using surface chemical composition of barium stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 492(3):3708–3727.
- Smith, V. V. (1984). An abundance analysis of the cool barium stars. *Astronomy and Astrophysics*, 132:326–338.
- Sneden, C. (1974). Carbon and nitrogen abundances in metal-poor stars. *The Astrophysical Journal*, 189:493–507.

- Sneden, C., Bean, J., Ivans, I., Lucatello, S., and Sobeck, J. (1973). Moog: LTE line analysis and spectrum synthesis. *ascl*, pages ascl-1202.
- Sneden, C., Gehrz, R., Hackwell, J., York, D., and Snow, T. (1978). Infrared colors and the diffuse interstellar bands. *The Astrophysical Journal*, 223:168–179.
- Sobeck, J. S., Kraft, R. P., Sneden, C., Preston, G. W., Cowan, J. J., Smith, G. H., Thompson, I. B., Shectman, S. A., and Burley, G. S. (2011). The abundances of neutron-capture species in the very metal-poor globular cluster M15: a uniform analysis of red giant branch and red horizontal branch stars. *The Astronomical Journal*, 141(6):175.
- Spite, F. (2000). Abundances of the Light Elements in the Ultra-Metal-Poor Stars. In *The First Stars* (pp. 27-36). Springer, Berlin, Heidelberg.
- Spite, M., Cayrel, R., Plez, B., Hill, V., Spite, F., Depagne, E., Francois, P., Bonifacio, P., Barbuy, B., Beers, T., et al. (2005). First stars VI—abundances of C, N, O, Li, and mixing in extremely metal-poor giants. *galactic evolution of the light elements. Astronomy & Astrophysics*, 430(2):655–668.
- Spite, M. & Spite, F. (1985). The composition of field halo stars and the chemical evolution of the halo. *Annual review of astronomy and astrophysics*, 23(1):225–238.
- Steinmetz, M., Zwitter, T., Siebert, A., Watson, F. G., Freeman, K. C., Munari, U., Campbell, R., Williams, M., Seabroke, G. M., Wyse, R. F., et al. (2006). The radial velocity experiment (rave): first data release. *The Astronomical Journal*, 132(4):1645.
- Taut, A., Berger, L., Drews, C., Wimmer-Schweingruber, R. F. (2015). Composition of inner-source heavy pickup ions at 1 AU: SOHO/CELIAS/CTOF observations—Implications for the production mechanisms. *Astronomy & Astrophysics*, 576:A55.
- Tautvaišienė, G., Drazdauskas, A., Bragaglia, A., Randich, S., and Ženoviienė, R. (2016). CNO abundances and carbon isotope ratios in evolved stars of the open clusters NGC 2324, NGC 2477, and NGC 3960. *Astronomy & Astrophysics*, 595:A16.
- Tomkin, J. & Lambert, D. L. (1984). Nitrogen abundances in disk and halo dwarfs. In *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, pages 220–222. Springer.

- Truran, J. W., & Iben Jr, I. (1977). On s-process nucleosynthesis in thermally pulsing stars. *The Astrophysical Journal*, 216, 797-810.
- Wright, J. T. and Kanodia, S. (2020). Barycentric corrections for precise radial velocity measurements of sunlight. *The Planetary Science Journal*, 1(2):38.
- Xerxenevsky, L. L. (2008). Tópicos sobre formação e estrutura da Via Láctea.
- Yanny, B., Rockosi, C., Newberg, H. J., Knapp, G. R., Adelman-McCarthy, J. K., Alcorn, B., Allam, S., Allende Prieto, C., An, D., Anderson, K. S. J., Anderson, S., Bailer-Jones, C. A. L., Bastian, S., Beers, T. C., Bell, E., Belokurov, V., Bizyaev, D., Blythe, N., Bochanski, J. J., Boroski, W. N., Brinchmann, J., Brinkmann, J., Brewington, H., Carey, L., Cudworth, K. M., Evans, M., Evans, N. W., Gates, E., Gansicke, B. T., Gillespie, B., Gilmore, G., Nebot Gomez-Moran, A., Grebel, E. K., Greenwell, J., Gunn, J. E., Jordan, C., Jordan, W., Harding, P., Harris, H., Hendry, J. S., Holder, D., Ivans, I. I., Ivezić, Z., Jester, S., Johnson, J. A., Kent, S. M., Kleinman, S., Kniazev, A., Krzesinski, J., Kron, R., Kuropatkin, N., Lebedeva, S., Lee, Y. S., French Leger, R., Lepine, S., Levine, S., Lin, H., Long, D. C., Loomis, C., Lupton, R., Malanushenko, O., Mala-nushenko, V., Margon, B., Martinez-Delgado, D., McGehee, P., Monet, D., Morrison, H. L., Munn, J. A., Neilsen, Jr., E. H., Nitta, A., Norris, J. E., Oravetz, D., Owen, R., Padmanabhan, N., Pan, K., Peterson, R. S., Pier, J. R., Platson, J., Re Fiorentin, P., Richards, G. T., Rix, H.-W., Schlegel, D. J., Schneider, D. P., Schreiber, M. R., Schwobe, A., Sibley, V., Simmons, A., Snedden, S. A., Allyn Smith, J., Stark, L., Stauffer, F., Steinmetz, M., Stoughton, C., SubbaRao, M., Szalay, A., Szkody, P., Thakar, A. R., Sivarani, T., Tucker, D., Uomoto, A., Vanden Berk, D., Vidrih, S., Wadadekar, Y., Watters, S., Wilhelm, R., Wyse, R. F. G., Yarger, J., and Zucker, D. (2009). SEGUE: A Spectroscopic Survey of 240,000 Stars with $g = 14-20$. , 137:4377–4399.
- Yi, S., Demarque, P., Kim, Y.-C., Lee, Y.-W., Ree, C. H., Lejeune, T., and Barnes, S. (2001). Toward better age estimates for stellar populations: They 2 isochrones for solar mixture. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 136(2):417.

Apêndice A

Medidas de Largura Equivalente de Linha Fe I e Fe II

Tabela A.1: *Arquivo de linha da Estrela CD-28^o 9325.*

Elemento	$\lambda(\text{\AA})$	$\chi(\text{eV})$	$\log gf$	W_λ
Fe I				
	5123.720	1.010	-3.070	125
	5125.117	4.220	-0.080	70
	5133.689	4.178	0.201	75
	5150.840	0.990	-3.000	139
	5151.911	1.011	-3.320	113
	5159.058	4.283	-0.650	28
	5162.273	4.178	0.079	75
	5171.596	1.485	-1.760	165
	5194.942	1.557	-2.090	145
	5198.711	2.223	-2.140	96
	5202.336	2.176	-1.840	118
	5232.940	2.940	-0.080	156
	5242.491	3.364	-0.970	65
	5250.209	0.121	-4.920	115

Elemento	$\lambda(\text{\AA})$	$\chi(eV)$	$\log gf$	W_λ
	5253.030	2.278	-3.790	10
	5281.790	3.038	-0.830	105
	5281.790	3.038	-0.830	105
	5288.525	3.694	-1.510	27
	5302.307	3.283	-0.740	97
	5307.361	1.608	-2.970	105
	5315.051	4.371	-1.400	10
	5321.108	4.434	-1.190	7
	5322.041	2.279	-2.840	59
	5339.929	3.266	-0.680	106
	5341.024	1.608	-1.950	165
	5364.871	4.445	0.230	72
	5367.467	4.415	0.439	79
	5369.962	4.371	0.540	87
	5373.709	4.473	-0.710	26
	5389.479	4.415	-0.250	44
	5393.168	3.241	-0.720	104
	5400.502	4.371	-0.100	62
	5389.479	4.415	-0.250	44
	5393.168	3.241	-0.720	104
	5400.502	4.371	-0.100	62
	5410.910	4.473	0.400	73
	5417.033	4.415	-1.530	10
	5434.524	1.011	-2.120	188
	5441.339	4.312	-1.580	7
	5487.746	4.320	-0.650	36
	5497.516	1.011	-2.840	161
	5506.779	0.990	-2.800	160
	5522.447	4.209	-1.400	12
	5532.747	3.573	-2.000	18
	5554.895	4.548	-0.380	35
	5560.212	4.434	-1.040	18
	5560.212	4.434	-1.040	18
	5563.600	4.191	-0.840	44
	5567.391	2.608	-2.560	41
	5569.618	3.417	-0.490	105
	5572.842	3.396	-0.280	115
	5576.089	3.430	-0.850	80
	5584.765	3.573	-2.170	14
	5584.765	3.573	-2.170	14

Elemento	$\lambda(\text{\AA})$	$\chi(\text{eV})$	$\log gf$	W_λ
	5584.765	3.573	-2.170	14
	5584.765	3.573	-2.170	14
	5624.022	4.386	-1.330	11.0
	5633.947	4.991	-0.120	22.0
	5635.823	4.256	-1.740	7.0
	5638.262	4.220	-0.720	38.0
	5658.816	3.396	-0.810	99.0
	5686.530	4.548	-0.450	27.0
	5691.497	4.301	-1.370	12.0
	5705.465	4.301	-1.360	13.0
	5717.833	4.284	-0.979	25.0
	5731.762	4.256	-1.150	21.0
	5762.992	4.209	-0.410	63.0
	5806.725	4.607	-0.900	16.0
	5814.808	4.283	-1.820	6.0
	5852.219	4.548	-1.180	7.0
	5883.817	3.960	-1.210	35.0
	5916.247	2.453	-2.990	49.0
	5934.655	3.928	-1.020	40.0
	6016.660	3.546	-1.670	28.0
	6020.169	4.607	-0.210	45.0
	6024.058	4.548	-0.060	64.0
	6027.051	4.076	-1.090	24.0
	6056.005	4.733	-0.400	27.0
	6065.482	2.608	-1.530	122.0
	6079.009	4.652	-0.970	9.0
	6082.711	2.223	-3.580	28.0
	6093.644	4.607	-1.350	5.0
	6096.665	3.984	-1.780	13.0
	6136.615	2.453	-1.400	135.0
	6137.692	2.588	-1.400	133.0
	6151.618	2.176	-3.290	47.0
	6157.728	4.076	-1.110	30.0
	6165.360	4.142	-1.470	14.0
	6170.507	4.795	-0.380	28.0
	6173.336	2.223	-2.880	72.0
	6187.990	3.943	-1.570	19.0
	6191.558	2.433	-1.420	132.0

Elemento	$\lambda(\text{\AA})$	$\chi(\text{eV})$	$\log gf$	W_λ
	6200.313	2.605	-2.440	69.0
	6213.430	2.223	-2.480	91.0
	6230.723	2.559	-1.280	127.0
	6252.555	2.403	-1.720	130.0
	6254.259	2.279	-2.440	102.0
	6265.130	2.180	-2.550	95.0
	6322.686	2.588	-2.430	60.0
	6380.743	4.186	-1.320	18.0
	6393.601	2.433	-1.430	133.0
	6411.649	3.653	-0.660	80.0
	6419.950	4.733	-0.090	36.0
	6421.351	2.279	-2.010	124.0
	6430.846	2.176	-2.010	130.0
	6469.193	4.835	-0.620	20.0
	6592.914	2.723	-1.470	111.0
	6593.871	2.437	-2.420	88.0
	6597.561	4.795	-0.920	10.0
	6609.110	2.559	-2.690	61.0
	6750.153	2.424	-2.620	79.0
	6752.707	4.638	-1.200	11.0
	6810.263	4.607	-0.990	14.0
	6820.372	4.638	-1.170	10.0
	6841.339	4.607	-0.600	25.0
	6858.150	4.607	-0.930	15.0
	7130.922	4.217	-0.700	38.0
	7132.986	4.076	-1.610	14.0

Elemento	$\lambda(\text{\AA})$	$\chi(eV)$	$\log gf$	W_λ
Fe II	5132.657	2.807	-4.000	16.0
	5197.559	3.230	-2.250	76.0
	5234.619	3.221	-2.240	83.0
	5325.559	3.221	-3.170	27.0
	5414.046	3.221	-3.620	16.0
	5425.247	3.199	-3.210	32.0
	5534.834	3.245	-2.770	50.0
	5991.368	3.153	-3.560	24.0
	6084.099	3.199	-3.800	14.0
	6149.246	3.889	-2.720	22.0
	6247.545	3.891	-2.340	41.0
	6416.921	3.891	-2.680	25.0
	6432.682	2.891	-3.580	37.0

Apêndice B

Driver *Ab Find*

```
cd 289325 delta = +3.0
TEFF = 4400. LOG G = 1.0 [A/H] = -1.7 vt= 1.80

Abundance Results for Species Fe I (input abundance = 6.52)
wavelength EP logGF EW logRW abund del avg
5123.72 1.01 -3.070 125.0 -4.61 5.53 -0.19
5125.12 4.22 -0.080 70.0 -4.86 5.73 0.01
5133.69 4.18 0.201 75.0 -4.84 5.50 -0.22
5150.84 0.99 -3.000 139.0 -4.57 5.69 -0.02
5151.91 1.01 -3.320 113.0 -4.66 5.53 -0.19
5159.06 4.28 -0.650 28.0 -5.27 5.53 -0.19
5162.27 4.18 0.079 75.0 -4.84 5.62 -0.10
5171.60 1.49 -1.760 165.0 -4.50 5.59 -0.13
. . . . .
. . . . .
. . . . .
6810.26 4.61 -0.990 14.0 -5.69 5.76 0.05
6820.37 4.64 -1.170 10.0 -5.83 5.82 0.10
6841.34 4.61 -0.600 25.0 -5.44 5.69 -0.03
6858.15 4.61 -0.930 15.0 -5.66 5.74 0.01
7130.92 4.22 -0.700 38.0 -5.27 5.54 -0.18
7132.99 4.08 -1.610 14.0 -5.71 5.69 -0.03
average abundance = 5.75 std. deviation = 0.11 #lines = 111
E.P. correlation: slope = 0.001 intercept = 5.724 corr. coeff. = 0.006
R.W. correlation: slope = -0.002 intercept = 5.714 corr. coeff. = -0.009
wav. correl.: slope = 4.135E-05 intercept = 5.485 corr. coeff. = 0.196

Abundance Results for Species Fe II (input abundance = 6.52)
wavelength EP logGF EW logRW abund del avg
5132.66 2.81 -4.000 16.0 -5.51 5.76 -0.13
5197.56 3.23 -2.250 76.0 -4.83 5.91 0.01
5234.62 3.22 -2.240 83.0 -4.80 6.04 0.15
5325.56 3.22 -3.170 27.0 -5.30 5.74 -0.15
5414.05 3.22 -3.620 16.0 -5.53 5.87 -0.02
5425.25 3.20 -3.210 32.0 -5.23 5.86 -0.03
5534.83 3.25 -2.770 50.0 -5.04 5.85 -0.05
```

Figura B.1: Exemplo de sumário do driver *ab find* de saída do código MOOG para a estrela CD28^o 9325.

Apêndice C

Modo “*synth*”

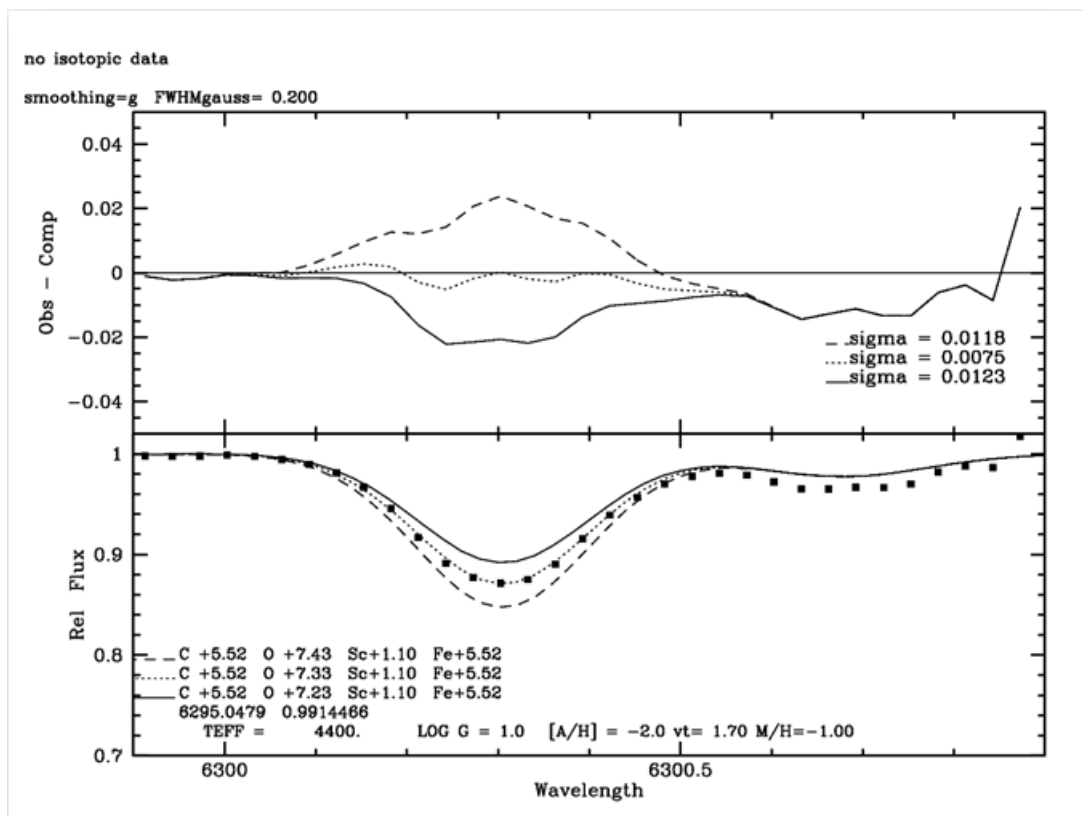


Figura C.1: Exemplo de sumário do modo *synth* de saída do código MOOG para a síntese espectral da linha proibida [OI].

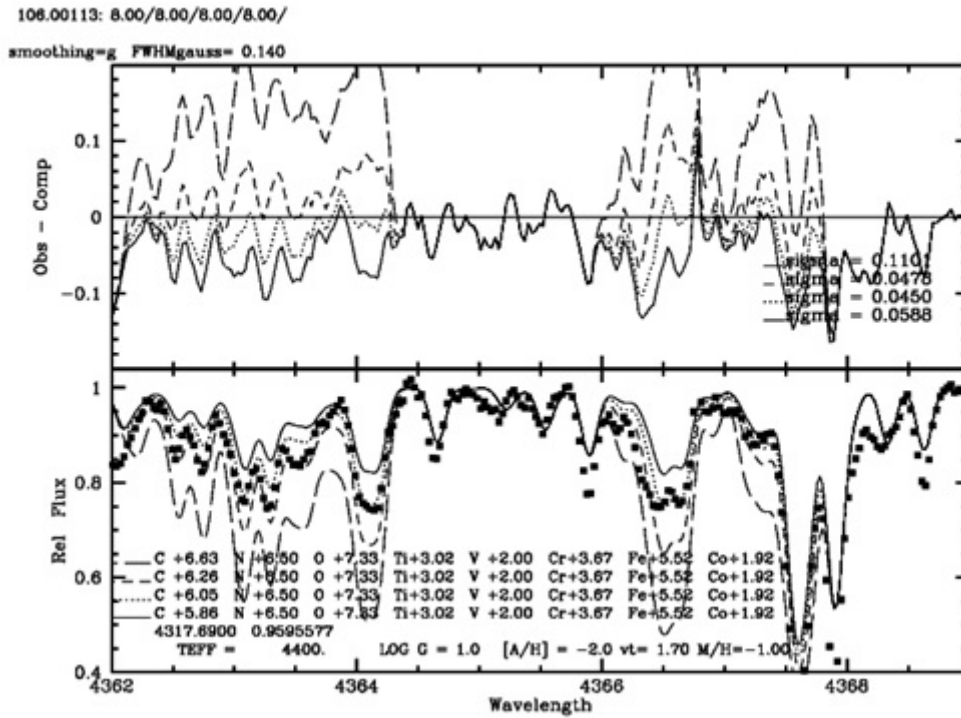


Figura C.2: Exemplo de sumário do modo *synth* de saída do código MOOG para a síntese espectral da banda CH em torno de 4365Å.

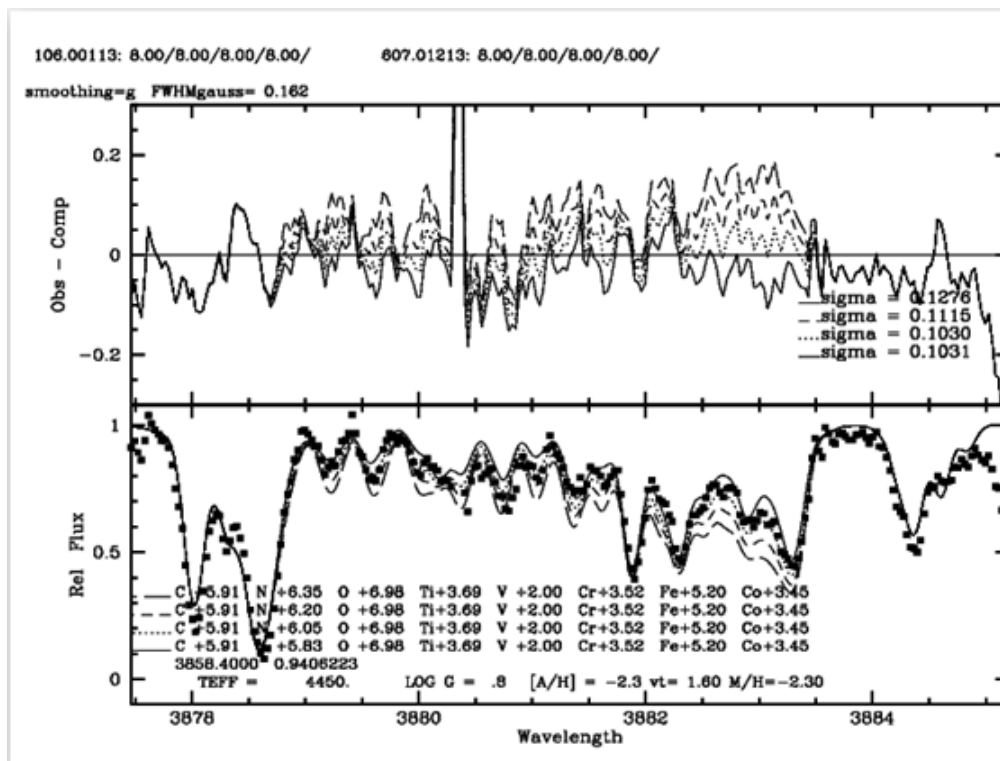


Figura C.3: Exemplo de sumário do modo *synth* de saída do código MOOG para a síntese espectral da banda CN em torno de 3883Å.