



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA E INOVAÇÕES
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

sid.inpe.br/mtc-m21d/2022/09.30.19.08-TDI

**GRUPO CNO E TÓRIO EM ANÃS DE TIPO SOLAR:
VÍNCULOS PARA EVOLUÇÃO QUÍMICA DA
VIZINHANÇA SOLAR, FORMAÇÃO PLANETÁRIA E
HABITABILIDADE EM PLANETAS ROCHOSOS**

Rafael Bueno Botelho

Tese de Doutorado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo Dr. André de Castro Milone, aprovada em 04 de agosto de 2022.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34T/47N7R85>>

INPE
São José dos Campos
2022

PUBLICADO POR:

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE
Coordenação de Ensino, Pesquisa e Extensão (COEPE)
Divisão de Biblioteca (DIBIB)
CEP 12.227-010
São José dos Campos - SP - Brasil
Tel.:(012) 3208-6923/7348
E-mail: pubtc@inpe.br

CONSELHO DE EDITORAÇÃO E PRESERVAÇÃO DA PRODUÇÃO INTELLECTUAL DO INPE - CEPPII (PORTARIA Nº 176/2018/SEI-INPE):

Presidente:

Dra. Marley Cavalcante de Lima Moscati - Coordenação-Geral de Ciências da Terra (CGCT)

Membros:

Dra. Ieda Del Arco Sanches - Conselho de Pós-Graduação (CPG)
Dr. Evandro Marconi Rocco - Coordenação-Geral de Engenharia, Tecnologia e Ciência Espaciais (CGCE)
Dr. Rafael Duarte Coelho dos Santos - Coordenação-Geral de Infraestrutura e Pesquisas Aplicadas (CGIP)
Simone Angélica Del Ducca Barbedo - Divisão de Biblioteca (DIBIB)

BIBLIOTECA DIGITAL:

Dr. Gerald Jean Francis Banon
Clayton Martins Pereira - Divisão de Biblioteca (DIBIB)

REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:

Simone Angélica Del Ducca Barbedo - Divisão de Biblioteca (DIBIB)
André Luis Dias Fernandes - Divisão de Biblioteca (DIBIB)

EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:

Ivone Martins - Divisão de Biblioteca (DIBIB)
André Luis Dias Fernandes - Divisão de Biblioteca (DIBIB)



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA E INOVAÇÕES
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

sid.inpe.br/mtc-m21d/2022/09.30.19.08-TDI

**GRUPO CNO E TÓRIO EM ANÃS DE TIPO SOLAR:
VÍNCULOS PARA EVOLUÇÃO QUÍMICA DA
VIZINHANÇA SOLAR, FORMAÇÃO PLANETÁRIA E
HABITABILIDADE EM PLANETAS ROCHOSOS**

Rafael Bueno Botelho

Tese de Doutorado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo Dr. André de Castro Milone, aprovada em 04 de agosto de 2022.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34T/47N7R85>>

INPE
São José dos Campos
2022

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

Botelho, Rafael Bueno.

B657g Grupo CNO e tório em anãs de tipo solar: vínculos para evolução química da vizinhança solar, formação planetária e habitabilidade em planetas rochosos / Rafael Bueno Botelho. – São José dos Campos : INPE, 2022.

xxiv + 204 p. ; (sid.inpe.br/mtc-m21d/2022/09.30.19.08-TDI)

Tese (Doutorado em Astrofísica) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2022.

Orientador : Dr. André de Castro Milone.

1. Anãs de tipo solar. 2. Espectroscopia. 3. Grupo CNO e tório. 4. Planetas. 5. Vizinhança solar. I.Título.

CDU 523.03



Esta obra foi licenciada sob uma Licença [Creative Commons Atribuição-NãoComercial 3.0 Não Adaptada](https://creativecommons.org/licenses/by-nc/3.0/).

This work is licensed under a [Creative Commons Attribution-NonCommercial 3.0 Unported License](https://creativecommons.org/licenses/by-nc/3.0/).

MINISTÉRIO DA
CIÊNCIA, TECNOLOGIA
E INOVAÇÕES**INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS**

Serviço de Pós-Graduação - SEPGR

**DEFESA FINAL DE TESE DE RAFAEL BUENO BOTELHO
BANCA Nº 196/2022, REG. 133922/2017**

No dia 04 de agosto de 2022, as 14h, por teleconferência, o(a) aluno(a) mencionado(a) acima defendeu seu trabalho final (apresentação oral seguida de arguição) perante uma Banca Examinadora, cujos membros estão listados abaixo. O(A) aluno(a) foi **APROVADO(A)** pela Banca Examinadora, por unanimidade, em cumprimento ao requisito exigido para obtenção do Título de Doutor em Astrofísica. O trabalho precisa da incorporação das correções sugeridas pela Banca e revisão final pelo(s) orientador(es).

Novo Título: “ GRUPO CNO E TÓRIO EM ANÃS DE TIPO SOLAR: VÍNCULOS PARA EVOLUÇÃO QUÍMICA DA VIZINHANÇA SOLAR, FORMAÇÃO PLANETÁRIA E HABITABILIDADE EM PLANETAS ROCHOSOS”.

Observações da Banca: A banca reforça que as correções e sugestões que abordam revisão de ortografia, conteúdo de texto, redundâncias e formatação final devem ser incorporadas.

Membros da Banca:

Dr. Carlos Alexandre Wuensche de Souza - Presidente - INPE

Dr. André de Castro Milone - Orientador - INPE

Dr. Carlos Eduardo Ferreira Lopes - Membro Interno - INPE

Dra. Marília Gabriela Cardoso Corrêa Carlos - Membro Externo - Università di Padova

Dr. Hélio Jaques Rocha Pinto - Membro Externo - UFRJ

Dr. José Dias do Nascimento Júnior. - Membro Externo - UFRN



Documento assinado eletronicamente por **Carlos Alexandre Wuensche de Souza, Chefe da Divisão de Astrofísica**, em 08/08/2022, às 15:50 (horário oficial de Brasília), com fundamento no § 3º do art. 4º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).



Documento assinado eletronicamente por **andré de Castro Milone, Pesquisador**, em 08/08/2022, às 17:33 (horário oficial de Brasília), com fundamento no § 3º do art. 4º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).



Documento assinado eletronicamente por **Helio Jaques Rocha Pinto (E), Usuário Externo**, em 10/08/2022, às 16:06 (horário oficial de Brasília), com fundamento no § 3º do art. 4º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).



Documento assinado eletronicamente por **marília gabriela cardoso corrêa carlos (E), Usuário Externo**, em 11/08/2022, às 13:16 (horário oficial de Brasília), com fundamento no § 3º do art. 4º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).



Documento assinado eletronicamente por **José dias do nascimento jr (E), Usuário Externo**, em 24/08/2022, às 03:22 (horário oficial de Brasília), com fundamento no § 3º do art. 4º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).



Documento assinado eletronicamente por **Carlos eduardo ferreira lopes (E), Usuário Externo**, em 19/09/2022, às 11:21 (horário oficial de Brasília), com fundamento no § 3º do art. 4º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).



A autenticidade deste documento pode ser conferida no site <https://sei.mcti.gov.br/verifica.html>, informando o código verificador **10120113** e o código CRC **C3C78FF5**.

“A ciência nos esclarece sobre as questões mais profundas das origens, naturezas e destinos de nossa espécie, da vida, de nosso planeta, do Universo. Pela primeira vez na história humana somos capazes de adquirir uma verdadeira compreensão desses temas. Toda cultura sobre a Terra tem tratado deles e valorizado a sua importância.”

CARL SAGAN

em “O mundo assombrado pelos demônios”, 1995

*A meus pais **Raimundo** e **Helenice**, à meu irmão
Renato e à minha namorada/noiva/esposa/melhor
amiga/companheira para a vida toda **Fernanda***

AGRADECIMENTOS

Novamente agradeço aos meus pais, Raimundo e Helenice, que sempre me motivaram nos estudos e financiaram grande parte deles, sem eles eu jamais teria conseguido chegar até aqui, meu muito obrigado. A minha noiva/esposa, Fernanda, que esteve sempre comigo me dando forças e me motivando. Ao meu orientador, André Milone, que esteve sempre presente e me ajudou a me torna o cientista que sou hoje, nunca deixando de lado o profissionalismo, a dedicação em ensinar e o companheirismo.

Agradeço a todos os meus colegas e amigos de pós-graduação, não irei citar um por um, pois, são muito, mas sintam-se todos agradecidos, pois, vocês fizeram parte da minha jornada, seja me auxiliando na pesquisa, nos problemas pessoais ou mesmo naquelas boas conversas. Muito obrigado a todos vocês.

Um agradecimento especial aos meus colegas que iniciaram essa jornada comigo em 2015 e hoje cada um seguiu um caminho diferente, mas sempre terei vocês comigo Lia e Paulo Eduardo (Dudu).

Agradeço também a toda minha família que sentiram sempre orgulho do caminho que trilhei.

Dedico esta conquista especialmente ao meu pai que sempre teve orgulho de ter um filho no INPE e nunca deixou de demonstrar isso.

Agradeço a toda divisão de astrofísica pela oportunidade e confiança, aos professores que proporcionaram conhecimento e companheirismo, aos demais funcionários que possibilitaram a realização desta conquista.

Um agradecimento final ao meu irmão, Renato Bueno Botelho, você não tem ideia de como você mudou a minha vida, meu muito obrigado.

Agradeço a Capes pelo apoio financeiro.

RESUMO

Abundâncias do C, N e O em anãs de tipo solar trazem vínculos importantes para os *yields* estelares, para a evolução estelar, para a evolução química da Galáxia e para estudos sobre a formação e constituição de exoplanetas. Além da linha de gelo em discos protoplanetários, mantos gelados de diferentes compostos (H₂O, CO₂, O₂, CO, NH₃ e CH₄) podem se agregar em grãos de poeira e na superfície de corpos maiores, tornando mais eficiente a coagulação mútua de grãos, o crescimento destes e a colisão/acreção de planetésimos para formar embriões planetários. A abundância do tório em anãs solares informa indiretamente acerca do reservatório interno de energia radiogênica de potenciais planetas rochosos formados ao redor destas. Exploramos 3 amostras de anãs de tipo solar da vizinhança do Sol: gêmeas solares, análogas solares hospedeiras ou não de planetas gigantes gasosos e “gêmeas solares” ricas em metais. As abundâncias do C e N foram medidas por meio da síntese automatizada de regiões espectrais de sistemas eletrônicos moleculares da região violeta-azul, cuidadosamente selecionadas (CH A-X, CN B-X e NH A-X). O oxigênio foi inspecionado por largura equivalente do tripleto do O I. Apenas para as análogas solares determinamos os parâmetros fotosféricos, e idades e massas pelo método de isócrona, tornando completa e homogênea a nossa análise espectral-químico-evolutiva das 3 amostras. Medimos de modo inédito a razão isotópica ¹²C/¹³C para as gêmeas e análogas solares, e ¹⁴N/¹⁵N para as “gêmeas” ricas. Investigamos [C/Fe], [N/Fe], [O/Fe], ¹²C/¹³C, ¹⁴N/¹⁵N como função linear de [Fe/H] e idade estelar isocronal, como também [C/N], [C/O], [N/O] versus [Fe/H], [O/H] e idade. Confrontamos qualitativamente nossas relações de razões de abundâncias CNO versus metalicidade e idade, derivadas apenas para membros do disco fino, contra previsões de modelos de evolução química da vizinhança solar e resultados de análises químico-evolutivas de outras amostras similares. Fizemos também uma comparação qualitativa das relações obtidas entre as 3 amostras estelares. Obtivemos abundâncias iniciais sobressolares do Th em 63 gêmeas solares, a partir da síntese espectral de uma linha do Th II em uma mistura espectral complexo, de modo diferencial ao Sol e com alta precisão. Concluímos baseado nos resultados de Th que gêmeas do Sol formadas desde o início do disco fino são sítios ideais para abrigar planetas rochosos de qualquer massa de modo a possuir reservatórios suficientes de energia radiogênica advinda do decaimento do tório a fim de manter mantos convectivos e tectonismo, proporcionando condições de habitabilidade em suas superfícies ao longo de escalas geológicas.

Palavras-chave: Anãs de tipo solar. Espectroscopia. Grupo CNO e tório. Planetas. Vizinhança solar.

CNO GROUP AND THORIUM IN SOLAR-TYPE DWARFS: LINKS FOR CHEMICAL EVOLUTION OF THE SOLAR NEIGHBORHOOD, PLANET FORMATION AND HABITABILITY ON ROCKY PLANETS

ABSTRACT

Abundances of C, N and O in solar dwarfs bring important links to their stellar yields, to stellar evolution, to the chemical evolution of the Galaxy and to studies on the formation and constitution of exoplanets. In addition to the ice line in protoplanetary disks, icy mantles of different compounds (H_2O , CO_2 , O_2 , CO , NH_3 and CH_4) can aggregate into dust grains and on the surface of larger bodies, making mutual coagulation of grains more efficient, their growth and the collision/accretion of planetesimals to form planetary embryos. Thorium abundance in solar dwarfs indirectly informs about the internal reservoir of radiogenic energy of potential rocky planets formed around them. We explored 3 samples of solar-type dwarfs from the vicinity of the Sun: solar twins, solar analogues, whether or not host to gas giant planets, and metal-rich “solar twins”. C and N abundances were measured through the automated synthesis of carefully selected spectral features of molecular electronic systems in the violet-blue region (CH A-X, CN B-X and NH A-X). Oxygen was inspected by equivalent width of the OI triplet. Only for the solar analogs we determined the photospheric parameters, ages and masses by the isochrone method, making our spectral-chemical-evolutionary analysis of the 3 samples complete and homogeneous. We have unprecedentedly measured the $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ isotopic ratio for the solar twins and analogues, and $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ for the rich “twins”. We investigated $[\text{C}/\text{Fe}]$, $[\text{N}/\text{Fe}]$, $[\text{O}/\text{Fe}]$, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ as a linear function of $[\text{Fe}/\text{H}]$ and isochronal stellar age, as well as $[\text{C}/\text{N}]$, $[\text{C}/\text{O}]$, $[\text{N}/\text{O}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$, $[\text{O}/\text{H}]$ and age. We qualitatively compare our linear relationships of CNO abundance ratios versus metallicity and age, derived only for thin disk members, against predictions of chemical evolution models of the solar neighborhood and results of chemo-evolutionary analyzes of other similar samples. We also made a qualitative comparison of the linear relationships obtained between the 3 stellar samples. We obtained initial supersolar Th abundances in 63 solar twins from the spectral synthesis of a Th II line in a complex spectral blend, differentially to the Sun and with high precision. We conclude that twins of the Sun formed since the beginning of the thin disk are ideal sites to house rocky planets of any mass in order to have sufficient reservoirs of radiogenic energy from thorium decay in order to maintain convective mantles and tectonism, providing habitability conditions in their surfaces along geological scales.

Keywords: Solar type dwarfs. Spectroscopy. Group CNO and thorium. Planets. Solar neighborhood.

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
2.1	Visão artística do modelo <i>two-infall</i> 13
2.2	Relação entre $[O/Fe]$ e $[Fe/H]$ para estrelas da vizinhança solar. 15
2.3	Previsão da relação $[O/Fe]$ e $[Fe/H]$ 16
2.4	Gráfico de N/O contra $O/H + 12$ 18
2.5	$[C/Fe]$ e $[N/Fe]$ versus $[Fe/H]$ para a vizinhança solar. 19
2.6	$[C/Fe]$ e $[N/Fe] - [Fe/H]$ para a vizinhança solar. 21
2.7	Evolução da razão isotópica do carbono na vizinhança solar. 22
2.8	Evolução do $[Th/Fe]$ versus $[Fe/H]$ para modelos GCE da vizinhança solar. 23
2.9	Origens nucleossintéticas dos elementos: abundância (elemental) relativa ao Sol como função do tempo evolutivo do Universo. 24
3.1	Evolução temporal, dentro de um disco protoplanetário, da razão C/O . . . 30
4.1	Predições para os limites da ZH no Sistema Solar ao longo da evolução do Sol. 39
5.1	Diagrama H-R das estrelas hospedeiras de planetas. 41
5.2	Diagramas H-R para as 28 estrelas análogas solares. 44
5.3	Diagramas H-R para as 67 estrelas da amostra de gêmeas solares. 46
5.4	Diagramas H-R para as 60 estrelas da amostra de “gêmeas solares” ricas em metais. 52
6.1	Definição de largura equivalente de uma linha espectral de absorção. 57
6.2	Curva de crescimento teórica para a linha do Fe I. 61
6.3	Gráficos dos ajustes realizados pelo código MOOG. 63
6.4	Diagrama de fluxo mostrando como os parâmetros fotosféricos são cal- culados. 65
6.6	Propagação da radiação eletromagnética monocromática ao longo de uma direção. 70
6.7	Exemplo das contribuições individuais para diferentes espécies no perfil da linha do CH A-X. 76
6.8	Procedimento de calibração de síntese espectral diferencial ao Sol para a linha do CH A-X. 79
6.9	Duas janelas de contínuos locais para o ajuste da escala de fluxo norma- lizado do espectro observado do Sol. 80

6.10	Calibração ao Sol para o processo de determinação da abundância do N na escala $[X/Fe]$	81
6.11	Exemplo das contribuições individuais para diferentes espécies no perfil da linha do $^{13}\text{CH A-X}$	83
6.12	Distribuição de probabilidade de idade e massa para a estrela HD134987.	86
6.5	Melhores ajustes de síntese espectral para a determinação de $V_{sen}(i)$	88
7.1	HIP 85042.	90
7.2	Distribuição de $[\text{Th}/\text{H}]$, $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}}$ (ZAMS: Zero Age Main Sequence), $[\text{Th}/\text{Fe}]$, $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ e o erro em $[\text{Th}/\text{Fe}]$ entre as 53 gêmeas solares do disco fino.	91
7.3	$[\text{Th}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]$, como observados ou valores atuais, em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$	97
7.4	Valores observados ou atuais de $[\text{Th}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]$	98
7.5	$[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}}$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$	99
7.6	$[\text{Th}/\text{X}]_{\text{ZAMS}}$ em função da idade estelar.	100
7.7	Distribuição de $[\text{C}/\text{H}]$, $[\text{N}/\text{H}]$, e $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ entre as 55 gêmeas solares do disco fino.	109
7.8	$[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$ como função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade estelar isocronal para as 55 gêmeas solares do disco fino.	111
7.9	Mosáico.	114
7.10	Mosáico.	118
7.11	$[\text{C}/\text{N}]$, $[\text{C}/\text{O}]$ e $[\text{N}/\text{O}]$ em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $[\text{O}/\text{H}]$ para as 55 gêmeas solares do disco fino.	120
7.12	$[\text{C}/\text{N}]$, $[\text{C}/\text{O}]$ e $[\text{N}/\text{O}]$ como função da idade para as 55 gêmeas solares do disco fino.	122
7.13	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ como função de $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$ para as 55 gêmeas solares do disco fino.	125
7.14	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ como função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade para as 55 gêmeas solares do disco fino.	126
7.15	Distribuições de $[\text{N}/\text{H}]$, e $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ entre as 60 “gêmeas solares” ricas em metais.	131
7.16	$[\text{N}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$, $[\text{O}/\text{H}]$ e idade isocronal para amostra de “gêmeas solares” ricas em metais.	133
7.17	$[\text{N}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade isocronal para as 60 estrelas “gêmeas solares”.	134
7.18	$[\text{C}/\text{N}]$, $[\text{C}/\text{O}]$ e $[\text{N}/\text{O}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$, idade isocronal e $[\text{O}/\text{H}]$ para 60 estrelas “gêmeas solares” ricas em metais.	137
7.19	Razão isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ versus metalicidade e idade para 60 estrelas “gêmeas solares” ricas em metais.	139

7.20	Razão isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ versus $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$ para 60 estrelas “gêmeas solares” ricas em metais.	140
7.21	Comparação entre os parâmetros fotosféricos derivados por nós e por Takeda (2007).	142
7.22	Distribuições de $[\text{C}/\text{H}]$, $[\text{N}/\text{H}]$, $[\text{O}/\text{H}]$ e $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ entre as 27 análogas solares.149	
7.23	$[\text{X}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade isocronal para as 27 estrelas análogas solares.151	
7.24	$[\text{C}/\text{N}]$, $[\text{C}/\text{O}]$ e $[\text{N}/\text{O}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$, idade isocronal e $[\text{O}/\text{H}]$ para as 27 análogas solares.	155
7.25	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade isocronal, para as 27 estrelas análogas solares.	157
7.26	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ versus $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$, para as 27 estrelas análogas solares.	158
7.27	Comparação qualitativa de $[\text{C}/\text{Fe}]$ como função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade isocronal.159	
7.28	Comparação qualitativa de $[\text{N}/\text{Fe}]$ como função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade isocronal.161	
7.29	Comparação qualitativa de $[\text{C}/\text{N}]$, $[\text{C}/\text{O}]$ e $[\text{N}/\text{O}]$ como função de $[\text{Fe}/\text{H}]$, $[\text{O}/\text{H}]$ e idade isocronal.	162
7.30	Comparação qualitativa de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ como função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade isocronal por entre os ajustes lineares.	163
8.1	Distribuição de $[\text{Th}/\text{H}]$ para as estrelas do catálogo Hypatia.	166
B.1	Exemplo do arquivo texto usando para rodar o código MOOG, para obter a abundância de um dado elemento por meio da largura equivalente, previamente já medidas, de linhas atômicas e moleculares.	193
B.2	Exemplo de um arquivo de entrada para o MOOG gerar espectros sintéticos a partir do modelo de atmosfera das estrelas e de um conjunto de linhas atômicas e moleculares.	195
D.1	Linha CN B-X 4180 em comparação com o espectro solar de referência.	201
D.2	Linha NH A-X 3308 em comparação com o espectro solar de referência.	202
D.3	Linha ^{13}CH A-X 4299a em comparação com o espectro solar de referência.	203
D.4	Linha ^{15}NH A-X 3378 em comparação com o espectro solar de referência.	204

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
2.1 Prescrição da nucleossíntese estelar para os diferentes modelos de evolução química de Romano et al. (2019)	20
5.1 estelares (T_{ef} , $\log g$, V_{mic} , $[\text{Fe}/\text{H}]$), velocidade de rotação na linha de visada. Estimadas por Spina et al. (2018) para as 67 gêmeas solares.	46
5.2 Idades isocronais para a amostra de 67 gêmeas solares obtidas do trabalho de Spina et al. (2018).	48
5.3 Parâmetros fotosféricos estelares estimada por Ramírez et al. (2014a) para as 60 “gêmeas solares” ricas em metais.	52
5.4 Idade isocronal estimada por Ramírez et al. (2014a) para as 60 “gêmeas solares” ricas em metais.	54
6.1 Lista de linhas do FeI utilizadas para a determinação do $V_{\text{sen}(i)}$ incluindo o potencial de excitação e $\log gf$	69
6.2 Lista de linhas selecionadas do CH A-X	74
6.3 Lista de linhas selecionadas do CN B-X usadas para a determinar a abundância do nitrogênio. Mesma notação da Tabela 6.2.	75
6.4 Lista de linhas selecionadas do NH A-X usadas para a determinar a abundância do nitrogênio. Mesma notação da Tabela 6.2.	75
6.5 Lista de linhas selecionadas do ^{13}CH usadas para a determinar a abundância do ^{13}C . Mesma notação da Tabela 6.2.	83
6.6 Lista de linhas selecionadas do ^{15}NH usadas para a determinar a abundância do ^{15}N . Mesma notação da Tabela 6.2.	84
7.1 Abundâncias do tório medidas para as 53 gêmeas solares do disco fino. Estas abundâncias não estão corrigidas do efeito de decaimento radioativo, i.e. não são aquelas estimadas/calculadas para o instante de ZAMS de cada estrela (como explicado na Seção 7.1.2).	95

7.2	Resultados dos ajustes lineares de $[\text{Th}/\text{X}]$ em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade estelar isocronal t : $[\text{Th}/\text{X}] = a(\pm\sigma_a)[\text{Fe}/\text{H}] + b(\pm\sigma_b)$ (valores de $[\text{Th}/\text{X}]$ observado e de idade zero para X: H e Fe apenas), e $[\text{Th}/\text{X}] = a(\pm\sigma_a)t + b(\pm\sigma_b)$ (valores de $[\text{Th}/\text{X}]$ observados e de idade zero para X: H e Fe, valores de $[\text{Th}/\text{X}]_{\text{ZAMS}}$ para X: Nd, Eu e Si). A inclinação dividida pelo seu erro é mostrado na última coluna. Especialmente para $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ - idade e $[\text{Th}/\text{Eu}]_{\text{ZAMS}}$ - idade, os resultados são apresentados excluindo uma estrelas relativamente jovem e pobre em Th que desviou acima de 3σ do ajuste (HIP101905). Estes dois ajustes extras são marcados com um asterisco (*).	105
7.3	Razões de abundância do C e N e razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ para 63 gêmeas solares, como medidas neste trabalho com seus erros respectivos.	106
7.4	Coeficientes angulares e lineares e <i>rms</i> dos ajustes lineares para as 55 gêmeas solares	112
7.5	Coeficiente de inclinação, linear e <i>rms</i> para os ajustes globais de $[\text{C}/\text{N}]$, $[\text{C}/\text{O}]$ e $[\text{N}/\text{O}]$ versus $[\text{O}/\text{H}]$, derivados para as 55 gêmeas solares do disco fino.	112
7.6	Abundância do N e razão isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ para as 60 “gêmeas solares” ricas em metais derivadas neste trabalho com seus respectivos erros.	128
7.7	Coeficiente angular, linear e <i>rms</i> dos ajustes lineares de $[\text{N}/\text{Fe}]$, $[\text{C}/\text{N}]$, $[\text{C}/\text{O}]$, $[\text{N}/\text{O}]$ e $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade estelar isocronal, para as 60 estrelas pertencentes ao disco fino da amostra de “gêmeas solares” ricas em metais investigada.	132
7.8	Coeficiente de inclinação, linear e <i>rms</i> para os ajustes globais de $[\text{N}/\text{Fe}]$, $[\text{C}/\text{N}]$, $[\text{C}/\text{O}]$ e $[\text{N}/\text{O}]$ versus $[\text{O}/\text{H}]$, derivados para as 60 “gêmeas solares” ricas em metais do disco fino.	132
7.9	Tabela com as 27 estrelas análogas solares mais o Sol com os parâmetros derivados nesta Tese. Os parâmetros do Sol são aquelas determinados por meio da análise espectroscópica diferencial.	141
7.10	Velocidade de macroturbulência e velocidade rotacional na linha de visada derivadas neste trabalho para as 27 estrelas da amostra de análogas solares	143
7.11	Idades isocronais para as 27 estrelas análogas solares obtidas nesta tese com seus respectivos erros.	144
7.12	Abundâncias do carbono, nitrogênio e oxigênio para as 27 análogas solares derivadas nesta Tese com seus respectivos erros.	145
7.13	Razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ para as 27 estrelas análogas solares	146

7.14	Coeficiente angular, linear e <i>rms</i> dos ajustes lineares de [C/Fe], [N/Fe], [O/Fe], [C/N], [C/O], [N/O] e $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ versus [Fe/H] e idade estelar isocronal, para as 27 estrelas análogas solares. São apresentados os parâmetros resultantes dos ajustes para o conjunto total de estrelas, estrelas hospedeiras de planetas e não hospedeiras de planetas, respectivamente na primeira, segunda e terceira linha de cada razão de abundância.	147
7.15	Coeficiente de inclinação, linear e <i>rms</i> para os ajustes globais de [N/Fe], [C/N], [C/O] e [N/O] versus [O/H], derivados para as para as 27 estrelas análogas solares.	148
.1	Linhas dos ferro I e II para medir as larguras equivalentes.	191
C.1	Abundância do O, Si, Nd e Eu com seus respectivos erros extraídos dos trabalhos de Spina et al. (2018) e Bedell et al. (2018) para as 67 gêmeas solares.	197
C.2	Abundância do C e O com seus respectivos erros extraídos do trabalho de Ramírez et al. (2014a) para as 60 “gêmeas solares” ricas em metais.	199

SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
1 INTRODUÇÃO	1
2 EVOLUÇÃO DO C, N, O E TH NA VIZINHANÇA SOLAR . .	11
3 COMPOSIÇÃO QUÍMICA ESTELAR E FORMAÇÃO DE PLANETAS	25
4 HABITABILIDADE EM PLANETAS ROCHOSOS	31
5 AMOSTRAS DE ESTRELAS	41
5.1 Análogas solares	42
5.2 Gêmeas solares	44
5.3 "Gêmeas solares" ricas em metais	50
6 ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA	57
6.1 Parâmetros fotosféricos fundamentais	57
6.2 Abundâncias elementais	66
6.2.1 Determinação da abundância do oxigênio por largura equivalente . . .	66
6.2.2 Alargamentos espectrais por rotação e macroturbulência	68
6.2.3 Síntese de linhas: abundâncias do C e N e suas razões de isótopos e abundância do Th	69
6.2.4 Síntese de linhas moleculares para razões isotópicas do C e N	82
6.3 Parâmetros evolutivos estelares	84
6.4 Classificação cinemática	86
7 APRESENTAÇÃO E ANÁLISE DOS RESULTADOS	89
7.1 Gêmeas solares	89
7.1.1 Abundância do Th e seus erros	89
7.1.2 Tório versus metalicidade e idade	93
7.1.3 Abundâncias do C e N, razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ e seus erros	105
7.1.4 Carbono e nitrogênio versus metalicidade e idade	110
7.1.5 Razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ versus metalicidade e idade	124
7.2 "Gêmeas solares" ricas em metais	128
7.2.1 Abundância do N, razão isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ e seus erros	128

7.2.2	Nitrogênio versus metalicidade e idade	131
7.2.3	Razão $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ versus metalicidade e idade	138
7.3	Análogas solares	140
7.3.1	Parâmetros fotosféricos e evolutivos e seus erros	140
7.3.2	Abundâncias do C, N e O, razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ e seus erros	144
7.3.3	Carbono, nitrogênio e oxigênio versus metalicidade e idade	150
7.3.4	Razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ versus metalicidade e idade	156
7.4	Comparação entre as amostras	158
8	CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS	165
	REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	173
	ANEXO A - LISTA DE LNHAS DO FERRO I E II	191
	ANEXO B - EXEMPLIFICAÇÃO DAS FUNCIONALIDADES DO MOOG.	193
	ANEXO C - TABELAS COM VALORES DE ABUNDÂNCIAS ELEMENTAIS DAS AMOSTRAS DE ESTRELAS	197
	ANEXO D - LINHAS MOLECULARES	201

1 INTRODUÇÃO

Um aspecto fundamental da formação de estrelas e seus planetas diz respeito à composição química original de suas nuvens primordiais de gás e poeira. Uma vez que uma estrela e seus planetas são formados numa mesma nuvem, é comum admitir que a fotosfera da estrela hospedeira atue como uma cápsula do tempo com respeito à composição química do material comum à estrela e aos planetas.

Conexões entre a composição química das estrelas hospedeiras de planetas e a frequência dos planetas são propostas na literatura, tais como anomalias de abundância primordial, eventos de engolfamento de planetas, retenção de elementos refratários por planetas rochosos e/ou núcleos de planetas gigantes e formação de planetas gasosos gigantes, que poderiam reter uma quantidade significativa da poeira externa às suas órbitas, evitando que o excesso de elementos refratários fosse acretados pela estrela em formação (SANTOS et al., 2001; SANTOS et al., 2004; FISCHER; VALENTI, 2005; MELENDEZ et al., 2009; RAMÍREZ et al., 2014b; PETIGURA et al., 2018; BOOTH; OWEN, 2020).

A formação de planetas gasosos e terrestres parece ter maior probabilidade de ocorrer em torno de estrelas enriquecidas em metais, mapeadas pelas abundâncias de vários elementos químicos (ex. elementos do pico do ferro, elementos- α e grupo CNO). Em um estudo pioneiro, Fischer e Valenti (2005) afirmam especificamente que a probabilidade de planetas gasosos estarem presentes ao redor de uma estrela é proporcional ao quadrado da densidade numérica de átomos de ferro, sugerindo uma conexão física entre a formação planetária e as taxas de colisões de partículas de poeira com o disco protoplanetário (DPP). Tais estudos demandam análises espectroscópicas homogêneas de amostras extensas de estrelas hospedeiras com planetas identificados e de amostras de controle de estrelas sem planetas, que sejam similares em parâmetros fotosféricos e componente galáctica.

As abundâncias de carbono, nitrogênio e oxigênio além da linha de gelo, em um disco protoplanetário de gás/poeira, estão estritamente relacionadas à eficiência das colisões e junção de planetésimos para formar embriões planetários (corpos com tamanhos entre a Lua e Marte) e núcleos de planetas gigantes. Isso ocorre porque em grandes distâncias da protoestrela central, os planetésimos cobertos por gelos têm aderência mútua intensificada (HAGHIGHIPOUR, 2013). Marboeuf et al. (2014) desenvolveram um modelo que calcula a composição química e a razão de massa gelo/rocha em planetésimos gelados, em discos protoplanetários de diferentes massas. Eles deduziram que o gelo desses corpos é dominado principalmente por H₂O,

CO, CO₂, CH₃OH e NH₃. Seus modelos preveem que a relação gelo-rocha em planetésimos gelados seja igual a 1 ($\pm 0,5$), como observado nos cometas do Sistema Solar (SS). Esse valor ainda é 2 a 3 vezes menor do que se considera em modelos de formação de planetas. Portanto, em certo sentido, a quantidade de C, N e O em um DPP (i.e. a constituição química estelar inicial) desempenha um papel importante para a formação de planetas, e isso fica impresso na composição química e estrutura dos planetas formados (e vice-versa).

Portanto, dispor de abundâncias de elementos-chave de estrelas hospedeiras de planetas proporciona vínculos importantes para modelos físico-químicos de formação de planetas em discos protoplanetários. Além disso, o crescente interesse por potenciais planetas rochosos em torno de anãs de tipo solar, especialmente pensando em planetas habitáveis como a Terra, torna mais relevante ainda compreender a conexão entre a química de discos protoplanetários e a formação de planetas rochosos.

A presença de planetas rochosos pode deixar uma estrela anã da sequência principal (de massa em torno do valor solar) ligeiramente deficiente em elementos refratários relativamente aos voláteis (em dezenas de milidex na escala $[X/H]^1$). Por outro lado, a captura do planeta pela estrela proporciona o efeito químico oposto em sua fotosfera e envoltório convectivo externo (MELENDEZ et al., 2009). Este tipo de investigação só pode ser feita baseada em uma análise espectroscópica diferencial, com alta precisão, de pares de estrelas análogas, ou preferencialmente bem similares em termos de parâmetros fotosféricos e componente galáctico.

Efeitos da evolução estelar e da evolução química da Galáxia precisam ser considerados nestes tipos de estudos. Particularmente, C e N podem ter suas abundâncias fotosféricas alteradas devido a processos internos de mistura induzidos pela própria rotação da estrela (circulação meridional) e/ou por conta de uma possível dragagem convectiva em conjunto com a queima de H em He, que no caso de estrelas de massa em torno da solar ocorre parcialmente via ciclo CNO.

Modelos de evolução química da Galáxia (GCE: Galaxy Chemical Evolution) são desenvolvidos há décadas para compreender os diversos processos físico-químicos envolvidos. Os modelos GCE são construídos especificamente para a vizinhança solar (para este trabalho estamos assumindo a vizinhança solar com uma distância de até 500 pc do Sol), para a qual há muitos dados e vínculos observacionais, também para

¹ $[X/H]$ representa o logaritmo da razão entre a abundância numérica de átomos do elemento X na estrela e no Sol (sempre em comparação com a abundância de hidrogênio), sendo expresso pela equação $[X/H] = \log(N_X/N_H)_* - \log(N_X/N_H)_\odot$

as componentes estruturais principais da Galáxia, a saber: disco, halo e bojo.

A produção estelar de C, N, O e Fe ao longo do tempo determinará a evolução temporal da abundância desses elementos no MI. A abundância de cada um deles ficará também impressa nas estrelas e possíveis planetas formados em torno de cada estrela. Quando investigamos as abundâncias de um grupo de elementos em estrelas similares de uma dada componente da Galáxia, podemos descontar efeitos de enriquecimento químico devido à evolução química Galáctica, de modo a comparar a abundância de elementos voláteis (como o grupo CNO) com a abundância de elementos refratários (como Fe) em função da temperatura de condensação deles (SILVA et al., 2015).

Existem trabalhos na literatura contraditórios entre si, com respeito à diferença das abundâncias do C, N e O em estrelas hospedeiras ou não de planetas, sejam esses gasosos ou rochosos. Silva et al. (2015) mostraram que para sua amostra de 140 anãs tipo solar sendo 31 deles com planetas do tipo gigante gasoso detectados, são mais enriquecidas em carbono e nitrogênio. No trabalho de Suarez-Andres et al. (2016) estuda-se a abundância do nitrogênio em 74 estrelas de tipo solar e conclui-se que uma grande quantidade de nitrogênio em um DPP favorece a formação de planetas gigantes maciços através do cenário de acreção central, em que um núcleo planetário, basicamente composto por elementos pesados, é formado pelo acréscimo de planetésimos e à medida que o núcleo protoplanetário cresce, sua capacidade de acumular gás do disco circundante aumenta. Quando o núcleo é suficientemente massivo, ocorre uma rápida acreção de gás para o núcleo e um gigante gasoso é formado.

Por outro lado, Ecuivillon et al. (2004a) e Ecuivillon et al. (2004b) concluíram que a razão de abundâncias $[X/Fe]^2$ dos elementos voláteis C, N e S têm o mesmo comportamento em função de $[Fe/H]$ para estrelas hospedeiras ou não de planetas. Suárez-Andrés et al. (2017) concluíram em sua análise de 1110 estrelas de tipo solar que para este grupo não existe nenhuma tendência entre a abundância do carbono e a presença de planetas. Para o oxigênio, Ecuivillon et al. (2006) demonstraram que nenhuma anomalia associada à presença de planetas surge em sua análise de 155 estrelas de tipo solar, sendo 96 com planetas e 59 sem planetas detectados. As tendências $[O/Fe]$ e $[O/H]$ em função da metalicidade $[Fe/H]$ mostram o mesmo comportamento tanto para estrelas hospedeiras quanto para a amostra de controle.

²A expressão $[X/Fe]$ representa o logaritmo da razão entre a abundância numérica de átomos do elemento X na estrela e no Sol em comparação com a abundância do Ferro, expresso pela equação $[X/Fe] = \log(N_X/N_{Fe})_* - \log(N_X/N_{Fe})_\odot$

Carbono e nitrogênio, em comparação com os elementos alfa³ e do pico do ferro⁴, possuem origens nucleossintéticas bem mais complexas. Carbono, particularmente, é tido como um elemento primário. Nitrogênio, por outro lado, pode ter uma origem primária ou secundária, tornando sua produção ao longo da evolução do disco da Galáxia um tanto mais complicada. Elementos primários são aqueles sintetizados a partir do hidrogênio e hélio, enquanto que os elementos secundários são derivados de metais já presentes na estrela desde sua formação

As razões de abundância C/Fe, N/Fe, C/N, C/O e N/O em estrelas anãs fornecem informações valiosas sobre os principais processos nucleossintéticos destes elementos ao longo da evolução do disco da Galáxia. Por exemplo, as contribuições relativas de produções nucleossintéticas de estrelas massivas isoladas e de estrelas AGB isoladas (estrelas de massa baixa e intermediária), razão SNs II/SNs Ia, fração binária próxima e fração de novas clássicas podem ser analisadas através de modelos GCE. Os modelos de evolução química, em geral, têm como objetivo usar as abundâncias observadas para compreender épocas passadas do Universo, investigar os mecanismos de formação de galáxias e obter informações sobre a evolução dos sistemas estelares (CHIAPPINI, 2004; KOBAYASHI et al., 2011; SAHIJPAL, 2013; ROMANO et al., 2017; ROMANO et al., 2019). Particularmente, Romano et al. (2017) afirmam que medições de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em amplas amostras de anãs próximas seriam muito úteis para a construção de modelos GCE representativos.

A análise de gêmeas solares⁵ próximas oferece uma oportunidade para estudar a evolução química do disco local em função do tempo e em torno da metalicidade solar, porque elas podem abranger idades muito diferentes desde a formação do disco fino até atualmente (MAIA et al., 2016). Esse estudo se torna mais interessante quando as gêmeas solares têm parâmetros fundamentais bem determinados, resultando em idades relativamente precisas. Bedell et al. (2018), Spina et al. (2018) e Nissen (2015) investigaram como as razões de abundância $[\text{X}/\text{Fe}]$ em gêmeas solares estão

³Os elementos do processo alfa (ou elementos alfa) são sintetizados por captura de partículas alfa no processo de fusão termonuclear hidrostática em progenitoras de SNe-II. Eles são múltiplos inteiros da massa do núcleo do hélio (a partícula alfa), são eles: O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca e Ti.

⁴O pico de ferro é um máximo local na vizinhança do Fe (Cr, Mn, Fe, Co e Ni). Para elementos mais leves que o ferro na tabela periódica, a fusão nuclear libera energia. Para o ferro e para todos os elementos mais pesados, a fusão nuclear consome energia. Elementos químicos até o pico de ferro são produzidos na nucleossíntese estelar comum, com os elementos alfa sendo particularmente abundantes

⁵Não existe uma definição exata sobre quais seriam as propriedades para uma estrela ser classificada como análoga ou gêmea solar. Para este trabalho usamos a definição de Melendez et al. (2012), Ramírez et al. (2014b) e Silva et al. (2015), na qual estrelas análogas solares são classificadas como tendo variação de ± 500 K em T_{ef} , $\pm 0,50$ dex em $\log g$ e $\pm 0,33$ dex em $[\text{Fe}/\text{H}]$ e gêmeas com ± 100 K em T_{ef} , $\pm 0,10$ dex em $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ em torno dos valores solares.

relacionadas à idade e $[\text{Fe}/\text{H}]$. [Bedell et al. \(2018\)](#) e [Nissen \(2015\)](#), por exemplo, obtiveram, similarmente, que $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{O}/\text{Fe}]$ aumentam com a idade estelar, mas não incluíram nitrogênio e $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em seus estudos.

A abundância do N não foi derivada para a amostra de gêmeas solares analisada por [Bedell et al. \(2018\)](#), embora uma primeira análise de N em 11 gêmeas solares tenha sido realizada por [Melendez et al. \(2009\)](#). A principal razão é devido à falta de linhas atômicas mensuráveis na região óptica e também porque as absorções moleculares (por exemplo, CH, NH e CN) são na verdade combinações espectrais que requerem síntese espectral.

Conseqüentemente, determinar abundâncias precisas para amostras de estrelas cobrindo uma gama ampla de idades, proporciona vínculos observacionais importantes para modelos de evolução química da Galáxia, especialmente para elementos cujas abundâncias e razões isotópicas são difíceis de serem medidas com confiança e homogeneidade. Carbono e nitrogênio são bons exemplos. Particularmente, em estrelas muito parecidas com o Sol tais como análogas e gêmeas solares, o nitrogênio não foi extensivamente investigado assim como as razões de isótopos de ambos os elementos $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ e $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$.

Com relação à habitabilidade em planetas rochosos, diversos fatores estelares, planetários e galácticos devem ser levados em consideração para que um planeta deste tipo possa hospedar vida, como a conhecemos, por longos períodos de tempos. Alguns dos fatores incluem o planeta estar a uma certa distância da estrela, onde a água na sua superfície possa se encontrar no estado líquido. A estrela deve também apresentar baixa variação em sua luminosidade. Com relação às propriedades do planeta em si, fatores como sua massa, raio, órbita, rotação, geoquímica e alguns outros requisitos como presença de campo magnético e tectonismo, são levados em consideração nos estudos de habitabilidade em planetas rochosos.

Dentre os requisitos intrínsecos aos planetas, há a necessidade de uma atmosfera com estabilidade térmica por longos períodos de tempo controlada pelo efeito estufa, o qual é induzido pelo tectonismo. Neste sentido é relevante inspecionar indicadores estelares vinculados indiretamente à presença de tectonismo gerado por um manto convectivo sob uma crosta rochosa. A tectônica de placas continentais induz a um ciclo geológico do carbono que contribui para a estabilização térmica da atmosfera (efeito estufa), isso cria condições para o desenvolvimento e evolução da vida. No caso da Terra, estima-se que, atualmente, cerca de 40% da energia para manter a convecção do manto, necessária para a existência do tectonismo, advém dos decai-

mentos radioativos de um isótopo do tório (^{232}Th), dois do urânio (^{235}U e ^{238}U) e um do potássio (^{40}K). Em um trabalho recente, [Unterborn et al. \(2015\)](#) indicaram que a abundância do Th é sobressolar para uma amostra restrita de estrelas análogas e gêmeas do Sol, sugerindo reservatórios suficientes de energia para a manutenção da convecção em mantos. Isso sugere que, condições para habitabilidade podem existir em planetas rochosos formados ao redor destes tipos de estrelas.

A estrutura de um planeta de tipo rochoso resulta do próprio processo de formação baseado na colisão e acreção de planetésimos com sedimentação mineralógica diferencial e também pelo balanço do calor interno. Como protótipo de planeta rochoso geologicamente dinâmico, a Terra possui um núcleo de dínamo metálico parcialmente cristalizado e um manto líquido de silicatos, cuja convecção mantém a tectônica de placas de sua crosta rochosa. As principais fontes de calor interno da Terra vêm do resfriamento secular do núcleo e do manto e do decaimento radioativo dos isótopos Th, U e K no manto ([HUANG et al., 2013](#)). A espessura do manto e a sua convecção estão diretamente ligadas à abundância desses isótopos no próprio manto (basicamente ^{232}Th , ^{235}U e ^{238}U) ([MCDONOUGH, 2003](#)). A atividade vulcânica gerada pelo tectonismo recicla gases como o dióxido de carbono entre o manto, crosta, atmosfera e massas líquidas (ex. oceanos, mares e rios), contribuindo para a habitabilidade ao manter a superfície do planeta em temperaturas moderadas ([WALKER et al., 1981](#)). A atividade geológica em um planeta rochoso desempenha um papel importante para a origem da vida e sua manutenção a longo prazo (por exemplo, [Misra et al. \(2015\)](#), e suas referências).

[Unterborn et al. \(2015\)](#) foram os primeiros a especular sobre o reservatório energético potencial de planetas rochosos, diretamente ligado à abundância de tório na fotosféra estelar. Eles mediram o $\log \epsilon(\text{Th})^6$ variando de 59 a 251 por cento do valor solar em uma amostra de 13 análogas/gêmeas solares, indicando que eventuais planetas rochosos formados em torno dessas estrelas teriam energia interna suficiente para sustentar um manto convectivo e, conseqüentemente, aumentando a probabilidade de ter uma superfície habitável. Eles descobriram que o Sol é empobrecido em Th em comparação com as 13 análogas/gêmeas solares. Eles argumentaram que uma grande variação na abundância de Th poderia ser explicada por diferenças na idade estelar dentro de sua amostra, além de outros fatores possíveis, tais como a normalização do contínuo espectral próximo a uma combinação de absorção Fe-Ni-Mn-Th-Co-CN-Ce-CH em 4019 Å (cobrindo $\lambda\lambda 4018,9 - 4019,2$ Å) e a diferença na resolução

⁶ $\log(\epsilon(\text{X})) = \log(\epsilon(\text{X}))_{\odot} + [\text{X}/\text{H}]$, onde $\log(\epsilon(\text{X})) = \log(n(\text{X})/n(\text{H})) + 12$, $n(\text{X})$ é a densidade ou abundância numérica do elemento X, e H é hidrogênio.

espectral entre dois conjuntos de dados ($R^7 = 48000$ e $R = 115000$). Especificamente, não relatam ter feito nenhuma análise da abundância de Th em função da idade estelar (compilada de [Baumann et al. \(2010\)](#)). Finalmente eles concluíram que a grande variação observada na abundância de Th é, provavelmente, devido à falta de homogeneidade química primordial entre as estrelas.

Tório é um elemento do processo r sintetizado na Galáxia em vários sítios astrofísicos, tais como supernovas de colapso de núcleo, fusões de estrelas de nêutrons e/ou buracos negros (elementos de processo r são aqueles construídos por captura rápida de nêutrons por núcleos atômicos, ou seja, em processos energéticos nos quais o fluxo de nêutrons é alto o suficiente para tornar insignificante o efeito do decaimento de nêutrons livres). Trabalhos anteriores encontraram uma grande variação na abundância de elementos de processo r (Th incluído) abrangendo tanto estrelas do halo, que são velhas e pobres em metais, quanto estrelas do disco mais jovens e mais ricas em metais ([HONDA et al., 2004](#); [PELOSO et al., 2005a](#); [PELOSO et al., 2005b](#); [JOHNSON; BOLTE, 2001](#)).

Como a abundância de Th evoluiu durante a vida do disco galáctico, mais especificamente, no disco fino na distância galactocêntrica do Sol ainda é uma questão em aberto. Gêmeas solares próximas abrangendo idades diversas podem fornecer pistas sobre essa questão, porque suas abundâncias fotosféricas refletem a composição do meio interestelar no momento em que se formaram. Como os planetas e sua(s) estrela(s) hospedeira(s) são formados a partir de uma mesma nuvem interestelar (original), os planetas rochosos, em potencial, devem ter uma abundância de Th relacionada à abundância de Th da hospedeira, podendo ser ligeiramente mais abundante em corpos telúricos por ser um elemento refratário.

Este trabalho de doutorado propõe medir e investigar as abundâncias do grupo CNO e do tório em estrelas anãs de tipo solar de diferentes amostras (análogas e gêmeas), as quais dispõem de espectros ópticos de alta resolução espectral e razão sinal/ruído elevada. O objetivo é calcular as abundâncias fotosféricas representativas do material do qual a estrela se formou. Em relação ao tório, cujo isótopo mais abundante (^{232}Th com 99,9% no SS) é um elemento instável radioativo, a abundância medida em cada estrela necessita ser corrigida em função do seu decaimento e da idade estelar. Aplicou-se análises espectroscópicas sob ETL (equilíbrio termodinâmico local) de modo homogêneo e diferencial ao Sol, por meio de síntese espectral e medidas

⁷R é a abreviatura para poder resolutor de um espectrógrafo, definido por $R = \lambda/\text{FWHM}$, onde FWHM é a largura total à meia altura de uma linha espectral e é denominada na prática astronômica de resolução espectral em unidade de comprimento de onda.

de largura equivalente, de modo automatizado, para um conjunto compreensivo de linhas moleculares e atômicas (CH, NH, C₂, CN, O I, [O I] e Th II), selecionadas na região óptica. Para uma das amostras também medimos, por um processo automatizado diferencialmente ao Sol, os parâmetros fotosféricos das estrelas incluindo seus erros (temperatura efetiva, T_{ef}, logaritmo da gravidade superficial, log *g*, velocidade de microturbulência, V_{mic} e metalicidade em [Fe/H]).

Selecionamos, para essa tese de doutorado, uma amostra de análogas solares, uma amostra de gêmeas solares e uma amostra de “gêmeas solares” ricas em metais (i.e. com metalicidade sobressolar). Tanto a amostra de gêmeas solares quanto a amostra de “gêmeas solares” ricas em metais, até então, não tinham sido analisadas em função de suas abundâncias do N e Th e, muito menos, de suas razões isotópicas do C e N. Contudo, neste trabalho, incluímos apenas a mensuração e investigação do N e sua razão isotópica, na análise das “gêmeas solares” ricas em metais, isto devido à resolução e amostragem em comprimento de onda dos espectros inspecionados.

Para calcular a abundância de um dado elemento químico por meio da síntese espectral de uma linha ou mistura espectral, desenvolvemos um código automatizado que escolhe o melhor fluxo sintético através de um teste de aderência χ^2 . Este método nos ajudou a quantificar de modo objetivo o erro em abundância, decorrente do processo de síntese espectral.

Também selecionamos e medimos linhas do CH e NH que são sensíveis às razões isotópicas ¹²C/¹³C e ¹⁴N/¹⁵N, com o intuito de contribuir com dados estelares de qualidade para analisar a variação de cada uma das razões isotópicas em função da evolução do disco local da Galáxia, bem como investigar suas dependências com a metalicidade.

Não é objetivo desse trabalho validar nenhum modelo GCE tampouco algum modelo físico-químico de formação de planetas (em discos protoplanetários). Pretendemos colaborar com a compreensão da evolução química da componente do disco da Galáxia, fornecendo medidas, com boa precisão, de abundâncias estelares daqueles elementos químicos, apesar das amostras de estrelas serem restritas em metalicidade, ou seja, em torno do valor solar ($-0,33 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0,33$ dex ao considerar todas as amostras analisadas).

Enquanto a amostra de gêmeas solares com parâmetros bem determinados nos permite investigar, de certa maneira, a evolução química do disco local da Galáxia, as outras duas amostras proporcionam análises em outros espaços paramétricos (amos-

tra de análogas num espaço mais abrangente e amostra de “gêmeas solares” ricas em metais no regime sobressolar de metalicidade).

2 EVOLUÇÃO DO C, N, O E TH NA VIZINHANÇA SOLAR

Ao estudar a evolução química da Galáxia, o interesse é analisar como as composições químicas das estrelas e do gás interestelar variaram ao longo da vida da Galáxia, levando em consideração que durante o decorrer do tempo houve a transformação de nuvens de gás e poeira em estrelas. Para compreender como o MI teve sua composição química modificada ao longo do tempo, deve-se conhecer os processos estelares de produção e consumo dos elementos químicos, a ejeção e mistura deles no MI, a entrada e saída de matéria do sistema, o espectro de massa inicial das estrelas e a taxa de formação das estrelas.

Os ingredientes básicos para um modelo galáctico de evolução química devem levar em consideração as condições iniciais, a função de nascimento estelar, os *yields* estelares, o fluxo de gás (entrada e saída), as taxas dos diferentes tipos de novas e supernovas (pois cada tipo irá contribuir com a “poluição” do MI com um grupo de elementos), a porcentagem de sistemas binários cerrados e o fluxo de estrelas entre as componentes estruturais-geométricas do modelo (JUNQUEIRA, 2020). Entre os processos, tem-se a reciclagem química da matéria bariônica realizada por diferentes gerações de estrelas, formadas sequencialmente (fazendo modificar a constituição química do MI e, por consequência, interferindo na própria formação das estrelas).

Como exemplo de vínculo observacional para modelos GCE, temos a relação $[\alpha/\text{Fe}] - [\text{Fe}/\text{H}]$. A relação $[\alpha/\text{Fe}] - [\text{Fe}/\text{H}]$ observada na Via Láctea pode ser explicada pelo enriquecimento retardado de Fe por supernovas tipo Ia (SNs Ia), que têm uma escala de evolução mais longa do que estrelas massivas isoladas (que ao fim da vida explodem como SNs II). Essas supernovas ejetam principalmente elementos alfa, ao meio interestelar, tanto por ventos como por SNs II. Portanto, as razões $[\alpha/\text{Fe}]$ podem ser usadas para restringir as escalas de tempo de formação de estrelas na Galáxia.

A produção de elementos do pico do ferro por meio de SNs Ia pode ocorrer baseado em dois cenários evolutivos principais, dependendo dos seus progenitores. O primeiro deles conhecido como cenário degenerado único (SD - Single Degenerate), ocorre quando um única anã branca, em um sistema binário cerrado, ultrapassa o limite de massa de Chandrasekhar ($1,44 M_{\odot}$) após agregar material de sua estrela companheira, que neste caso pode ser uma estrela da sequência principal ou uma gigante vermelha. O segundo é chamado de cenário degenerado duplo (DD - Double Degenerate), que ocorre pela fusão de duas anãs brancas, remanescentes evolutivos de estrelas com massas bem próximas entre si. Neste cenário a fusão das duas anãs

brancas ocorre devido à perda do momento angular gradual do sistema por emissão de ondas gravitacionais. Neste caso, cada uma das anãs brancas deve ter pelo menos uma massa de $0,7 M_{\odot}$, em média, para seu produto resultar em um objeto que ultrapasse o limite de massa de Chandrasekhar. Portanto, seus progenitores devem estar na faixa de 5 a $8 M_{\odot}$ (estrelas com massa menor que este intervalo irão deixar anãs brancas com massa inferior a $0,7 M_{\odot}$) (MATTEUCCI, 2012).

Estrelas isoladas com massa maior que $8 M_{\odot}$ irão explodir como supernovas de captura de elétrons (quando massa inicial se encontra no intervalo $8-10 M_{\odot}$), ou como supernovas tipo II devido ao colapso do núcleo (SNs II, massa inicial no intervalo $10-25 M_{\odot}$), ou ainda como supernovas SNs tipo Ib/c com colapso nuclear também (intervalo de massa: $25-100 M_{\odot}$); conforme Matteucci (2012).

Em particular, SNs II produzirão, basicamente elementos alfa, alguns elementos do pico do ferro, outros elementos do processo s (neste processo os elementos mais pesados que o cobalto são formados pela absorção lenta de nêutrons pelos núcleos atômicos. A captura de nêutrons ocorre em escalas de tempo de milhares de anos, tempo suficiente para permitir que núcleos instáveis decaiam através da emissão de uma partícula beta antes de absorver outro nêutron) e poucos elementos do processo r.

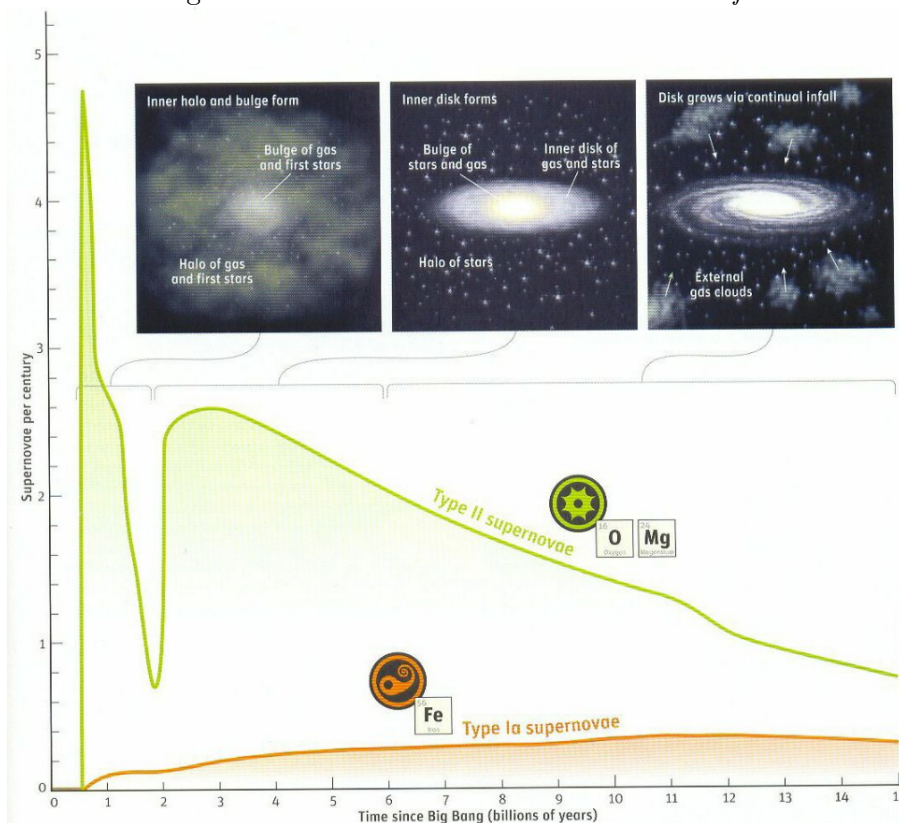
No caso das SNs Ib/c (massa inicial entre 25 e $100 M_{\odot}$), a liberação de energia é muito maior, como nos eventos de hipernovas, favorecendo a produção de elementos do processo r (MATTEUCCI, 2012). O processo r também ocorre quando há fusões de objetos compactos, como estrelas de nêutrons e/ou buracos negros. A fusão libera uma quantidade de energia alta o suficiente para favorecer a ocorrência do processo r (DONDER; VANBEVEREN, 2004).

Ainda é incerta a quantidade de elementos que SNs II irão ejetar para o MI. Simulações 3D de um progenitor com $11,8 M_{\odot}$ realizadas por Sieverding et al. (2020), fornecem uma estimativa das quantidades de elementos químicos, tanto seus isótopos mais estáveis quanto os mais raros, que serão ejetados quando esta estrela chegar ao fim de sua vida e explodir, resultando em uma estrela de nêutrons e poluindo o MI com os produtos de sua nucleossíntese. A maior parte da matéria ejetada é composta de hidrogênio, seguido de hélio, oxigênio, carbono, neônio, ferro, silício e nitrogênio.

O cenário mais aceito atualmente para a formação da Galáxia, baseado em evolução química, é o cenário *two-infall*. Este modelo foi proposto inicialmente por Chiappini

et al. (1997), que considera dois episódios de queda de matéria sobre o disco com taxa de entrada decrescente com o tempo. Neste modelo, o primeiro episódio dá origem ao halo interno, o bojo e o disco espesso, em uma escala de tempo menor que 1 bilhão de anos. O segundo episódio formou o disco fino com uma escala de tempo de formação para a vizinhança solar de 8 bilhões de anos. Seguindo este cenário, a Figura 2.1 mostra como teria sido a formação da Galáxia. Inicialmente, podemos ver, no primeiro painel, que durante a formação do halo, o bojo também é formado e parte do disco espesso também é formado. O segundo painel mostra a formação do disco fino, ou seja, a construção das regiões mais internas do disco. Isso deve-se ao segundo episódio de entrada de matéria. No terceiro painel, o disco fino é construído de dentro para fora, e conseqüentemente as regiões periféricas demoram muito mais tempo para se formar.

Figura 2.1 - Visão artística do modelo *two-infall*.



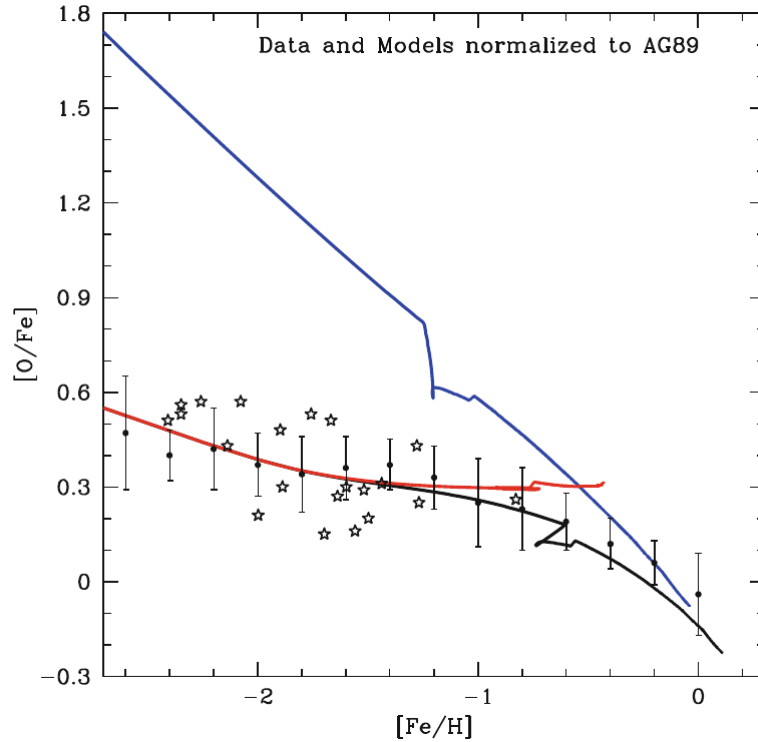
Visão artística do modelo *two-infall* de Chiappini et al. (1997) no painel superior. Na parte inferior as taxas de supernovas SNs II e SNs Ia são apresentadas ao longo da formação e evolução da Galáxia, considerando que os elementos α (O, Mg, Ne, Si, S, Ca e Ti) são produzidos principalmente por SNs II enquanto SN-Ia irão produzir principalmente os elementos do pico do ferro.

Fonte: Chiappini (2004).

Na parte inferior da Figura 2.1 é possível notar como os eventos de SN influenciam no enriquecimento químico da Galáxia. Quase que instantaneamente sincronizada com cada entrada de matéria, a frequência de SNs II atinge um máximo e decresce exponencialmente, pois os tempos de vida das estrelas que dão origem a estes eventos são muito curtos devido à suas massa, enquanto que as SNs Ia irão contribuir somente depois de poucos bilhões de anos, após o início da formação da Galáxia. Uma vez que SNs II produzem basicamente elementos α , incluindo o O, e SNs Ia elementos do pico do ferro, pode-se utilizar a razão alfa/Fe de estrelas em diferentes componentes da Galáxia, como um traçador da taxa de formação estelar ao longo da evolução do sistema.

Um modelo GCE que considera os tempos evolutivos das estrelas (*time-delay model*) implica num atraso temporal com que o Fe é ejetado no MI por SNs Ia em relação à produção de elementos α , que são fornecidos majoritariamente por SNs II. Modelos deste tipo são necessários, senão essenciais, para predizer uma superabundância de O em relação ao Fe para valores baixos de metalicidade e um declínio gradual e contínuo de [O/Fe] para valores intermediários, solar e sobressolares de metalicidade. Na Figura 2.2 são apresentados três modelos deste tipo focando na produção de ferro. Pode-se ver que caso a produção de Fe se dê apenas por um tipo de supernova, tipo Ia ou tipo II, nenhum dos modelos consegue descrever o comportamento observado. Apenas o modelo que considera que 1/3 da produção do Fe ocorra por SNs II e 2/3 por SNs Ia reproduz os dados. Fica claro que até $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1,2$ dex, que o modelo misto segue exatamente o modelo que considera a produção de Fe apenas por SNs Ia, já que até esta metalicidade a contribuição de SNs Ia não foi acumulativamente significativa para o enriquecimento do MI para o Fe. Desta metalicidade em diante, [O/Fe] medido começa a declinar gradativamente em função de [Fe/H] por conta da participação relativa crescente de SNs Ia, que necessitam de um tempo de evolução maior para sua ocorrência (MATTEUCCI, 2012).

Figura 2.2 - Relação entre $[O/Fe]$ e $[Fe/H]$ para estrelas da vizinhança solar.

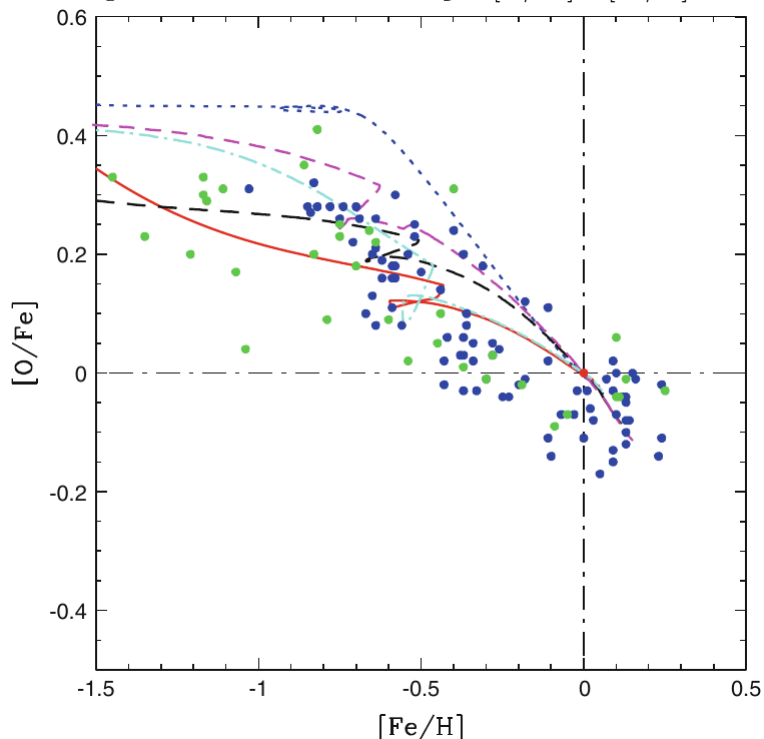


Relação entre $[O/Fe]$ e $[Fe/H]$ para estrelas da vizinhança solar em comparação com três modelos GCE de [Anders e Grevesse \(1989\)](#). Para a produção de elementos por SNs Ia foi adotado o cenário SD. O modelo em azul representa o caso em que se assume que o Fe é produzido apenas por SNs II e o modelo em vermelho por SNs Ia. O modelo em preto adota que 1/3 da produção em Fe seja devido a SNs II e os outros 2/3 por SNs Ia. Todos os modelos utilizam o modelo “Two-Infall” para a evolução da Galáxia.

Fonte: [Matteucci \(2012\)](#).

Na Figura 2.3 são apresentados diferentes modelos GCE com tempos evolutivos adotando diferentes classes de SNs Ia. Pode-se observar que os melhores modelos para reproduzir o padrão de abundâncias observadas no plano $[O/Fe]$ — $[Fe/H]$ são aqueles que consideram tanto progenitores SD como DD para supernovas em sistemas binários cerrados com estrelas de massa intermediária ($2-3 \leq M \leq 7-9$).

Figura 2.3 - Previsão da relação $[O/Fe]$ e $[Fe/H]$.



Previsão da relação $[O/Fe]$ e $[Fe/H]$ com dados observacionais para a vizinhança solar, considerando diferentes tempos de atraso para eventos de SNIa. As linhas tracejadas azul escuro, roxa e preta utilizam como progenitor do ferro apenas o caso SD enquanto as linhas ciano e vermelha consideram tanto progenitores SD quanto DD.

Fonte: [Matteucci \(2012\)](#).

Carbono e nitrogênio, em comparação com os elementos alfa e do pico do ferro, possuem origens nucleossintéticas bem mais complexas. Enquanto o carbono é um elemento primário (ou seja, é sintetizado a partir de H e He), o nitrogênio é considerado um elemento primário (quando produzido, por exemplo, em estrelas massivas de baixa metalicidade e rápida rotação, veja [Meynet e Maeder \(2002\)](#)) e também secundário (quando sintetizado a partir de núcleos de ^{12}C ou ^{16}O já presentes desde o nascimento da estrela). As estrelas de massa intermediária ($2.3 \leq M \leq 7.9 M_{\odot}$) e massivas ($M \geq 7.9 M_{\odot}$) são as principais fontes de C e N para enriquecer o MI devido aos seus tempos de vida mais curtos em relação às estrelas de baixa massa ($M \leq 2.3 M_{\odot}$). Embora estrelas de $1.2 M_{\odot}$ também possam ejetar alguma quantidade de C e N através do primeiro pulso térmico no ramo assintótico da gigantes (AGB) ([Karakas; LUGARO, 2016](#)). As contribuições relativas entre estrelas de massa intermediária e massivas para as produções de C e N ainda são incertas ([MEYNET;](#)

MAEDER, 2002)

A origem do carbono 12 (^{12}C) ocorre principalmente devido ao processo triplo- α em estrelas de massa intermediária e massivas, enquanto seu isótopo ^{13}C pode ser originário de três formas: (i) no ciclo CN (fusão do H em He) tanto em estrelas de massa intermediária como massivas; (ii) na queima do ^{12}C em estrelas massivas de baixa metalicidade com alta rotação; (iii) no processo de captura de prótons em gigantes AGB de massa intermediária ¹(MEYNET; MAEDER, 2002).

O nitrogênio 14 (^{14}N) é sintetizado no ciclo ON a partir do ^{12}C pré-existente na estrela (^{14}N tendo origem secundária então) e ejetado por pulsos térmicos em estrelas AGB isoladas de massa intermediária. Pode também ter produção primária na queima do ^{12}C em estrelas massivas de baixa metalicidade com alta rotação, ou por meio de reações de captura de próton a partir do ^{12}C ou ^{16}O , na base do envoltório convectivo de gigantes AGB de maior massa (mesmo ambiente ou processo de formação do ^{13}C) (MEYNET; MAEDER, 2002; MARIGO, 2001; PETIGURA et al., 2018). O nitrogênio - 15 (^{15}N) ainda tem sua origem incerta, embora SNs Ia possa ser o principal mecanismo para a sua produção, no sentido de reproduzir o gradiente positivo observado ao longo do disco galáctico (MATTEUCCI, 2012).

A Figura 2.4, extraída de Pettini et al. (2002), mostra as previsões do modelo simples para a razão N/O sobreposto com dados de regiões H II extragalácticas e sistemas Lyman α amortecidos, que são caracterizados por grande densidade de H neutro e pela presença de muitas espécies químicas de baixa ionização. Neste modelo a abundância de um elemento secundário evolui com o quadrado da metalicidade do progenitor, enquanto a de um elemento primário não depende da metalicidade. Os sistemas Lyman- α são observados em alto *redshift* e são muito importantes para medir as abundâncias do Universo primitivo.

¹O ramo assintótico das gigantes (asymptotic giant branch, ou AGB) representa o estágio evolutivo de estrelas de baixa massa ou intermediária logo após o ramo horizontal. O AGB situa-se aproximando ao topo do ramo das gigantes vermelhas. A estrela no AGB apresenta pulsação térmica recorrente e um envoltório convectivo bem extenso, que se aprofunda até a região de fusão termonuclear. A região central de uma gigante AGB é composta por um núcleo inerte de C e/ou O, logo abaixo de uma camada onde ocorre a fusão do He, seguido de uma camada de fusão de H. O fim da fase AGB é quando a estrela ejeta as camadas mais externas, formando uma nebulosa planetária, tendo uma anã branca central como remanescente.

Figura 2.4 - Gráfico de N/O contra O/H + 12.

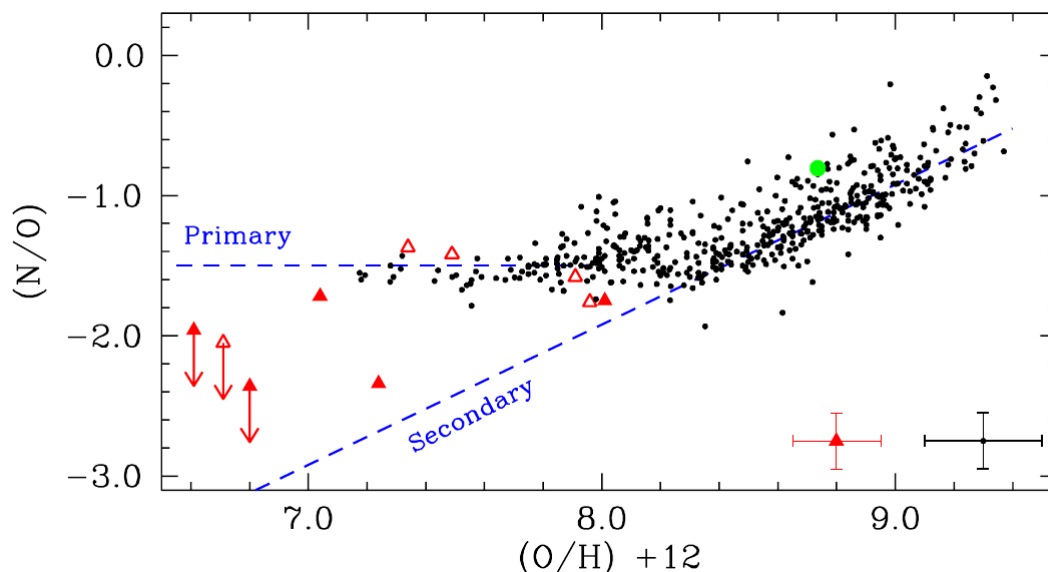


Gráfico de N/O contra O/H + 12. Regiões H II extragalácticas são representados por pequenos pontos, sistemas Lyman α amortecidos por triângulos preenchidos quando o oxigênio pode ser medido diretamente, enquanto triângulos abertos representam casos em que o enxofre foi usado como uma aproximação do oxigênio. O Sol é representado pelo círculo verde. As barras no canto inferior direito fornecem uma estimativa do erro médio para os diferentes dados. As linhas tracejadas mostram a evolução do modelo simples para elementos primários e secundários.

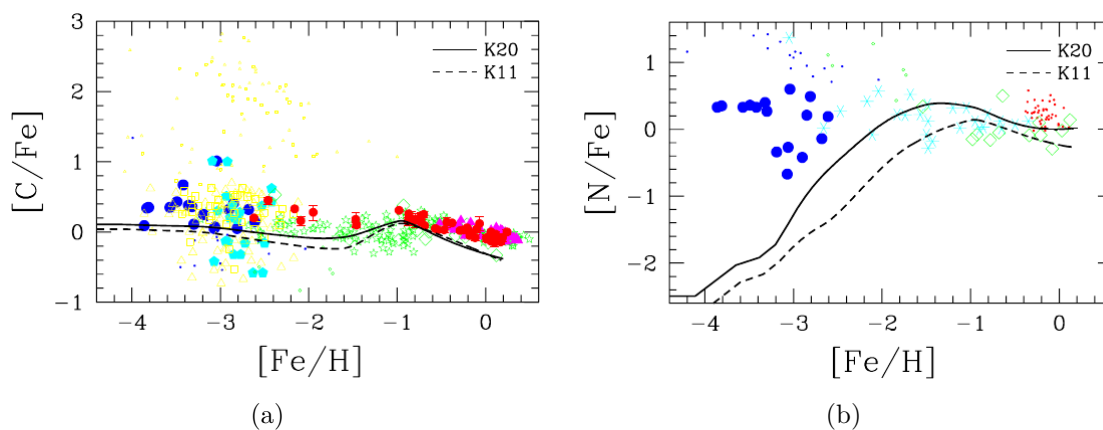
Fonte: Pettini et al. (2002).

Modelos simples de evolução química da Galáxia para um elemento primário não levam em consideração o tempo de vida das estrelas, que são importantes para calcular corretamente a evolução da abundância do ^{14}N . Desta forma, a interpretação da Figura 2.4 não é tão direta. O processo de formação das galáxias é ainda uma questão em aberto na Cosmologia. Cada galáxia carrega uma história de formação específica em termos tanto da agregação gravitacional de sua massa bariônica ("mass assembly" do termo em inglês) como da taxa de nascimento de suas estrelas. Porém, se adotarmos que a Figura 2.4 representa um cenário evolutivo, as regiões H II e sistemas Lyman α devem refletir a nucleossíntese de estrelas massivas e talvez intermediárias. Para baixa metalicidade, o platô indica uma produção primária de N em estrelas massivas, e a partir de um certo período evolutivo, a produção de nitrogênio secundário se inicia para estrelas de massa intermediária e de baixa massa.

Kobayashi et al. (2020) desenvolveram modelos de evolução química da Galáxia con-

siderando diversos elementos, com entrada e saída de matéria do sistema e outros ingredientes. O modelo K11 inclui como enriquecimento químico estelar, estrelas AGBs, SNs II e SNs I e o modelo K20, além destas fontes, também inclui super AGBs (estrelas com massa entre 8 - 10 M_{\odot} com $Z = 0,02$) e supernovas de instabilidade de pares (estrelas com massa entre 100 - 300 M_{\odot}). Os resultados destes modelos para o carbono são mostrados na Figura 2.6(a) em comparação com dados observados de estrelas. Para aproximadamente $[\text{Fe}/\text{H}] = -1,0$ dex, ambos os modelos se sobrepõem e quase não se pode distinguir qual dos modelos melhor representa os dados observados, indicando que a partir de uma época correspondente a tal metalicidade, a Galáxia não é enriquecida em carbono por estrelas massivas e super AGBs. A Figura 2.6(b) mostra ambos os modelos K11 e K20 para a evolução do nitrogênio em comparação com observações. A concentração de nitrogênio aumenta conforme a Galáxia evolui até metalicidade igual a -1 dex, correspondendo a uma época até a qual as SNs II contribuíram bastante de modo acumulativo. Deste ponto adiante a concentração de SNs II diminui e a concentração de nitrogênio tende a diminuir um pouco (modelo K11) ou se estabilizar num platô ligeiramente mais baixo (modelo K20).

Figura 2.5 - $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ para a vizinhança solar.



Relação (a) $[\text{C}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ e (b) $[\text{N}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ para a vizinhança solar comparando os modelos GCE K11, linha tracejada, e K20, linha contínua, contra dados observacionais das estrelas.

Fonte: Kobayashi et al. (2020).

Outros modelos GCE para a evolução do carbono e do nitrogênio podem ser vistos na

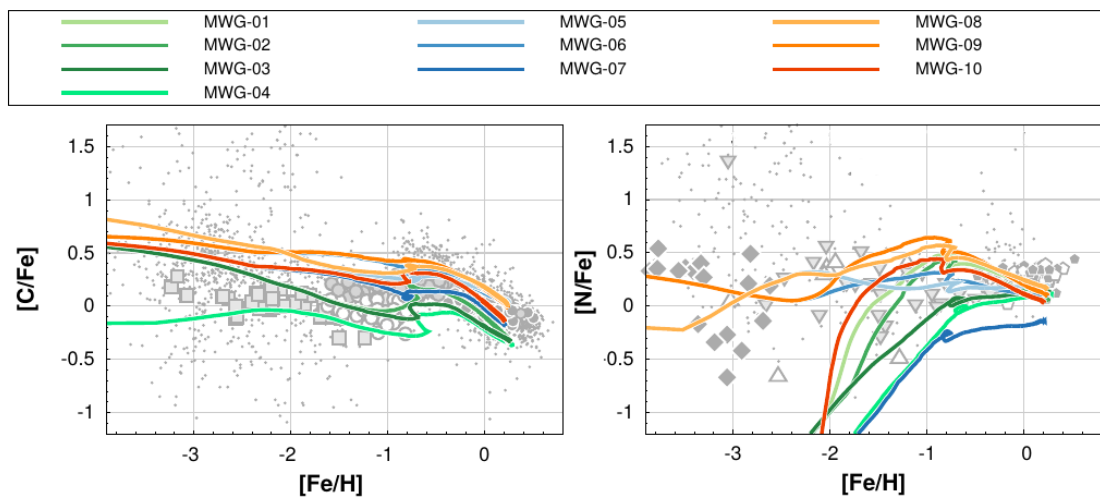
Figura 2.6, obtida do trabalho de Romano et al. (2019). Estes modelos consideram multizonas com dois episódios distintos de entrada de matéria no sistema, taxa de formação estelar proporcional às densidades superficiais de massa estelar e massa total bem como uma função de massa inicial do tipo Kroupa (CHABRIER, 2001). Além disso, consideram um conjunto distinto de *yields* estelares para cada modelo desenvolvido (conforme listados na Tabela 2.1). Uma descrição mais completa destes modelos pode ser encontrada em Romano et al. (2019). Segundo a Figura 2.6, a evolução da razão C/Fe na Galáxia apresenta uma pequena anticorrelação com a metalicidade tornando-se mais acentuada para valores próximos ao solar, a razão N/Fe se mostra crescente para alguns modelos e para outros se torna decrescente, para metalicidades acima de -1,0 dex. José e Hernanz (1998) mostraram que ^{13}C pode ser produzido por novas em menor quantidade que ^{12}C , porém na mesma ordem de grandeza, enquanto ^{15}N também é produzido por novas uma ordem de grandeza a menos que ^{14}N . Em um trabalho mais recente José et al. (2007) mostraram que explosões de novas contribuem para o enriquecimento da Galáxia em ^{13}C e ^{15}N como função direta da metalicidade. A evolução da razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ao longo do tempo também foi modelada por Romano et al. (2019) e é apresentada na Figura 2.7 para diferentes modelos.

Tabela 2.1 - Prescrição da nucleossíntese estelar para os diferentes modelos de evolução química de Romano et al. (2019) com suas referências, tal que MWG seguido de um número designa um modelo GCE (Milk Way Galaxy), SMG idem para galáxias distantes observadas em comprimentos de onda submilimétricos, e LIMS representa *yields* de estrelas de baixa massa e massa intermediária (*low-and intermediate-mass stars*).

Modelo	SMG	LIMS	Super-AGB	Estrelas massivas	v_{rot} (km.s^{-1})	Hipernovas	Novas
MWG-01	SMG-01	Karakas (2010)	Doherty et al. (2014)	Nomoto et al. (2013)	0	Não	Não
MWG-02	—	Karakas (2010)	—	Nomoto et al. (2013)	0	Não	Não
MWG-03	—	Ventura et al. (2013)	Ventura et al. (2013)	Nomoto et al. (2013)	0	Não	Não
MWG-04	—	Ventura et al. (2013)	Ventura et al. (2013)	Nomoto et al. (2013)	0	Sim	Não
MWG-05	—	Ventura et al. (2013)	Ventura et al. (2013)	Limongi e Chieffi (2018)	300	Não	Não
MWG-06	—	Ventura et al. (2013)	Ventura et al. (2013)	Limongi e Chieffi (2018)	150	Não	Não
MWG-07	—	Ventura et al. (2013)	Ventura et al. (2013)	Limongi e Chieffi (2018)	0	Não	Não
MWG-08	SMG-08	Karakas (2010)	Doherty et al. (2014)	Limongi e Chieffi (2018)	300	Não	Não
MWG-09	SMG-09	Karakas (2010)	Doherty et al. (2014)	Limongi e Chieffi (2018)	150	Não	Não
MWG-10	—	Karakas (2010)	Doherty et al. (2014)	Limongi e Chieffi (2018)	0	Não	Não
MWG-11	SMG-010	Ventura et al. (2013)	Ventura et al. (2013)	Limongi e Chieffi (2018)	varia	Não	Sim
MWG-12	SMG-011	Karakas (2010)	Doherty et al. (2014)	Limongi e Chieffi (2018)	varia	Não	sim

Fonte: Romano et al. (2019).

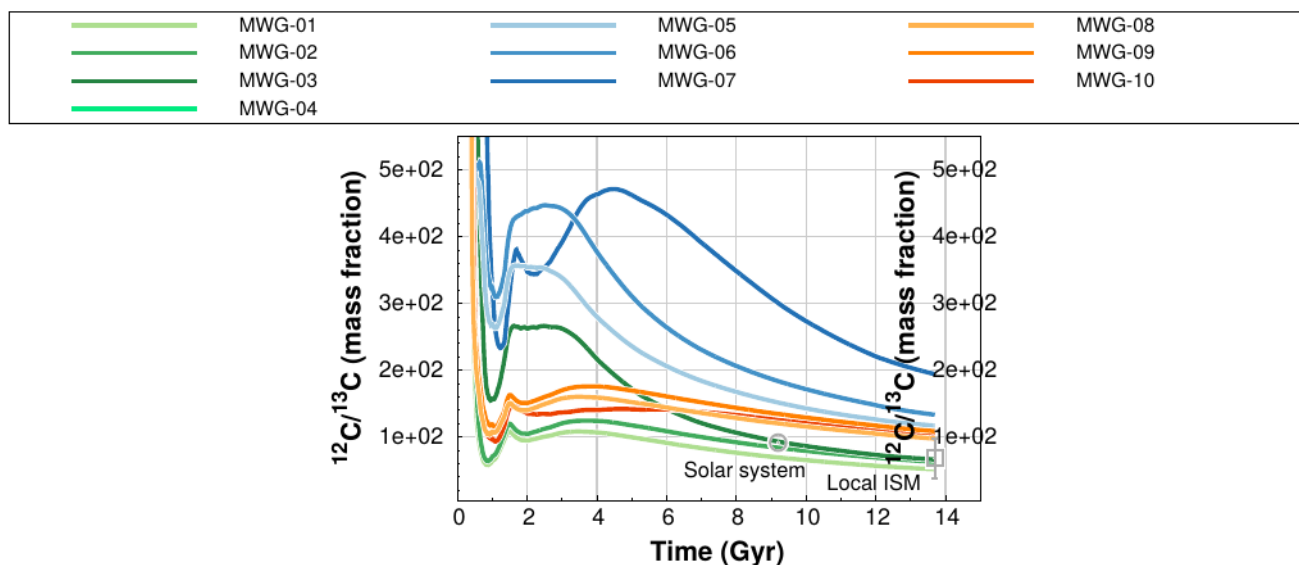
Figura 2.6 - $[C/Fe]$ e $[N/Fe] - [Fe/H]$ para a vizinhança solar.



À esquerda $[C/Fe] - [Fe/H]$ e à direita $[N/Fe] - [Fe/H]$ para a vizinhança solar. As previsões teóricas (linhas sólidas) são codificadas por cores de acordo com as prescrições de nucleossíntese estelar como mostrado na Tabela 2.1.

Fonte: Romano et al. (2019).

Figura 2.7 - Evolução da razão isotópica do carbono na vizinhança solar.



Evolução da razão isotópica do carbono na vizinhança solar. O círculo representa o valor solar ($91,4 \pm 1,3$) e o quadrado o valor atual do MI (68 ± 15). As previsões teóricas (linhas sólidas) são codificadas por cores de acordo com as prescrições de nucleossíntese estelar (*yields* de estrelas) listadas na Tabela 2.1.

Fonte: Romano et al. (2019).

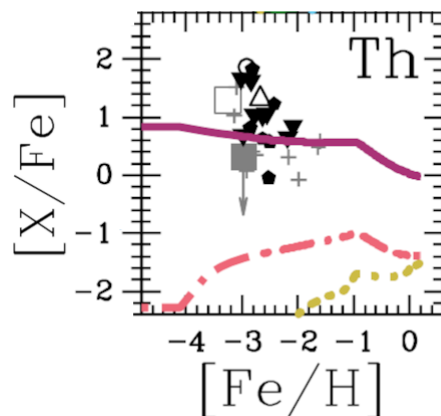
Tório é um elemento do processo r, que pode ser sintetizado na Galáxia por meio de vários processos astrofísicos, como SNs II, junção de estrelas de nêutrons, fusão de estrela de nêutron com buraco negro e explosões de hipernovas. O tempo de meia vida do seu isótopo mais abundante, com 99,98% de predominância no Sistema Solar (^{232}Th), é de 14,05 bilhões de anos, comparável com a idade do Universo (CAYREL et al., 2001). O ^{232}Th , por outro lado, não é produto de decaimento de nenhum outro elemento instável ou de nenhuma série radioativa, ou seja, não possui um “progenitor ou pais radioativos”.

Butcher (1987) foi o primeiro a estimar a idade da Galáxia por meio de medidas da abundância do Th em anãs amarelas, tirando proveito de seu decaimento radioativo ao longo da vida da Galáxia. Ainda é uma questão em aberto como a abundância do Th evoluiu durante a vida do disco galáctico.

A evolução do Th na vizinhança solar pode ser vista na Figura 2.8 extraída do trabalho de Kobayashi et al. (2020). Entre os modelos GCE, aquele que melhor representa

a abundância de Th é o que considera a produção deste elemento por todas as fontes disponíveis. Uma das explicações é que supernovas massivas contribuíram para a abundância do Th, em épocas passadas, na vizinhança solar sendo que atualmente não se tem mais esta fonte contribuindo de modo apreciável. Desta forma, a razão $[\text{Th}/\text{Fe}]$ decresce na vizinhança solar enquanto $[\text{Fe}/\text{H}]$ aumenta.

Figura 2.8 - Evolução do $[\text{Th}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ para modelos GCE da vizinhança solar.

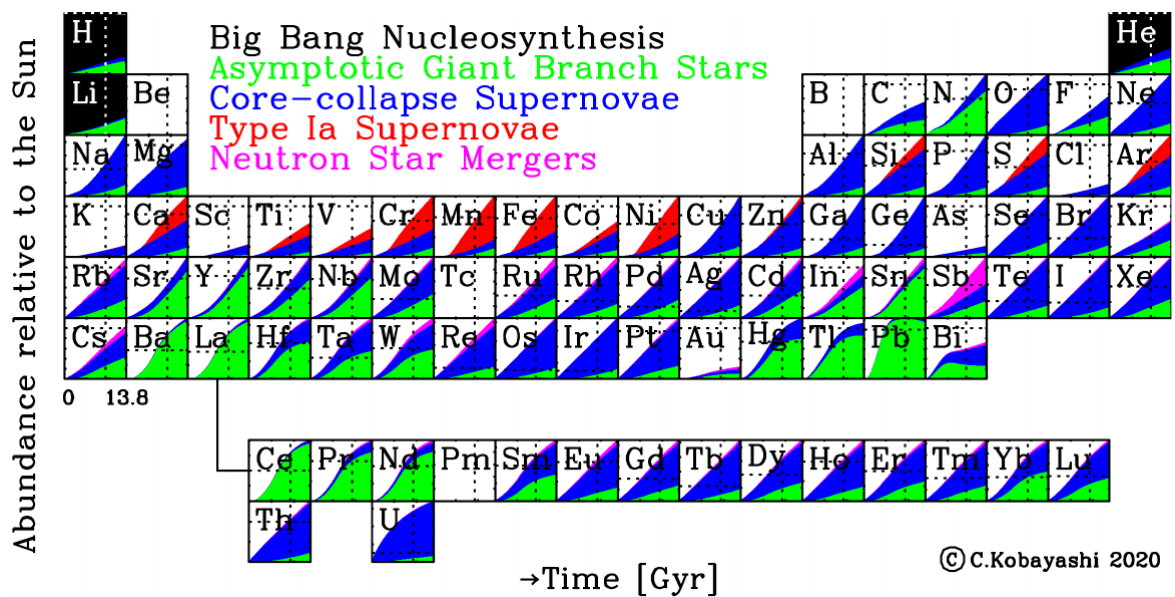


Evolução do $[\text{Th}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ para modelos GCE da vizinhança solar em comparação com dados observacionais. A linha amarela representa um modelo que considera Th produzido por em estrelas AGB, por processo r em SNs II e fusões de estrelas de nêutrons, a linha rosa considera as três fontes anteriores mais fusões de estrelas de nêutrons com buracos negros e a linha roxa, as quatro fontes anteriores mais hipernovas.

Fonte: Kobayashi et al. (2020).

A Figura 2.9, obtida do trabalho de Kobayashi et al. (2020), mostra a evolução cósmica da abundância (relativa ao Sol) de cada elemento da tabela periódica e seus sítios astrofísicos ou cosmológico de produção, sendo elas: nucleossíntese primordial; estrelas AGBs; SNs II; SNs Ia; por fusões de estrelas de nêutrons.

Figura 2.9 - Origens nucleossintéticas dos elementos: abundância (elemental) relativa ao Sol como função do tempo evolutivo do Universo.



Origens nucleossintéticas dos elementos: abundância (elemental) relativa ao Sol como função do tempo evolutivo do Universo. O quadrado de cada elemento é colorido conforme a origem nucleossintética do mesmo. Em preto representa a origem primordial logo após o Big Bang, em verde devido a estrelas AGB, em azul SNs II, em vermelho SNs Ia e magenta devido à fusão de objetos compactos. Em cada quadrado também é mostrado os valores solares pelas linhas tracejadas.

Fonte: Kobayashi et al. (2020).

3 COMPOSIÇÃO QUÍMICA ESTELAR E FORMAÇÃO DE PLANETAS

Uma vez que uma estrela e seus planetas são formados numa mesma nuvem de gás e poeira, é comum admitir que a fotosfera da estrela hospedeira atue como uma cápsula do tempo da composição química do material em comum.

O primeiro planeta extrassolar ao redor de uma estrela de tipo solar foi detectado em 1995 e era um planeta com massa próxima da massa de Júpiter, porém muito próximo da estrela hospedeira (com semieixo menor orbital de 0,05 UA) e com período de menos de 10 dias, ficando apelidado de Júpiter Quente (MAYOR; QUELOZ, 1995). Este tipo de planeta não era consistente com o modelo de formação planetária da época, no qual um planeta gigante gasoso tem que se formar na parte do disco onde é frio o suficiente para que compostos voláteis, como água, amônia, metano, dióxido de carbono e monóxido de carbono, formem mantos de gelo em grãos de poeira, que são as sementes daquele modelo (PLUMMER et al., 2012).

Para a formação de um planeta gigante gasoso com até 1/3 da massa de Júpiter, é necessário que o tempo para sua formação seja da ordem do tempo de vida de um disco protoplanetário ($<10^7$ anos) (ROBERGE; KAMP, 2010). Devido a sua grande massa e seu momento angular acentuado, a presença de um planeta gigante gasoso irá influenciar a formação de planetas rochosos em órbitas mais internas, podendo até mesmo colocá-los na zona habitável do sistema, além de provavelmente fornecer elementos voláteis para estes planetas desenvolverem uma atmosfera (HUBBARD, 2016).

De acordo com o modelo de formação planetária por acreção de núcleo, o estágio inicial é o mesmo, tanto para planetas rochosos quanto gigantes (D'ANGELO et al., 2010). Na fase inicial do processo, os grãos de poeira presentes no disco protoplanetário com dimensões de alguns micrômetros irão se coagular e formar partículas maiores, e ao atingir tamanhos da ordem de centímetros tendem a se estabelecer em direção ao plano médio do disco. Nesta etapa, a coagulação ou outro processo de crescimento irá continuar até formar objetos com dimensões de quilômetros, chamados de planetésimos. Nesta fase, os objetos podem ter massas suficiente para que a gravidade passe a dominar o processo; e o crescimento destes ocorre por meio de colisões e acreção de planetésimos até darem origem a embriões planetários. A taxa de acreção de planetésimos é proporcional à massa do corpo por conta da ação de seu campo gravitacional. Agregar planetésimos contendo mantos de gelo é mais eficiente em regiões além da(s) linha(s) de gelo(s), pois os gelos atuam como colantes

eficientes (HAGHIGHIPOUR, 2013).

Após a formação de um embrião planetário, há dois caminhos distintos a seguir: acreção descontrolada de gás no caso de planetas gigantes (gasosos) ou crescimento colisional no caso de planetas terrestres. Consequentemente, tal embrião será o núcleo de um planeta gasoso ou um protoplaneta terrestre. Quando a atração gravitacional de um embrião é dominante ao longo de sua órbita, ou ele captura o conteúdo gasoso disponível ou acreta os planetésimos disponíveis em torno do seu raio orbital. Com massa o suficiente, a velocidade de escape de um embrião de um planeta gigante supera a velocidade térmica do gás no disco e uma camada de gás, em torno do protoplaneta, começa a se formar. Nesta etapa, no caso de planetas gasosos, a taxa de captura de gás não é elevada e a agregação de gás irá se estender por muito tempo, uma vez que esta fase é limitada pelo resfriamento do gás captado pelo embrião (ou futuro núcleo planetário).

A acreção descontrolada de gás na formação de um planeta gigante ocorre quando a massa do embrião ultrapassa um valor tal que o gradiente de pressão na sua atmosfera não equilibra o potencial gravitacional, sofrendo contração rápida. Isso leva a um aumento da taxa de captura, resultando no aumento da massa e da taxa de acreção. A massa irá aumentar até atingir alguns décimos da massa de Júpiter. Nesta etapa a interação gravitacional entre o objeto e o disco diminui até que não haja mais gás disponível no raio de ação do planeta gigante gasoso (HAGHIGHIPOUR, 2013).

Segundo este modelo, a formação de um planeta, tanto gasoso quanto rochoso, está ligada diretamente à formação de um núcleo ou protoplaneta rochoso, além da disponibilidade de gás no disco protoplanetário. A formação de planetésimos e embriões planetários ocorre, preferencialmente, ao redor de estrelas de metalicidade alta. A metalicidade do disco é similar à da estrela, e a metalicidade está diretamente relacionada à formação de partículas sólidas que irão formar os planetésimos e embriões sólidos, que por sua vez são “tijolos” da construção de planetas. Além disso, discos protoplanetários com menor metalicidade duram menos em comparação aos de mais alta metalicidade (YASUI et al., 2010).

De acordo com a Assembléia Geral da IAU (União Astronômica Internacional) de 2006, no caso do Sistema Solar, a definição de planeta abrange três requisitos: (i) um corpo celestial deve estar em órbita ao redor do Sol; (ii) ter massa o suficiente para sua autogravidade superar as forças de corpos rígidos de modo que assumam uma forma esférica de equilíbrio hidrostático; (iii) ter limpado a vizinhança em

torno de sua órbita. Conseqüentemente, um planeta extrassolar (usualmente também denominado de exoplaneta) compreenderia os últimos dois requisitos apenas. Diante da diversidade observada, a NASA ¹ propõe dividir os planetas extrassolares em 4 classes: terrestres, superterras, netunos e gigantes gasosos. Terrestres são planetas com metade do tamanho da Terra até o dobro de seu raio ($0,5 - 2 R_{\oplus}$), Mercúrio, Vênus, Terra e Marte são exemplos. Superterras seriam mais massivos que a Terra e menos massivos que gigantes de gelos como Netuno e podem ser feitos de gás, rocha ou uma combinação deles, tendo mais que o dobro do raio da Terra e até 10 vezes sua massa. Planetas tipo Netuno seriam semelhantes a Netuno (que tem aproximadamente um raio 4 vezes o da Terra e massa equivalente a quase 17 massas da Terra) ou Urano, normalmente tendo atmosfera composta por hidrogênio e hélio com um núcleo rochoso e/ou metálico. Gigantes gasosos seriam planetas gasosos maiores que Netuno/Urano, também sendo compostos basicamente por H e/ou He, tendo Júpiter e Saturno como exemplos no Sistema Solar. Gigantes gasosos ainda podem ser muito maiores que Júpiter e podem orbitar suas estrelas (hospedeiras) a distâncias muito menores do que os gigantes no Sistema Solar.

No Sistema Solar, planetas gigantes gasosos estão mais afastado do Sol do que planetas rochosos. A linha do gelo no DPP durante a formação do Sistema Solar se localizava num raio orbital de aproximadamente 3 UA (MARTIN; LIVIO, 2012). Logo, a melhor explicação para a presença de jupíteres quentes seria que estes planetas se formaram longe da estrela e migraram para uma órbita mais próxima (LIN et al., 1996). Devido ao grande número de jupíteres quentes descobertos, este tipo de planeta não se mostra excepcional e o processo de migração parece ser uma característica padrão dos processos de formação e evolução dinâmica de sistemas planetários. As descobertas de superterras e mininetunos próximos de suas estrelas (hospedeiras) contribuem para a consolidação do processo de migração.

Existem dois mecanismos de migração: (I) migração do disco, onde o planeta se forma além da linha do gelo e migra para dentro do disco, perdendo seu momento angular (BARUTEAU et al., 2014; ARMITAGE, 2013); (II) migração de alta excentricidade, onde primeiro o planeta ganha uma alta excentricidade por meio de interações com outros planetas, fazendo com que ele passe muito perto da estrela, onde perde seu momento angular orbital por interação de maré (BEAUGÉ; NESVORNÝ, 2012).

De acordo com Armitage (2013) existem dois cenários possíveis para a massa do DPP. O cenário de massa mínima ($0,01$ a $0,02 M_{\odot}$), no qual a massa inicial do DPP

¹<https://exoplanets.nasa.gov/what-is-an-exoplanet/planet-types/overview/>

é suficiente apenas para explicar as massas dos planetas que se formaram e o cenário de massa máxima ($0,5 M_{\odot}$), que favorece à formação de planetas mais massivos ou um número maior de planetas. Independente do tipo de cenário, os mecanismos de migração se tornam igualmente possíveis, mas existe uma diferença em termos do momento angular.

As abundâncias de C e O são quantidades chaves na ligação entre a composição química do planeta e sua história de formação, uma vez que os planetas são feitos da matéria do DPP (ÖBERG et al., 2011). Ao medir a razão C/O^2 em atmosferas de planetas gigantes gasosos além da linha do gelo, é possível determinar o local onde a maior parte do gás da atmosfera deste tipo de planeta foi agregada, uma vez que a razão C/O varia no DPP ao longo da distância radial até a estrela central, como mostrado por Baruteau et al. (2014). Porém, devido a migração e uma vez que o disco tenha evaporado, a razão C/O pode ser uniforme entre vários corpos planetários. O que se observa é que o gás no DPP deve apresentar uma razão C/O mais alta que o Sol, enquanto a fase sólida deve apresentar uma razão menor (BARUTEAU et al., 2014).

As razões de abundâncias elementais em estrelas, como por exemplo C/O e Mg/Si, traçam a formação planetária e são indicadores da constituição das atmosferas e interiores dos planetas também. Mena et al. (2010) encontraram que 34% de suas estrelas com planetas têm C/O maior que 0,8, mostrando haver uma grande fração de sistemas ricos em C, bem diferentes do nosso Sistema Solar. Por outro lado, 56% das estrelas com planetas apresentam valores de Mg/Si maiores que 1 mas menores que 2, sendo esses sistemas mais propensos a hospedarem planetas terrestres com mineralogia de rochas similar a da Terra e com possibilidade de exibir tectonismo.

Estudos observacionais de atmosferas planetárias mostraram uma ampla gama de C/O: C/O solar = 0,54 (GANDHI; MADHUSUDHAN, 2018); C/O sobressolar (MACDONALD; MADHUSUDHAN, 2019); C/O > 1 (MADHUSUDHAN, 2012) atmosfera pobre em água, possivelmente tendo uma alta abundância de HCN; C/O subsolar (MACDONALD; MADHUSUDHAN, 2019).

Baseando-se apenas no gás acumulado aquém da linha de gelo e no fato de o planeta migrar apenas para esta região, Cridland et al. (2017) mostraram que a atmosfera de um planeta gigante gasoso quente pode ser um indicador da razão C/O herdado do gás do DPP. Cridland et al. (2019) também mostraram uma conexão entre a

²C/O = n(C)/n(O)

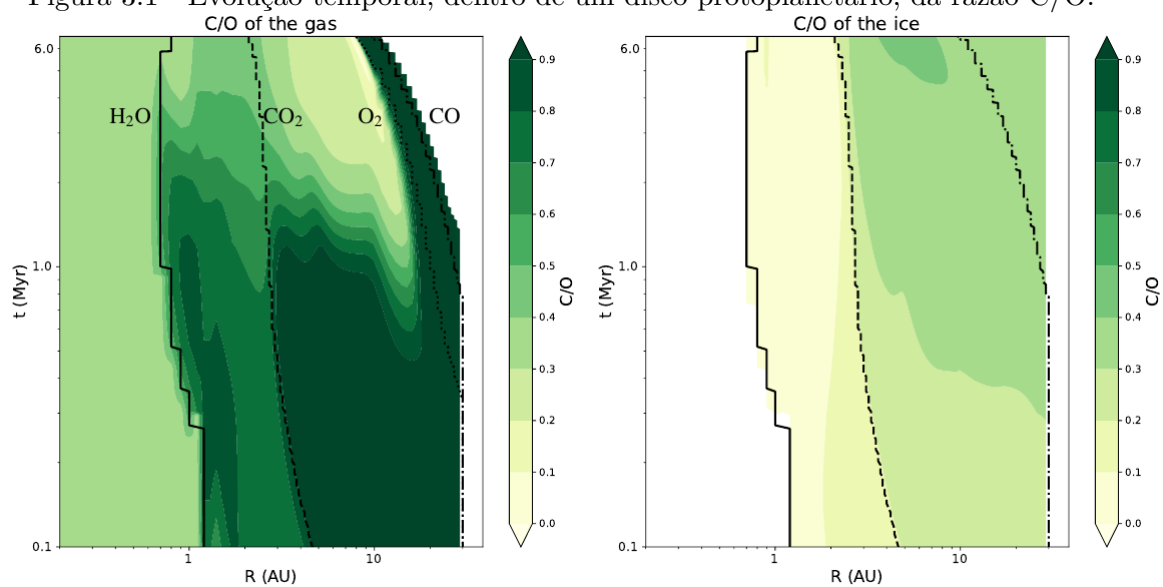
massa de um planeta e a razão C/O. Para planetas de baixa massa ($M < 10 M_{\oplus}$) C/O é determinado apenas pelo acréscimo de gás, enquanto que para planetas com massa em torno daquela de Netuno ($10 M_{\oplus} < M < 25 M_{\oplus}$) seus extensos envelopes são suficientes para agregar e vaporizar planetésimos telúricos ricos em carbono e/ou oxigênio. Planetas com massas comparáveis às de Saturno e Júpiter ($25 M_{\oplus} < M < 790 M_{\oplus}$) apresentam uma ampla gama de C/O. Planetas gigantes com maior C/O se formam na linha do gelo de água ou perto dela, enquanto gigantes mais distantes tendem a ter razão C/O menor. Por outro lado, planetas com massa superior a Júpiter ($M > 790 M_{\oplus}$) mostram menor tendência de começar seu crescimento perto da linha de gelo de água (CRIDLAND et al., 2017).

Cridland et al. (2017) mostram que C/O da atmosfera de um planeta corresponde exatamente à do disco inicial do gás além da linha do gelo de água. Como a água tem a temperatura mais alta de sublimação entre os compostos voláteis, perto da linha de gelo de água, todos os outros voláteis estão na fase gasosa e a razão C/O num planeta formado nesta localização permanece inalterado.

Modelos de formação de planetas comumente tratam a distribuição do conteúdo de carbono e oxigênio de forma radial no disco, onde cada etapa de saída do gás e gelo está localizado na linha de gelo dos voláteis mais comuns e é causada pela ressublimação (“congelamento”) destes compostos, transferindo C e/ou O do gás para a fase de gelo. Desta forma, a razão C/O é ditada pelo acúmulo de gás em relação às linhas de gelo no plano médio do disco (ÖBERG et al., 2011).

Na Figura 3.1 é mostrado a evolução da razão C/O no DPP, tanto no gás quanto na fase sólida e as linhas de gelo da água, CO, CO₂ e O₂ com base no modelo de Eistrup et al. (2018). Este modelo inclui a redução da densidade superficial do gás no disco à medida que ele evolui, sendo o principal impulsionador do movimento para além das linhas de gelo dos compostos voláteis, impactando no fluxo de radiação ionizante já que esta também depende da densidade superficial do gás. A função degrau é claramente vista para cada linha de gelo, que se movem lentamente para distâncias radiais menores conforme o disco evolui e esfria. Para além da linha de gelo de CO₂, é possível observar a conversão de CO gasoso em CO₂ congelado, que faz aumentar a razão C/O da fase sólida às custas de sua diminuição na fase gasosa. Este aumento ocorre entre as linhas de gelo do CO₂ e O₂, onde as espécies moleculares mais dominantes no gás são CO e O₂. Desta forma, conforme o CO congela, o gás se torna mais rico em oxigênio, diminuindo assim a razão C/O.

Figura 3.1 - Evolução temporal, dentro de um disco protoplanetário, da razão C/O.



Evolução temporal, dentro de um disco protoplanetário, da razão C/O no gás, à esquerda, e no gelo, à direita, segundo [Eistrup et al. \(2018\)](#). As linhas do gelo da água (linha sólida), CO₂ (linha tracejada), O₂ (linha pontilhada) e CO (linha pontilhada-tracejada) são mostradas em cada um dos gráficos.

Fonte: [Cridland et al. \(2019\)](#).

4 HABITABILIDADE EM PLANETAS ROCHOSOS

Até o momento, mais de 5200 planetas já foram descobertos e há ainda muitos candidatos para serem confirmados ou não ¹.

A pergunta sobre se pode haver vida em outros planetas ainda é uma questão em aberto. A busca por vida em exoplanetas é basicamente uma busca química por compostos atmosféricos produzidos por seres vivos ou que podem propiciar a presença de alguma forma de vida nestes planetas (SEAGER et al., 2013; MARAIS et al., 2002).

Há diferentes maneiras de se obter indicadores da presença de vida ou habitabilidade em planetas extrassolares. Uma delas é coletar e analisar o espectro de transmissão ou reflexão destes planetas. Especificamente, ao transitarem à frente de sua estrela hospedeira, a radiação eletromagnética desta atravessa a atmosfera do planeta produzindo um espectro de transmissão, no qual ficam impressas linhas de absorção de compostos químicos atmosféricos do planeta. Outra maneira é investigar a composição química da estrela hospedeira de modo a ter indicadores indiretos da composição química de seus planetas, visto que a composição planetária segue a composição da estrela hospedeira (THIABAUD et al., 2015), sendo necessário levar em conta efeitos do processo de formação do planeta em si, assim como do local primário da formação dele como, por exemplo, sendo aquém ou além da linha do gelo no disco protoplanetário (que determinará a razão de abundâncias entre elementos voláteis e elementos refratários).

No planeta Terra, os seres vivos interagem e se adaptam ao ambiente que os cercam, tal que suas características são um tipo de assinatura desta interação e adaptação. Os seres vivos também podem induzir modificações no ambiente. Conhecendo a interação entre seres vivos e os diversos ambientes em nosso planeta, tornamo-nos aptos a buscar em outros planetas assinaturas físico-químicas devidas a esta interação (assinaturas que podem estar ligadas a processos geoquímicos ou geofísicos).

Os elementos químicos chaves para a biologia dos seres vivos são H, C, N, O, P e S (conhecidos pela sigla CHNOPS). Estes elementos são a base para formar moléculas orgânicas, dos seres mais simples aos mais complexos. Água, carboidratos e proteínas são exemplos de moléculas orgânicas essenciais para a vida como a conhecemos em nosso planeta. Fósforo (P) é a espinha dorsal estrutural das moléculas de DNA e RNA e é o elemento responsável pela energia em quase todo o metabolismo (ATP)

¹exoplanet.eu: Acessado em 28/03/2022

(NELSON; COX, 2017; SCHLESINGER; BERNHARDT, 2013).

Para o surgimento e desenvolvimento da vida como a conhecemos, tomando nosso planeta como referência, é importante a presença de água, no estado líquido. A zona habitável (ZH) é uma região em forma de uma concha esférica em torno de uma estrela, na qual a água pode se manter no estado líquido sobre a superfície sólida de um planeta (na presença de uma atmosfera), o que irá potencializar a habitabilidade e possibilitará uma possível detecção de uma bioassinatura (KASTING et al., 1993). É importante ressaltar que a ZH não é uma região em torno da estrela onde a vida é possível de existir, mas uma região em torno da estrela onde a água líquida poderá estar disponível na superfície do planeta (KASTING; CATLING, 2003).

Ao longo da vida de uma estrela, seu brilho varia. Desta forma a ZH sofre um deslocamento. No caso do Sistema Solar, o limite interno da ZH é conhecido como limite recente de Vênus (RV), tal que Vênus poderia ter tido água líquida na sua superfície até aproximadamente 1 Gano atrás (DONAHUE et al., 1982). Naquela época, o Sol era 8% menos brilhante que hoje, produzindo um fluxo menor de calor, fazendo com que o limite inferior da ZH ficasse mais próximo dele. O limite externo da ZH no Sistema Solar, chamado de limite inicial de Marte, é embasado em observações que sugerem que Marte não tinha água líquida em sua superfície em ou após 3,5 Gano atrás. Os raios interno e externo da ZH no Sistema Solar são respectivamente 0,75 e 1,77 UA, para a luminosidade solar atual (KALTENEGER, 2017).

Na Figura 4 é mostrado o deslocamento da ZH ao longo da evolução do Sol. A linha tracejada mostra um limite de modelo 3D feito por Leconte et al. (2013). A evolução mostrada na Figura 4 refere-se à metalicidade solar. Estrelas com maior metalicidade irão evoluir mais lentamente e, conseqüentemente, o tempo que um planeta poderia permanecer na ZH será mais longo (DANCHI; LOPEZ, 2013).

A presença de uma atmosfera densa o suficiente para estabilizar a temperatura superficial de um planeta terrestre é um dos fatores mais importantes para a habitabilidade, pois favorece a sobrevivência dos seres vivos e ajuda a estabilizar o clima. O efeito estufa é causado pela presença de gases na atmosfera tais como o dióxido de carbono (CO_2), o metano (CH_4) e a água (H_2O), que são absorventes muito eficientes no infravermelho, da luz advinda da “estrela-mãe”, aumentando e tornando estável a temperatura superficial do planeta. Em média, estes gases ajudam a elevar a temperatura de um planeta em 15 graus acima do ponto de congelamento do água (KASTING et al., 1993). Um planeta tipo terrestre precisa agregar uma quantidade adequada e suficiente de elementos voláteis em sua superfície e/ou atmosfera (ou até

mesmo em seu interior, ex. manto) durante sua formação para enfim possuir uma atmosfera capaz de desenvolver um efeito estufa. O planeta ainda precisa possuir uma gravidade superficial suficiente para retê-la (LAMMER et al., 2009).

Um planeta terrestre com massa menor que $0,3 M_{\oplus}$ não conseguirá reter uma atmosfera e apresentar atividade tectônica, que representam dois dos principais requisitos para o desenvolvimento e permanência da vida (RAYMOND et al., 2007). Um limite superior para a massa de um planeta com condições de habitabilidade pode ser restringido pelo fator de esgotamento de grãos (que é a falta de material ao longo da órbita do planeta), podendo variar de 2 a $7 M_{\oplus}$ de acordo com Ikoma e Genda (2006).

Alibert (2014) determinou qual seria o tamanho que um planeta com condições de ser habitável pode ter. Como limite inferior, o planeta teria um raio de aproximadamente $0,5 R_{\oplus}$, e como limite superior, um raio entre $1,8$ e $2,3 R_{\oplus}$ com massa máxima variando de 2 a $12 M_{\oplus}$. Raymond et al. (2004) notaram que a massa (média) escolhida para os planetésimos, nas simulações, é o parâmetro com efeito mais forte na formação de planetas tipo terrestre.

A presença de um satélite natural ajudará o planeta a estabilizar sua rotação, sendo este um outro requisito de habitabilidade. No caso da Terra, a formação da Lua se deu através do impacto de um corpo do tamanho de Marte com a prototerra. Após o impacto, uma parte deste corpo misturou-se ao manto e crosta terrestres, e uma fração apreciável do material ejetado de ambos os corpos ficou em órbita ao redor da Terra (CAMERON; WARD, 1976; IDA et al., 1997; KOKUBO et al., 2000; CANUP, 2004). A Lua resultou da agregação destes detritos em menos de um ano (IDA et al., 1997) e acabou orbitando próximo ao plano equatorial da Terra. A dinâmica das marés dos oceanos ao longo da “vida” da Terra empurrou-a em direção à sua órbita atual (GOLDREICH, 1966; TOUMA; WISDOM, 1994). Simulações numéricas feitas por Elser et al. (2011), mostraram que sistemas planetários binários como no caso da Terra-Lua, ocorrem aproximadamente 8% das vezes, com uma variação de 2,5% a 25%.

Goldreich (1966) e Touma e Wisdom (1994) mostraram que para a Terra ter a obliquidade atual de 23,5 graus, requer que sua obliquidade após o impacto seja de aproximadamente 10 graus. O período de rotação planetária pode ser determinado pelo impacto de um corpo que formará um satélite (LISSAUER, 2000) e a massa deste satélite está relacionada aos parâmetros da colisão, uma vez que, impactos rasantes formariam satélites de maior massa e aumentariam muito mais a rotação do planeta

do que colisões frontais. Este resultado sugere que há uma relação entre o período de rotação do planeta e a massa do satélite formado (KOKUBO et al., 2000).

Um vez que a vida na Terra é tanto terrestre quanto hídrica, para ter um clima estável, ao longo de milhões ou até bilhões de anos, é necessário uma obliquidade quase constante e uma baixa excentricidade orbital do planeta. Além da deriva continental, os ciclos de Milankovitch ² ajudam a regular o clima por escalas longas de tempo. As atuais variações orbitais devido à inclinação do eixo de rotação da Terra são pequenas e a baixa amplitude é devido à presença da Lua, mas mesmo assim são suficientes para causar eras glaciais regulares (BRASSER et al., 2013; DESER et al., 2000).

Outro fator essencial para a habitabilidade está ligado à orientação do eixo rotacional do planeta (*spin*). Caso o *spin* esteja perpendicular ao plano orbital do planeta, ele não irá apresentar estações do ano, dificultando a vida, como conhecemos, como apresentado por Spiegel et al. (2009). O extremo oposto na obliquidade junto com o *tidal locking* (rotação sincronizada) também não favorece a vida, uma vez que a passagem do dia e da noite não irá ocorrer e apenas uma região do planeta será dia, enquanto a outra será uma noite eterna, não favorecendo a sobrevivência da vida fotossintética. Os fracos efeitos sazonais em baixa obliquidade e as baixas temperaturas, constantes, em altas latitudes podem implicar que a habitabilidade é aumentada para planetas que têm obliquidade moderada, porque as estações associadas tornam as regiões polares parcialmente habitáveis, aumentando a insolação média anual e, portanto, a temperatura.

Além da inclinação do eixo de rotação do planeta, a taxa relativa de rotação também é um fator determinante para a habitabilidade. A variação diurna da temperatura de um planeta é regulada por uma atmosfera densa, oceanos e por uma rotação suficientemente lenta. A variação diurna da temperatura é basicamente a perda de calor atmosférico e é governada pela escala de tempo de relaxamento termodinâmico. Para a Terra esta escala é de 20 dias e a variação é de aproximadamente 10 K. Em comparação, Marte tem uma variação de 60 K no período de uma rotação. Esta diferença é devido à Terra possuir oceanos, que tem uma capacidade de armazenar calor muito mais eficaz e ainda possuir uma atmosfera muito mais densa que a de

²Batizados em homenagem ao astrofísico sérvio Milutin Milankovitch (1879-1958) que segundo sua teoria, existem alterações na órbita de Terra que explicam as sequências de milhares de anos entre as eras glaciares, que são demasiadas lentas para explicar as alterações climáticas das últimas décadas. Os ciclos orbitais incluem três fatores: excentricidade orbital, obliquidade ou movimento de inclinação axial e precessão axial

Marte. Uma rotação muito lenta fará com que as células de Hadley³ cubram todo o planeta diminuindo as variações de temperatura (FARRELL, 1990). Por outro lado, uma rotação rápida irá diminuir o transporte de calor.

Simulações de modelos de circulação atmosférica para um planeta semelhante a Terra, considerando diferentes velocidades de rotação, mostraram que para uma rotação acentuada, a atmosfera irá criar muitas células pequenas semelhantes a de Hadley (WILLIAMS, 1988), isso faz com que o transporte de calor das regiões mais quentes para as regiões mais frias diminua, reduzindo o potencial de habitabilidade, uma vez que as regiões de latitudes altas permanecerão frias.

A rotação de um planeta também irá influenciar no efeito das marés e na mistura dos oceanos. A mistura dos oceanos pode ser causada tanto pela rotação do planeta (EGBERT; RAY, 2000) quanto pelos seres marinhos em deslocamento (KATIJA; DABIRI, 2009). Independente de qual seja a fonte da mistura, sua presença tem importantes efeitos no clima do planeta, pois permite a troca de calor das regiões mais frias e mais profundas dos oceanos com as regiões mais quentes e superficiais. Esta mistura também é responsável por trazer nutrientes das profundezas dos oceanos, dos quais os microrganismos que residem mais perto da superfície podem se alimentar.

A presença de um campo magnético irá proteger a atmosfera do planeta contra a forte erosão provocada pelo vento solar. Planetas que não possuem um campo magnético forte o suficiente, para atuar como um escudo eletromagnético, terão sua atmosfera exposta à radiação estelar extrema e a um fluxo de plasma, ocasionando sua erosão e impossibilitando a habitabilidade, mesmo estando na ZH, pois o estoque de água será levado embora (LAMMER et al., 2009). Campos magnéticos planetários intrinsecamente fortes são gerados por uma interação complexa de processos hidromagnéticos. A fonte do campo magnético interno é o movimento de um fluido altamente condutor dentro do planeta (ou seja, liquefeito para planetas terrestres ou uma região de hidrogênio eletricamente condutor para gigantes gasosos). Esses movimentos em grande escala podem ser produzidos por três mecanismos diferentes, a saber, a rotação planetária, convecção térmica e composicional (STEVENSON, 1983; STEVENSON, 2003).

Devido a um movimento convectivo no núcleo externo e manto interno de um planeta

³Células de Hadley baseiam-se num modelo fechado de circulação da atmosfera terrestre, estando intimamente relacionada aos ventos alísios, às zonas tropicais úmidas, desertos subtropicais e correntes de jato. Elas se originam do transporte de calor desde as zonas equatoriais até as latitudes médias, onde a quantidade de radiação solar incidente é normalmente muito menor.

tipo rochoso, um momento magnético é gerado e para que a convecção ocorra, a força de Coriolis deve ter um grande efeito no fluxo de matéria no interior do planeta. A presença de um dínamo magnético está ligada à rotação, que deve ser forte o suficiente para que ele exista.

Corpos de menores massa evoluem termicamente mais rápido que corpos mais massivos, fazendo com que a solidificação do núcleo interno aconteça mais rapidamente. Baseado nisso, existem três fases magnéticas diferentes para planetas terrestres: pré-dínamo, onde o núcleo ainda não esfriou ao ponto de solidificar, como é o caso de Vênus; fase de dínamo, como é o caso da Terra; e pós-dínamo onde o núcleo já se solidificou, como é o caso de Marte (RUSSELL, 1993).

O calor interno de um planeta flui para a superfície por meio da combinação da condução, convecção e advecção podendo produzir um dínamo interno, vulcões e movimento de placas tectônicas. O calor interno surge de três mecanismos: energia gravitacional liberada do choque de protoplanetas durante a formação do planeta, aquecimento por marés (HENNING; HURFORD, 2014) e pelo decaimento de elementos radioativos. Elementos radionuclídeos de curta vida como ^{26}Al e ^{60}Fe contribuem para a energia interna do planeta nos primeiros 3 milhões de anos devido aos seus tempos de meia vida não serem consideravelmente grandes (LUGARO et al., 2018). Já elementos radionuclídeos de longa vida, como ^{40}K , ^{232}Th , ^{238}U e ^{235}U , poderão manter o interior do planeta aquecido por longos períodos de tempo, uma vez que os tempos de meia vida destes elementos são da ordem de 10^9 anos.

Junto com o calor interno primordial do planeta, produzido durante sua formação, o reservatório de energia advindo dos radioisótopos de longa vida permitirão o aparecimento de tectonismo de placas continentais induzido por um manto convectivo e a presença de um campo magnético por longos períodos de tempo. Possibilitando o estabelecimento de um ciclo geológico do carbono entre o interior do planeta e sua litosfera (atmosfera e crosta), dando condições propícias para um efeito estufa atmosférico, que é imprescindível para o surgimento e desenvolvimento de vida na superfície do planeta, como a conhecemos (UNTERBORN et al., 2015). No entanto, vulcanismo não é uma bioassinatura, pois a lua de Júpiter, Io, tem uma atividade vulcânica forte e até o momento não apresenta existência de vida. Vulcanismo junto com o planeta estar na ZH é que fornece um indício para a habitabilidade.

Atualmente a Terra tem uma potência de calor, do interior para a superfície, de 47 TW (DAVIES; DAVIES, 2010), dos quais 20,1 TW são devido ao decaimento radioativo daqueles elementos instáveis de longa vida em seu interior (HUANG et al., 2013).

Desta forma, aproximadamente 26,9 TW são resultados da diferença interna de temperatura do manto e do núcleo, devido ao esfriamento do núcleo e do manto e da cristalização do núcleo interno. Atualmente, a Terra está perdendo duas vezes mais calor pelas placas tectônicas do que é gerado em seu interior pelo decaimento radioativo, fazendo com o que núcleo do planeta esteja esfriando (AGOSTINI et al., 2020).

Lingam e Loeb (2020) exploram a possibilidade de um planeta como a Terra de manter a sua superfície aquecida unicamente devido ao fluxo de calor em seu interior, devido tanto ao calor primordial quanto ao decaimento radioativo de elemento de curta e longa vida. Como resultado, eles concluíram que para um planeta apresentar temperatura superficial na qual a água se mantém líquida por um período de bilhões de anos, o interior do planeta deveria possuir uma abundância dos elementos radioativos de longa vida cerca de 10^4 vezes maior do que a Terra possui em seu interior. Caso o planeta apresentasse a mesma quantidade que na Terra e não possuísse uma atmosfera para ajudar a manter a temperatura devido ao efeito estufa, a temperatura na superfície não seria o suficiente para haver oceanos de água, amônia ou etano. A escolha da amônia é devido ao fato de que ela é um solvente polar inorgânico e tem sido utilizada em estudos experimentais para o desenvolvimento de vida (SCHULZE-MAKUCH; IRWIN, 2018). O etano é um solvente orgânico polar, e tem um potencial de abrigar bioquímicas alternativas (BALLESTEROS et al., 2019).

Em seu modelo simplificado, Nimmo et al. (2020) mostrou que uma concentração mais alta de radionuclídeos de longa vida teria como consequência para a Terra um manto mais quente que o atual e uma redução da atividade de dínamo. O oposto ocorreria para uma concentração mais baixa destes elementos, ocasionando importantes implicações para a habitabilidade.

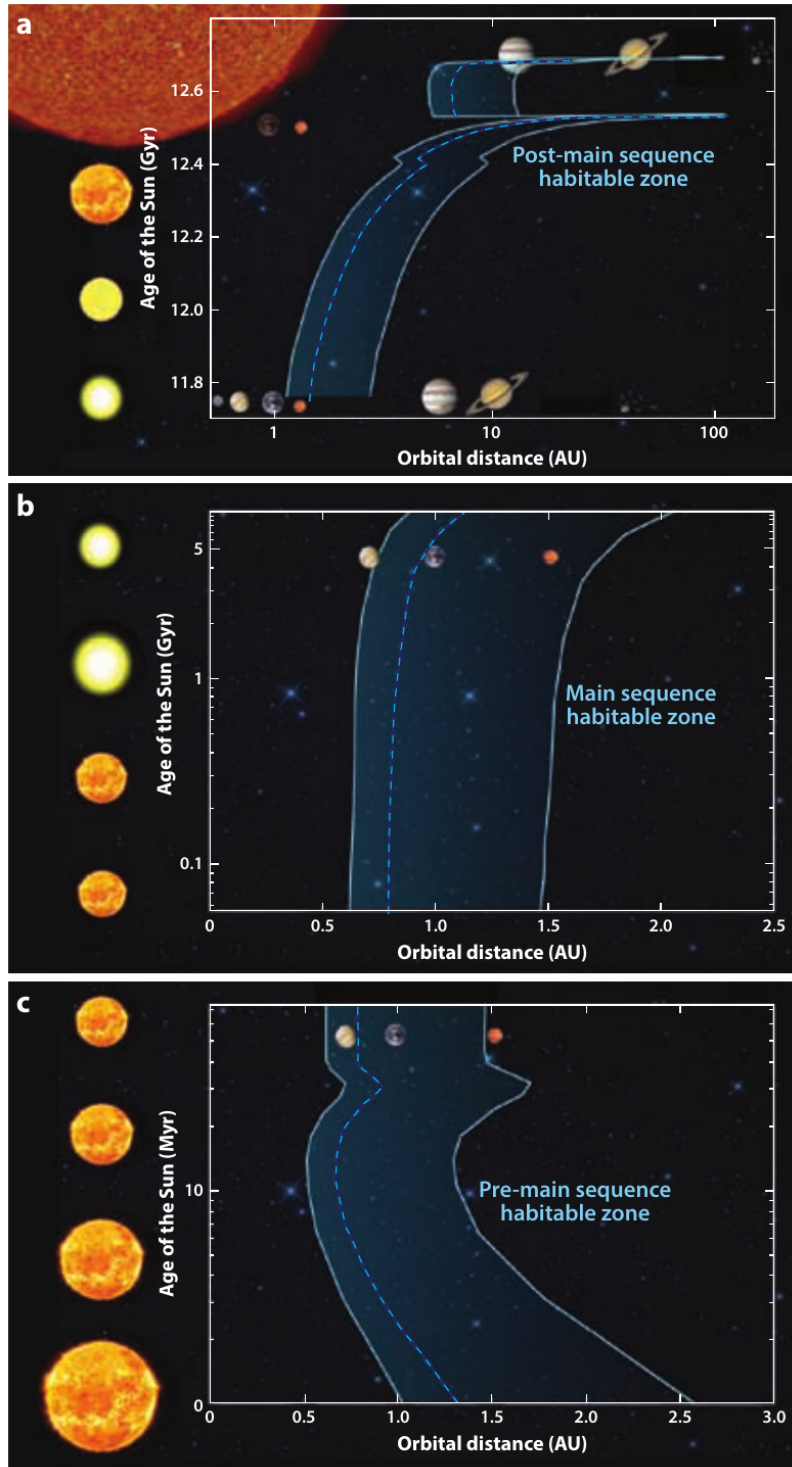
Pensando agora na formação de um planeta capaz de hospedar a vida, a presença de planetas gigantes desempenha um importante papel. Simulações dinâmicas mostraram que a presença de um planeta gigante gasoso pode influenciar na formação de planetas rochosos. A excentricidade do planeta gasoso têm um forte efeito sobre o conteúdo de água em um planeta terrestre. Raymond (2006) descobriram que para um planeta com massa maior que $0,3 M_{\oplus}$ se formar dentro do ZH, a distância de um planeta gasoso a ele tem que ser maior que 2,5 UA, no caso de um sistema parecido com o Sistema Solar. Caso um planeta gigante seja formado no disco externo e migre para dentro, seu movimento pode empurrar para frente um amontoado de material e se o planeta parar de migrar a 2UA, um planeta com a massa da Terra poderia se

formar a 1,27 UA do Sol.

Alguns fatores estelares também irão influenciar na habitabilidade de planetas. Além do tipo estelar delimitar a ZH, a busca por planetas com potencial de abrigar vida deve ser direcionado a estrelas da sequência principal, tanto estrelas do tipo G, como é o caso do Sol, como também estrelas de tipo M e K, que são menos massivas que o Sol, e tipo F, que são mais massivas. 95% das estrelas da Galáxia têm de 0,1 a 2,0 M_{\odot} e são boas candidatas para busca de exoplanetas que podem hospedar vida, uma vez que estas estrelas permanecem na sequência principal por um período maior que 1 Gano, tempo necessário para que a vida possa florescer (LAMMER et al., 2009).

Os limites para a ZH apresentados na Figura 4 irão mudar ao longo da vida das estrelas à medida que a luminosidade e atividade magnética evoluem, sendo distintas para cada tipo de estrela. Isso torna a idade e o tipo estelar fatores que podem afetar a evolução de um planeta potencial a suportar a vida (LAMMER et al., 2009).

Figura 4.1 - Predições para os limites da ZH no Sistema Solar ao longo da evolução do Sol.



Predições para os limites da ZH no Sistema Solar ao longo da evolução do Sol. (a) Pós-sequência principal. (b) Sequência principal. (c) Pré-sequência principal. A faixa em azul mostra a região em torno do Sol, onde será possível um planeta rochoso suportar água líquida em sua superfície para diferentes idades do Sol. A linha tracejada mostra um limite inferior para um modelo 3D de [Wolf \(2017\)](#).

Fonte: [Kaltenegger \(2017\)](#).

5 AMOSTRAS DE ESTRELAS

Exoplanetas têm sido descobertos em torno de vários tipos de estrelas, não apenas estrelas de tipo solar. A Figura 5.1, obtida a partir de um catálogo de exoplanetas, mostra o diagrama H-R das estrelas que possuem planetas detectados até a data em que foi gerada (23/05/2022). No diagrama H-R da Figura 5.1, a densidade de estrelas é maior em torno da posição do Sol na sequência principal ($T_{\text{ef},\odot} = 5777$ K; $\log(L/L_{\odot}) = 0$, apontando um certo viés observacional na procura por planetas extrassolares em torno de anãs de tipo solar.

Figura 5.1 - Diagrama H-R das estrelas hospedeiras de planetas.

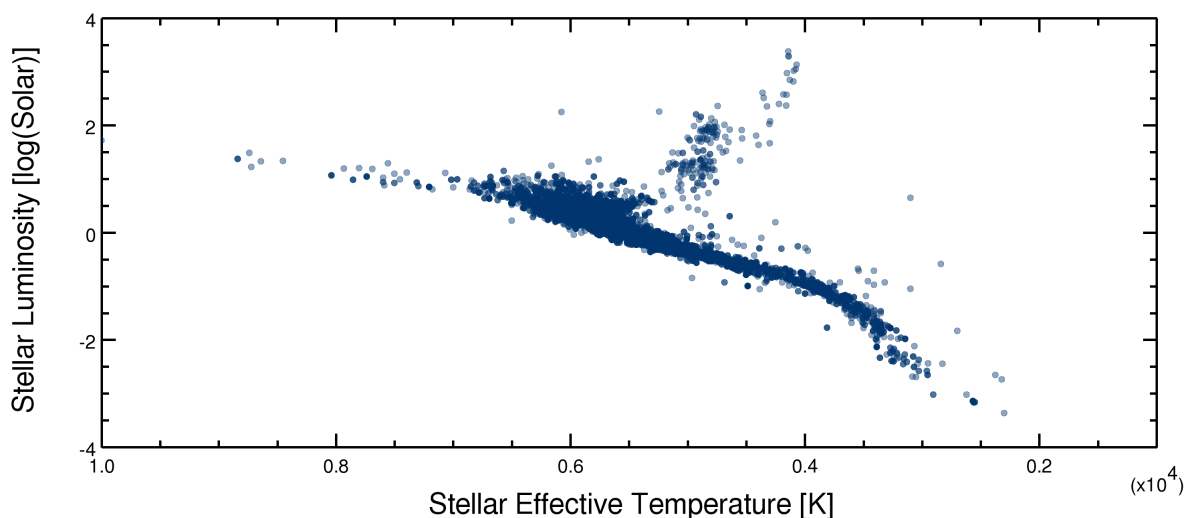


Diagrama H-R das estrelas hospedeiras de planetas. Gráfico gerado no próprio site.

Fonte: NASA (2022).

Quando se faz uso de anãs de tipo solar, é possível fazer uma análise espectral diferencial ao Sol com boa precisão, e a determinação dos parâmetros fotosféricos são obtidos com maior precisão, validando os resultados posteriores. Estrelas análogas e gêmeas do Sol, quando se têm parâmetros evolutivos (massa e idade) bem determinados, oferecem a oportunidade de se investigar a evolução ou variação temporal de razões de abundâncias, porque elas abrangem intervalos grandes em idade apesar de não cobrirem uma escala ampla de metalicidade.

Especificamente, análogas e gêmeas do Sol (ambas anãs da sequência principal SP)

não têm suas abundâncias fotosféricas de C e N alteradas significativamente por efeitos de evolução estelar (processos internos de mistura). Contudo, elementos mais pesados como oxigênio, magnésio, silício, ferro e tório podem sofrer mudanças de abundância superficial desde a formação da estrela até a saída da SP em função do assentamento gravitacional ou sedimentação (como é conhecida a difusão atômica por pressão). Por outro lado, os efeitos da difusão atômica são minimizados quando estamos analisando razões de abundância entre estes elementos pesados. Ao determinar as razões isotópicas $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ e $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$, e as abundâncias do C e N, inclusive, estamos aptos a investigar também alguma consequência de processos de mistura que possam ocorrer em conjunto ante uma contribuição do ciclo CNO.

Foi com estas motivações em mente é que selecionamos: uma amostra de análogas solares, uma amostra de gêmeas solares e uma amostra de “gêmeas solares” ricas em metais (i.e. com metalicidade sobressolar), para as quais houvesse espectros ópticos de boa qualidade disponíveis e que, de preferência, cada amostra tivesse já previamente analisadas em termos de parâmetros fotosféricos.

5.1 Análogas solares

A amostra de análogas solares foi extraída de [Takeda et al. \(2005\)](#), [Takeda \(2007\)](#) considerando seus parâmetros fotosféricos previamente medidos e a oferta de espectros na região do azul ($\lambda\lambda 3900 - 5100 \text{ \AA}$) gentilmente cedidos por Y. Takeda. A amostra completa de [Takeda et al. \(2005\)](#), [Takeda \(2007\)](#) é composta por 160 estrelas de tipo solar tendo sido coletados e analisados espectros em 3 regiões: (i) $\lambda\lambda 5000 - 6200 \text{ \AA}$ (com poder resolutor $R = 70.000$ sendo que para 13 estrelas com $R = 90.000$), (ii) $\lambda\lambda 5800 - 7000 \text{ \AA}$ ($R = 70.000$), e (iii) $\lambda\lambda 7600 - 8800 \text{ \AA}$ ($R = 70.000$). Porém, apenas 58 estrelas das 160 têm espectros na região azul ($\lambda\lambda 3900 - 5100 \text{ \AA}$) e, dentre estas, apenas 28 são estrelas análogas solares. Os espectros foram obtidos no Observatório Astronômico de Okayama usando o espectrógrafo tipo Echelle de alta dispersão (HIGH-Dispersion Echelle Spectrograph - HIDES([IZUMIURA, 1999](#))) conectado no foco Coudé de um refletor de 188 cm.

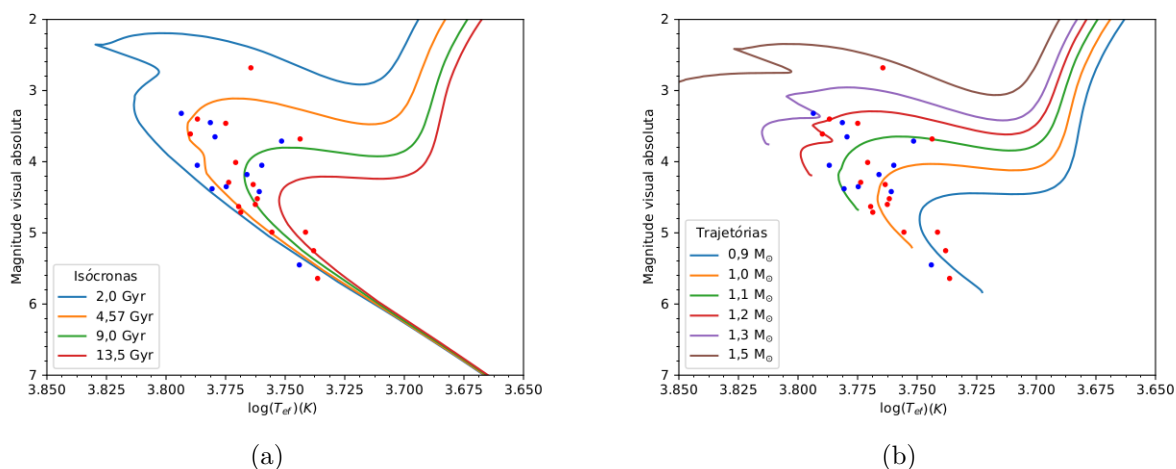
Da amostra de 28 estrelas análogas solares que apresentam, segundo [Takeda \(2007\)](#), T_{ef} de 5427 a 6209 K, $\log g$ de 3,91 a 4,63 dex, $[\text{Fe}/\text{H}]$ de -0,23 a +0,32 dex, idade entre 2 a 13,5 bilhões de anos e massa entre 0,9 a 1,5 massas solares (M_{\odot}), 13 delas são hospedeiras de planetas¹. Estas estrelas se encontram a uma distância de 8,37 pc até 37,35 pc do Sol. As estrelas desta amostra já tiveram seus parâmetros fotosféricos

¹Para todas as estrelas apresentadas neste trabalho foram verificadas há existência de planetas no catálogo The Extrasolar Planets Encyclopaedia (disponível em <http://exoplanet.eu/>)

determinados (TAKEDA, 2007) e as abundâncias do carbono, nitrogênio e oxigênio medidas por Takeda e Honda (2005), que analisaram duas linhas do CI, uma linha do [CI], uma linha do NI, três linhas do OI e uma linha do [OI]. Eles concluíram que as distribuições de [C/Fe], [N/Fe] e [O/Fe] de estrelas que abrigam planetas (28 entre as 160 estrelas) mostraram-se praticamente indistinguíveis de estrelas que não hospedam planetas. A Figura 5.2 mostra os dois diagramas H-R para as 28 estrelas análogas solares, diferenciando estrelas com e sem planetas, nos quais são separadamente apresentadas isócronas de 2,0 a 13,5 Gano e trajetórias evolutivas para estrelas com massas de 0,9 a 1,5 M_{\odot} extraídas da grade de modelos de evolução estelar BaSTI (PIETRINFERNI et al., 2004).

Embora não seja extensa, tal amostra propiciou uma instrumentalização completa a fim de se aplicar a mesma análise físico-químico-evolutiva homogênea a qualquer amostra deste tipo de estrelas anãs. Esta amostra foi revisitada nesta tese por uma análise homogênea autoconsistente, permitindo, inclusive, a determinação da idade e massa com precisão aceitável, a partir da derivação dos parâmetros fotosféricos, além da obtenção de abundâncias elementais enfatizadas neste trabalho. No intuito de fazermos uma análise química do grupo CNO de modo autoconsistente, os parâmetros fotosféricos desta amostra foram redeterminados considerando uma única grade de modelos de atmosfera.

Figura 5.2 - Diagramas H-R para as 28 estrelas análogas solares.



Diagramas H-R para as 28 estrelas análogas solares usando os valores de T_{ef} derivados por [Takeda et al. \(2005\)](#) e magnitude visual absoluta, calculada com base nas paralaxes fornecidas pelo catálogo Hipparcos ([LEEUWEN, 2007a](#)). As estrelas que hospedam um ou mais planetas são representadas por bolinhas na cor azul. (a) Comparação com isócronas estelares abrangendo idades de 2,0 a 13,5 bilhões de anos. (b) Comparação com trajetórias evolutivas estelares abrangendo massas de 0,9 a 1,5 M_{\odot} . As isócronas e trajetórias evolutivas, considerando composição química solar, são de [Pietrinferni et al. \(2004\)](#).

Fonte: Produção do autor.

5.2 Gêmeas solares

Esta amostra de estrelas conta com 79 estrelas gêmeas solares, que tiveram tanto, os parâmetros fotosféricos (Tabela 5.1), idade (Tabela 5.2), quanto as abundâncias dos elementos Sr, Y, Zr, Ba, La, Ce, Pr, Nd, Sm, Eu, Gd e Dy derivados por [Spina et al. \(2018\)](#) com erros médios que variam de 0,006 a 0,022 dex. As abundâncias dos elementos C, O, Na, Mg, Al, Si, S, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, e Zn foram obtidos por [Bedell et al. \(2018\)](#) com erros médio entre 0,004 e 0,017 dex. Na tabela C.1 do Anexo C, estão compiladas as abundâncias do O, Si, Nd e Eu, as quais são utilizadas na análise dos resultados alcançados nesta tese para esta amostra acerca do tório, carbono e nitrogênio. As abundâncias de todos estes elementos foram adotadas especificamente nos modelos de atmosfera das estrelas da amostra na medição tanto do Th como também do C e N e suas razões isotópicas, exceto a do carbono obviamente. Tal amostra foi também investigada quanto à abundância do lítio ([CARLOS et al., 2019](#)).

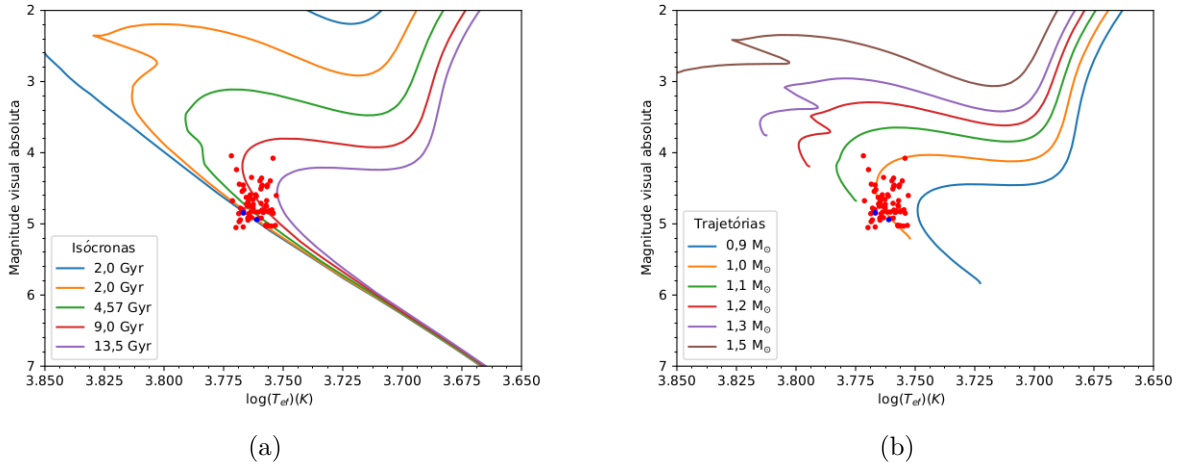
A abundâncias dos elementos utilizados aqui foram compilados na Tabela C.1 do Anexo C. Ambos os trabalhos utilizaram a mesma grade de modelos de atmosfera e o código de síntese espectral (MOOG (SNEEDEN, 2016)) que também são adotados nesta tese. Dentre as 79 estrelas desta amostra, 67 têm espectros ópticos na cobertura de $\lambda\lambda 3780 - 6910 \text{ \AA}$, com $R=115.000$, obtidos pelo espectrógrafo HARPS (High Accuracy Radial velocity Planet Searcher²). Entre as 67 estrelas, apenas 2 têm planetas detectados até o momento. Estas estrelas exibem T_{ef} de 5678 a 5912 K, $\log g$ de 4,275 a 4,540 dex, V_{mic} de 0,95 a 1,20 km.s^{-1} e $[\text{Fe}/\text{H}]$ de -0,126 a +0,132 dex, com um erro típico em T_{ef} , $\log g$, V_{mic} e $[\text{Fe}/\text{H}]$ de 4 K, 0,012 dex, 0,011 km.s^{-1} e 0,004 dex, respectivamente.

Os valores em parâmetros fotosféricos destas estrelas ultrapassam os limites da classificação de gêmeas solares. Ramírez et al. (2014b) utilizaram valores da literatura para fazer uma seleção de estrelas gêmeas solares candidatas, e após medir os parâmetros fotosféricos utilizando sua metodologia, Ramírez et al. (2014b) decidiram manter, como gêmeas do Sol, todas as estrelas selecionadas e observadas. No intuito de não diminuir o número de objetos e para utilizar as mesmas estrelas que Spina et al. (2018) e Bedell et al. (2018) analisaram em seus trabalhos, foram mantidas todas as 67 estrelas. A cobertura em idade da amostra é de 0,5 a 8,4 Gano e em massa de 0,96 a 1,08 M_{\odot} , com erros típico de 0,4 Gano e 0,2 M_{\odot} , respectivamente. Estas gêmeas solares se localizam a uma distância de 13,24 até 99,90 pc do Sol. Dois diagramas H-R foram construídos para ilustrar a localização das 67 gêmeas solares e são apresentados na Figura 5.3.

Esta amostra de estrelas possui mais objetos que a amostra de análogas solares. Entretanto, não permite uma análise comparativa entre estrelas com planetas e sem planetas. Para esta amostra de gêmeas solares foram determinadas as abundâncias do C, N e Th e a razão isotópica do C. Embora a abundância do carbono já tenha sido determinada por Bedell et al. (2018), tal abundância foi remeida neste trabalho no sentido de se fazer uma análise homogênea e mais consistente ao incluirmos as determinações da razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ e da abundância do nitrogênio. Esta última feita a partir de linhas da molécula CN, cuja concentração depende da abundância do carbono.

²<https://www.eso.org/sci/facilities/lasilla/instruments/harps.html>

Figura 5.3 - Diagramas H-R para as 67 estrelas da amostra de gêmeas solares.



Diagramas H-R para as 67 estrelas da amostra de gêmeas solares usando os valores de T_{ef} derivados por Spina et al. (2018) e magnitude visual absoluta, calculada com base nas paralaxes fornecidas pelo catálogo Hipparcos (LEEuwEN, 2007a). Idem Figura 5.2.

Fonte: Produção do autor.

Tabela 5.1 - estelares (T_{ef} , $\log g$, V_{mic} , $[\text{Fe}/\text{H}]$), velocidade de rotação na linha de visada. Estimadas por Spina et al. (2018) para as 67 gêmeas solares.

Estrela	T_{ef} (K)	$\log g$ (dex)	V_{mic} (km.s^{-1})	$[\text{Fe}/\text{H}]$ (dex)	$V_{\text{rot}} \cdot \sin(i)$ (km.s^{-1})	V_{macro} (km.s^{-1})
HI0003203	5868 ± 9	$4,540 \pm 0,016$	$1,16 \pm 0,02$	$-0,050 \pm 0,007$	3,82	3,27
HIP004909	5861 ± 7	$4,500 \pm 0,016$	$1,11 \pm 0,01$	$0,048 \pm 0,006$	4,01	3,33
HIP006407	5775 ± 7	$4,505 \pm 0,013$	$0,98 \pm 0,01$	$-0,058 \pm 0,006$	2,30	2,96
HIP007585	5822 ± 3	$4,445 \pm 0,008$	$1,01 \pm 0,01$	$0,083 \pm 0,003$	1,90	3,37
HIP008507	5717 ± 3	$4,460 \pm 0,011$	$0,96 \pm 0,01$	$-0,099 \pm 0,003$	0,77	2,88
HIP009349	5818 ± 6	$4,515 \pm 0,011$	$1,09 \pm 0,01$	$-0,006 \pm 0,005$	2,25	3,16
HIP010303	5712 ± 3	$4,395 \pm 0,010$	$0,94 \pm 0,01$	$0,104 \pm 0,003$	0,77	3,04
HIP010175	5719 ± 3	$4,485 \pm 0,010$	$0,97 \pm 0,01$	$-0,028 \pm 0,002$	1,83	2,89
HIP011915	5769 ± 4	$4,480 \pm 0,011$	$0,99 \pm 0,01$	$-0,067 \pm 0,004$	0,99	3,05
HIP014501	5738 ± 4	$4,305 \pm 0,012$	$1,07 \pm 0,01$	$-0,153 \pm 0,003$	1,37	3,25
HIP014614	5803 ± 4	$4,450 \pm 0,013$	$1,03 \pm 0,01$	$-0,109 \pm 0,004$	1,97	3,21
HIP018844	5734 ± 3	$4,365 \pm 0,010$	$1,01 \pm 0,01$	$0,014 \pm 0,003$	1,62	3,15
HIP022263	5870 ± 7	$4,535 \pm 0,013$	$1,10 \pm 0,01$	$0,037 \pm 0,006$	3,37	3,27

(Continua)

Tabela 5.1 - Continuação.

Estrela	T_{ef} (K)	$\log g$ (dex)	V_{mic} (km.s^{-1})	[Fe/H] (dex)	$V_{\text{sen(i)}}$ (km.s^{-1})	V_{macro} (km.s^{-1})
HIP025670	5760 ± 3	4,420 ± 0,010	0,98 ± 0,01	0,054 ± 0,003	1,38	3,13
HIP028066	5742 ± 4	4,300 ± 0,011	1,07 ± 0,01	-0,147 ± 0,003	1,32	3,27
HIP029432	5762 ± 3	4,450 ± 0,010	1,01 ± 0,01	-0,112 ± 0,003	1,83	3,08
HIP030037	5666 ± 3	4,420 ± 0,011	0,91 ± 0,01	0,007 ± 0,003	1,76	2,81
HIP030158	5678 ± 4	4,365 ± 0,011	0,95 ± 0,01	-0,004 ± 0,003	1,95	2,85
HIP030476	5709 ± 4	4,280 ± 0,011	1,05 ± 0,01	-0,033 ± 0,003	1,43	3,24
HIP030502	5731 ± 4	4,400 ± 0,013	0,98 ± 0,01	-0,057 ± 0,004	1,98	3,01
HIP034511	5812 ± 4	4,445 ± 0,012	1,04 ± 0,01	-0,091 ± 0,003	1,99	3,25
HIP036512	5744 ± 2	4,445 ± 0,008	0,99 ± 0,01	-0,126 ± 0,002	1,61	3,06
HIP038072	5860 ± 9	4,505 ± 0,018	1,15 ± 0,02	0,085 ± 0,007	3,14	3,33
HIP040133	5745 ± 3	4,365 ± 0,009	0,99 ± 0,01	0,116 ± 0,002	1,97	3,20
HIP041317	5706 ± 3	4,385 ± 0,010	0,99 ± 0,01	-0,081 ± 0,003	1,60	2,99
HIP042333	5846 ± 8	4,500 ± 0,016	1,11 ± 0,01	0,132 ± 0,006	3,55	3,30
HIP043297	5705 ± 4	4,505 ± 0,009	1,00 ± 0,01	0,082 ± 0,003	2,58	2,85
HIP044935	5771 ± 4	4,370 ± 0,012	1,04 ± 0,01	0,038 ± 0,004	1,94	3,30
HIP044997	5728 ± 3	4,410 ± 0,011	0,96 ± 0,01	-0,012 ± 0,003	1,18	2,93
HIP049756	5789 ± 3	4,435 ± 0,009	1,03 ± 0,01	0,023 ± 0,003	0,73	3,25
HIP054102	5845 ± 6	4,510 ± 0,010	1,06 ± 0,01	0,011 ± 0,005	1,73	3,18
HIP054287	5714 ± 4	4,340 ± 0,012	0,99 ± 0,01	0,107 ± 0,004	1,33	3,12
HIP054582	5883 ± 5	4,280 ± 0,014	1,20 ± 0,01	-0,096 ± 0,004	0,65	3,82
HIP062039	5742 ± 3	4,340 ± 0,010	1,02 ± 0,01	0,104 ± 0,003	1,89	3,23
HIP064673	5912 ± 5	4,290 ± 0,014	1,20 ± 0,01	-0,017 ± 0,004	1,86	3,84
HIP064713	5788 ± 4	4,435 ± 0,013	1,00 ± 0,01	-0,043 ± 0,003	1,95	3,08
HIP065708	5746 ± 5	4,220 ± 0,012	1,12 ± 0,01	-0,063 ± 0,005	1,35	3,42
HIP068468	5845 ± 5	4,330 ± 0,013	1,10 ± 0,01	0,071 ± 0,004	1,92	3,66
HIP069645	5751 ± 3	4,435 ± 0,010	1,00 ± 0,01	-0,026 ± 0,004	2,05	3,03
HIP072043	5845 ± 4	4,340 ± 0,011	1,12 ± 0,01	-0,026 ± 0,003	1,39	3,55
HIP073241	5661 ± 5	4,215 ± 0,014	1,00 ± 0,01	0,092 ± 0,005	2,08	3,08
HIP073815	5790 ± 3	4,325 ± 0,008	1,07 ± 0,01	0,023 ± 0,003	1,42	3,32
HIP074432	5679 ± 5	4,170 ± 0,013	1,09 ± 0,01	0,048 ± 0,005	1,66	3,17
HIP076114	5740 ± 3	4,410 ± 0,010	0,97 ± 0,01	-0,024 ± 0,003	1,30	3,03
HIP077052	5687 ± 3	4,450 ± 0,012	0,96 ± 0,01	0,051 ± 0,003	1,58	2,75
HIP077883	5699 ± 3	4,375 ± 0,011	0,99 ± 0,01	0,017 ± 0,003	1,95	2,92

(Continua)

Tabela 5.1 - Continuação.

Estrela	T_{ef} (K)	$\log g$ (dex)	V_{mic} (km.s ⁻¹)	[Fe/H] (dex)	$V_{\text{sen(i)}}$ (km.s ⁻¹)	V_{macro} (km.s ⁻¹)
HIP079578	5810 ± 3	4,465 ± 0,010	1,02 ± 0,01	0,048 ± 0,003	1,74	3,25
HIP079672	5808 ± 3	4,440 ± 0,009	1,02 ± 0,01	0,041 ± 0,003	2,08	3,27
HIP079715	5816 ± 4	4,380 ± 0,011	1,09 ± 0,01	-0,037 ± 0,004	0,64	3,35
HIP081746	5715 ± 3	4,370 ± 0,010	0,99 ± 0,01	-0,091 ± 0,003	1,43	3,00
HIP083276	5886 ± 6	4,240 ± 0,015	1,23 ± 0,01	-0,093 ± 0,005	0,50	3,95
HIP085042	5685 ± 3	4,350 ± 0,010	0,97 ± 0,01	0,030 ± 0,003	1,64	2,91
HIP087769	5828 ± 3	4,400 ± 0,010	1,03 ± 0,01	0,072 ± 0,004	2,05	3,33
HIP089650	5851 ± 3	4,415 ± 0,011	1,10 ± 0,01	-0,015 ± 0,003	1,67	3,39
HIP095962	5805 ± 3	4,380 ± 0,009	1,04 ± 0,01	0,029 ± 0,003	1,41	3,26
HIP096160	5798 ± 4	4,480 ± 0,012	1,02 ± 0,01	-0,036 ± 0,003	2,09	3,06
HIP101905	5906 ± 5	4,500 ± 0,011	1,08 ± 0,01	0,088 ± 0,004	3,06	3,52
HIP102040	5853 ± 4	4,480 ± 0,012	1,05 ± 0,01	-0,080 ± 0,003	1,74	3,30
HIP102152	5718 ± 4	4,325 ± 0,011	0,99 ± 0,01	-0,016 ± 0,003	1,78	3,01
HIP104045	5826 ± 3	4,410 ± 0,010	1,04 ± 0,01	0,051 ± 0,003	2,09	3,29
HIP105184	5843 ± 6	4,510 ± 0,011	1,05 ± 0,01	0,003 ± 0,004	2,64	3,25
HIP108468	5841 ± 4	4,350 ± 0,011	1,13 ± 0,01	-0,096 ± 0,004	0,91	3,54
HIP114615	5819 ± 5	4,510 ± 0,009	1,03 ± 0,01	-0,063 ± 0,004	2,39	3,15
HIP115577	5694 ± 4	4,260 ± 0,010	1,04 ± 0,01	0,013 ± 0,003	1,32	3,22
HIP117367	5867 ± 3	4,350 ± 0,010	1,12 ± 0,01	0,024 ± 0,003	1,17	3,72
HIP118115	5798 ± 4	4,275 ± 0,011	1,10 ± 0,01	-0,036 ± 0,003	0,89	3,55

Fonte: Spina et al. (2018).

Tabela 5.2 - Idades isocronais para a amostra de 67 gêmeas solares obtidas do trabalho de Spina et al. (2018).

Estrela	Idade (Gano)
HIP003203	0,5 ± 0,3
HIP004909	0,6 ± 0,4
HIP006407	1,9 ± 0,7
HIP007585	3,5 ± 0,3
HIP008507	4,9 ± 0,4
HIP009349	0,6 ± 0,3

(Continua)

Tabela 5.2 - Continuação.

Estrela	Idade (Gano)
HIP010175	$3,1 \pm 0,3$
HIP011915	$3,6 \pm 0,5$
HIP014501	$8,8 \pm 0,2$
HIP014614	$4,7 \pm 0,5$
HIP018844	$7,0 \pm 0,3$
HIP022263	$0,8 \pm 0,3$
HIP025670	$5,1 \pm 0,5$
HIP028066	$8,8 \pm 0,2$
HIP029432	$5,2 \pm 0,3$
HIP030158	$7,9 \pm 0,2$
HIP030476	$9,0 \pm 0,3$
HIP030502	$7,0 \pm 0,4$
HIP034511	$4,0 \pm 0,4$
HIP036512	$5,9 \pm 0,4$
HIP040133	$5,4 \pm 0,3$
HIP041317	$7,7 \pm 0,2$
HIP042333	$1,0 \pm 0,5$
HIP043297	$1,8 \pm 0,4$
HIP044935	$6,6 \pm 0,3$
HIP044997	$6,6 \pm 0,3$
HIP049756	$4,5 \pm 0,3$
HIP054102	$0,7 \pm 0,4$
HIP054287	$6,5 \pm 0,3$
HIP054582	$6,9 \pm 0,3$
HIP062039	$6,2 \pm 0,3$
HIP064150	$6,4 \pm 0,3$
HIP064673	$6,0 \pm 0,4$
HIP064713	$5,3 \pm 0,5$
HIP065708	$9,0 \pm 0,3$
HIP068468	$5,5 \pm 0,3$
HIP069645	$5,7 \pm 0,6$
HIP072043	$6,2 \pm 0,3$
HIP073241	$8,9 \pm 0,2$

(Continua)

Tabela 5.2 - Continuação.

Estrela	Idade (Gano)
HIP073815	$7,2 \pm 0,2$
HIP074432	$8,6 \pm 0,2$
HIP076114	$6,6 \pm 0,3$
HIP077052	$4,5 \pm 0,7$
HIP077883	$7,6 \pm 0,3$
HIP079578	$2,4 \pm 0,5$
HIP079672	$4,2 \pm 0,3$
HIP079715	$6,2 \pm 0,3$
HIP081746	$8,1 \pm 0,3$
HIP085042	$7,8 \pm 0,2$
HIP087769	$5,0 \pm 0,7$
HIP089650	$4,3 \pm 0,5$
HIP095962	$6,0 \pm 0,3$
HIP096160	$2,6 \pm 0,4$
HIP101905	$1,2 \pm 0,3$
HIP102040	$2,4 \pm 0,3$
HIP102152	$8,6 \pm 0,3$
HIP104045	$4,1 \pm 0,6$
HIP105184	$0,6 \pm 0,4$
HIP108468	$7,0 \pm 0,2$
HIP114615	$0,5 \pm 0,7$
HIP115577	$8,8 \pm 0,2$
HIP117367	$5,7 \pm 0,2$
HIP118115	$8,0 \pm 0,3$

Fonte: Spina et al. (2018).

5.3 "Gêmeas solares" ricas em metais

Esta amostra de estrelas consiste em 60 estrelas "gêmeas solares" ricas em metais³, que tiveram seus parâmetros fotosféricos medidos por Ramírez et al. (2014a) (Tabela C.1). As abundâncias de 24 elementos (C, O, Na, Mg, Al, Si, S, K, Ca, Sc, Ti, V, Cr,

³O adjetivo "ricas em metais" é adicionado ao termo 'gêmeas solares' de modo a considerar estrelas com $[\text{Fe}/\text{H}]$ maior (no caso, de +0,1 a +0,3 dex).

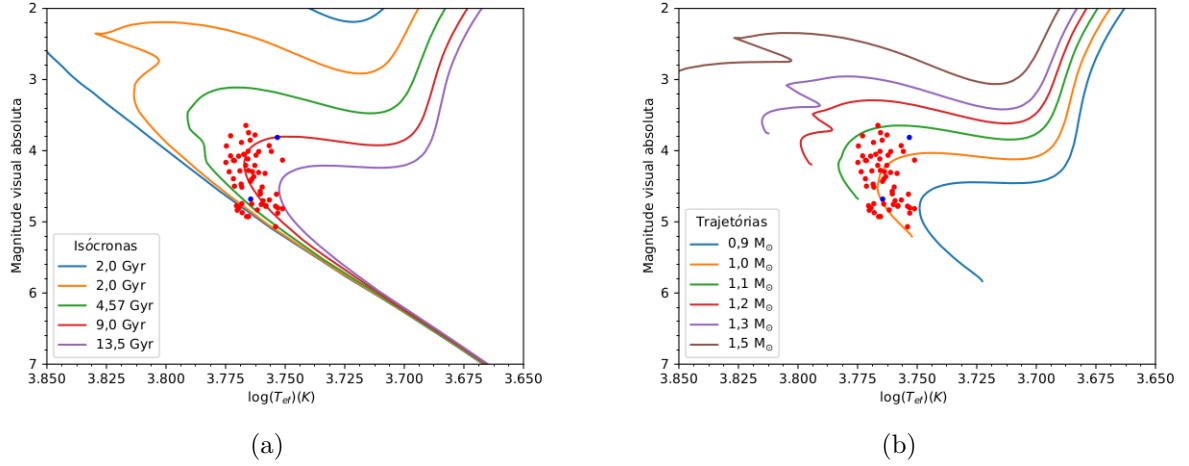
Mn, Co, Ni, Cu, Zn, Y, Ba, La, Ce, Nd e Eu) com erros médios entre 0,012 e 0,056 dex (as abundâncias do C e O utilizadas neste doutorado se encontram na Tabela C.2 no Anexo C) e idade variando de 0,2 a 8,7 Gano com erro médio de 0,7 Gano (Tabela .1), foram também medidos por Ramírez et al. (2014a). Os espectros destas estrelas, que possuem cobertura $\lambda\lambda 3260 - 4450 \text{ \AA}$ com $R=65.000$ e $\lambda\lambda 5650 - 9460 \text{ \AA}$ com $R=110.000$, foram obtidos com o espectrografo UVES (Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph ⁴). Dentre elas, apenas duas possuem planetas detectados até o momento da redação desta tese. Estas estrelas têm uma variação de T_{ef} de 5662 a 5888 K, $\log g$ de 4,25 a 4,54 dex, V_{mic} de 0,96 a 1,21 km.s^{-1} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ de +0,08 a +0,34 dex, com um erro típico em T_{ef} , $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ de 13 K, 0,024 dex e 0,012 dex, respectivamente. Mantivemos para esta amostra o mesmo número de estrelas que foram analisadas por Ramírez et al. (2014a), mesmo que algumas delas ultrapassem ligeiramente os limites em temperatura efetiva, gravidade e metalicidade, de modo análogo ao que foi admitido para a amostra de gêmeas solares. Estas estrelas se encontram a uma distância entre 15,60 pc e 105,82 pc do Sol.

Para esta amostra foi possível analisar a abundância do nitrogênio por meio da cabeça de banda do sistema eletrônico A-X da molécula NH em $\lambda 3360 \text{ \AA}$ devido à cobertura espectral. A razão isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ foi obtida também. Esta amostra de gêmeas solares com metalicidade sobressolar permite obviamente estender a análise físico-químico-evolutiva homogênea para o intervalo de metalicidade acima do valor solar. Na Figura 5.4 são mostrados dois diagramas H-R para as estrelas desta amostra.

Tanto a amostra de gêmeas solares como a amostra de “gêmeas solares” relativamente ricas em metais, até então, não tinham sido analisadas em termos de abundâncias do N e Th e, acerca das razões isotópicas do C e N. Contudo, nesta tese, incluímos apenas a mensuração e investigação do N e sua razão isotópica na análise das gêmeas solares ricas em metais, em função da resolução e amostragem em comprimento de onda dos espectros inspecionados. A razão isotópica do N não foi medida para a amostra de gêmeas solares devido à cobertura espectral dos dados. Enquanto que a amostra de gêmeas solares com parâmetros bem determinados, abrangendo estrelas da vizinhança solar com distâncias até 100 pc, permite investigar de certa maneira a evolução química do disco local da Galáxia, as outras duas amostras proporcionam análises em outros espaços paramétricos próximos aos valores solares (amostra de análogas num espaço mais abrangente e amostra de gêmeas ricas em metais no regime sobressolar de metalicidade).

⁴<https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/uves.html>

Figura 5.4 - Diagramas H-R para as 60 estrelas da amostra de “gêmeas solares” ricas em metais.



Diagramas H-R para as 60 estrelas da amostra de “gêmeas solares” ricas em metais usando os valores de T_{ef} derivados por [Ramírez et al. \(2014a\)](#) e magnitude visual absoluta, calculada com base nas paralaxes fornecidas pelo catálogo Hipparcos ([LEEUVEN, 2007a](#)). Idem Figura 5.2.

Fonte: Produção do autor.

Tabela 5.3 - Parâmetros fotosféricos estelares estimada por [Ramírez et al. \(2014a\)](#) para as 60 “gêmeas solares” ricas em metais.

Estrela	T_{ef} (K)	$\log g$ (dex)	V_{mic} (km.s^{-1})	[Fe/H] (dex)	$V_{\text{rot.sen}(i)}$ (km.s^{-1})	V_{macro} (km.s^{-1})
HIP001499	5729 ± 9	$4,365 \pm 0,024$	$1,06 \pm 0,00$	$0,139 \pm 0,013$	3,216	2,106
HIP001803	5837 ± 16	$4,516 \pm 0,024$	$1,31 \pm 0,00$	$0,178 \pm 0,016$	3,334	6,600
HIP005176	5864 ± 16	$4,385 \pm 0,024$	$1,10 \pm 0,00$	$0,135 \pm 0,012$	3,672	1,660
HIP012048	5769 ± 14	$4,164 \pm 0,024$	$1,17 \pm 0,00$	$0,105 \pm 0,016$	3,722	1,968
HIP012186	5817 ± 15	$4,146 \pm 0,024$	$1,22 \pm 0,00$	$0,096 \pm 0,015$	3,929	1,684
HIP017054	5826 ± 10	$4,249 \pm 0,017$	$1,24 \pm 0,00$	$0,346 \pm 0,010$	3,776	3,140
HIP017960	5804 ± 11	$4,267 \pm 0,020$	$1,14 \pm 0,00$	$0,159 \pm 0,012$	3,663	2,660
HIP020723	5638 ± 9	$4,356 \pm 0,020$	$0,96 \pm 0,00$	$0,196 \pm 0,011$	2,920	2,380
HIP020741	5826 ± 16	$4,519 \pm 0,024$	$1,19 \pm 0,00$	$0,145 \pm 0,017$	3,287	3,542
HIP021923	5784 ± 11	$4,197 \pm 0,017$	$1,17 \pm 0,00$	$0,220 \pm 0,012$	3,716	2,362
HIP022336	5928 ± 21	$4,186 \pm 0,020$	$1,27 \pm 0,00$	$0,216 \pm 0,013$	4,277	4,120
HIP024681	5830 ± 16	$4,226 \pm 0,024$	$1,17 \pm 0,00$	$0,087 \pm 0,015$	3,832	2,260

(Continua)

Tabela 5.3 - Continuação.

Estrela	T_{ef} (K)	$\log g$ (dex)	V_{mic} (km.s ⁻¹)	[Fe/H] (dex)	$V_{\text{sen(i)}}$ (km.s ⁻¹)	V_{macro} (km.s ⁻¹)
HIP026935	5827 ± 15	4,252 ± 0,020	1,16 ± 0,00	0,156 ± 0,013	3,774	1,744
HIP029349	5912 ± 18	4,233 ± 0,017	1,27 ± 0,00	0,227 ± 0,012	4,130	1,986
HIP030243	5808 ± 13	4,337 ± 0,020	1,10 ± 0,00	0,265 ± 0,012	3,550	1,780
HIP030480	5882 ± 17	4,249 ± 0,024	1,19 ± 0,00	0,175 ± 0,014	3,986	2,620
HIP031540	5676 ± 8	4,362 ± 0,014	1,01 ± 0,00	0,216 ± 0,009	3,037	2,446
HIP034879	5906 ± 16	4,391 ± 0,027	1,12 ± 0,00	0,263 ± 0,014	3,821	3,000
HIP037309	5815 ± 13	4,351 ± 0,020	1,09 ± 0,00	0,262 ± 0,011	3,551	2,440
HIP039417	5710 ± 6	4,353 ± 0,014	1,03 ± 0,00	0,261 ± 0,007	3,171	2,014
HIP040761	5842 ± 12	4,320 ± 0,020	1,14 ± 0,00	0,239 ± 0,011	3,707	1,886
HIP040952	5676 ± 10	4,385 ± 0,020	0,97 ± 0,00	0,150 ± 0,011	2,996	1,786
HIP051579	5912 ± 17	4,336 ± 0,024	1,20 ± 0,00	0,189 ± 0,013	3,944	3,068
HIP052409	5745 ± 9	4,376 ± 0,020	1,02 ± 0,00	0,261 ± 0,011	3,253	2,740
HIP057291	5671 ± 8	4,299 ± 0,014	1,01 ± 0,00	0,288 ± 0,009	3,134	2,398
HIP060081	5760 ± 11	4,343 ± 0,020	1,03 ± 0,00	0,269 ± 0,011	3,366	1,982
HIP060370	5880 ± 16	4,459 ± 0,027	1,11 ± 0,00	0,142 ± 0,016	3,598	2,778
HIP061379	5841 ± 12	4,107 ± 0,017	1,27 ± 0,00	0,275 ± 0,012	4,089	2,532
HIP061595	5868 ± 13	4,317 ± 0,024	1,15 ± 0,00	0,216 ± 0,013	3,810	1,680
HIP062345	5761 ± 8	4,296 ± 0,014	1,09 ± 0,00	0,232 ± 0,008	3,454	1,624
HIP065808	5664 ± 8	4,329 ± 0,017	1,02 ± 0,00	0,204 ± 0,011	3,056	2,060
HIP070123	5894 ± 14	4,426 ± 0,024	1,09 ± 0,00	0,219 ± 0,014	3,711	3,020
HIP071803	5814 ± 9	4,416 ± 0,017	1,06 ± 0,00	0,217 ± 0,008	3,429	1,970
HIP073408	5864 ± 16	4,394 ± 0,024	1,12 ± 0,00	0,281 ± 0,012	3,655	2,446
HIP074500	5750 ± 0	4,300 ± 0,000	1,10 ± 0,00	0,250 ± 0,000	3,408	2,404
HIP077740	5890 ± 14	4,478 ± 0,020	1,10 ± 0,00	0,093 ± 0,012	3,602	2,144
HIP078955	5875 ± 14	4,297 ± 0,024	1,18 ± 0,00	0,290 ± 0,014	3,873	0,968
HIP081022	5928 ± 22	4,194 ± 0,024	1,30 ± 0,00	0,263 ± 0,014	4,262	3,586
HIP081767	5808 ± 8	4,291 ± 0,017	1,15 ± 0,00	0,261 ± 0,010	3,634	2,724
HIP083906	5790 ± 8	4,120 ± 0,010	1,25 ± 0,00	0,273 ± 0,009	3,878	2,340
HIP086796	5770 ± 8	4,244 ± 0,014	1,13 ± 0,00	0,263 ± 0,010	3,581	2,586
HIP090593	5797 ± 9	4,266 ± 0,017	1,12 ± 0,00	0,274 ± 0,010	3,639	2,660
HIP091332	5734 ± 14	4,157 ± 0,020	1,10 ± 0,00	0,175 ± 0,015	3,610	2,000
HIP094256	5699 ± 10	4,084 ± 0,017	1,18 ± 0,00	0,223 ± 0,012	3,620	2,058
HIP095740	5936 ± 14	4,372 ± 0,024	1,15 ± 0,00	0,267 ± 0,013	3,971	2,470

(Continua)

Tabela 5.3 - Continuação.

Estrela	T_{ef} (K)	$\log g$ (dex)	V_{mic} (km.s ⁻¹)	[Fe/H] (dex)	$V_{\text{sen(i)}}$ (km.s ⁻¹)	V_{macro} (km.s ⁻¹)
HIP098589	5862 ± 14	4,486 ± 0,020	1,10 ± 0,00	0,178 ± 0,014	3,481	2,800
HIP099115	5638 ± 9	4,195 ± 0,014	1,10 ± 0,00	0,213 ± 0,010	3,211	2,180
HIP099727	5791 ± 11	4,248 ± 0,017	1,17 ± 0,00	0,196 ± 0,011	3,649	2,048
HIP099729	5711 ± 9	4,108 ± 0,014	1,20 ± 0,00	0,185 ± 0,011	3,618	2,752
HIP100500	5666 ± 7	4,061 ± 0,014	1,17 ± 0,00	0,158 ± 0,010	3,548	2,480
HIP101806	5906 ± 19	4,310 ± 0,024	1,24 ± 0,00	0,205 ± 0,013	3,967	2,784
HIP103682	5955 ± 17	4,351 ± 0,024	1,23 ± 0,00	0,234 ± 0,012	4,084	2,346
HIP106006	5755 ± 10	4,396 ± 0,020	1,05 ± 0,00	0,148 ± 0,010	3,252	1,776
HIP109355	5730 ± 9	4,381 ± 0,020	1,02 ± 0,00	0,225 ± 0,010	3,191	2,266
HIP110161	5952 ± 16	4,314 ± 0,027	1,23 ± 0,00	0,246 ± 0,013	4,139	2,998
HIP110843	5664 ± 8	4,311 ± 0,017	1,01 ± 0,00	0,255 ± 0,010	3,089	1,806
HIP113137	5853 ± 13	4,221 ± 0,017	1,20 ± 0,00	0,205 ± 0,011	3,927	2,446
HIP115100	5866 ± 18	4,174 ± 0,024	1,21 ± 0,00	0,154 ± 0,015	4,061	2,120
HIP116852	5829 ± 13	4,225 ± 0,020	1,21 ± 0,00	0,150 ± 0,013	3,831	2,224

Fonte: Ramírez et al. (2014a).

Tabela 5.4 - Idade isocronal estimada por Ramírez et al. (2014a) para as 60 “gêmeas solares” ricas em metais.

Estrela	Idade (Gano)
HIP01499	6,07 ± 0,61
HIP01803	0,85 ± 0,48
HIP05176	3,94 ± 0,54
HIP12048	7,95 ± 0,25
HIP12186	7,29 ± 0,25
HIP17054	4,41 ± 0,10
HIP17960	5,96 ± 0,42
HIP20723	6,88 ± 0,53
HIP20741	0,84 ± 0,50
HIP21923	6,56 ± 0,50
HIP22336	4,09 ± 0,18
HIP24681	6,95 ± 0,30

(Continua)

Tabela 5.4 - Continuação.

Estrela	Idade (Gano)
HIP26935	6,25 ± 0,44
HIP29349	4,18 ± 0,12
HIP30243	4,42 ± 0,27
HIP30480	4,86 ± 0,43
HIP31540	5,84 ± 0,26
HIP34879	2,86 ± 0,61
HIP37309	4,35 ± 0,32
HIP39417	5,19 ± 0,25
HIP40761	4,51 ± 0,19
HIP40952	5,86 ± 0,57
HIP51579	4,02 ± 0,33
HIP52409	4,45 ± 0,43
HIP57291	5,80 ± 0,12
HIP60081	4,95 ± 0,26
HIP60370	1,43 ± 0,75
HIP61379	5,86 ± 0,53
HIP61595	4,41 ± 0,25
HIP62345	5,20 ± 0,12
HIP65808	6,65 ± 0,45
HIP70123	1,55 ± 0,72
HIP71803	3,26 ± 0,56
HIP73408	2,65 ± 0,63
HIP74500	5,21 ± 0,17
HIP77740	1,14 ± 0,62
HIP78955	3,97 ± 0,22
HIP81022	4,02 ± 0,11
HIP81767	4,70 ± 0,12
HIP83906	5,23 ± 0,50
HIP86796	5,09 ± 0,09
HIP90593	4,81 ± 0,08

Fonte: Ramírez et al. (2014a).

6 ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA

6.1 Parâmetros fotosféricos fundamentais

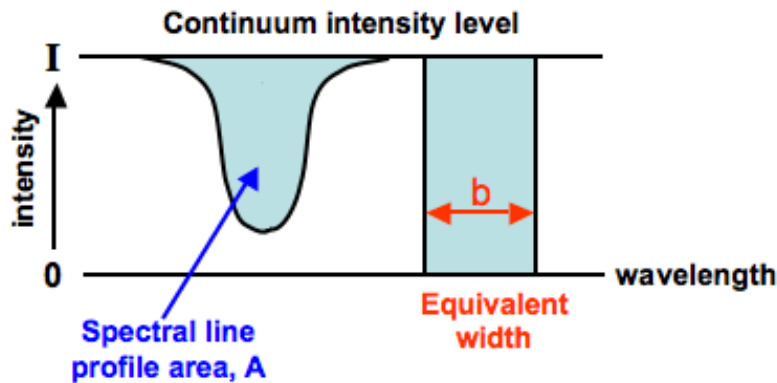
Nesta tese estuda-se estrelas de tipo solar, de modo que um dos meios para se derivar os parâmetros fotosféricos fundamentais corresponde ao emprego do método clássico de equilíbrio espectroscópico (ou método dos equilíbrios de ionização e excitação atômicas), o qual se fundamenta em medidas de largura equivalente de linhas espectrais do ferro neutro (Fe I) e uma vez ionizado (Fe II). São quatro os parâmetros necessários para se caracterizar uma fotosfera estelar: temperatura efetiva (T_{ef} em K), gravidade superficial comumente apresentada na escala logarítmica (sendo seu valor absoluto no sistema cgs), velocidade de microturbulência (unidade de $\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$) e $[\text{Fe}/\text{H}]$ (ATHAY; LITES, 1972).

A largura equivalente (LE) de uma linha espectral é definida como a largura de um retângulo cuja área é igual à área ocupada pela linha, ou seja, é proporcional ao fluxo absorvido em torno do comprimento de onda que compreende a linha, como ilustrado na Figura 6.1 para uma linha de absorção é expresso pela Equação 6.1

$$LE = \int_0^\infty \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda, \quad (6.1)$$

onde F_c é o fluxo no contínuo local e F_λ é o fluxo da linha também em função do comprimento de onda. Segundo a Equação 6.1, LE tem valor positivo para uma linha de absorção e negativo para uma linha de emissão.

Figura 6.1 - Definição de largura equivalente de uma linha espectral de absorção.



Fonte: Cosmos (2020).

O ferro, apesar de não ser o metal mais abundante na fotosfera estelar, é considerado um bom indicador da metalicidade devido ao grande número de linhas disponíveis em espectros de estrelas do tipo F-G-K, visto que há uma vasta diversidade e quantidade de transições eletrônicas em átomos de Fe em dois estágios de ionização, produzindo uma miríade de linhas de absorção na região óptica do espectro. Elementos como carbono, nitrogênio e oxigênio são mais abundantes, porém suas abundâncias são difíceis de se medir, devido ao pequeno número de linhas atômicas disponíveis.

Uma das grandes vantagens de se adotar tal método de LE de linhas do ferro é que os 4 parâmetros fotosféricos fundamentais são determinados de modo simultâneo e auto-consistente com base nos equilíbrios de ionização e excitação atômicas. A precisão com que eles são medidos será incrementada ao se analisar espectros ópticos de resolução elevada em comprimento de onda, de modo a permitir a medição de linhas individuais.

Algumas ferramentas de automatização do processo de derivação dos parâmetros fotosféricos podem ser encontradas nos trabalhos de Blanco-Cuaresma et al. (2014) com a ferramenta iSpec, Magrini et al. (2013) com a ferramenta FAMA e Mucciarelli et al. (2013) com a ferramenta GALA. Todos esses códigos utilizam a técnica de LE. Para este trabalho usamos um código desenvolvido em *Python* e gentilmente fornecido por Ronaldo Oliveira da Silva (SILVA et al., 2015), o qual aperfeiçoamos.

Para medir LEs utilizamos o código ARES¹ (Automatic Routine for line Equivalent widths in stellar Spectra), que tem parâmetros de configuração dependentes da resolução espectral, amostragem e da relação sinal-ruído. Mede-se linhas isoladas de Fe I e Fe II, abrangendo uma gama diversa em intensidade, transição eletrônica com potenciais de excitação distintos e em comprimento de onda segundo a cobertura dos espectros disponíveis. O código ARES faz ajustes gaussianos usando dois pontos de contínuos em torno da transição central, para obter o melhor ajuste e desta forma extrair o valor da LE para cada uma das linhas da lista de linhas fornecidas ao código. Mais informações sobre o funcionamento e as implicações dos parâmetros de entrada podem ser encontradas em Sousa et al. (2007).

Os parâmetros fotosféricos do Sol são bem conhecidos e determinados com grande precisão: temperatura efetiva de 5777 K, logaritmo da gravidade superficial de 4,44 dex, velocidade de microturbulência de 1,00 km.s⁻¹ e [Fe/H] de 0,00 dex (COX, 2000).

¹<http://www.astro.up.pt/sousasag/ares/>

Se hipoteticamente uma linha espectral de absorção do Fe I correspondente a uma transição eletrônica a partir de um certo nível eletrônico com potencial de excitação χ_i tivesse mesma intensidade relativa ao contínuo (igual LE) por entre estrelas de diferentes T_{ef} , a abundância total do Fe I na fotosfera teria que ser maior em estrelas de maior T_{ef} , conforme expresso pela Equação 6.2 (isto só é válido somente quando os átomos de ferro são majoritariamente neutros). Por outro lado, se fixarmos a T_{ef} e compararmos linhas diversas do Fe I no espectro de uma única estrela advindas de distintas transições eletrônicas com diferentes potenciais de excitação, a abundância fotosférica total de átomos de Fe I derivada a partir de cada linha precisa ser a mesma e, portanto, independente do potencial de excitação do nível inferior da transição; satisfazendo desta maneira o equilíbrio de excitação (MAGRINI et al., 2013).

$$\log n(\text{FeI}) \propto e^{-\chi_i/kT_{\text{ef}}}, \quad (6.2)$$

onde $\log n(\text{FeI})^2$ é a abundância numérica de átomos neutros de ferro na escala logarítmica, k é a constante de Boltzmann e χ_i é o potencial de excitação de uma transição eletrônica correspondente ao nível i .

O melhor valor de T_{ef} é obtido quando não há correlação entre a abundância e o potencial de excitação das linhas do Fe I, para as quais os valores do potencial de excitação se espalhem por uma ampla faixa (MAGRINI et al., 2013; MUCCIARELLI et al., 2013). Se adotarmos um valor de T_{ef} maior que o real, ocorrerá uma subpopulação dos níveis de energia mais baixos e se adotarmos uma temperatura menor levará a um perfil de linhas mais profundo correspondendo a transições que envolvam níveis menos excitados.

A gravidade superficial ($\log g$) está diretamente relacionada à pressão eletrônica da fotosfera. Ao variarmos $\log g$, acarreta em variações nas linhas do Fe II, que são muito sensíveis à pressão eletrônica, enquanto que as linhas do Fe I são basicamente insensíveis ao $\log g$. A determinação da gravidade superficial está ligada ao equilíbrio de ionização regido pela equação de Saha, Equação 6.3. Desta forma, o melhor valor de $\log g$ é obtido quando as abundâncias fornecidas pelas linhas do Fe I e Fe II convergem entre si, comumente expressas na escala logarítmica $\log n(\text{Fe})$, dentro das incertezas e segundo um certo critério de aderência (MAGRINI et al., 2013; MUCCIARELLI et al., 2013).

² $\log(\varepsilon(X)) = \log(n(X)/n(\text{H})) + 12$, $n(X)$ é a densidade ou abundância numérica do elemento X, e H é hidrogênio.

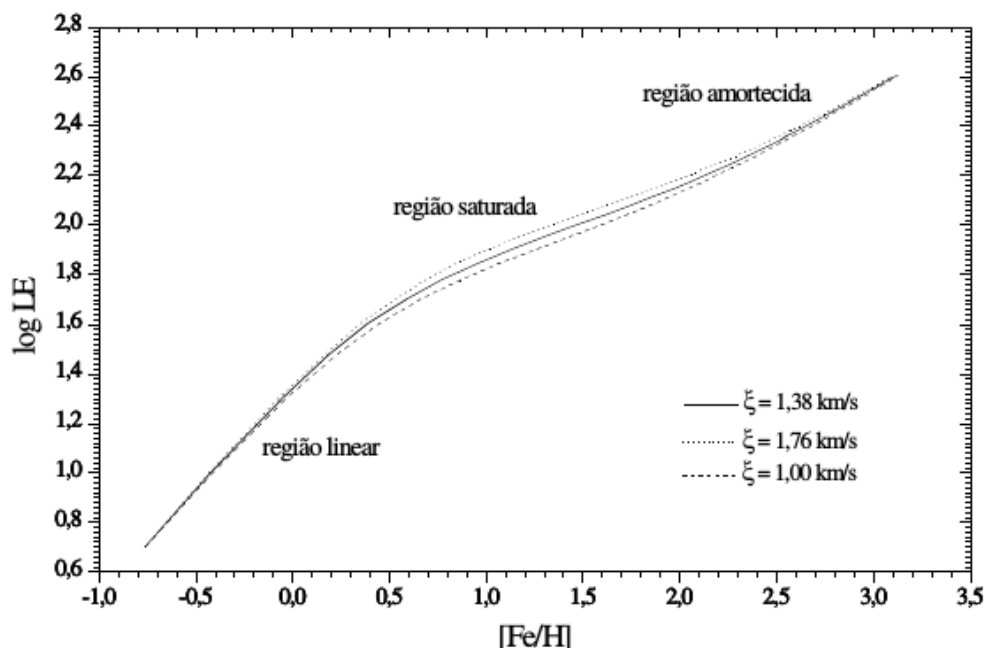
$$\frac{N_{i+1}}{N_i} = \frac{1}{P_e} \frac{(\pi m_e)^{3/2} (2kT)^{5/2}}{h^3} \frac{u(T)_{i+1}}{u(T)_i} e^{-I/KT}, \quad (6.3)$$

onde N_i é o número de átomos de uma dada espécie por unidade de volume em um dado nível de ionização, P_e é a pressão de elétrons, m_e é a massa do elétron, $u(T)_I$ é a função partição da espécie atômica em um dado nível de ionização i ou $i+1$ ³, I é o potencial de ionização do nível i , T a temperatura de equilíbrio de ionização e h constante de Planck.

A velocidade de microtubulência (V_{mic}) afeta principalmente as linhas moderadas e fortes ao longo do regime da curva de crescimento, enquanto que as linhas ao longo da parte linear da curva de crescimento são mais sensíveis a abundância, cujas larguras equivalentes são dependentes diretamente da abundância numérica do elemento. A Figura 6.2 mostra um exemplo teórico de curva de crescimento para uma linha do ferro. Pode-se observar que a região saturada é mais sensível a mudanças no valor da V_{mic} . Aumentar seu valor acarreta em diminuição da abundância dada por linhas moderadamente intensas e vice-versa. A V_{mic} considerada correta, ocorre quando a abundância fornecida pelas linhas fracas é igual a abundância fornecida pelas linhas mais intensas.

³A função de partição é uma grandeza dependente da temperatura que descreve as propriedades estatísticas de um sistema em equilíbrio termodinâmico. $u(T) = \sum g_i e^{(-\Psi_i/kT)}$.

Figura 6.2 - Curva de crescimento teórica para a linha do Fe I.



Curva de crescimento teórica para a linha do Fe I em $\lambda 5856,096 \text{ \AA}$, para a estrela HR1294 (tipo espectral: G3 V), para três valores de V_{mic} .

Fonte: Silva (2003).

Devido ao fato de que os movimentos não térmicos não são bem descritos pelo modelo de atmosfera, surge a necessidade de se incorporar a velocidade de microturbulência ao alargamento Doppler térmico. Para as estrelas, com exceção do Sol onde podemos derivar os campos de velocidade como uma função da profundidade óptica, a velocidade de microturbulência representa um fator corretivo para minimizar a dispersão linha a linha para uma determinada espécie e compensar a descrição incompleta da convecção que é implementada em modelos de atmosfera unidimensionais. A forma de se obter a melhor determinação da microturbulência é anular qualquer tendência entre o $\log n(\text{Fe})$ e o logaritmo da largura equivalente reduzida ($\log(\text{LE}/\lambda)$) (MAGRINI et al., 2013; MUCCIARELLI et al., 2013).

A metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}]$ é derivada da abundância média calculada a partir de um conjunto de linhas do Fe I.

Para a determinação dos parâmetros fotosféricos neste trabalho de doutorado usamos 98 linhas do Fe I e 18 linhas do Fe II listadas no Anexo . Os passos para determinação seguem a lógica do trabalho de mestrado de Silva (2003), que inicialmente verifica

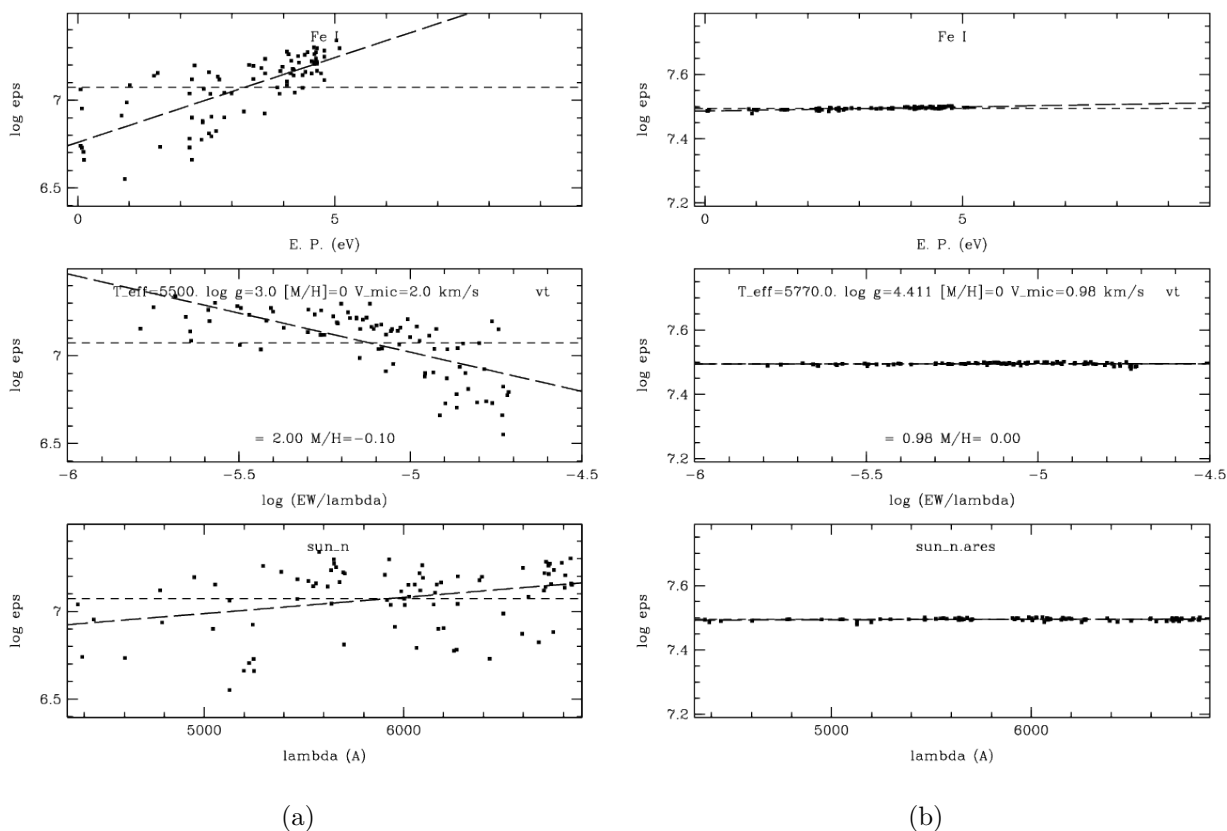
se a diferença entre a metalicidade escolhida para selecionar o melhor modelo de fotosfera e a média das abundâncias das linhas do Fe I é menor em módulo que um valor imposto, próximo de zero. Caso a diferença seja maior, o valor da metalicidade para fazer o modelo é alterada fazendo com que ela seja igual a média da abundância dada pelas linhas do Fe I. Caso a diferença seja igual ou menor que um valor imposto próximo de zero, passa-se para a etapa seguinte. A grade de modelos de atmosfera usada é aquela de [Castelli e Kurucz \(2004\)](#), que fazem uso da aproximação plano paralelo e do ETL, com limites inferiores e superiores dos parâmetros para estrelas FGK e como padrão de abundâncias solar foi utilizado aquele de [Asplund et al. \(2009\)](#). O lado direito da Figura 6.3 mostra o início do processo de determinação dos parâmetros fotosféricos fundamentais para o Sol e o lado direito a última interação que foi feita para obter seus parâmetros, que conforme é informado no próprio gráfico: 5777 K para a temperatura, 4,41 para $\log g$ e 0,98 km/s para microturbulência. O valor da metalicidade é obtido dos arquivos de saída da rotina do código MOOG⁴ ([SNEEDEN, 2016](#)).

Inicialmente é feito a calibração dos gf (f é a força de oscilador da transição eletrônica e g o peso estatístico do nível inferior da transição) de cada linha do Fe I e Fe II ao Sol. Uma vez que se conhece os valores dos parâmetros fotosféricos solares, pode-se ir ajustando o valor de gf de cada linha até se obter, analisando o espectro solar de referência da amostra, a abundância solar do ferro na escala $\log \epsilon(Fe)$, segundo o padrão químico adotado para o Sol.

Na próxima etapa, verifica-se o equilíbrio de excitação, conferindo se o ajuste linear no gráfico de abundância das linhas do Fe I versus potencial de excitação do nível inferior da transição eletrônica (χ) apresenta alguma inclinação. A Figura 6.4(a) (painel superior) ilustra um gráfico deste tipo para a calibração ao Sol (um ajuste linear é traçado sem exibir seus parâmetros finais). Caso presente, é feita uma alteração no valor da temperatura efetiva do modelo de atmosfera e deriva-se novamente a abundância a partir de cada linha do ferro, obtendo-se assim um novo ajuste linear. Este processo é feito até que o ajuste apresente uma inclinação mínima evidenciando que a temperatura efetiva escolhida para o modelo de atmosfera esteja representando o perfil de temperatura na fotosfera estelar.

⁴MOOG é um código que executa uma variedade de análises de linha em equilíbrio termodinâmico local e tarefas de síntese de espectro. O uso típico de MOOG é auxiliar na determinação da composição química de uma estrela.

Figura 6.3 - Gráficos dos ajustes realizados pelo código MOOG.



Gráficos dos ajustes realizados pelo código MOOG. No gráfico superior de ambos os painéis é mostrada a relação entre as abundâncias do Fe e o potencial de excitação para as linhas do Fe I medidas, nos gráficos do meio são mostradas as relações entre as abundâncias do Fe e a largura equivalente reduzida para as mesmas linhas do Fe I e nos gráficos inferiores são apresentados as relações entre as abundâncias do Fe e o comprimento de onda para o conjunto total de linhas do Fe I e II medidas. Os ajustes deste gráfico são para o Sol da amostra de análogas solares.

Fonte: Produção do autor.

Em seguida é verificado o gráfico de abundância das linhas do Fe I versus suas larguras equivalentes reduzidas, para examinar se a velocidade de microturbulência está correta. A Figura 6.4(a) (painel intermediário) ilustra um gráfico deste tipo. Caso o ajuste linear deste gráfico apresente alguma inclinação, o valor da velocidade é alterado e os processos anteriores são refeitos. Caso não apresente, segue-se para a última etapa.

Por último é verificado se o equilíbrio de ionização foi atingido. Isto é feito compa-

rando as abundâncias médias dadas pelas linhas do Fe I e Fe II que devem convergir para o mesmo valor. O painel inferior da Figura 6.4(a) ilustra tal convergência por meio de um gráfico $\log \epsilon(\text{Fe})$ vs. comprimento de onda reunindo medidas de linhas do Fe I e Fe II. Caso essa diferença seja próxima da convergência, segundo um dado critério, o valor da gravidade superficial é alterado e obtém-se novamente a abundância do ferro, voltando à primeira etapa. Caso a diferença esteja no intervalo imposto para a convergência, obtemos os parâmetros fotosféricos para a estrela.

Todo este processo pode ser verificado na Figura 6.4 que foi obtida do trabalho de mestrado do Silva (2003). Ao final de várias interações, que pode variar conforme a estrela, os ajustes dos gráficos acima mencionados convergem para os gráficos da Figura 6.4(b), onde todos os ajustes lineares convergem para ajustes com coeficientes angulares nulos.

Figura 6.4 - Diagrama de fluxo mostrando como os parâmetros fotosféricos são calculados.

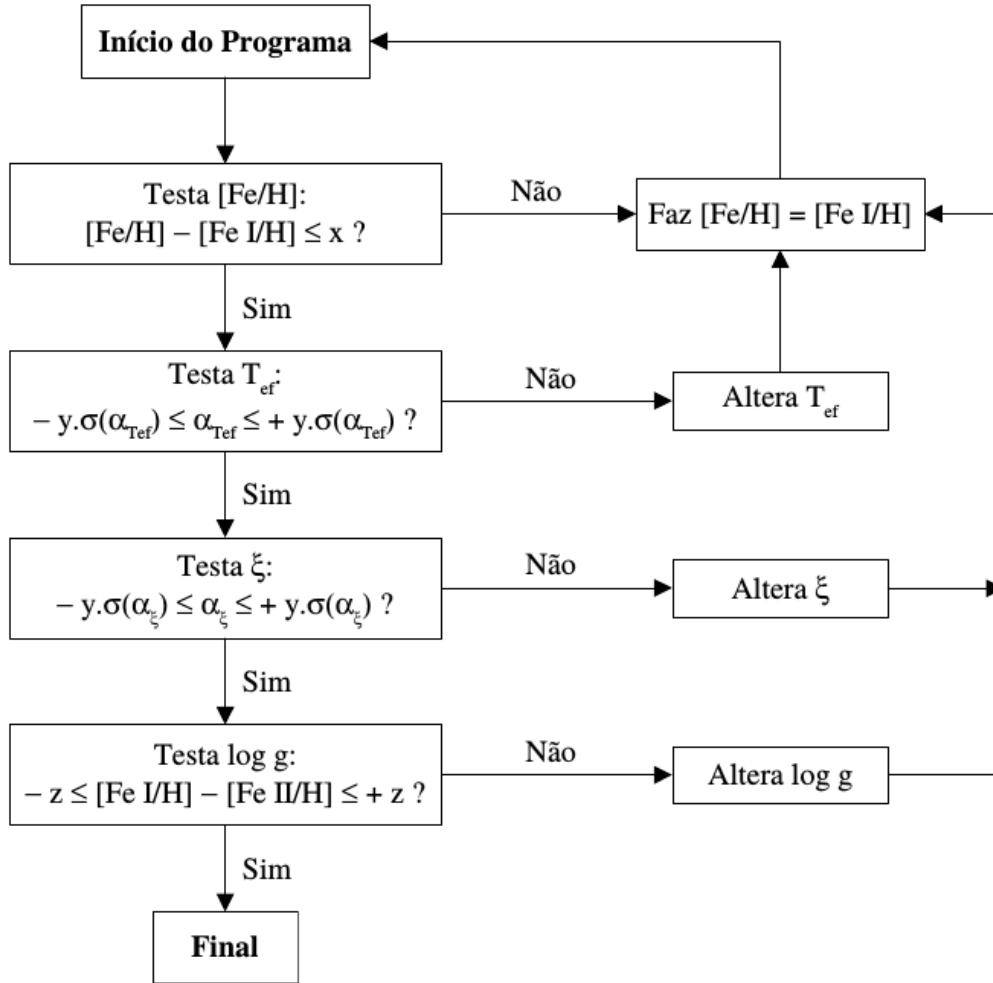


Diagrama de fluxo mostrando como os parâmetros fotosféricos são calculados. As quantidades x , y e z são arbitrárias, $\alpha_{T_{ef}}$ e α_{ξ} são os coeficientes angulares das regressões sobre os diagramas $[Fe/H]$ versus χ e $[Fe/H]$ versus $\log(LE/\lambda)$, respectivamente, e $\sigma(\alpha_{T_{ef}})$ e $\sigma(\alpha_{\xi})$ são seus respectivos erros.

Fonte: Silva (2003).

Essa mesma sequência de passos é seguida nos trabalhos de Blanco-Cuaresma et al. (2014) e Mucciarelli et al. (2013). Porém, no trabalho de Magrini et al. (2013) segue-se outra sequência de etapas, inicialmente obtendo-se a temperatura efetiva, em seguida a gravidade superficial e por último a velocidade de microturbulência.

O erro em metalicidade é aquele fornecido pelo próprio código MOOG, estimado na determinação da abundância do Fe I.

O erro associado com o valor da temperatura está relacionado com o coeficiente angular do ajuste linear do gráfico de abundâncias dadas pelas linhas do Fe I versus potencial de excitação. Para estimar este erro devemos variar a temperatura até que o valor do coeficiente angular em módulo seja aproximadamente igual ao seu erro.

O erro em velocidade de microturbulência é estimado de modo semelhante ao que é feito para a temperatura. Varia-se a microturbulência até que o coeficiente angular do ajuste linear se aproxime do valor do seu erro no gráfico de abundâncias dadas pelas linhas do Fe I versus $\log(LE/\lambda)$.

A gravidade superficial está relacionada aos erros nas abundâncias dadas pelas linhas do Fe I e Fe II, sendo que para determiná-la devemos variar seu valor até que a diferença entre as médias das abundâncias de Fe I e Fe II sejam aproximadamente iguais entre si segundo seus erros.

6.2 Abundâncias elementais

6.2.1 Determinação da abundância do oxigênio por largura equivalente

A largura equivalente pode ser medida a partir de uma função gaussiana a ser ajustada ao perfil da linha, tendo os contínuos como referência. Além do valor da largura equivalente, o ajuste gaussiano fornece o valor de profundidade, ou seja, a intensidade de absorção da linha e de FWHM⁵.

Em alguns casos, a linha a ser medida não é isolada o suficiente, de forma que um único ajuste não pode ser feito por todo o perfil da linha sem a influência da linha vizinha. Neste caso, pode-se ajustar um perfil evitando a parte sobreposta/perturbada com/pela linha adjacente, ou aplicar um ajuste duplo de modo a deconvoluir a mistura espectral.

A largura equivalente reduzida pode ser expressa como função da abundância do elemento absorvedor, da probabilidade da transição eletrônica, da temperatura e do coeficiente de absorção do contínuo, como dado pela Equação 6.4 (GRAY, 2005).

$$\log\left(\frac{LE}{\lambda}\right) = \log(C) + \log\left(\frac{N_E}{N_H}\right) + \log gf\lambda - \theta\Psi_i - \log \kappa_{cont,\lambda}, \quad (6.4)$$

⁵Full Width at Half Maximum em Português largura total à meia altura, tal largura é dada pela diferença entre dois valores extremos de uma variável independente no qual ela, a função, atinge metade de seu valor máximo.

onde C é constante para uma dada estrela e íon (calculada a partir de constantes físicas e parâmetros estelares como densidade e temperatura), $u(T)$ a função de partição, N_E/N_H abundância numérica do elemento relativa a abundância numérica do hidrogênio, $gf\lambda$ peso estatístico do nível inferior da transição vezes sua força de oscilador harmônico e o comprimento de onda do fóton absorvido, $\Theta = \log e/KT$ e $\kappa_{cont,\lambda}$ o coeficiente de absorção do contínuo para o mesmo comprimento de onda⁶.

O comportamento da largura equivalente reduzida em função da abundância é descrito pela curva de crescimento (veja Figura 6.2). As medidas de LE foram utilizadas como dados de entrada para a ferramenta *abfind* do MOOG, para a obtenção das abundâncias.

Para se medir a largura equivalente de linhas isoladas do oxigênio no tripleto localizado em $\lambda\lambda 7771 - 7775 \text{ \AA}$, foi utilizado o código ARES⁷, que permite fazer medidas de LE de modo automatizado. Caso seja necessário, o código é capaz de identificar combinações e aplicar um ou mais ajustes gaussianos de forma a extrair apenas a LE da linha desejada. O código ARES, além de obter LEs para uma lista de linhas, também fornece uma estimativa de erro associado a medição de cada LE, erro este que é considerado no cálculo do erro em abundância advinda de cada linha do tripleto do oxigênio.

A abundância de um elemento químico pode ser obtida ao analisar o perfil de uma, ou mais, de suas linhas e suas LEs. A LE de uma determinada linha é proporcional ao fluxo absorvido em torno da frequência central, ou comprimento de onda (λ). Desta forma quanto mais profunda for a linha mais abundante será o elemento químico que corresponde àquela transição.

Ao medir o valor da LE para cada linha, o código ARES também fornece um valor de erro desta medida. A imprecisão da medida de LE é considerada na estimativa do erro em abundância do elemento. Um código foi desenvolvido para utilizar o erro fornecido pelo ARES e verificar o quanto a adição e subtração deste erro em LE contribuem para a incerteza da própria abundância. Os valores perturbados de LE de cada linha são obtidos a partir da adição ou subtração de frações do erro em LE da linha, que foram feitas variar de 0 a 1 em passos de 0,01. Desta forma, conseguimos traçar a influência do erro em LE na determinação da abundância elemental. O erro propagado em abundância devido ao erro em LE é obtido pela média simples da distribuição destes erros em abundância. Também devemos levar em consideração

⁶ $\Theta = (\log e)/(kT)$, onde k está em eV por Kelvin para ser compatível com Ψ_i em eV

⁷<http://www.astro.up.pt/sousasag/ares/>

a propagação dos erros dos parâmetros fotosféricos (T_{ef} , $\log g$, V_{mic} e $[\text{Fe}/\text{H}]$). Ao perturbarmos o modelo de atmosfera com uma variação em um dos parâmetros, estaremos derivando uma nova abundância que corresponde à sensibilidade da linha com respeito ao parâmetro perturbado.

O erro global em abundância de um dado elemento $[X/\text{Fe}]$ é calculado segundo a Equação 6.5. Onde, Δ é o quanto a abundância do elemento X variou devido ao erro ou variação em cada parâmetro fotosférico à variação do erro em LE.

$$Error_{[X/Fe]} = \sqrt{(\Delta_{T_{\text{ef}}})^2 + (\Delta_{\log g})^2 + (\Delta_{V_{\text{mic}}})^2 + (\Delta_{[Fe/H]})^2 + (\Delta_{LE})^2} \quad (6.5)$$

6.2.2 Alargamentos espectrais por rotação e macroturbulência

A velocidade de macroturbulência pode ser calculada de modo paramétrico levando em consideração o tipo espectral (T_{ef}) e também fatores evolutivos ($\log g$) como é esperado segundo a evolução estelar, tendo o Sol como referência, como dada pela Equação 6.6, extraída do trabalho de Santos et al. (2016).

$$V_{\text{macro}} = V_{\text{macro}}^{\text{Sol}} - 0,00707T_{\text{ef}} + 9.2422 \times 10^{-7}T_{\text{ef}}^2 - 1,81(\log g - 4,44) + 9,95. \quad (6.6)$$

Calculada a velocidade de macroturbulência o próximo passo é determinar $V_{\text{sen}}(i)$. Para isto utilizamos seis linhas isoladas do Fe I, listadas na Tabela 6.2.2, e o código MOOG para determinar de forma automática o $V_{\text{sen}}(i)$ para cada estrela. Esta determinação é feita varrendo uma gama de valores de $V_{\text{sen}}(i)$ no intervalo de 0 a 14 km.s^{-1} com o intuito de encontrar o melhor ajuste do perfil de cada linha em relação ao espectro observado, buscado-se o menor *rms* entre eles. A fim de computar o espectro sintético o mais representativo possível ao seu correspondente observado, é preciso saber também o alargamento instrumental representado pela resolução (FWHM), que é dado pelo λ central da linha dividido por R. A Figura 6.5 mostra os melhores ajustes da síntese espectral que obtivemos para a estrela HD134987 para as seis linhas do ferro. Foi adotado a média simples das seis medidas aplicando *2 σ clipping*.

Tabela 6.1 - Lista de linhas do FeI utilizadas para a determinação do $V_{sen}(i)$ incluindo o potencial de excitação e $\log gf$.

Comprimento de onda (Å)	Z	potencial de excitação (eV)	$\log(gf)$
5855,0751	26	4,607	0,240E-01
5856,0876	26	4,294	0,220E-01
6027,0505	26	4,075	0,628E-01
6151,6169	26	2,176	0,500E-03
6165,3595	26	4,142	0,216E-05
6705,1005	26	4,607	0,800E-01

6.2.3 Síntese de linhas: abundâncias do C e N e suas razões de isótopos e abundância do Th

O transporte de energia via radiação eletromagnética é o principal mecanismo de transporte de energia na fotosfera de uma estrela. O fluxo de radiação emergente da fotosfera de um estrela fornece informações sobre sua composição química, além de parâmetros físicos tais como temperatura, gravidade superficial, densidade eletrônica, pressão e turbulência do plasma parcialmente ionizado.

Considerando a radiação propagada em uma única direção, a variação de intensidade específica monocromática dI_λ pode ser representada pela equação de transporte radiativo dado pela Equação 6.7 (GRAY, 2005).

$$dI_\lambda = -\kappa_\lambda \rho I_\lambda ds + j_\lambda \rho ds, \quad (6.7)$$

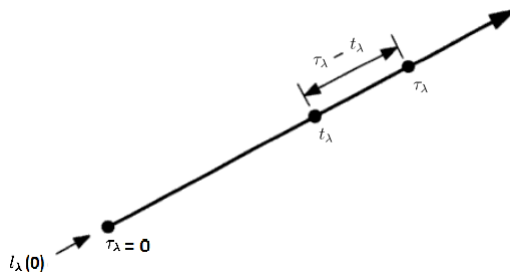
onde κ_λ é o coeficiente de absorção por massa e j_λ é o coeficiente de emissão por massa. Este coeficientes estão relacionados entre si pela função fonte S_λ da seguinte maneira:

$$S_\lambda = \frac{j_\lambda}{\kappa_\lambda}. \quad (6.8)$$

Podemos reescrever a Equação 6.7, em função da profundidade óptica ao longo do caminho $\tau_\lambda - t_\lambda$ (Figura 6.6) em coordenadas esféricas da seguinte maneira:

$$I_\lambda = - \int_c^{\tau_\lambda} S_\lambda(t_\lambda) e^{-(t_\lambda - \tau_\lambda) \sec \theta} \sec \theta dt_\lambda. \quad (6.9)$$

Figura 6.6 - Propagação da radiação eletromagnética monocromática ao longo de uma direção.



Propagação da radiação eletromagnética monocromática ao longo de uma direção qualquer em um meio de profundidade óptica τ_λ .

Fonte: Gray (2005).

O limite inferior de integração, c , depende da orientação da propagação da radiação que pode estar saindo das camadas mais internas para as externas ($\theta > 90^\circ$) ou entrando para as camadas mais internas da estrela ($\theta < 90^\circ$).

O fluxo monocromático quando não se tem dependência azimutal é dado pela Equação 6.10.

$$F_\lambda = 2\pi \int_0^\pi I_\lambda \cos \theta \sin \theta d\theta, \quad (6.10)$$

que pode ser escrita como:

$$F_\lambda(0) = 2\pi \int_0^\infty S_\lambda(\tau_\lambda) E_2(\tau_\lambda - t_\lambda) dt_\lambda, \quad (6.11)$$

onde E_2 é denominado pela integral da Equação 6.12 para $n = 2$, quando houver isotropia para a função fonte S_λ .

$$E_n(x) = \int_1^\infty \frac{e^{-xw}}{w^n} dW. \quad (6.12)$$

Considerando que há equilíbrio radiativo na fotosfera e que a energia eletromagnética flui apenas para fora da estrela e admitindo a aproximação de equilíbrio termodinâmico local (ETL), a função fonte será dada pela emissão de corpo negro $B_\lambda(T)$.

Pode-se escrever a Equação 6.11 da seguinte maneira:

$$F_\lambda = 2\pi \int_{-\infty}^{\infty} B_\lambda(T) E_2(\tau_\lambda - t_\lambda) \frac{\kappa_{atm,\lambda} + \kappa_{cont,\lambda}}{\kappa_{cont}(\tau_0)} \tau_0 \frac{d \log \tau_\lambda}{\log e}. \quad (6.13)$$

onde τ_0 é a profundidade óptica de referência em um dado comprimento de onda (GRAY, 2005). O coeficiente de absorção por volume de uma linha espectral atômica, que é descrito por Gray (2005), é dado por:

$$\kappa_{atm,\lambda} = \frac{\pi^{1/2} e^2}{m_e c^2} \lambda_0^2 g_i f \frac{H(u, a)}{\Delta \lambda_D} \frac{N(E)}{u(T)} 10^{-\chi_i \theta} (1 - e^{-\frac{hc}{\lambda_0 kT}}). \quad (6.14)$$

onde $(1 - e^{-\frac{hc}{\lambda_0 kT}})$ é a correção para emissão estimulada, $\Delta \lambda_D$ representa o alargamento Doppler total térmico e de microturbulência dado por $\Delta \lambda_D = \frac{\lambda_0}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m} + v_{micro}^2}$, $H(u, a)$ ⁸ é a função de Hjerting representando o alargamento colisional com partículas neutras ou carregadas e λ_0 é o comprimento de onda de repouso da transição eletrônica. Em ETL, o coeficiente de absorção é dado por $\alpha_{\lambda\rho} = N_i B_{iu} h \lambda (1 - e^{-\frac{hc}{\lambda kT}})$, onde temos que N_i é a população do nível inferior da transição, B_{iu} é o coeficiente de Einstein para absorção pura.

O coeficiente de absorção molecular é análogo ao atômico, mas tendo que considerar cada elemento que faz parte da molécula, e isto é feito internamente pelo código de síntese espectral onde a força de oscilador da transição molecular leva em consideração as componentes eletrônica, vibracional e rotacional, em ordem crescente de energia necessária para sua ocorrência.

Para moléculas diatômicas os níveis eletrônicos são definidos pelo número quântico, Λ que pode assumir valores inteiros $\Lambda = 0, 1, 2, \dots$, quantizando a componente do momento angular orbital L projetada na direção do eixo internuclear, comumente designada pelas letras $\Sigma, \Pi, \Delta, \dots$. O momento angular total é dado por $\mathbf{J} = \mathbf{K} + \mathbf{L}$, sendo \mathbf{K} o operador momento angular rotacional: constante para um dado estado eletrônico de número quântico n (RYBICKI; LIGHTMAN, 1979).

O número quântico rotacional K fornece uma classificação segundo transições rotacionais, conhecidas como os ramos R, P e Q. Quando ocorre uma transição entre níveis rotacionais cujo valor do $\Delta K = -1$ temos o ramo R, quando $\Delta K = +1$ o ramo P e $\Delta K = 0$ o ramo Q (somente em transições não Sigma-Sigma). (RYBICKI;

⁸Onde $u = \Delta \lambda / \Delta \lambda_D$ e $a = \gamma / 4\pi \Delta \lambda_D$

LIGHTMAN, 1979)

Quando conhecemos muitos estados eletrônicos de uma molécula, designamos uma letra para distinguí-los (X, A, B, C, ...a, b, c, ...) colocada à esquerda da notação do estado, que representa uma ordenação em energia, sendo o X frequentemente utilizado para representar o estado de mais baixa energia da molécula. Assim, uma transição molecular eletrônica pode ser representada como, por exemplo, $A \ ^1\Pi - X \ ^1\Sigma$ ou $B \ ^1\Pi - X \ ^1\Sigma$. O número sobrescrito à esquerda da letra grega representa a multiplicidade do estado eletrônico ($2S + 1$), sendo S o número quântico de spin eletrônico.

Além da classificação apresentada acima, que enquadra os números quânticos, as propriedades de simetria e de paridade das auto-funções eletrônicas são de grande importância para a classificação do estado eletrônico molecular. As propriedades de simetria são representadas pelo símbolo + ou - sobrescrito à direita da letra grega ($\Sigma^+, \Sigma^-, \Pi^+, \Pi^-, \dots$) e as propriedades de paridade, par ou ímpar, são representadas pelas letras minúsculas g ou u (do alemão *gerade* e *ungerade*) subscrito à direita da letra grega ($\Sigma_u, \Sigma_g, \Pi_u, \Pi_g, \dots$)(SILVA, 2003).

Todas as linhas atômicas utilizadas neste trabalho de doutorado são extraídas da base de linhas on-line VALD (Vienna Atomic Line Database) (RYABCHIKOVA et al., 2015) e as linhas moleculares da base on-line Kurucz (KURUCZ, 2017). Para as linhas moleculares utilizamos os valores de energia de dissociação molecular atualizados do trabalho de Barklem e Collet (2016). O padrão de abundância solar de referência para a composição do modelo de atmosfera utilizada de cada estrela tem sido aquela de Asplund et al. (2009), além daquelas de Grevesse et al. (2015) para os elementos pesados do cobre ao tório. Quando as abundâncias elementais $[X/H]$ tiverem sido determinadas de modo consistente ante a nossa análise espectroscópica (mesmos espectros, mesmos modelos de atmosfera, mesmo código de transporte radiativo fotosférico, i.e. MOOG), as adotamos em conjunto com o padrão solar na construção do modelo, tal que $\log(n(X)) = \log(n(X))_{\odot} + [X/H]$.

No modelo de atmosfera também são incorporados íons atômicos e moléculas simples, uma vez que o código MOOG leva em consideração e resolve o equilíbrio dissociativo molecular na determinação de abundâncias via medidas de linhas moleculares (síntese e LE). As moléculas e íons citados a seguir foram empregadas no modelo de atmosfera por serem as mais comumente encontradas em estrelas de tipo solar (TSUJI, 1973; LAMBERT, 1978)

- Diatômicas homonucleares: H₂, C₂, N₂ e O₂
- Hidretos: CH, NH, OH, MgH e FeH
- Diatômica: CN
- Óxidos: NO, CO, MgO, TiO, VO e ZrO
- Triatômicas: H₂O, NaOH e CO₂
- Íons: C⁺, N⁺, O⁺, Mg⁺, Ca⁺, Ti⁺, V⁺, Fe⁺ e Zr⁺

O primeiro passo na determinação da abundância elemental via síntese espectral diferencial ao Sol é a seleção das linhas (quase) isoladas a serem adotadas para cada elemento.

Para o carbono foram usadas linhas moleculares do sistema eletrônico $A^2\Delta - X^2\Pi$ (daqui em diante denotado simplesmente como CH A-X) (JORGENSEN et al., 1996), para o nitrogênio, linhas do sistema $B^2\Sigma^- - X^2\Pi$ (daqui em diante, CN B-X) (BROOKE et al., 2014)) ou linhas do $A^3\Pi_i - X^3\Sigma^-$ (daqui em diante, NH A-X), conforme a cobertura espectral dos dados analisados, e uma linha atômica do tório (Th II em $\lambda 4019 \text{ \AA}$) para a determinação do mesmo.

Para determinar a abundância do nitrogênio, ao medir linhas do CN B-X, é necessário determinar primeiramente a abundância do carbono. Uma vez que, o carbono é parte constituinte da molécula CN e sua abundância influencia a determinação daquela do nitrogênio.

Para auxiliar nas buscas por melhores linhas isoladas, foi adotado o atlas solar de Wallace et al. (2011), que faz a identificação de várias linhas moleculares e atômicas na faixa de $\lambda 2958 \text{ \AA}$ até $\lambda 9295 \text{ \AA}$. Este atlas também permitiu identificar pontos de contínuos (ou pseudo-contínuos em alguns casos) para a normalização em fluxo entre o espectro observado e os teóricos.

Após a seleção das principais linhas e as mais isoladas possíveis, foi realizado uma investigação detalhada via síntese espectral para identificar as possíveis contribuições individuais de todas as espécies em cada região espectral. Um exemplo desta investigação é mostrada na Figura 6.7, para uma linha molecular do CH A-X, com o centro da transição eletrônica em $\lambda 4210,98 \text{ \AA}$. Para esta região, apesar de existirem linhas de outras espécies atômicas e moleculares, a linha molecular do CH A-X é a que apresenta maior contribuição para tal absorção espectral. A segunda linha

mais intensa pertence ao ferro, e uma vez que temos os parâmetros fotosféricos bem determinados para cada estrela de cada amostra, a contribuição da linha do ferro já é considerada pelo modelo de atmosfera. Podemos ver também uma pequena contribuição de uma linha do níquel (Ni II). A fim de considerar a contribuição de cada espécie na síntese espectral de uma linha molecular selecionada, informamos ao código de síntese a abundância da mesma incluindo-a em seu principal arquivo de configuração de entrada ou no arquivo que representa o modelo de fotosfera da estrela a ser analisada. Tomando-se o exemplo da linha $\lambda 4210 \text{ \AA}$ do CH A-X (Figura 6.7), designada sinteticamente como CH4210 na Tabela 6.2, percebe-se ainda contribuições fracas de diferentes espécies, as quais representam influências menores na formação do perfil da absorção e, na maioria das vezes, têm certa importância na formação do pseudo-contínuo local. Por fim, na região $\lambda\lambda 3200\text{-}4400 \text{ \AA}$, selecionamos 12 linhas do CH A-X (Tabela 6.2), 5 do CN B-X (Tabela 6.3) e 13 do NH A-X (Tabela 6.4).

Tabela 6.2 - Lista de linhas selecionadas do CH A-X para a determinação da abundância do carbono. A primeira coluna mostra a identificação da linha adotando a notação do número inteiro do comprimento de onda central da absorção. A segunda coluna mostra o comprimento de onda central, considerando um perfil gaussiano. A terceira coluna mostra o intervalo (janela) espectral em que χ^2 é calculado entre cada espectro teórico e o espectro observado. O número de pixels é mostrado na quarta coluna. Na quinta e sexta colunas são apresentados os intervalos espectrais de contínuos no lado azul e no lado vermelho com relação à linha de absorção selecionada, respectivamente. A sétima coluna mostra a banda vibracional correspondente das transições identificadas em linha, e a última coluna informa o número de linhas mescladas para formar a absorção molecular. Duas linhas do CH A-X representam absorções duplas, ou seja, absorção lado a lado (CH4248 and CH4278).

ID da linhas	$\lambda_{central}$ (\AA)	χ^2 janela (\AA)	n. pixels	Contínuo azul (\AA)	Contínuo vermelho (\AA)	Banda (v', v'')	n. linhas
CH4210	4210,96	4210,83-4211,10	27	4207,54-4207,60	4211,55-4211,62	(0,0)	3
CH4212	4212,65	4212,54-4212,76	22	4211,56-4211,62	4212,94-4213,00	(0,0)	3
CH4216	4216,60	4216,50-4216,70	20	4214,10-4214,16	4218,53-4218,59	(1,0)	3
CH4217	4217,23	4217,11-4217,35	24	4214,10-4214,16	4218,53-4218,59	(0,0)	3
CH4218	4218,71	4218,61-4218,81	20	4217,90-4217,96	4218,93-4218,99	(0,0)	3
CH4248	4248,72	4248,64-4249,01	37	4246,26-4246,33	4251,50-4251,57	(0,0)	2
	4248,94						1
CH4255	4255,25	4255,14-4255,36	22	4253,40-4253,46	4256,67-4256,73	(0,0)	2
CH4278	4278,85	4278,77-4279,14	37	4278,55-4279,59	4281,66-4281,70	(0,0)	2
	4279,06						1
CH4281	4281,96	4281,84-4282,08	24	4281,66-4281,70	4283,48-4283,54	(0,0)	3
CH4288	4288,73	4288,62-4288,87	25	4287,20-4287,28	4290,55-4290,60	(0,0)	4
CH4378	4378,25	4378,13-4378,37	24	4377,62-4377,68	4379,86-4379,93	(0,0)	3
CH4387	4387,06	4386,94-4387,16	22	4385,50-4385,58	4392,38-4392,45	(0,0)	3

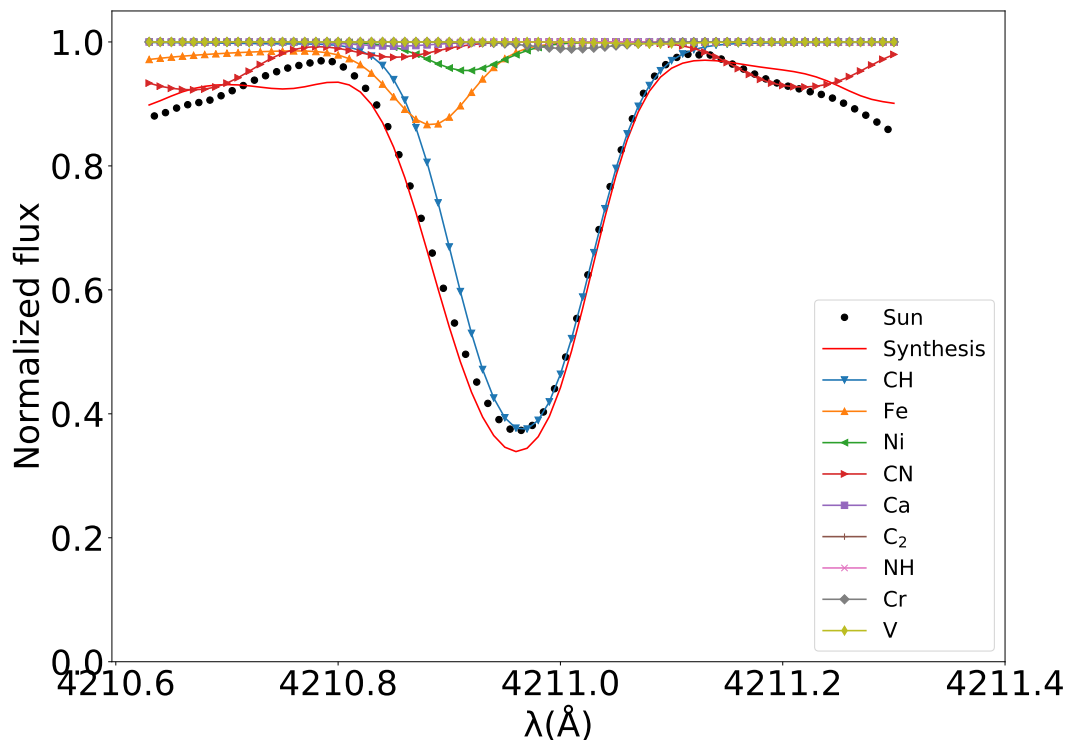
Tabela 6.3 - Lista de linhas selecionadas do CN B-X usadas para a determinar a abundância do nitrogênio. Mesma notação da Tabela 6.2.

Id da linhas	$\lambda_{central}$ (Å)	χ^2 janela (Å)	n. pixels	contínuo azul (Å)	Contínuo vermelho (Å)	banda (v' , v'')	n. linhas
CN4180	4180,02	4179,95-4180,08	13	4179,06-4179,12	4181,01-4181,06	(2,0)	3
CN4192	4192,94	4192,84-4193,03	19	4192,72-4192,78	4195,77-4195,85	(1,0)	3
CN4193	4193,40	4193,33-4193,45	14	4192,72-4192,78	4195,77-4195,85	(1,0)	3
CN4195	4195,95	4195,87-4196,01	14	4195,77-4195,85	4203,26-4203,32	(0,0)	3
CN4212	4212,25	4212,15-4212,34	19	4211,56-4211,63	4212,92-4212,98	(0,0)	6

Tabela 6.4 - Lista de linhas selecionadas do NH A-X usadas para a determinar a abundância do nitrogênio. Mesma notação da Tabela 6.2.

Id da linhas	$\lambda_{central}$ (Å)	χ^2 janela (Å)	n. pixels	contínuo azul (Å)	Contínuo vermelho (Å)	banda (v' , v'')	n. linhas
NH3299	3299,73	3299,61-3299,83	8	3300,31-3300,41	3300,31-3300,41	(0,0)	2
NH3308	3308,11	3307,99-3308,21	8	3300,31-3300,41	3300,31-3300,41	(1,0)	7
NH3330	3330,94	3330,85-3331,00	6	3356,93-3357,02	3356,93-3357,02	(0,0)	1
NH3335	3338,10	3338,02-3338,17	6	3356,93-3357,02	3356,93-3357,02	(0,0)	1
NH3353	3353,91	3353,84-3353,97	6	3356,93-3357,02	3356,93-3357,02	(2,0)	3
NH3360	3360,51	3360,40-3360,74	6	3356,93-3357,02	3356,93-3357,02	(0,0)	10
NH3365	3365,18	3365,12-3365,27	6	3356,93-3357,02	3356,93-3357,02	(0,0)	3
NH3375	3375,11	3375,01-3375,16	6	3356,93-3357,02	3356,93-3357,02	(1,0)	4
NH3376	3375,32	3375,25-3375,41	6	3356,93-3357,02	3356,93-3357,02	(0,0)	2
NH3377	3377,26	3377,20-3377,32	6	3356,93-3357,02	3356,93-3357,02	(0,0)	1
NH3378	3378,14	3378,10-3378,23	6	3400,25-3400,35	3400,25-3400,35	(1,0)	2
NH3388	3388,43	3388,37-3388,52	6	3400,25-3400,35	3400,25-3400,35	(0,0)	2
NH3391	3391,57	3391,52-3391,69	6	3400,25-3400,35	3400,25-3400,35	(0,0)	1

Figura 6.7 - Exemplo das contribuições individuais para diferentes espécies no perfil da linha do CH A-X.



Exemplo das contribuições individuais para diferentes espécies no perfil da linha do CH A-X centrada em $\lambda 4210,98\text{\AA}$. Os pontos pretos representam o espectro observado solar e as linhas coloridas a contribuição individual de cada átomos ou molécula presente no arquivo de linhas utilizado para esta região. Em vermelho temos o espectro sintético total devido a soma de todas as contribuições individuais.

Fonte: Produção do autor.

Se o espectro observado não estiver exatamente em comprimento de onda de repouso, uma correção é obtida por meio de um código *Python*, desenvolvido durante o doutorado, que faz a calibração para escala de comprimento de onda de repouso. Inicialmente foi feito um espectro sintético solar como modelo com todas as linhas atômicas e moleculares mensuráveis (em estrelas de tipo solar para uma razão sinal-ruído maior que 1000 independentemente da resolução) no intervalo de $\lambda\lambda$ 3000-9000 \AA . Em seguida deslocamos o espectro observado no espaço de velocidades no intervalo de $\pm 200\text{ km.s}^{-1}$ em passos de $0,1\text{ km.s}^{-1}$ até obter um mínimo no somatório dos módulos dos resíduos em fluxo entre o espectro observado e o sintético, que

ao ser modelado pelo MOOG, já se encontra em comprimento de onda de repouso (ou comprimento de onda de laboratório).

Utilizando como referência o espectro solar observado (obtido nas mesmas condições instrumentais dos espectros das demais estrelas), fazemos uma normalização em fluxo usando um ou mais contínuos locais. Em seguida calibramos a força de oscilador f da transição eletrônica, que usualmente é disponibilizada pelos bancos de linhas já multiplicada pelo peso estatístico do nível inferior da transição g (gf). Para fazer a calibração de gf de cada linha é também adotado o mesmo espectro observado do Sol, cujos os parâmetros fotosféricos, composição química, velocidades de rotação e macroturbulência são bem conhecidos. A Equação 6.15 fornece uma relação aproximada esperada entre o valor teórico do gf e o valor calibrado (CARLOS, 2015).

$$gf_{cal} = \frac{(1 - F_{obs})gf_{teo}}{(1 - F_{sin})}. \quad (6.15)$$

Sendo F_{obs} o fluxo observado no centro da linha e F_{sin} o fluxo do espectro sintético no mesmo ponto.

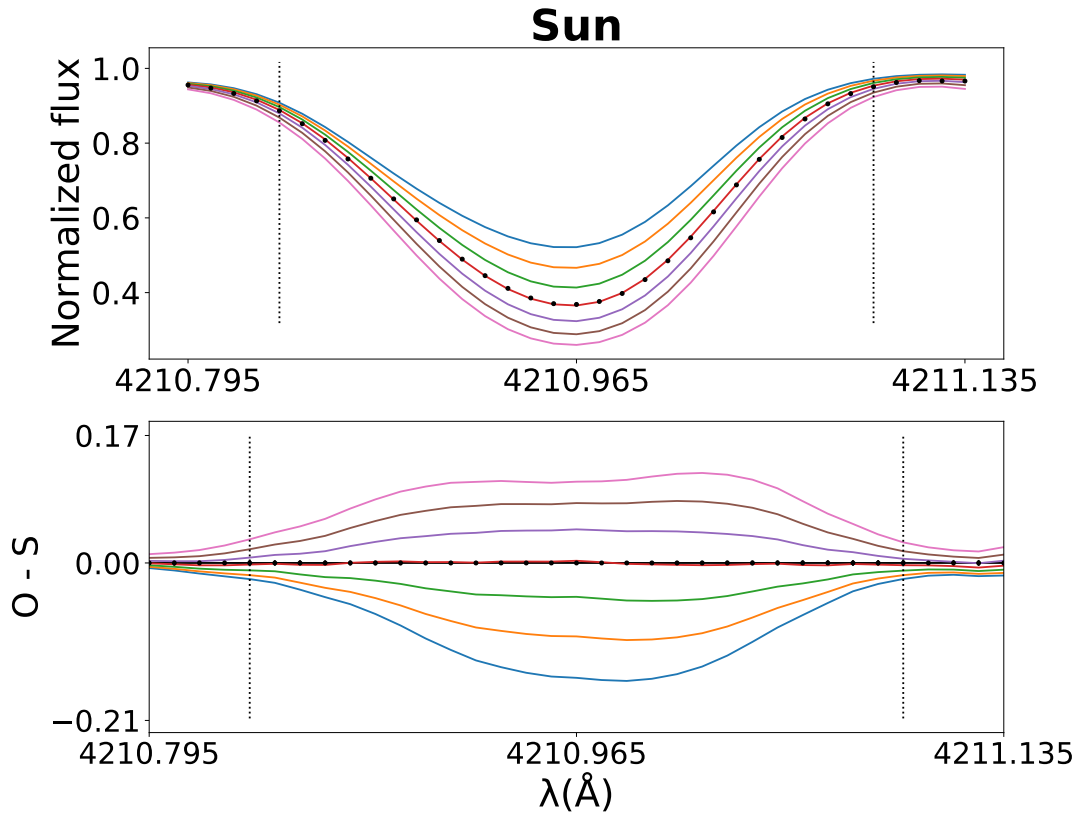
No intuito de realizarmos uma calibração global de toda a região analisada para a obtenção da abundância química elemental, um código automatizado em Python foi desenvolvido. Empregou-se o código MOOG para fazer o espectro sintético baseado em uma lista de linhas de transições atômicas e moleculares para a região em conjunto com um modelo de atmosfera e um código *Python*, desenvolvido durante o doutorado, para aplicar a Equação 6.15 para cada linha de forma individual. No entanto, no caso de existirem duas linhas com exatamente o mesmo comprimento de onda, o resultado em gf calibrados é menos preciso (esse problema é resolvido fixando-se o gf de uma das linhas quando é bem conhecido). Inicialmente o código interpola o espectro sintético sobre o observado para ambos terem a mesma amostragem espectral uniforme do sintético. Em seguida, o código busca para cada linha espectral o comprimento de onda correspondente ou o mais próximo e aplica a Equação 6.15. Ao fazer esta tarefa para todo o arquivo de linhas, o código executa novamente o MOOG para fazer um novo espectro sintético já com os valores de gf calibrados. Caso o novo espectro sintético não esteja representando adequadamente o espectro observado, outras rodadas são feitas, tomando como referência o *rms* entre os espectros.

Para obtermos a abundância resultante de um dado elemento químico foi desenvolvido um código em *Python* que produz sete espectros sintéticos (utilizando o MOOG) variando a abundância em passos de 0,10 dex. Na Figura 6.8 podemos ver em pontilhado o espectro observado do Sol e representado por linhas contínuas em setes cores os espectros sintéticos para uma absorção do CH A-X em $\lambda 4210,98 \text{ \AA}$. Na parte superior da figura temos a linha de absorção e na parte inferior a diferença em fluxo entre o espectro observado e cada um dos espectros sintéticos. Em seguida utilizando o(s) ponto(s) de contínuo(s) é feito um ajuste em fluxo normalizado para o espectro observado. Neste ponto faz-se necessário utilizar pontos de contínuos que sejam livres de quaisquer absorções e também não apresentem influências em função da variação da abundância da espécie molecular formadora da absorção/linha. Na Figura 6.9 podemos observar as janelas de contínuos. Por último é feito o cálculo do χ^2 entre o espectro observado e cada um dos sintéticos numa janela em comprimento de onda geralmente centrada na linha molecular analisada. O χ^2 é calculado segundo a Equação 6.16. A Figura 6.10 mostra o resultado a partir da minimização do χ^2 , fornecendo o valor ótimo da abundância elemental medida em unidades logarítmicas (dex), a partir do valor mínimo do χ^2 , que é fornecido pela curva ajustada no plano χ^2 vs. $[X/Fe]$ (onde $[X/Fe] = [X/H] - [Fe/H]$) por meio de um polinômio de grau 5.

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^N \frac{(f(sint)_i - f(obs)_i)^2}{\left(\frac{f(obs)_i}{SN}\right)^2}. \quad (6.16)$$

Sendo $f(sint)$ o fluxo do espectro sintético, $f(obs)$ o fluxo do espectro observado e SN a razão sinal/ruído.

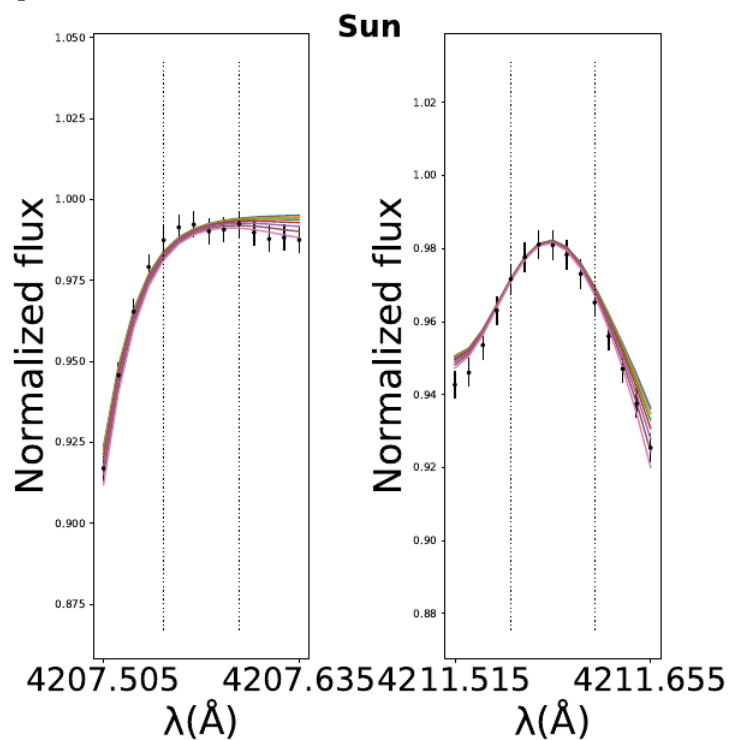
Figura 6.8 - Procedimento de calibração de síntese espectral diferencial ao Sol para a linha do CH A-X.



Procedimento de calibração de síntese espectral diferencial ao Sol para a linha do CH A-X em $\lambda 4210,98 \text{ \AA}$. O espectro solar é representado pelos pontos pretos com barras de erros e os espectros sintéticos pelas linhas coloridas, tal que o único parâmetro que varia é a abundância do carbono em passos 0,10 dex. Painel superior: ajuste de síntese em si, onde as linhas verticais pontilhadas delimitam a janela de cálculo do χ^2 entre o espectro observado e cada um dos sintéticos. Painel inferior: fluxo residual entre o espectro observado e cada um dos sintéticos.

Fonte: Produção do autor.

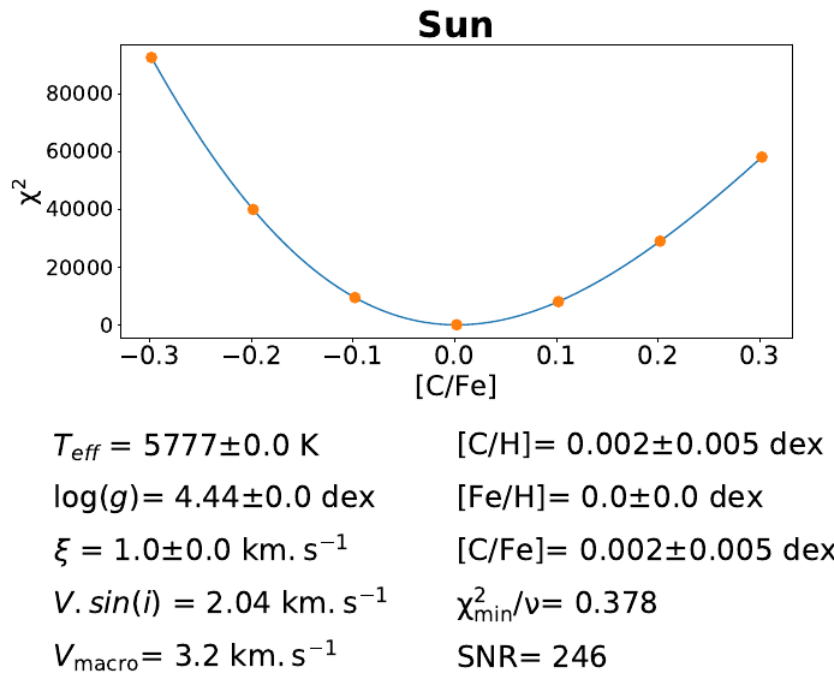
Figura 6.9 - Duas janelas de contínuos locais para o ajuste da escala de fluxo normalizado do espectro observado do Sol.



Duas janelas de contínuos locais para o ajuste da escala de fluxo normalizado do espectro observado do Sol. As linhas verticais tracejadas indicam a região de contínuo tomada como referência para o ajuste entre o espectro observado e os sintéticos. Caso da linha do CH A-X em $\lambda 4210,98 \text{\AA}$.

Fonte: Produção do autor.

Figura 6.10 - Calibração ao Sol para o processo de determinação da abundância do N na escala [X/Fe].



Calibração ao Sol para o processo de determinação da abundância do N na escala [X/Fe] por meio da minimização do χ^2 . Painel superior: curva do χ^2 em função de [C/Fe]. Painel inferior: parâmetros fotosféricos e abundância derivada para o nitrogênio que deve convergir para zero nesta escala relativa ao Sol. Caso da linha CH A-X em $\lambda 4210, 98 \text{ \AA}$.

Fonte: Produção do autor.

No intuito de estimar o erro em abundância elemental para cada estrela derivada da análise de cada linha espectral, devemos levar em consideração à propagação dos erros dos parâmetros fotosféricos (T_{ef} , $\log g$, V_{mic} e $[Fe/H]$), além do erro devido à minimização do χ^2 . Ao perturbarmos o modelo de atmosfera com uma variação em um dos parâmetros, derivamos uma nova abundância que corresponde à sensibilidade da linha com respeito ao parâmetro variado.

O erro em abundância devido ao ajuste de síntese espectral propriamente dito é diretamente estimado a partir da subtração do χ^2 em ν graus de liberdade, onde ν , neste caso, é dado pelo número de pontos dentro da janela de cálculo do χ^2 menos 1 unidade (abundância do elemento X como única variável).

O erro global em abundância de um dado elemento [X/Fe] é calculado segundo a Equação 6.17. Onde, Δ é o quanto a abundância do elemento X variou devido ao

erro ou variação em cada parâmetro fotosférico e erro da síntese espectral em si (que é depende do erro observacional em fluxo).

$$Erro_{[X/Fe]} = \sqrt{(\Delta_{T_{\text{ef}}})^2 + (\Delta_{\log g})^2 + (\Delta_{V_{\text{mic}}})^2 + (\Delta_{[Fe/H]})^2 + (\Delta_{\chi^2})^2} \quad (6.17)$$

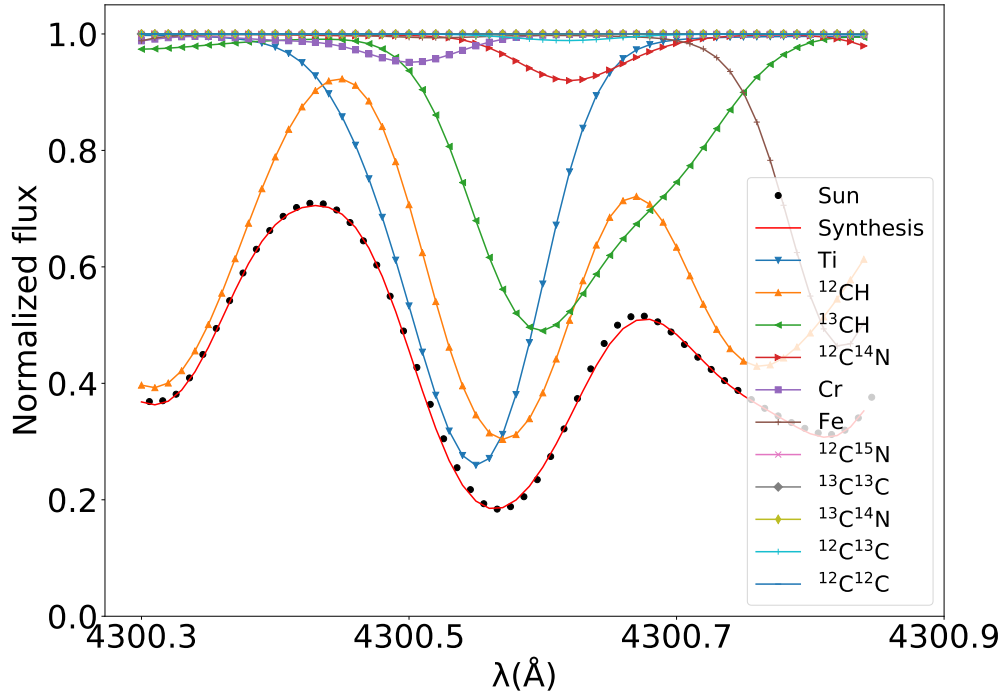
6.2.4 Síntese de linhas moleculares para razões isotópicas do C e N

A determinação homogênea da razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ⁹ foi obtida usando o sistema CH A-X (linhas do ^{13}CH A-X misturadas com linhas do ^{12}CH A-X) e a determinação da razão isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ foi obtida utilizando o sistema NH A-X (linhas do ^{15}NH A-X misturadas com linhas do ^{14}NH A-X)

O método utilizado para seleção de linhas sensíveis às abundâncias do ^{13}C e ^{14}N foi o mesmo daquele descrito para determinação da abundância do C e N por meio da síntese espectral de linhas moleculares. Após a identificação de um número considerável de linhas foram feitas as investigações das contribuições individuais das linhas para cada região selecionada. Como no exemplo da Figura 6.11, na qual se pode observar a contribuição das várias linhas, com diferentes isótopos e moléculas, para a região do ^{13}CH em $\lambda 4300 \text{ \AA}$. Nesta região as linhas intensas são do Ti, ^{12}CH e ^{13}CH , seguidas de linhas mais fracas do $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ e Cr. As demais linhas que aparecem nesta região contribuem para a formação do contínuo. Para esta região, a presença de linhas relativamente intensas, que não sejam aquelas do ^{13}CH , precisam ser investigadas com relação tanto à calibração ao espectro solar de referência quanto à perturbação na linha selecionada do ^{13}CH A-X. Uma característica das linhas do ^{13}C são que elas estão presentes bem próximas das correspondentes do ^{12}CH . Após a identificação das linhas é feito o processo de calibração dos *gfs* seguindo os mesmos passos anteriores. Nas Tabelas 6.5 e 6.6 estão os conjuntos de linhas selecionadas para a determinação do ^{13}C (6 linhas) e do ^{15}N (6 linhas), respectivamente.

⁹ $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = \text{massa}(^{12}\text{C})/\text{massa}(^{13}\text{C})$, onde $m_{\text{atomica}}(^{12}\text{C}) = 12,00$ uma e $m_{\text{atomica}}(^{13}\text{C}) = 13,003355$ uma. A massa do isótopo pode ser fração de massa, densidade de massa ou massa total.

Figura 6.11 - Exemplo das contribuições individuais para diferentes espécies no perfil da linha do ^{13}CH A-X.



Exemplo das contribuições individuais para diferentes espécies no perfil da linha do ^{13}CH A-X centrada em $\lambda 4300.59\text{\AA}$. Idem Figura 6.7.

Fonte: Produção do autor.

Tabela 6.5 - Lista de linhas selecionadas do ^{13}CH usadas para a determinar a abundância do ^{13}C . Mesma notação da Tabela 6.2.

ID da linha	$\lambda_{central}$ (\AA)	χ^2 janela (\AA)	n. pixels	contínuo azul (\AA)	Contínuo vermelho (\AA)	band (v', v'')	n. linhas
13CH4297	4297,09	4297,03-4297,17	14	4292,83-4292,88	4304,93-4305,01	(2,0)	1
13CH4298	4298,11	4298,04-4298,21	17	4292,83-4292,88	4304,93-4305,01	(1,0)	2
13CH4299a	4299,44	4299,34-4299,51	17	4292,83-4292,88	4304,93-4305,01	(1,0)	3
13CH4299b	4299,74	4299,65-4299,83	18	4292,83-4292,88	4304,93-4305,01	(1,0)	8
13CH4300	4300,63	4300,58-4300,76	18	4292,83-4292,88	4304,93-4305,01	(1,0)	3
13CH4303	4303,32	4303,24-4303,40	16	4292,83-4292,88	4304,93-4305,01	(1,0)	3

Tabela 6.6 - Lista de linhas selecionadas do ^{15}NH usadas para a determinar a abundância do ^{15}N . Mesma notação da Tabela 6.2.

ID da linha	$\lambda_{central}$ (Å)	χ^2 janela (Å)	n. pixels	contínuo azul (Å)	Contínuo vermelho (Å)	band (v', v'')	n. linhas
15N3285	3285,53	3285,41-3285,62	21	3300,31-3300,41	3300,31-3300,41	(0,0)	7
15N3378	3378,04	3377,99-3378,15	16	3400,25-3400,35	3400,25-3400,35	(1,0)	2
15N3390	3390,32	3390,25-3390,39	14	3400,25-3400,35	3400,25-3400,35	(1,0)	3
15N3396	3396,11	3396,04-3396,16	12	3400,25-3400,35	3400,25-3400,35	(3,0)	3
15N3398	3398,70	3398,61-3398,81	20	3400,25-3400,35	3400,25-3400,35	(2,0)	2
15N3400	3400,63	3400,54-3400,74	20	3400,25-3400,35	3400,25-3400,35	(2,0)	3

O processo de determinação das razões isotópicas leva em consideração a abundância do elemento com isótopo mais comum. Inicialmente, foi determinado a abundância do carbono e do nitrogênio e, em seguida, de posse destes valores, eles foram considerados no cálculo dos espectros sintéticos e posterior determinação da razão isotópica, por meio da minimização do χ^2 conforme dado pela Equação 6.16, sendo o processo igual aquele para a determinação do C, N e Th.

O erro em razão isotópica é determinado segundo a Equação 6.17, acrescido do erro devido à variação da abundância elemental, segundo seu erro. No caso da determinação da razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, o erro na abundância do carbono é considerado na estimativa do erro da própria razão (simplesmente basta variar a abundância do C para mais e para menos em 1 sigma refazendo o ajuste de síntese espectral da combinação ^{13}CH - ^{12}CH selecionado derivando-se um novo valor para a mesma). O erro na razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ devido à propagação do erro na abundância do C é incorporado na Equação 6.17, considerando também os demais erros propagados em função dos parâmetros fotosféricos, além do erro advindo do ajuste de síntese espectral em si.

6.3 Parâmetros evolutivos estelares

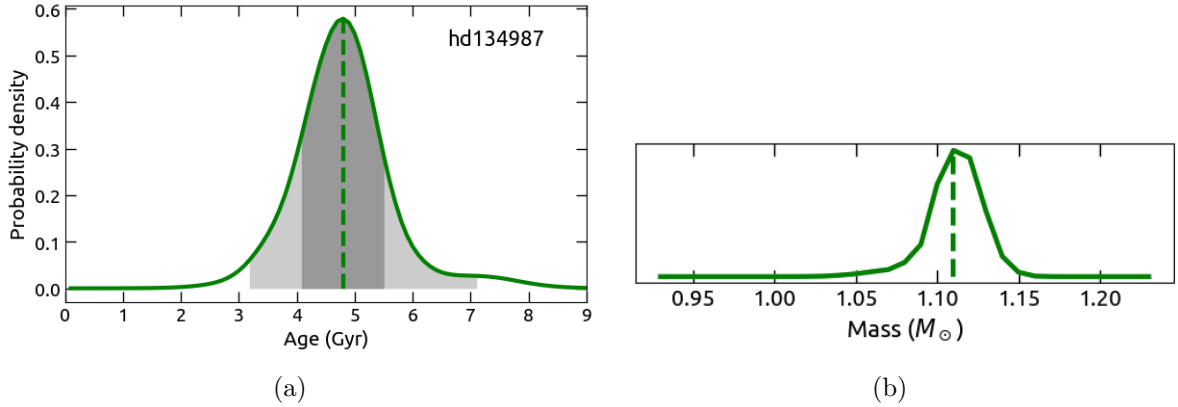
O método da isócrona para determinação da massa e idade de uma estrela pode ser utilizado para estrelas anãs da sequência principal quando os parâmetros estelares possuem erros minimizados (LACHAUME et al., 1999). Valores observacionais de T_{ef} , M_V e $[\text{Fe}/\text{H}]$ são utilizados como entradas para este método. Valores de M_V foram computados a partir do catálogo Hipparcos Leeuwen (2007b).

Cada isócrona tem em seus pontos um parâmetro estelar associado, como massa, raio, idade, luminosidade, T_{ef} , M_V , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e entre outros. Ao utilizar este método para medir idades estelares, conhecido também como posicionamento isócrono, os parâmetros estelares são comparados com um conjunto de modelos que traçam a

evolução estelar em todo o diagrama HR. Evocando o Teorema de Vogt-Russell, a posição de uma estrela no diagrama HR é uma função de sua massa, composição química e idade. Modelos físico-químicos de evolução estelar ajudam a mapear trajetórias evolutivas estelares e isócronas. Caso consigamos posicionar a estrela com precisão no diagrama HR, mediremos simultaneamente sua massa e idade. Desta forma, ao se encontrar o ponto da isócrona de uma dada com T_{ef} , M_V e $[\text{Fe}/\text{H}]$ mais próximos dos valores observados de um conjunto ou amostra de estrelas, somos capazes de associar os demais parâmetros de cada isócrona a cada uma das estrelas, tais como idade, massa e raio.

A idade e massa das estrelas foram estimadas pelo método de isócrona, usando o código **q²** (RAMÍREZ et al., 2014; RAMÍREZ et al., 2014b). Para tais estimativas, adotamos como dados de entrada ao código **q²** os parâmetros fotosféricos derivados neste trabalho de doutorado em conjunto com a grade de isócronas de Yi et al. (2001). A Figura 6.13(a) ilustra o gráfico da função de densidade de probabilidade para a idade, gerado pelo código **q²**, para a estrela HD134987. A assimetria desta curva é uma característica comum das distribuições de probabilidade de idade derivada pelo método de isócrona. Atribuímos o valor mais provável dessa distribuição como a idade da estrela. Os intervalos de confiança nos níveis de 68% e 96% podem ser interpretados como os limites 1σ e 2σ da idade da estrela. Eles são representados pelas áreas sombreadas em cinza claro e escuro na Figura 6.13(a). As distribuições de probabilidade em idade resultante para este método são menos assimétricas. As dispersões em idade apresentadas na Figura 6.13(a) representam boas estimativas para o erro neste parâmetro.

Figura 6.12 - Distribuição de probabilidade de idade e massa para a estrela HD134987.



Distribuição de probabilidade de idade (a) e massa (b) para a estrela HD134987. A linha tracejada indica o valor mais provável para cada parâmetro. As unidades de densidade de probabilidade são arbitrárias. A área sombreada, na figura da esquerda, em cinza escuro corresponde ao intervalo de confiança de 1σ e em cinza claro ao intervalo de 2σ .

Fonte: Produção do autor.

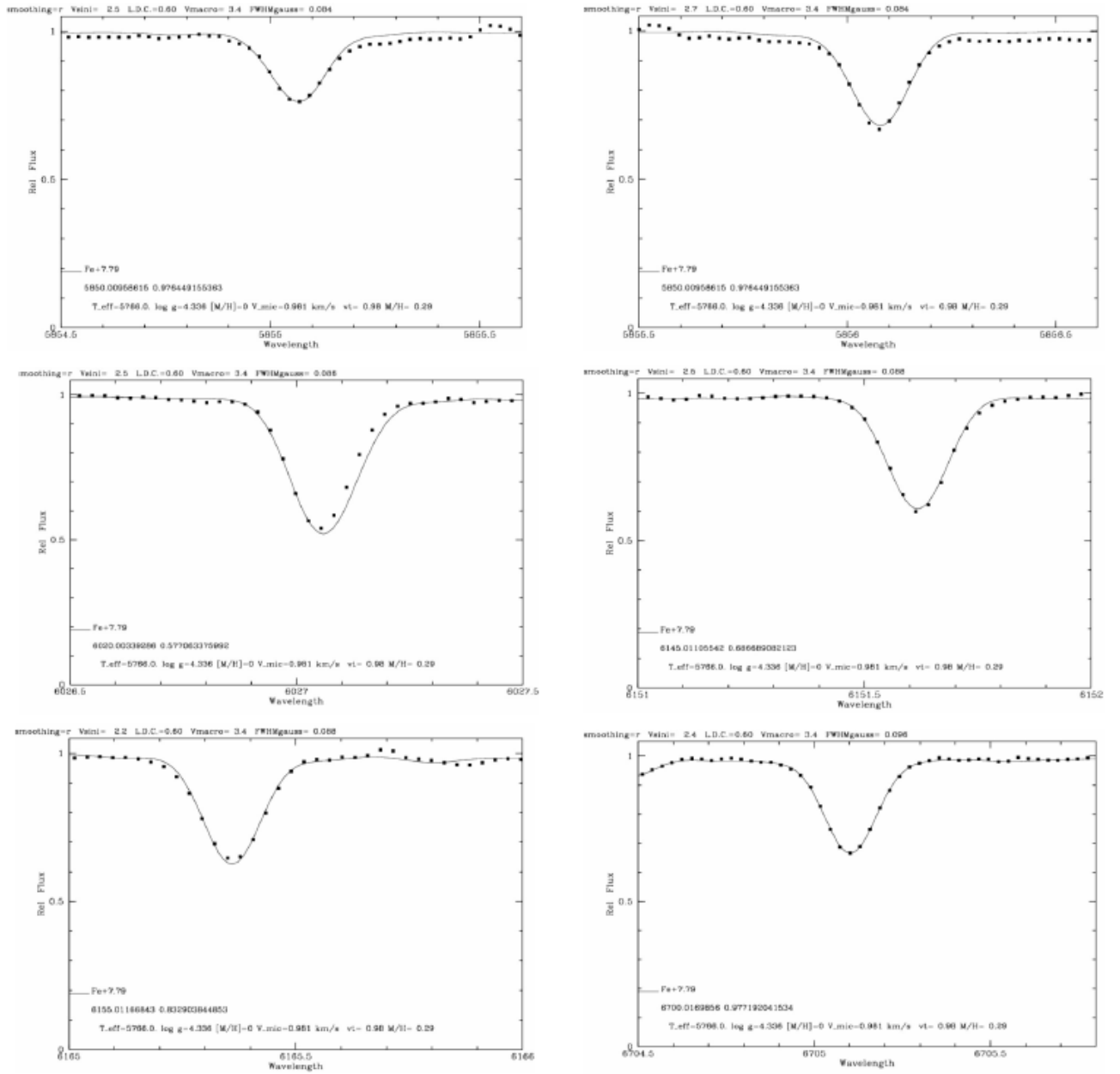
6.4 Classificação cinemática

Para se determinar a probabilidade de que uma determinada estrela pertença ao disco fino, disco espesso ou halo da Galáxia, foi utilizado um código em Fortran fornecido gentilmente pelo Prof. Dr. Jorge Meléndez (IAG-USP/SP), que empregando as equações de [Johnson e Soderblom \(1987\)](#), calcula as componentes da velocidade peculiar U_{LSR} , V_{LSR} e W_{LSR} são relativas ao Padrão Local de Repouso (sigla LSR, do termo em Inglês Local Standard of Rest). O código usa como dados de entrada para cada estrela, sua paralaxe e movimento próprio (tirados do catálogo Hipparcos ([LEEuwEN, 2007a](#))) mais coordenadas equatoriais e velocidade radial heliocêntrica (obtidas da base Simbad ([OBERTO et al., 2018](#))). Para o Sol, adotamos $U_{LSR} = 7,5$, $V_{LSR} = 13,5$ e $W_{LSR} = 6,8$ km s⁻¹ ([FRANCIS; ANDERSON, 2009](#)). Na sequência, empregando as equações de [Reddy et al. \(2006\)](#) é calculada a probabilidade de uma estrela pertencer a cada uma das três populações.

Se uma das probabilidades, $P_{\text{disco fino}}$, $P_{\text{disco espesso}}$ e P_{halo} , for maior que 70%, classifica a estrela como um membro do disco fino, disco espesso ou halo. Se nenhuma for maior que 70%, utiliza-se as duas maiores probabilidades para classificar a estrela como membro pertencente ao grupo de transição disco fino - disco espesso ou disco espesso - halo. Nenhuma estrela das três amostras desta Tese apresentou as três

probabilidades similares entre si, ou seja, simultaneamente próximas a 30-33%.

Figura 6.5 - Melhores ajustes de síntese espectral para a determinação de $V_{sen}(i)$.



Melhores ajustes de síntese espectral para a determinação de $V_{sen}(i)$ usando as seis linhas isoladas do Fe I para a estrela HD134987.

Fonte: Produção do autor.

7 APRESENTAÇÃO E ANÁLISE DOS RESULTADOS

Um importante resultado desta tese de doutorado refere-se às listas de linhas moleculares que foram selecionadas para mensurar as abundâncias do carbono e nitrogênio e suas respectivas razões isotópicas $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ e $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$. Na Tabela 6.2 são apresentadas as 12 linhas do CH A-X para a determinação do carbono, na Tabela 6.3 as 5 linhas do CN B-X utilizadas para determinar nitrogênio uma vez que já se tenha mensurado a abundância do carbono e na Tabela 6.4 as 13 linhas do NH A-X para determinar diretamente a abundância do nitrogênio. Nas Tabelas 6.5 e 6.6 são apresentadas as 6 linhas para a determinação das razões isotópicas do carbono e nitrogênio, respectivamente do CH A-X e NH A-X.

Nesta tese de doutorado foram estudadas três amostras de anãs de tipo solar, conforme mencionado no Capítulo 5. Cada seção seguinte trata de uma amostra.

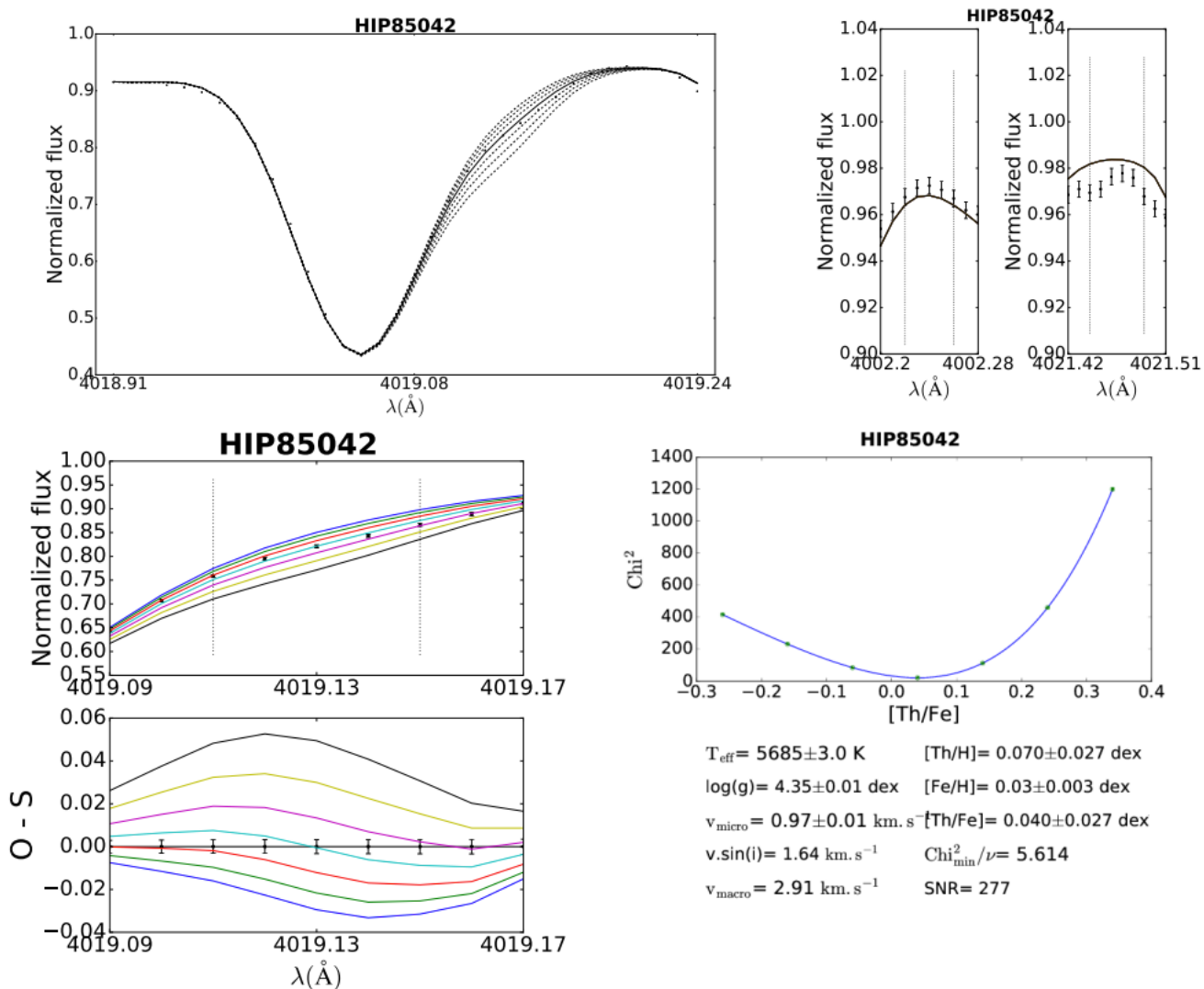
7.1 Gêmeas solares

7.1.1 Abundância do Th e seus erros

Analisou-se espectros HARPS de alta resolução que foram cedidos gentilmente por Jorge Melendez (IAG-USP) em regime de colaboração, de um conjunto de 67 gêmeas solares, tal que conseguimos derivar a abundância do Th a partir da síntese espectral de uma combinação complexa em $\lambda 4019 \text{ \AA}$. Os resultados relativos ao Th nas 53 gêmeas solares ditas pertencerem ao disco fino da Galáxia, as quais abrangem um intervalo muito amplo de idade (de 0,5 a 8,6 Gano), foram submetidos e aceitos à publicação na *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (BOTELHO et al., 2019).

A Figura 7.1 ilustra o procedimento de síntese espectral da linha do Th II para o caso da estrela HIP085042. Os valores das abundâncias de Th nas escalas $[\text{Th}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]$ são distribuídos nos respectivos intervalos de -0,117 a 0,257 dex, e de -0,080 a 0,235 dex (ver Figura 8.2(a) e Figura 7.3(c)), tal que o Sol se situa próximo aos limites inferiores das distribuições. O erro médio em $[\text{Th}/\text{Fe}]$ foi de 0,025 dex, o qual ficou distribuído desde 0,012 dex a 0,049 dex, conforme podemos ver no histograma da Figura 7.3(e).

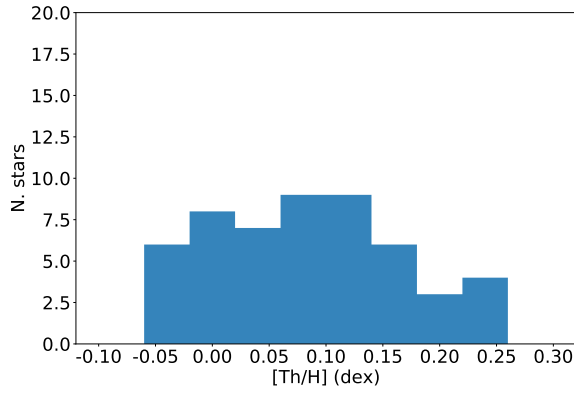
Figura 7.1 - HIP 85042.



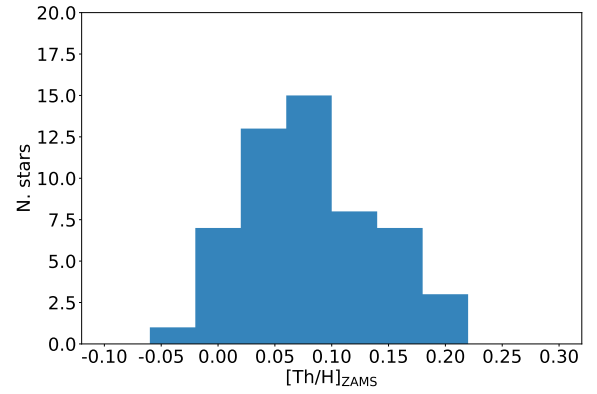
HIP 85042: Três gráficos de diagnóstico da síntese espectral (perfil global da absorção espectral, janelas de contínuos locais e comparações espectrais) e gráfico de minimização do χ^2 (painel inferior direito) para a absorção espectral Fe-Ni-Mn-Th-Co-CN-Ce-CH a 4019Å, cuja asa vermelha é sensível à variação da abundância de Th (Th II 4019,1290 Å). Sete espectros teóricos são calculados considerando um passo uniforme de 0,10 dex em [Th/Fe]. Um ajuste polinomial de 5 grau é aplicado para χ^2 em função de [Th/Fe] para buscar o valor mínimo e a razão de abundância resultante.

Fonte: Produção do autor.

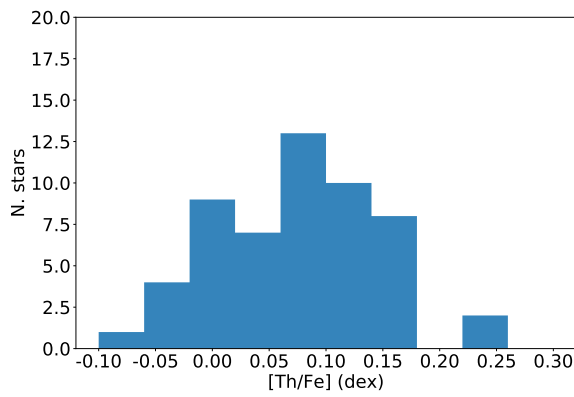
Figura 7.2 - Distribuição de $[\text{Th}/\text{H}]$, $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}}$ (ZAMS: Zero Age Main Sequence), $[\text{Th}/\text{Fe}]$, $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ e o erro em $[\text{Th}/\text{Fe}]$ entre as 53 gêmeas solares do disco fino.



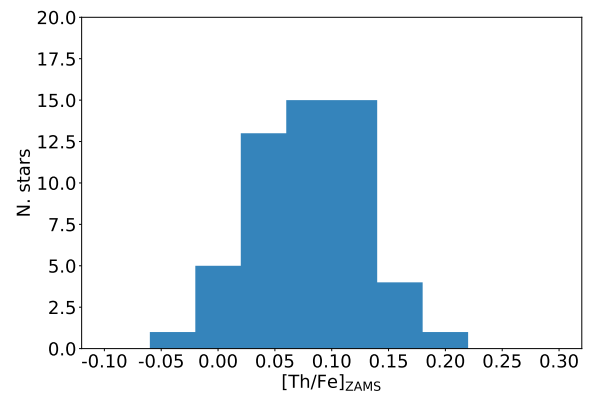
(a)



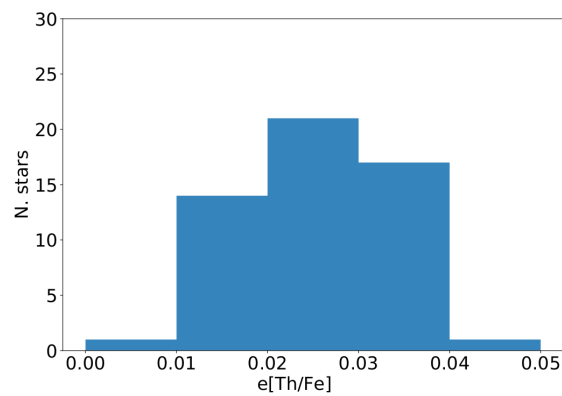
(b)



(c)



(d)



(e)

Fonte: Produção do autor.

Verificamos a influência dos erros nas abundâncias do carbono e cobalto na abundância medida do tório devido à proximidade de linhas do Co I, CH e CN ao centro da linha do Th II. Tomando o caso de HIP085042 como representativo para as estrelas da amostra, as incertezas em [Co/H] e [C/H] (BEDELL *et al.*, 2018) fazem alterações em [Th/Fe], respectivamente, a 0,003 e 0,002 dex, que são várias vezes menor que os outros erros envolvidos. Portanto, o impacto dos erros em abundância de Co e C na determinação da abundância de Th é desprezível.

O passo final na medição do Th é verificar a qualidade da síntese da combinação espectral analisado, estrela por estrela (amostra de 67 estrelas). Em primeiro lugar, o ajuste ficou insatisfatório nos casos de HIP065708 e HIP083276 (o último bem provavelmente devido a um problema não identificado na redução de dados). Os resultados não são aceitáveis devido a baixa razão sinal/ruído (S/N) na região espectral analisada de 30 Å de largura para HIP006407, HIP081746 e HIP089650 (aproximadamente para sinal-ruído ≤ 130). A razão S/N, nesta região, foi medida como uma média simples em cinco pequenas janelas de contínuos (centradas em $\lambda 4002,24$ Å, $\lambda 4009,35$ Å, $\lambda 4019,67$ Å, $\lambda 4020,67$ Å e $\lambda 4021,47$ Å). A razão S/N local, para estrelas não eliminadas, varia de 147 (HIP008507) até 993 (HIP054582), tendo um valor médio de 379 ($\sigma(\text{sinal-ruído}) = 152$). Para o espectro do Sol o valor é de 439.

A combinação não foi bem reproduzido para outras quatro estrelas: HIP010303, HIP014501, HIP030037 e HIP115577 (duas delas são gêmeas solares velhas e ricas em elementos-alfa e não há nada de especial relacionado às outras duas). Três dessas nove estrelas eliminadas (HIP014501, HIP065708 e HIP115577) também foram excluídas dos ajustes feitos no estudo de evolução química de Bedell *et al.* (2018) porque elas bem possivelmente pertencem ao disco espesso (idades acima de 8 Gano associadas a um excesso de abundância em elementos-alfa).

Para 15 casos (HIP003203, HIP007585, HIP018844, HIP022263, HIP025670, HIP028066, HIP030476, HIP034511, HIP040133, HIP042333, HIP073241, HIP074432, HIP079045, HIP0101905 e HIP104045), aprimoramos o posicionamento do contínuo espectral previamente feito pelo processo automatizado de síntese espectral. Também revisamos o ajuste de síntese espectral da combinação de Th II para algumas estrelas muito jovens de nossa amostra (quatro estrelas no total) modificando a velocidade de rotação para melhor reproduzir globalmente o perfil da linha (diminuição de cerca de 8-20% em $V_{\text{rot}} \cdot \sin(i)$). Eles são HIP003203, HIP04909, HIP038072 e HIP101905, tendo, respectivamente, uma diminuição de

8, 10, 20 e 13% em $V_{\text{rot}} \cdot \text{sen}(i)$. Apesar de poucos casos em que o alargamento rotacional teve que ser modificado, podemos afirmar que a abundância de Th é mais sensível ao nível do contínuo do que ao alargamento rotacional.

Nós investigamos em vários casos o impacto de alterar a abundância do Fe para obter um melhor ajuste de síntese espectral, uma vez que a combinação é dominado por uma linha do Fe, especialmente na asa azul. Concluimos que a abundância do Th derivada é apenas ligeiramente modificada dentro do seu erro, mesmo quando o $\log \epsilon(\text{Fe})$ aumenta ou diminui em até 5 a 10 vezes o seu erro. A mesma conclusão obtido quando se altera as abundâncias de Ni, Mn e/ou Ce, cujas linhas moldam a asa vermelha da combinação. Consequentemente, a abundância derivada do Th não é alterada devido as mudanças das abundâncias individuais de Fe, Ni e Mn.

Para ficar consistente com o trabalho de [Bedell et al. \(2018\)](#), decidimos excluir de nossa análise HIP028066, HIP030476, HIP073241 e HIP074432 porque são gêmeas solares evoluídas e ricas em elementos-alfa, bem como HIP064150 porque exibe abundâncias anômalas de elementos do processo s provavelmente devido a uma contaminação passada de uma companheira binária próxima.

7.1.2 Tório versus metalicidade e idade

A fim de calcular a abundância do tório para a idade zero de uma estrela na sequência principal (ZAMS, do termo em inglês Zero Age Main Sequence), devido ao seu decaimento, iremos inicialmente partir da Equação 7.1.

$$\rho = \rho_0 [\exp(-\ln(2)\Delta t/t_{1/2})], \quad (7.1)$$

onde ρ_0 é a densidade de massa na forma do elemento na época de entrada da estrela na sequência principal, Δt é o tempo que se passou desde a ZAMS e $t_{1/2}$ é o tempo de meia vida do elemento. Dividindo a Equação 7.1 por ρ_0 e aplicando as propriedades do logaritmo, obtemos:

$$\log \left(\frac{\rho}{\rho_0} \right) = \frac{-\ln(2)\Delta t}{t_{1/2}} \log(e). \quad (7.2)$$

Define-se a densidade numérica de partículas para o elemento como $n = \rho/\mu \cdot m_H$ (onde μ é o peso molecular médio do elemento, considerando ionização nula, e m_H é a massa do próton), ou isolando ρ : $\rho = n \cdot \mu \cdot m_H$. Substituindo na Equação 7.2:

$$\log\left(\frac{n \cdot \mu \cdot m_{\text{H}}}{n_0 \cdot \mu \cdot m_{\text{H}}}\right) = \frac{-\ln(2)\Delta t}{t_{1/2}} \log(e). \quad (7.3)$$

Eliminando o que é igual dentro do logaritmo e aplicando a propriedade da diferença de logaritmos:

$$\log(n) - \log(n_0) = \frac{-\ln(2)\Delta t}{t_{1/2}} \log(e). \quad (7.4)$$

Isolando $\log(n_0)$, que representa a densidade numérica inicial,

$$\log(n_0) = \log(n) + \frac{\ln(2)\Delta t}{t_{1/2}} \log(e) \quad (7.5)$$

Se fizermos esta relação para uma dada estrela (*) de modo relativo ao Sol (\odot), tem-se:

$$\log(n_0)_* - \log(n_0)_\odot = \log(n)_* - \log(n)_\odot + \frac{\ln(2)t_*}{t_{1/2}} \log(e) + \frac{\ln(2)t_\odot}{t_{1/2}} \log(e), \quad (7.6)$$

lembrando que: $[X/H] = \log(n)_* - \log(n)_\odot$ e usando Th no lugar de X, pois é o elemento que estamos interessados em analisar, chegamos a equação que estima a abundância do tório para estrelas na época ou instante da ZAMS, onde t_* e t_\odot são respectivamente as idades de uma dada estrela e do Sol:

$$[X/H]_{\text{ZAMS}} = [X/H] + \frac{\ln(2) \log(e)}{t_{1/2}} (t_* - t_\odot) \quad (7.7)$$

Apenas 53 gêmeas solares, que cinematicamente pertenceriam ao disco fino galáctico (BEDELL et al., 2018; SPINA et al., 2018), são adotadas em nossa análise de correlações da abundância do Th em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade isocronal. Sete gêmeas solares velhas enriquecidas em elementos α (HIP014501, HIP028066, HIP030476, HIP065708, HIP073241, HIP074432 e HIP115577) e uma única estrela análoga rica em elementos do processo s (HIP064150) foram excluídas da análise. O Sol também não está incluso na análise. Sua representação gráfica é apenas para comparação (como mostrado na Figura 7.3 até Figura 7.5). A Tabela 7.1 mostra as abundâncias do Th para

estas 53 gêmeas solares.

Tabela 7.1 - Abundâncias do tório medidas para as 53 gêmeas solares do disco fino. Estas abundâncias não estão corrigidas do efeito de decaimento radioativo, i.e. não são aquelas estimadas/calculadas para o instante de ZAMS de cada estrela (como explicado na Seção 7.1.2).

Estrela	[Th/H] (dex)	erro (dex)	[Th/Fe] (dex)	erro (dex)
HIP003203	0,120	0,034	0,170	0,033
HIP004909	0,180	0,023	0,132	0,022
HIP007585	0,193	0,018	0,110	0,018
HIP008507	0,035	0,049	0,134	0,049
HIP009349	0,168	0,034	0,174	0,034
HIP010175	0,105	0,019	0,133	0,019
HIP011915	0,033	0,018	0,100	0,018
HIP014614	0,055	0,025	0,164	0,025
HIP018844	0,099	0,032	0,085	0,032
HIP022263	0,145	0,024	0,108	0,023
HIP025670	0,145	0,024	0,091	0,024
HIP029432	-0,030	0,026	0,082	0,026
HIP030158	-0,013	0,039	0,000	0,039
HIP030502	0,016	0,026	0,073	0,026
HIP034511	0,042	0,030	0,133	0,030
HIP036512	-0,031	0,013	0,095	0,013
HIP038072	0,245	0,032	0,160	0,031
HIP040133	0,129	0,019	0,013	0,019
HIP041317	-0,117	0,017	-0,030	0,017
HIP042333	0,257	0,036	0,125	0,036
HIP043297	0,253	0,018	0,171	0,018
HIP044935	0,047	0,032	0,009	0,032
HIP044997	0,069	0,022	0,081	0,022
HIP049756	0,112	0,017	0,089	0,017
HIP054102	0,246	0,022	0,235	0,021
HIP054287	0,062	0,022	-0,040	0,022
HIP054582	-0,022	0,013	0,074	0,012
HIP062039	0,078	0,020	-0,020	0,020
HIP064673	0,067	0,030	0,084	0,030

(Continua)

Tabela 7.1 - Continuação.

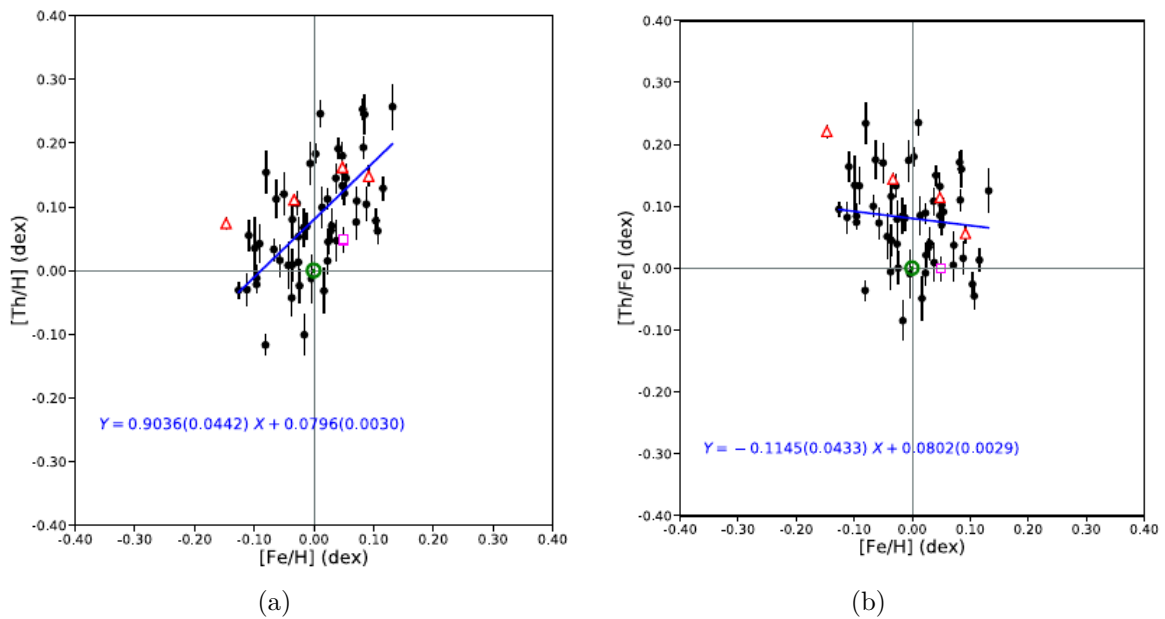
Estrela	[Th/H] (dex)	erro (dex)	[Th/Fe] (dex)	erro (dex)
HIP064713	0,008	0,037	0,051	0,037
HIP068468	0,076	0,028	0,005	0,028
HIP069645	0,053	0,031	0,079	0,031
HIP072043	0,013	0,023	0,039	0,023
HIP073815	0,015	0,021	0,000	0,021
HIP076114	-0,024	0,027	0,000	0,027
HIP077052	0,153	0,012	0,102	0,012
HIP077883	-0,032	0,036	-0,040	0,036
HIP079578	0,133	0,021	0,085	0,021
HIP079672	0,191	0,017	0,150	0,017
HIP079715	-0,043	0,030	0,000	0,030
HIP085042	0,070	0,027	0,040	0,027
HIP087769	0,109	0,023	0,037	0,023
HIP095962	0,063	0,015	0,034	0,015
HIP096160	0,080	0,030	0,116	0,030
HIP101905	0,104	0,027	0,016	0,027
HIP102040	0,154	0,034	0,234	0,034
HIP102152	-0,101	0,033	-0,080	0,033
HIP104045	0,121	0,018	0,070	0,018
HIP105184	0,183	0,016	0,180	0,016
HIP108468	-0,012	0,022	0,084	0,022
HIP114615	0,112	0,031	0,175	0,031
HIP117367	0,045	0,020	0,021	0,020
HIP118115	0,009	0,026	0,045	0,026

Investigamos $[\text{Th}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]$ (valores observados e de idade zero para o tório) como função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e como função da idade estelar isocronal. Já as razões $[\text{Th}/\text{Nd}]$, $[\text{Th}/\text{Eu}]$ e $[\text{Th}/\text{Si}]$, investigamos unicamente em função da idade estelar (considerando somente abundâncias de idade zero do Th). Adotamos um ajuste linear que minimiza a distância ortogonal de dados à reta, o qual considera as incertezas em ambas as variáveis. Todos os ajustes foram realizados usando o pacote Kapteyn

kmpfit¹.

Verificamos que a abundância atual, ou de fato observada do Th em estrelas gêmeas solares segue a abundância do Fe no intervalo de metalicidade muito restrito da amostra. Contudo, não se percebe nenhuma correlação entre $[\text{Th}/\text{Fe}]$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$; apenas uma tendência de anticorrelação. A Figura 7.3 mostra $[\text{Th}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]$ em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$.

Figura 7.3 - $[\text{Th}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]$, como observados ou valores atuais, em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$.



$[\text{Th}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]$, como observados ou valores atuais, em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$. Um ajuste linear é mostrado em cada gráfico (linha azul). A equação de ajuste com coeficientes e seus erros entre parênteses também são exibidos. O ajuste corresponde a 53 gêmeas solares do disco fino apenas (círculos pretos preenchidos). Os dados das estrelas excluídas são plotados juntos para fins ilustrativos apenas (triângulos vermelhos vazios para as quatro estrelas velhas ricas em elementos- α e o quadrado magenta vazio para a estrela quimicamente anômala em elementos do processo s). Os dados do Sol também são plotados como referência na origem das coordenadas (símbolo padrão solar verde), embora sejam consistentes com os ajustes.

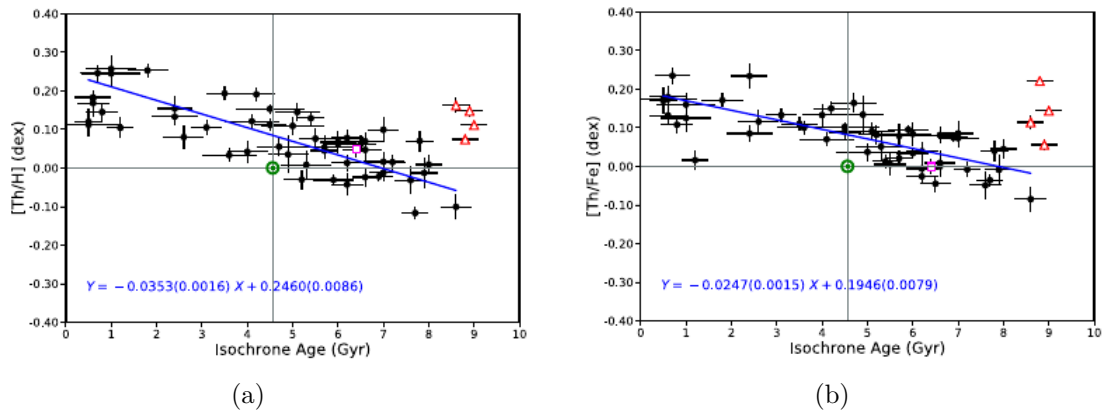
Fonte: Produção do autor.

As fortes correlações $[\text{Th}/\text{H}]$ - idade e $[\text{Th}/\text{Fe}]$ - idade (considerando valores observados de $[\text{Th}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]$) são parcialmente explicadas pelo decaimento radioativo

¹<https://www.astro.rug.nl/software/kapteyn/index.html>

do Th, porque após corrigir as abundâncias do Th por este efeito, a anticorrelação $[\text{Th}/\text{H}]$ - idade continua existindo. A Figura 7.4 mostra $[\text{Th}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]$ (valores observados) em função da idade estelar isocronal.

Figura 7.4 - Valores observados ou atuais de $[\text{Th}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]$.



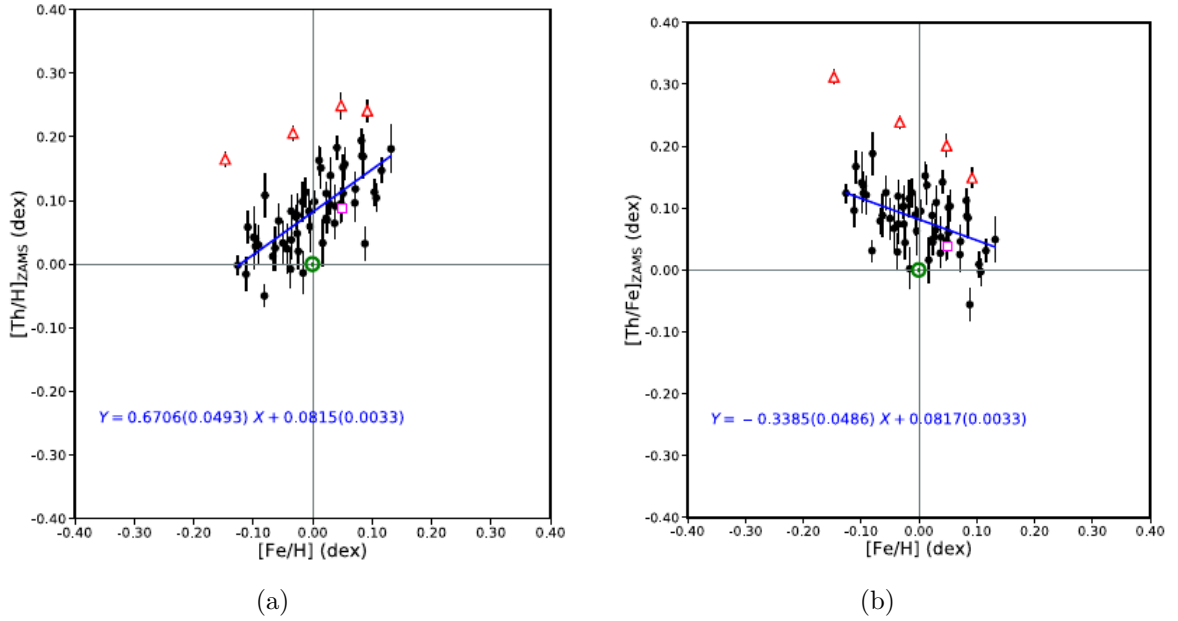
Valores observados ou atuais de $[\text{Th}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]$ em função da idade isocronal. Simbologia e descrição idem a Figura 7.3.

Fonte: Produção do autor.

A correção que aplicamos para transformar os valores atuais de $[\text{Th}/\text{H}]$ em valores de idade zero da sequência principal baseia-se no procedimento apresentado por Frebel et al. (2007) e Cayrel et al. (2001) adotando 14,05 Gano como meia vida de ^{232}Th ($t_{1/2}$ (Th)), conforme aplicação da Equação 7.7.

Ao longo da faixa estreita de metalicidade da amostra de gêmeas solares, segundo os ajustes lineares feitos, a correlação direta entre $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{OBS}}$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ apresenta uma dispersão maior do que a correlação entre $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}}$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$; enquanto que a razão Th/Fe mostra-se correlacionada com $[\text{Fe}/\text{H}]$ unicamente para a relação $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ (ver Figura 7.5).

Figura 7.5 - $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}}$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$.

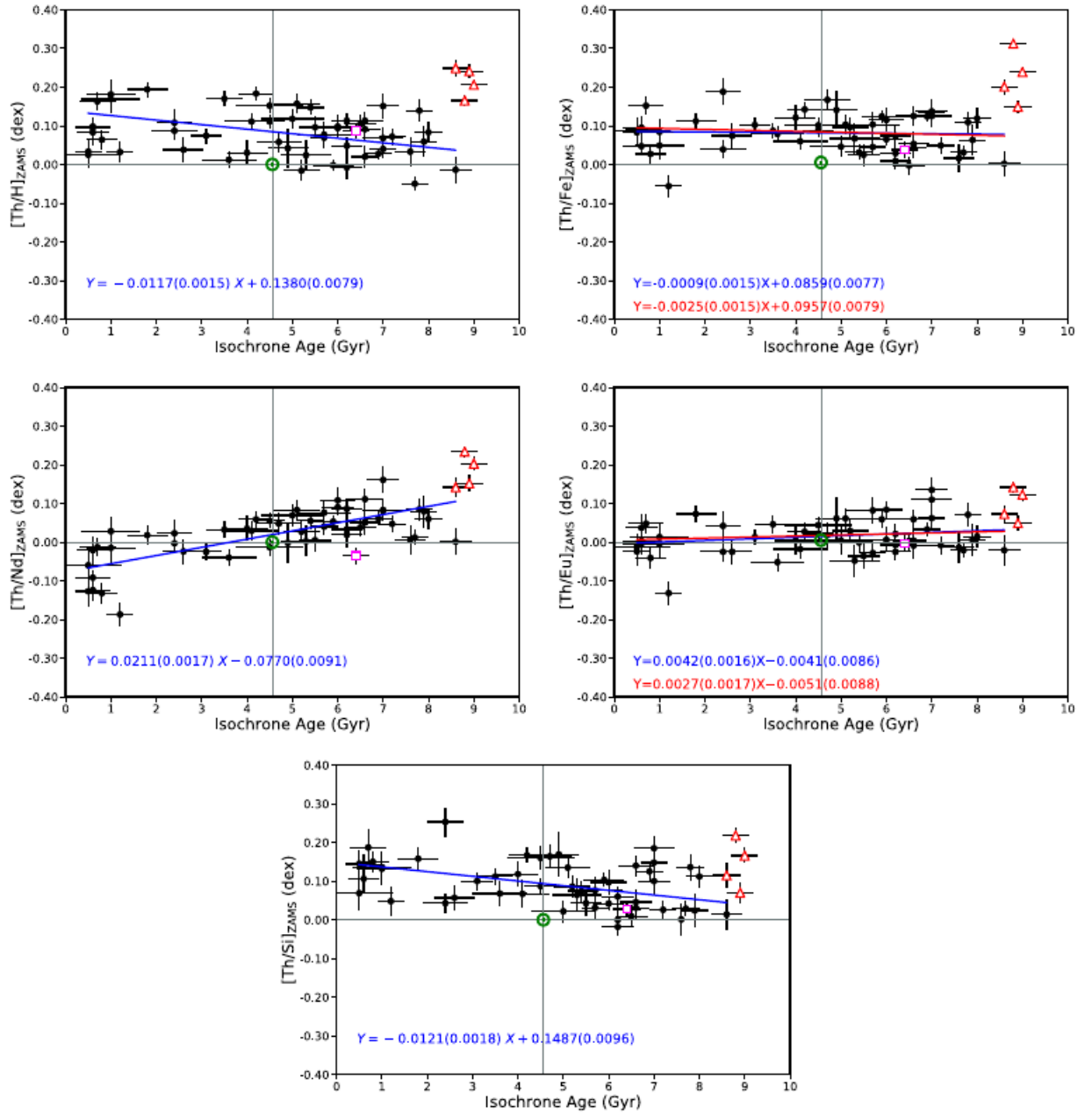


$[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}}$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$. Simbologia e descrição idem a Figura 7.3.

Fonte: Produção do autor.

A Figura 7.6 mostra os gráficos de $[\text{Th}/\text{X}]_{\text{ZAMS}}$ versus a idade estelar (onde X: H e Fe apenas). A Tabela 7.2 apresenta os resultados dos ajustes lineares estatisticamente robustos de $[\text{Th}/\text{X}]$ observados e de idade zero como uma função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade. Os quatros resultados principais sobre $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}}$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ para a amostra de gêmeas solares (53 estrelas pertencentes ao disco fino da Galáxia) como uma função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade são os seguintes:

Figura 7.6 - $[\text{Th}/\text{X}]_{\text{ZAMS}}$ em função da idade estelar.



$[\text{Th}/\text{X}]_{\text{ZAMS}}$ em função da idade estelar (onde X: H, Fe, Nd, Eu e Si). Simbologia e descrição idem a Figura 7.3. Especialmente para os gráficos $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ e $[\text{Th}/\text{Eu}]_{\text{ZAMS}}$, um ajuste adicional também é mostrado (linha sólida vermelha), excluindo em um limite de 3σ uma estrelas com 1,2 Gano relativamente pobre em Th (HIP101905), mas os resultados não mudam significativamente com a retirada desta estrela.

Fonte: Produção do autor.

(i) $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}}$ se correlaciona muito bem com $[\text{Fe}/\text{H}]$ e a inclinação desta correlação

é menor que a unidade ($+0,671 \pm 0,049$). Não é uma surpresa que $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ diminua com $[\text{Fe}/\text{H}]$ sobre a faixa restrita de metalicidade de gêmeas solares. Observe que a incerteza relativa da inclinação torna as correlações lineares $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}} - [\text{Fe}/\text{H}]$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}} - [\text{Fe}/\text{H}]$ estatisticamente significativas (cerca de 14 e 7σ de significância, respectivamente). Isso sugere que a abundância de Th no meio interestelar continua crescendo de alguma forma durante a evolução do disco fino galáctico, apesar do decaimento radioativo natural de Th e da produção de ferro impulsionada pela contribuição de SN Ia relativamente a SNs II. Referimos o leitor ao aumento temporal das razões de abundância em relação ao ferro de elementos estáveis do processo r, como Nd, Sm, Eu, Gd e Dy, conforme relatado por [Spina et al. \(2018\)](#).

(ii) A abundância Th primitiva nas gêmeas solares da amostra parece ter sido supersolar em média durante a evolução do disco fino galáctico e certamente se tornou supersolar desde a época da formação do Sol. Não há estrelas com $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}} < 0$ dex com idades menores que a solar. Obtivemos para toda a amostra uma média de $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}} = +0,080$ dex com um desvio padrão de $0,058$ dex. Ele varia de $-0,117$ a $+0,257$ dex (de 76 a 181 por cento com relação ao valor solar de idade zero), mostrando um aumento temporal linear de $+0,037$ dex, desde 8,6 Gano atrás até $+0,138$ dex agora (8,6 Gano é a idade isocronal da estrela mais velha em nossa amostra). Observe que a incerteza da inclinação da relação $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}} - \text{idade}$, corresponde a apenas 13% do seu valor (cerca de 8σ de significância). O Sol em idade zero parece ser de alguma forma deficiente em Th quando comparado com estrelas gêmeas, especialmente para estrelas mais jovens que ele. Também é interessante notar que todas as quatro estrelas ricas em elementos α são mais ricas em Th em média do que as outras estrelas do disco fino galáctico de idades semelhantes; exatamente como encontrado para Nd, Sm e Eu em [Spina et al. \(2018\)](#).

(iii) $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ não mostra correlação com a idade estelar. Observe que o erro relativo da inclinação é maior que 100 por cento. $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ provavelmente manteve-se supersolar durante a evolução do disco fino galáctico, mostrando uma média de $+0,086 \pm 0,008$ dex ($rms = 0,047$ dex). As razões supersolares de $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ para estrelas mais jovens podem ser devidas a um aumento na produção de Th em relação ao Fe, talvez devido a fusões de estrelas de nêutrons. [Spina et al. \(2018\)](#) também descobriram que as relações $[\text{X}/\text{Fe}] - \text{idade}$ para elementos estáveis de captura de nêutrons (em unidades de dex Gano⁻¹) parecem ser anticorrelacionadas com a porcentagem da contribuição de elementos do processo s tomada de [Bisterzo et al. \(2014\)](#), de modo que os elementos do processo r: Eu, Gd, Dy e Sm (mostrando con-

tribuições do processo s menores do que cerca de 35%) têm as menores inclinações em módulo como Th, que exibe uma inclinação estatisticamente nula, mesmo após a remoção de uma estrela no limite de 3σ (HIP101905). A inclinação de $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ - idade torna-se $-0,0025 \pm 0,0015$ sem HIP101905, que não é significativamente diferente de zero (apresentando um nível de confiança de cerca de $1,7\sigma$).

(iv) Existem dispersões reais uniformes de $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}}$ e $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ em toda a escala de idade em média (*rms* aproximadamente igual a 0,056 e 0,047 dex, respectivamente).

Ao comparar Th contra neodímio e európio, dois outros elementos de captura de nêutrons que são núcleos estáveis de fato, notamos que $[\text{Th}/\text{Nd}]_{\text{ZAMS}}$ diminui com a idade estelar, mas $[\text{Th}/\text{Eu}]_{\text{ZAMS}}$ manteve-se constante em torno do valor solar durante a evolução do disco fino galáctico. Embora $[\text{Th}/\text{Nd}]_{\text{ZAMS}}$ tenha uma diminuição linear de +0,104 dex há 8,6 Gano atrás até -0,077 dex agora em média (ajuste com *rms* = 0,046 dex), a média de $[\text{Th}/\text{Eu}]_{\text{ZAMS}}$ oscila em torno de +0,014 dex com um desvio padrão de 0,045 dex. A inclinação da relação $[\text{Th}/\text{Nd}]_{\text{ZAMS}}$ — idade tem $12,4\sigma$ de significância, e a relação $[\text{Th}/\text{Eu}]_{\text{ZAMS}}$ — idade tem apenas $2,4\sigma$ de significância. No caso de remover a estrela HIP101905, a inclinação de $[\text{Th}/\text{Eu}]$ — idade é ainda mais compatível com zero ($1,6\sigma$ de significância). Estes resultados confirmam que Th segue Eu durante a evolução do disco fino da Galáxia. No entanto, não segue Nd. Na verdade, a contribuição do processo s para a abundância do Nd no Sistema Solar é estimada em $57,5 \pm 4,1$ por cento, enquanto para Eu é $6,0 \pm 0,4$ por cento (BISTERZO et al., 2014; SPINA et al., 2018). A diminuição de $[\text{Th}/\text{Nd}]_{\text{ZAMS}}$ com o tempo pode ser explicada por uma contribuição crescente do processo s devido às estrelas AGB de baixa massa no disco fino galáctico, conforme discutido por Spina et al. (2018). Portanto, nossas observações mostram Nd não sendo um elemento de processo r puro, mas provavelmente tendo uma contribuição importante de processo s, como já sugerido por Bisterzo et al. (2014).

Por outro lado, $[\text{Th}/\text{Si}]_{\text{ZAMS}}$ provavelmente teve uma evolução crescente temporal de +0,045 dex desde 8,6 Gano atrás até +0,149 dex agora em média (sobre o regime supersolar). A anticorrelação $[\text{Th}/\text{Si}]_{\text{ZAMS}}$ - idade tem uma inclinação com uma incerteza relativa de apenas 15 por cento ou cerca de 7σ de significância. O silício (Si) é um dos elementos refratários mais abundantes em um planeta rochoso e sua abundância no planeta está intimamente relacionada à massa do manto (MCDONOUGH, 2003). Assim, a razão de abundância $[\text{Th}/\text{Si}]$ fornece comparação da abundância Th entre planetas telúricos com diferentes espessuras de mantos de silicato (UNTER-

BORN et al., 2015). Um valor elevado de $[\text{Th}/\text{Si}]_{\text{ZAMS}}$ pode indicar indiretamente uma probabilidade maior de ter um manto convectivo em um planeta rochoso devido a um maior reservatório de energia radiativa em função do decaimento de ^{232}Th e outros isótopos instáveis como ^{40}K , ^{235}U e ^{238}U .

Lingam e Loeb (2020) investigaram as condições para que planetas rochosos terrestres situados fora de zonas estelares de habitabilidade pudessem abrigar oceanos de diferentes solventes químicos na superfície por significativos períodos geológicos considerando unicamente seus reservatórios internos de energia (radiogênica e primordial). Basicamente, eles calcularam o fluxo total de calor na superfície e, consequentemente, a temperatura superficial de equilíbrio como dependente da massa, idade e abundâncias iniciais de radionuclídeos do planeta. Objetivaram estimar a duração da habitabilidade superficial (no caso, solventes água, amônia e etano em condições de estarem no estado líquido) como função da massa planetária e abundância inicial por massa de dois radionuclídeos de meia-vida longa (^{232}Th e ^{238}U); tendo as abundâncias de urânio e tório como sendo escalonadas relativas ao do planeta Terra.

Torna-se bastante interessante fazer uma comparação dos nossos resultados acerca da abundância do tório em gêmeas solares contra os modelos de Lingam e Loeb (2020), supondo que estrelas deste tipo são sítios em potencial para hospedar planetas rochosos.

Observamos que a abundância numérica inicial do Th em 53 gêmeas solares analisadas, dada por $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}}$, varia entre -0,117 e +0,257 dex, i.e. entre 0,76 e 1,81 do valor solar inicial. Primeiramente podemos admitir que a abundância do Th seja ligeiramente maior num planeta rochoso com relação àquela na sua estrela hospedeira por se tratar de um elemento refratário, de modo análogo ao constatado entre a Terra e o Sol, tal que $\log\epsilon(\text{Th})_{\text{Terra}} = \log\epsilon(\text{Th})_{\odot} + 0,04$ a $0,11$ dex; ou seja, podendo ser aproximadamente de 1,1 a 1,3 maior no planeta rochoso. Em seguida, precisamos transformar a abundância numérica do ^{232}Th em abundância por massa, considerando seu número de massa. Deste modo, a abundância por massa inicial do tório em hipotéticos planetas rochosos hospedados por gêmeas solares poderia variar entre 194 e 546 vezes o valor inicial do Sol, ou em média entre 161 e 455 vezes o valor inicial da Terra. Considerando que a abundância do urânio siga a abundância do tório porque ambos são elementos do tipo r, teríamos que a concentração inicial dos radionuclídeos Th e U naqueles hipotéticos planetas rochosos variando entre estes dois últimos valores de modo relativo ao planeta Terra (i.e. de 160 a 460 vezes o

valor terrestre de modo aproximado).

Lingam e Loeb (2020) representam, na Figura 1 do artigo, a evolução da temperatura superficial de equilíbrio de um planeta rochoso isolado com massa igual a $1 M_{\oplus}$ para três diferentes concentrações por massa de Th e U relativas ao valor terrestre ($\Gamma = 1, 102$ e 104). Nesta figura estão apontados os intervalos de temperatura para água, amônia e etano no estado líquido. Nota-se que a concentração estimada para estes radionuclídeos em um hipotético planeta rochoso hospedado fora da zona de habitabilidade de uma gêmea solar, baseada em nossas medidas de Th, traçaria uma evolução de sua temperatura superficial bem mais próxima da curva $\Gamma=100$ (linha sólida) do que da curva $\Gamma=10000$, (linha tracejada longa) tal que haveria grande chance dele abrigar um oceano líquido de etano ao longo de muitos bilhões de anos levando em conta apenas o fluxo de energia interna como fonte de aquecimento de sua superfície.

Adicionalmente, na Figura 2 de Lingam e Loeb (2020), é representada a evolução da temperatura superficial de equilíbrio de um planeta rochoso isolado com três massas distintas (um décimo, 1 e $10 M_{\oplus}$) fixando a concentração de Th e U a 1000 vezes do valor terrestre. Segundo tais modelos, seria possível existir oceanos de etano em escala de até 10 bilhões de anos para um planeta de $0,1 M_{\oplus}$, oceanos de amônia em escala de até 2 bilhões para um planeta de $1 M_{\oplus}$ e oceanos de água em escala de 1 bilhão para um planeta de $10 M_{\oplus}$. Contudo, a fim de chegarmos em tais possibilidades, teríamos que dobrar, ou até mesmo multiplicar por 6, a concentração de Th e U que estimamos para hipotéticos planetas rochosos abrigados fora da ZH de gêmeas solares, com base em nossas observações da abundância do tório.

Nossos resultados sugerem que a maioria das gêmeas solares no disco fino galáctico exibe probabilidade comparável ou ainda maior do que o Sol para abrigar potenciais planetas rochosos com mantos convectivos, e talvez adequados para sustentar a vida ao longo da existência da evolução do disco fino galáctico.

Tabela 7.2 - Resultados dos ajustes lineares de $[\text{Th}/\text{X}]$ em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade estelar isocronal t : $[\text{Th}/\text{X}] = a(\pm\sigma_a)[\text{Fe}/\text{H}] + b(\pm\sigma_b)$ (valores de $[\text{Th}/\text{X}]$ observado e de idade zero para X: H e Fe apenas), e $[\text{Th}/\text{X}] = a(\pm\sigma_a)t + b(\pm\sigma_b)$ (valores de $[\text{Th}/\text{X}]$ observados e de idade zero para X: H e Fe, valores de $[\text{Th}/\text{X}]_{\text{ZAMS}}$ para X: Nd, Eu e Si). A inclinação dividida pelo seu erro é mostrado na última coluna. Especialmente para $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ - idade e $[\text{Th}/\text{Eu}]_{\text{ZAMS}}$ - idade, os resultados são apresentados excluindo uma estrelas relativamente jovem e pobre em Th que desviou acima de 3σ do ajuste (HIP101905). Estes dois ajustes extras são marcados com um asterisco (*).

	a	σ_a	b	σ_b	rms	χ^2/ν	$ a /\sigma_a$
$[\text{Th}/\text{X}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$			(dex)	(dex)	(dex)		
$[\text{Th}/\text{H}]_{\text{obs}}$	+0,904	0,044	+0,080	0,003	0,071	8,8	20,5
$[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{obs}}$	-0,114	0,043	+0,080	0,003	0,071	9,2	2,6
$[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}}$	+0,671	0,049	+0,081	0,003	0,040	2,6	13,7
$[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$	-0,338	0,049	+0,082	0,003	0,040	2,6	6,9
$[\text{Th}/\text{X}]$ vs. t	(dex.Gyr ⁻¹)	(dex.Gyr ⁻¹)	(dex)	(dex)	(dex)		
$[\text{Th}/\text{H}]_{\text{obs}}$	-0,0353	0,0016	+0,246	0,009	0,058	4,5	22,1
$[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{obs}}$	-0,0247	0,0015	+0,195	0,008	0,048	3,5	16,5
$[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}}$	-0,0117	0,0015	+0,138	0,008	0,056	5,2	7,8
$[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$	-0,0009	0,0015	+0,086	0,008	0,047	3,6	0,6
* $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$	-0,0025	0,0015	+0,096	0,008	0,043	3,2	1,7
$[\text{Th}/\text{Nd}]_{\text{ZAMS}}$	+0,0211	0,0017	-0,077	0,009	0,046	2,4	12,4
$[\text{Th}/\text{Eu}]_{\text{ZAMS}}$	+0,0042	0,0016	-0,004	0,009	0,043	2,4	2,6
* $[\text{Th}/\text{Eu}]_{\text{ZAMS}}$	+0,0027	0,0017	-0,005	0,009	0,039	2,1	1,6
$[\text{Th}/\text{Si}]_{\text{ZAMS}}$	-0,0121	0,0018	+0,149	0,010	0,053	3,1	6,7

7.1.3 Abundâncias do C e N, razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ e seus erros

Sessenta e sete estrelas da amostra de 79 gêmeas solares também foram investigadas a partir de uma análise espectroscópica homogênea, autoconsistente e automatizada do carbono, nitrogênio e razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (visto que espectros HARPS tinham sido coletados para apenas estas 67 gêmeas solares). A abundância do C foi medida a partir da síntese espectral de 12 linhas do CH A-X (listados na Tabela 6.2). A abundância do N foi derivada a partir da síntese espectral de 5 linhas do CN B-X (Tabela 6.3). As abundâncias obtidas destes dois elementos permitiram determinar a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ por meio da síntese espectral de 6 combinações $^{13}\text{CH}-^{12}\text{CH}$ A-X (Tabela 6.5). Tais resultados foram publicados em um artigo na revista Monthly Notices of the Royal Astronomical Society (BOTELHO et al., 2020)

Foi possível medir C, N e $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em 63 gêmeas solares, porque infelizmente a síntese espectral não teve êxito em reproduzir os perfis de todas as linhas do CH A-X para 4 das 67 estrelas (HIP010303, HIP030037, HIP038072 e HIP083276). As mesmas 8 estrelas eliminadas na análise do tório também foram aqui excluídas, para ser consistente com as análises realizadas tanto por nós quanto por [Bedell et al. \(2018\)](#) e [Spina et al. \(2018\)](#) para a mesma amostra de gêmeas solares, de modo a representar uma análise química e temporal de um grupo homogêneo de estrelas ou, de certa maneira, da população de gêmeas solares no disco fino local da Galáxia.

A determinação do C, N e $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ alcançou, respectivamente, 100, 100 e 80 por cento de completude em termos de todas as linhas moleculares selecionadas sob o critério de exclusão em 3σ . A Tabela 7.3 compila nossas medições para as 63 gêmeas do Sol. A Figura 7.7 mostra as distribuições de [C/H], [N/H] e $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ entre 55 gêmeas solares, classificadas cinematicamente como sendo do disco fino ([RAMÍREZ et al., 2012](#)).

Com relação à derivação da abundância de C por [Bedell et al. \(2018\)](#) para a mesma amostra de gêmeas solares, encontramos uma diferença sistemática na escala [C/H] de cerca de -0,04 dex entre nossas determinações e suas proporções médias de abundância [C/H] com base em medições via largura equivalente de linhas do C I e CH A-X. No entanto, essa pequena discrepância é menor que a dispersão de dados (por exemplo, um ajuste linear padrão fornece um *rms* de 0,08 dex).

Tabela 7.3 - Razões de abundância do C e N e razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ para 63 gêmeas solares, como medidas neste trabalho com seus erros respectivos.

Estrela	[C/H] (dex)	[C/Fe] (dex)	[N/H] (dex)	[N/Fe] (dex)	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$
Sol	$0,002 \pm 0,001$	$0,002 \pm 0,001$	$0,002 \pm 0,018$	$0,002 \pm 0,018$	$88,7 \pm 0,5$
HIP003203	$-0,129 \pm 0,012$	$-0,079 \pm 0,010$	$-0,301 \pm 0,056$	$-0,251 \pm 0,056$	$84,9 \pm 9,8$
HIP004909	$-0,018 \pm 0,011$	$-0,066 \pm 0,009$	$-0,122 \pm 0,042$	$-0,170 \pm 0,042$	$89,3 \pm 8,5$
HIP006407	$-0,092 \pm 0,012$	$-0,034 \pm 0,010$	$-0,180 \pm 0,045$	$-0,122 \pm 0,045$	$87,9 \pm 7,5$
HIP007585	$0,040 \pm 0,006$	$-0,043 \pm 0,005$	$-0,035 \pm 0,024$	$-0,118 \pm 0,024$	$87,0 \pm 3,2$
HIP008507	$-0,207 \pm 0,007$	$-0,108 \pm 0,006$	$-0,298 \pm 0,047$	$-0,199 \pm 0,047$	$74,2 \pm 3,0$
HIP009349	$-0,035 \pm 0,009$	$-0,029 \pm 0,007$	$-0,071 \pm 0,029$	$-0,065 \pm 0,029$	$89,9 \pm 7,0$
HIP010175	$-0,096 \pm 0,006$	$-0,068 \pm 0,006$	$-0,155 \pm 0,029$	$-0,127 \pm 0,029$	$81,3 \pm 1,9$
HIP011915	$-0,116 \pm 0,008$	$-0,049 \pm 0,007$	$-0,172 \pm 0,037$	$-0,105 \pm 0,037$	$76,4 \pm 3,6$
HIP014501	$-0,120 \pm 0,006$	$0,033 \pm 0,005$	$-0,182 \pm 0,024$	$-0,029 \pm 0,024$	$82,8 \pm 2,4$

(Continua)

Tabela 7.3 - Continuação.

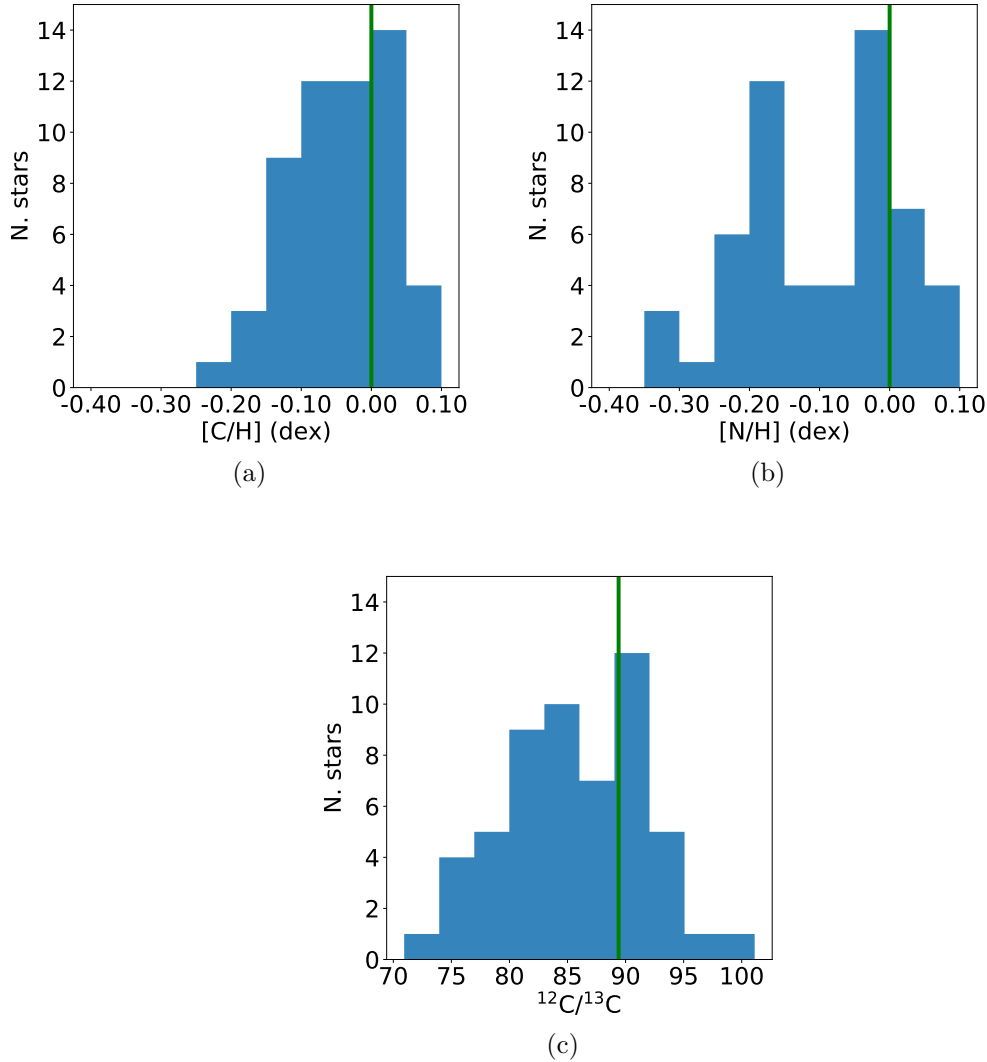
Estrela	[C/H] (dex)	[C/Fe] (dex)	[N/H] (dex)	[N/Fe] (dex)	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$
HIP014614	-0,149 ± 0,007	-0,040 ± 0,006	-0,224 ± 0,038	-0,115 ± 0,038	76,4 ± 3,7
HIP018844	0,020 ± 0,007	0,006 ± 0,006	-0,005 ± 0,019	-0,019 ± 0,019	94,5 ± 3,3
HIP022263	-0,062 ± 0,011	-0,099 ± 0,009	-0,175 ± 0,048	-0,212 ± 0,048	87,8 ± 8,0
HIP025670	-0,016 ± 0,006	-0,070 ± 0,005	0,012 ± 0,022	-0,042 ± 0,022	89,9 ± 2,9
HIP028066	-0,123 ± 0,006	0,024 ± 0,005	-0,181 ± 0,025	-0,034 ± 0,025	84,5 ± 2,5
HIP029432	-0,132 ± 0,006	-0,020 ± 0,005	-0,178 ± 0,027	-0,066 ± 0,027	77,2 ± 3,1
HIP030158	-0,022 ± 0,007	-0,018 ± 0,006	-0,028 ± 0,020	-0,024 ± 0,020	86,2 ± 3,2
HIP030476	-0,032 ± 0,006	0,001 ± 0,005	-0,141 ± 0,024	-0,108 ± 0,024	96,7 ± 3,6
HIP030502	-0,152 ± 0,007	-0,095 ± 0,006	-0,210 ± 0,039	-0,153 ± 0,039	84,0 ± 3,7
HIP034511	-0,131 ± 0,007	-0,040 ± 0,006	-0,214 ± 0,039	-0,123 ± 0,039	77,6 ± 3,7
HIP036512	-0,156 ± 0,004	-0,030 ± 0,004	-0,233 ± 0,029	-0,107 ± 0,029	80,4 ± 1,9
HIP040133	0,053 ± 0,005	-0,063 ± 0,005	0,056 ± 0,016	-0,060 ± 0,016	89,1 ± 2,5
HIP041317	-0,138 ± 0,006	-0,057 ± 0,005	-0,181 ± 0,029	-0,100 ± 0,029	85,5 ± 3,1
HIP042333	0,080 ± 0,011	-0,052 ± 0,009	0,019 ± 0,027	-0,113 ± 0,026	94,2 ± 10,5
HIP043297	-0,002 ± 0,007	-0,084 ± 0,006	-0,029 ± 0,022	-0,111 ± 0,022	82,8 ± 4,0
HIP044935	0,007 ± 0,007	-0,031 ± 0,006	-0,007 ± 0,022	-0,045 ± 0,022	91,8 ± 4,6
HIP044997	-0,079 ± 0,006	-0,067 ± 0,005	-0,024 ± 0,022	-0,012 ± 0,022	80,6 ± 2,8
HIP049756	0,005 ± 0,006	-0,018 ± 0,005	0,011 ± 0,022	-0,012 ± 0,022	90,5 ± 3,4
HIP054102	-0,070 ± 0,009	-0,081 ± 0,008	-0,180 ± 0,051	-0,191 ± 0,051	70,9 ± 6,2
HIP054287	0,049 ± 0,007	-0,058 ± 0,006	0,064 ± 0,020	-0,043 ± 0,020	85,1 ± 4,0
HIP054582	-0,118 ± 0,007	-0,022 ± 0,006	-0,244 ± 0,042	-0,148 ± 0,042	83,2 ± 6,0
HIP062039	0,074 ± 0,006	-0,030 ± 0,005	0,087 ± 0,016	-0,017 ± 0,016	92,6 ± 3,2
HIP064150	0,032 ± 0,008	0,002 ± 0,003	0,042 ± 0,011	0,012 ± 0,009	87,4 ± 5,1
HIP064673	0,025 ± 0,008	0,042 ± 0,007	-0,010 ± 0,024	0,007 ± 0,024	86,9 ± 5,2
HIP064713	-0,083 ± 0,008	-0,040 ± 0,007	-0,151 ± 0,032	-0,108 ± 0,032	75,3 ± 3,4
HIP065708	-0,121 ± 0,009	-0,058 ± 0,007	-0,366 ± 0,052	-0,303 ± 0,052	73,4 ± 3,3
HIP068468	0,038 ± 0,008	-0,033 ± 0,007	-0,025 ± 0,026	-0,096 ± 0,026	101,1 ± 7,2
HIP069645	-0,028 ± 0,008	-0,002 ± 0,007	-0,014 ± 0,026	0,012 ± 0,026	80,3 ± 3,2
HIP072043	-0,027 ± 0,007	-0,001 ± 0,006	-0,066 ± 0,028	-0,040 ± 0,028	84,8 ± 3,5
HIP073241	0,079 ± 0,008	-0,013 ± 0,006	0,025 ± 0,020	-0,067 ± 0,019	104,6 ± 5,5
HIP073815	0,031 ± 0,007	0,008 ± 0,006	-0,021 ± 0,020	-0,044 ± 0,020	91,6 ± 3,4
HIP074432	0,061 ± 0,008	0,013 ± 0,006	0,008 ± 0,018	-0,040 ± 0,017	103,4 ± 5,7
HIP076114	-0,061 ± 0,006	-0,037 ± 0,005	-0,049 ± 0,021	-0,025 ± 0,021	79,8 ± 2,7

(Continua)

Tabela 7.3 - Continuação.

Estrela	[C/H] (dex)	[C/Fe] (dex)	[N/H] (dex)	[N/Fe] (dex)	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$
HIP077052	$-0,078 \pm 0,006$	$-0,129 \pm 0,005$	$-0,180 \pm 0,037$	$-0,231 \pm 0,037$	$82,8 \pm 3,1$
HIP077883	$-0,020 \pm 0,007$	$-0,037 \pm 0,006$	$-0,032 \pm 0,019$	$-0,049 \pm 0,019$	$86,2 \pm 3,0$
HIP079578	$0,027 \pm 0,007$	$-0,021 \pm 0,006$	$0,012 \pm 0,022$	$-0,036 \pm 0,022$	$89,8 \pm 3,5$
HIP079672	$-0,010 \pm 0,006$	$-0,051 \pm 0,005$	$-0,054 \pm 0,025$	$-0,095 \pm 0,025$	$91,1 \pm 4,6$
HIP079715	$-0,031 \pm 0,007$	$0,006 \pm 0,006$	$-0,038 \pm 0,024$	$-0,001 \pm 0,024$	$81,8 \pm 3,7$
HIP081746	$-0,134 \pm 0,007$	$-0,043 \pm 0,006$	$-0,232 \pm 0,037$	$-0,141 \pm 0,037$	$85,5 \pm 2,9$
HIP085042	$-0,035 \pm 0,007$	$-0,065 \pm 0,006$	$-0,083 \pm 0,023$	$-0,113 \pm 0,023$	$93,4 \pm 3,2$
HIP087769	$0,058 \pm 0,007$	$-0,014 \pm 0,006$	$0,078 \pm 0,020$	$0,006 \pm 0,020$	$96,8 \pm 5,2$
HIP089650	$0,010 \pm 0,007$	$0,025 \pm 0,006$	$0,008 \pm 0,024$	$0,023 \pm 0,024$	$88,1 \pm 3,4$
HIP095962	$0,035 \pm 0,006$	$0,006 \pm 0,005$	$0,029 \pm 0,020$	$0,000 \pm 0,020$	$90,7 \pm 3,3$
HIP096160	$-0,076 \pm 0,008$	$-0,040 \pm 0,007$	$-0,137 \pm 0,035$	$-0,101 \pm 0,035$	$78,4 \pm 3,7$
HIP101905	$0,027 \pm 0,008$	$-0,061 \pm 0,007$	$-0,130 \pm 0,045$	$-0,218 \pm 0,045$	$91,4 \pm 6,3$
HIP102040	$-0,161 \pm 0,007$	$-0,081 \pm 0,006$	$-0,302 \pm 0,057$	$-0,222 \pm 0,057$	$78,1 \pm 4,0$
HIP102152	$-0,043 \pm 0,007$	$-0,027 \pm 0,006$	$-0,100 \pm 0,025$	$-0,084 \pm 0,025$	$83,0 \pm 3,2$
HIP104045	$0,008 \pm 0,008$	$-0,043 \pm 0,007$	$-0,013 \pm 0,033$	$-0,064 \pm 0,033$	$93,0 \pm 4,1$
HIP105184	$-0,070 \pm 0,008$	$-0,073 \pm 0,007$	$-0,310 \pm 0,054$	$-0,313 \pm 0,054$	$84,5 \pm 5,9$
HIP108468	$-0,109 \pm 0,007$	$-0,013 \pm 0,006$	$-0,194 \pm 0,034$	$-0,098 \pm 0,034$	$82,7 \pm 4,5$
HIP114615	$-0,089 \pm 0,009$	$-0,026 \pm 0,008$	$-0,188 \pm 0,042$	$-0,125 \pm 0,042$	$82,8 \pm 5,2$
HIP115577	$0,031 \pm 0,007$	$0,018 \pm 0,006$	$-0,008 \pm 0,017$	$-0,021 \pm 0,017$	$90,0 \pm 2,6$
HIP117367	$0,036 \pm 0,007$	$0,012 \pm 0,006$	$0,043 \pm 0,023$	$0,019 \pm 0,023$	$90,4 \pm 3,5$
HIP118115	$-0,054 \pm 0,007$	$-0,018 \pm 0,006$	$-0,196 \pm 0,030$	$-0,160 \pm 0,030$	$85,1 \pm 4,0$

Figura 7.7 - Distribuição de $[C/H]$, $[N/H]$, e $^{12}C/^{13}C$ entre as 55 gêmeas solares do disco fino.



Distribuição de $[C/H]$, $[N/H]$, e $^{12}C/^{13}C$ entre as 55 gêmeas solares do disco fino. A linha verde presente em cada gráfico representa o valor solar.

Fonte: Produção do autor.

Com relação às 55 gêmeas solares do disco fino, $[C/Fe]$ varia de -0,129 até 0,042 dex e $[C/H]$ de -0,207 até 0,080 dex. Seus valores médios, respectivamente, são cerca de -0,040 dex ($\sigma = 0,033$ dex) e -0,042 dex ($\sigma = 0,070$ dex). Os erros médios de $[C/Fe]$ e $[C/H]$ são, respectivamente, 0,006 e 0,007 dex; suas respectivas variações são: 0,004—0,011 e 0,004—0,013 dex. $[N/Fe]$ muda de -0,313 até 0,023 dex e $[N/H]$ de -0,310 até 0,087 dex. Seus valores médios, respectivamente, são cerca de -0,094

dex ($\sigma = 0,075$ dex) e $-0,096$ dex ($\sigma = 0,108$ dex). Os erros médios em $[N/Fe]$ e $[N/H]$ são os mesmos, ou seja, cerca de $0,030$ dex. Os desvios padrão dos erros $[N/Fe]$ e $[N/H]$ são, respectivamente, $0,016$ e $0,057$ dex. A razão isotópica $^{12}C/^{13}C$ varia de $70,9$ até $101,1$, apresentando um valor médio em torno de $85,8$ ($\sigma = 6,2$). O erro em $^{12}C/^{13}C$ varia de $1,9$ a $10,5$, tendo como valor médio $4,3$.

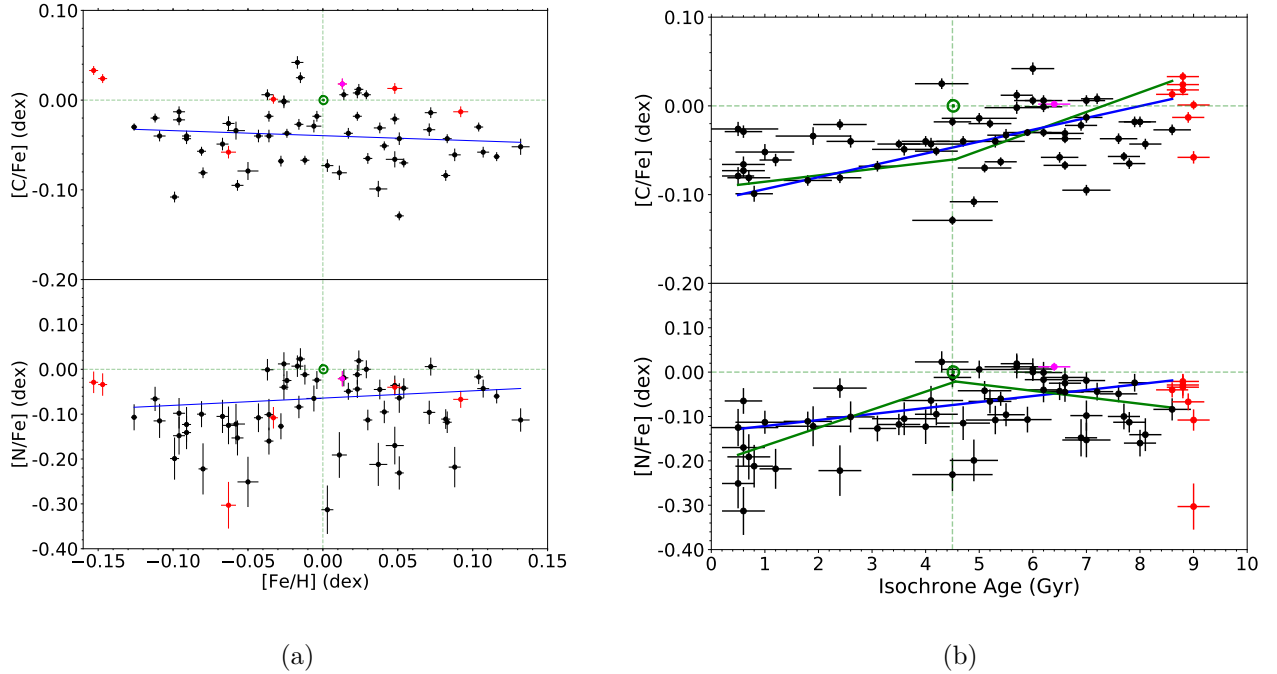
Iremos agora investigar $[C/Fe]$, $[N/Fe]$, $^{12}C/^{13}C$, $[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$ como uma função de $[Fe/H]$ e idade isocronal, e também $[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$ como uma função de $[O/H]$. Apenas $^{12}C/^{13}C$ é analisado em função de $[C/Fe]$ e $[N/Fe]$. Adotamos dependência linear para todas as relações, com base nas 55 gêmeas solares do disco fino. Usamos o pacote Kapteyn KMPFIT para fazer todos os ajustes aos dados.

7.1.4 Carbono e nitrogênio versus metalicidade e idade

Com respeito às relações entre $[C, N/Fe]$ e $[Fe/H]$ na pequena faixa de metalicidade de gêmeas solares (Figura 7.8), obtemos: (i) $[C/Fe]$ é anticorrelacionado com $[Fe/H]$ com uma inclinação de $-0,056 \pm 0,012$ (o erro relativo da inclinação negativa é de cerca de 21%); e (ii) há uma tendência de correlação entre $[N/Fe]$ e $[Fe/H]$ (erro relativo de inclinação de 35% ou apenas $2,8\sigma$ de significância)²

²Para os ajustes lineares realizados nesta tese consideramos haver: (i) correlações ou anticorrelações se a significância do coeficiente angular é maior ou igual a 3 vezes o erro dele, (ii) (anti)correlações provisórias ou tendências lineares se a significância varia desde 2 até 3 vezes, e (iii) nenhuma (anti)correlação se a significância é menor que 2 vezes; tal que a significância é estimada a partir da razão entre o módulo do coeficiente angular e seu erro (ou seja, seu desvio padrão).

Figura 7.8 - $[C/Fe]$ e $[N/Fe]$ como função de $[Fe/H]$ e idade estelar isocronal para as 55 gêmeas solares do disco fino.



$[C/Fe]$ e $[N/Fe]$ como função de $[Fe/H]$ e idade estelar isocronal para as 55 gêmeas solares do disco fino. O ajuste linear global é mostrado em cada gráfico (linha azul sólida), e o ajuste apresentado apenas no gráfico de idade (linha verde sólida) divide a amostra em estrelas com idades até a idade do Sol e estrelas mais velhas que o Sol (a quebra é fixada na idade do Sol). Os pontos vermelhos representam as sete gêmeas solares ricas em elementos α e o ponto magenta representa a estrela rica em elementos do processo s (HIP064150). Essas estrelas não participam dos ajustes como o Sol também, cujos dados também são plotados apenas como referência (símbolo verde). Os resultados de cada ajuste linear são mostrados na Tabela 7.4.

Fonte: Produção do autor.

Tabela 7.4 - Coeficientes angulares (inclinação) e lineares (intersecção) e *rms* dos ajustes lineares de [C/Fe], [N/Fe], [C/N], [C/O], [N/O] e $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ versus [Fe/H] e idade estelar isocronal, para as 55 estrelas pertencentes ao disco fino da amostra de gêmeas solares investigada. São também apresentados, para a análise linear contra a idade estelar, os parâmetros resultantes de ajustes para dois intervalos complementares de idade: estrelas jovens com idades até a idade do Sol e estrelas mais velhas que o Sol, respectivamente na segunda e terceira linha de cada razão de abundância. Na Figura 7.8, os ajustes segmentados em idade são mostrados por linhas verdes e os demais por linhas azuis.

	[Fe/H]			Idade estelar		
	Inclinação	intersecção (dex)	<i>rms</i> (dex)	Inclinação (dex.Gyr ⁻¹)	intersecção (dex)	<i>rms</i> (dex)
[C/Fe]	-0,056±0,012	-0,039±0,001	0,033	0,013±0,001	-0,107±0,003	0,037
				0,007±0,004	-0,093±0,014	0,038
				0,022±0,006	-0,160±0,036	0,040
[N/Fe]	0,162±0,057	-0,064±0,003	0,080	0,013±0,002	-0,135±0,010	0,070
				0,041±0,008	-0,207±0,031	0,075
				-0,015±0,007	0,045±0,059	0,059
[C/N]	-0,274±0,059	0,034±0,004	0,056	-0,007±0,002	0,069±0,011	0,054
				-0,028±0,006	0,127±0,023	0,052
				0,013±0,006	-0,061±0,045	0,046
[C/O]	-0,130±0,023	-0,022±0,002	0,026	-0,005±0,001	0,002±0,004	0,025
				-0,016±0,003	0,027±0,012	0,018
				0,011±0,004	-0,097±0,025	0,027
[N/O]	0,120±0,061	-0,059±0,004	0,050	0,002±0,002	-0,070±0,011	0,050
				0,011±0,005	-0,095±0,020	0,057
				-0,006±0,005	-0,017±0,039	0,040
	(dex ⁻¹)			(Gyr ⁻¹)		
$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	56,5±7,2	85,3±0,5	4,7	0,614±0,250	81,3±1,4	6,3
				-0,218±0,893	83,908±3,369	6,181
				1,248±0,709	77,224±6,196	6,256

Tabela 7.5 - Coeficiente de inclinação, linear e rms para os ajustes globais de [C/N], [C/O] e [N/O] versus [O/H], derivados para as 55 gêmeas solares do disco fino.

	Inclinação	intersecção (dex)	rms
[C/N]	-0,400 ± 0,051	0,034 ± 0,004	0,046
[C/O]	-0,161 ± 0,020	-0,024 ± 0,002	0,025
[N/O]	0,201 ± 0,053	-0,059 ± 0,004	0,045

O Sol parece estar ligeiramente acima, quando comparado com os ajustes de $[C/Fe]$ e $[N/Fe]$ versus $[Fe/H]$ das gêmeas solares (dentro de cerca de 1 *rms* das relações lineares). Esse resultado é esperado, pois Melendez et al. (2009) descobriram, e confirmado posteriormente por outros trabalhos (RAMÍREZ et al., 2014; NISSEN, 2015; BEDELL et al., 2018), que o Sol é ligeiramente deficiente em elementos refratários em relação aos voláteis em comparação com gêmeas solares.

Para facilitar a comparação com nossos resultados, optamos por mostrar no mosaico da Figura 7.9 os gráficos de $[C/Fe]$ e $[N/Fe]$ em função de $[Fe/H]$ obtidos dos trabalhos de Suárez-Andrés et al. (2017), Suarez-Andres et al. (2016) e Silva et al. (2015).

Figura 7.9 - Mosáico.

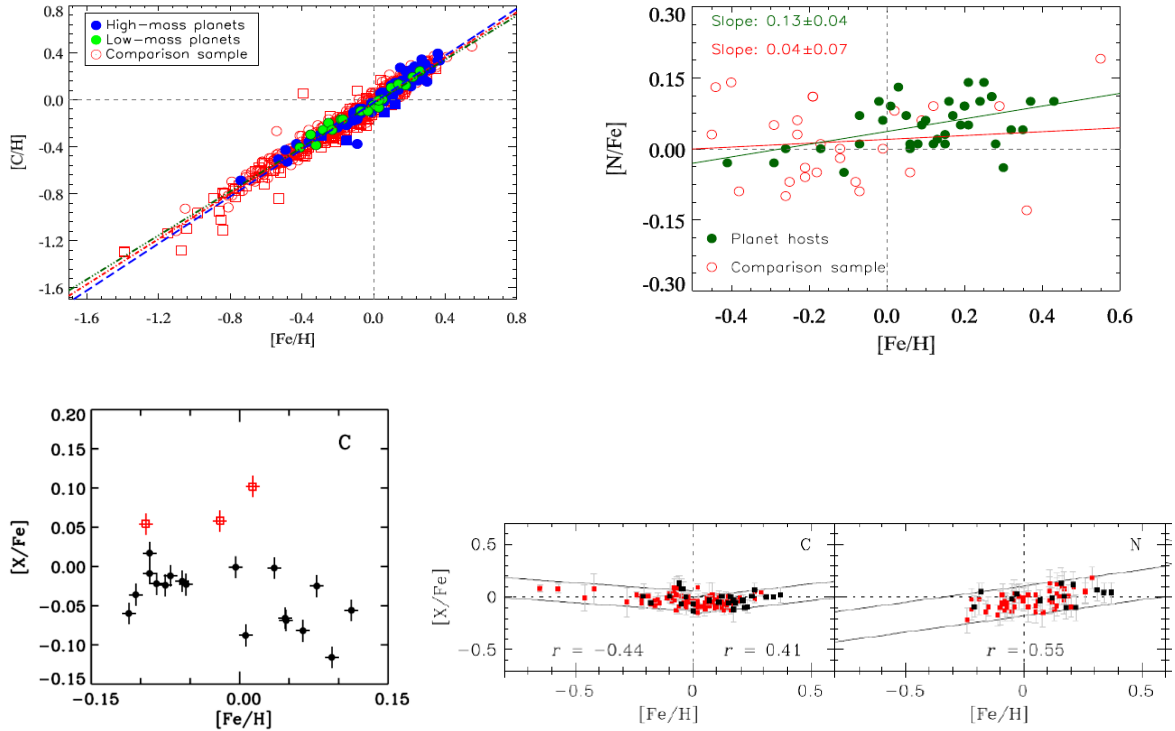


Gráfico superior à esquerda: $[C/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ para a amostra de 1110 anãs de tipo solar de Suárez-Andrés et al. (2017). Os círculos preenchidos representam anãs hospedeiras de planetas (em azul, planetas massivos, em verde, planetas de baixa massa), os círculos e quadrados abertos, a amostra de comparação de anãs de tipo solar sem planetas detectados. Três ajustes lineares são representados por linhas tracejadas coloridas; um para cada grupo de estrelas. Gráfico superior à direita: $[N/Fe]$ em função de $[Fe/H]$ para a amostra de 36 anãs de tipo solar de Suarez-Andres et al. (2016). Os círculos verdes preenchidos representam anãs hospedeiras de planetas e círculos abertos em vermelho, a amostra de comparação de anãs de tipo solar sem planetas detectados. Dois ajustes lineares são representados por linhas sólidas coloridas; um para cada amostra de estrelas (o coeficiente angular de cada ajuste com seu erro é informado também). Painel inferior esquerdo: $[X/Fe]$ em função de $[Fe/H]$ para as 21 gêmeas solares do disco fino de Nissen (2015). Os círculos preto preenchidos são estrelas do disco fino e os vermelhos são estrelas enriquecidas em elementos alfa. Gráfico inferior: $[C/Fe]$ e $[N/Fe]$ em função de $[Fe/H]$ e para a amostra de 120 anãs F-G-K do disco fino local da Galáxia Silva et al. (2015). Estrelas com planetas gasosos gigantes são representadas por símbolos pretos e estrelas sem planetas deste tipo detectados são designadas por símbolos vermelhos. Os intervalos de confiança de 95% (linhas sólidas) em torno das regressões lineares e seus respectivos coeficientes de correlação linear (r) também são mostrados. Regressões lineares foram derivadas para o intervalo $[Fe/H] \leq 0$, para o intervalo $[Fe/H] \geq 0$, e para toda a faixa de metalicidade. É mostrada aquela regressão que seja mais significativa estatisticamente para cada intervalo de metalicidades, como dada pelo coeficiente de correlação r , o qual é mostrado.

Fonte: Suarez-Andres et al. (2016), Silva et al. (2015), Nissen (2015).

Ao comparar nossos resultados com da [Silva et al. \(2015\)](#), estes obtidos num intervalo de $[\text{Fe}/\text{H}]$ mais estendido porque abrangeu 120 anãs FGK do disco fino, podemos ver concordâncias qualitativas aceitáveis para as relações $[\text{C}, \text{N}/\text{Fe}] - [\text{Fe}/\text{H}]$. Ao restringir os resultados de [Silva et al. \(2015\)](#) para a faixa de gêmeas solares, haveria uma tendência negativa entre $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ e nenhuma tendência entre $[\text{N}/\text{Fe}]$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$. Infelizmente [Silva et al. \(2015\)](#) não publicaram as inclinações para os ajustes lineares apresentados no trabalho. [Suárez-Andrés et al. \(2017\)](#) apresentaram ajustes lineares entre $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ para uma grande amostra de 1110 estrelas de tipo solar. Apesar da grande amplitude em $[\text{Fe}/\text{H}]$ desta amostra, ela foi dividida em dois grupos de estrelas com planetas de diferentes massas e um grupo de comparação contendo estrelas sem planetas detectados. Para o conjunto de estrelas sem planetas [Suárez-Andrés et al. \(2017\)](#) encontraram uma inclinação de $0,970 \pm 0,008$ para $[\text{C}/\text{H}] - [\text{Fe}/\text{H}]$ que concorda em 1σ com a inclinação derivada por nós para esta relação ($0,989 \pm 0,015$). Lembre que a amostra de gêmeas solares com que trabalhamos tem apenas duas estrelas com planetas detectados. [Nissen \(2015\)](#) estudou o conteúdo químico de uma amostra de 21 gêmeas solares como nós. Porém, não forneceu nenhum ajuste para a relação $[\text{C}/\text{Fe}] - [\text{Fe}/\text{H}]$. Ao inspecionar os resultados do carbono, parece haver uma tendência negativa em acordo qualitativo com a anticorrelação encontrada por nós para uma amostra maior de gêmeas solares. Para uma amostra restrita de 32 estrelas de tipo solar sem planetas conhecidos, [Suarez-Andres et al. \(2016\)](#) obtiveram uma correlação positiva de $0,040 \pm 0,070$ entre $[\text{N}/\text{Fe}] - [\text{Fe}/\text{H}]$ no intervalo de $-0,45 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0,55$ dex, que concorda em 1σ com o resultado derivado por nós para a amostra de gêmeas solares.

Os ajustes lineares de $[\text{C}, \text{N}/\text{Fe}]$ em função da idade estelar isocronal ao longo da ampla faixa de idades de nossa amostra de gêmeas solares (Figura 7.8) fornecem os seguintes resultados: (i) $[\text{C}/\text{Fe}]$ é positivamente bem correlacionado com a idade estelar (inclinação de $+0,013 \pm 0,001$ dex Gano^{-1} com um erro relativo de 8%, ou seja, 13σ de significância); e (ii) $[\text{N}/\text{Fe}]$ também está positivamente correlacionado com a idade estelar (inclinação de $+0,013 \pm 0,002$ dex Gano^{-1} com um erro relativo de cerca de 15%). O Sol novamente parece um pouco acima, quando comparado com os ajustes derivados de $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$ versus a idade das gêmeas solares ($1,2$ rms de desvio em média das relações lineares), confirmando que o Sol se apresenta ligeiramente deficiente em elementos refratários em relação aos voláteis em comparação com as gêmeas solares ([MELENDEZ et al., 2009](#); [NISSEN, 2015](#); [BEDELL et al., 2018](#)).

Se pudéssemos considerar nossas relações de gêmeas solares $[\text{C}, \text{N}/\text{Fe}]$ -idade como representativas para a evolução do disco fino local, estimativas para as razões atuais

[C/Fe] e [N/Fe] no MI local seriam, respectivamente, -0,11 e -0,13 dex (como sugerido pelos coeficientes lineares dos ajustes globais). Além dessas estimativas, os ajustes globais também sugerem que [C/Fe] e [N/Fe] seriam, respectivamente, em torno de 0,00 e -0,02 dex para 8,6 Gano atrás no MI local, o que está próximo da época de formação do disco fino. O ajuste quebrado da idade em [C/Fe] para as gêmeas solares mais jovens e mais velhas que o Sol também fornece as mesmas estimativas para os valores atuais e antigos de [C/Fe] no MI local. De fato, valores absolutos para ambas as razões de abundância estimadas para o passado e presente têm menores significâncias estatísticas em comparação com suas variações no tempo. No entanto, nossos resultados permitem afirmar com um bom grau de confiabilidade que [C/Fe] quanto [N/Fe] no MI local são certamente subsolar hoje em dia, assim como estavam próximos das razões solares em média 8,6 Gano atrás.

[C/Fe] e [N/Fe], a partir da análise contra a idade estelar apresentada anteriormente, parecem ter diminuído. Isso é provavelmente devido a uma maior produção relativa de ferro no disco local (basicamente por SN Ia em sistemas binários) em comparação com a nucleossíntese de carbono e nitrogênio (por estrelas AGB de massa baixa e intermediária e estrelas massivas ricas em metais também). Enquanto a proporção de carbono para ferro diminui com o tempo e com a abundância de ferro, a proporção de nitrogênio para ferro diminui com o tempo, mas parece aumentar com a abundância de ferro. Consequentemente, chegar a uma afirmação conclusiva sobre o impacto da razão de estrelas AGB/SN Ia ou mesmo a frequência de estrelas isoladas em relação a estrelas binárias, para explicar consistentemente a redução das razões C/Fe e N/Fe ao longo do tempo.

Encontramos alguns modelos GCE que concordam parcialmente com nossas estimativas para [C/Fe] e [N/Fe] na vizinhança solar. Os GCE de Kobayashi et al. (2011) com *yields* estelares de AGB prevêm [N/Fe] em torno de 0,0 dex para a época de formação do disco fino, e ainda uma razão isotópica de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em torno de 80 no tempo atual. Os modelos do caso A de Sahijpal (2013) prevêm [C/Fe] em torno de -0,1 dex no tempo atual, e o modelo de grade 30 do caso A dado pelo mesmo trabalho prevê [C/Fe] em torno do valor solar para a época de formação do disco fino.

Todos os modelos GCE de Romano et al. (2017) prevêm uma anticorrelação entre [C/Fe] e [Fe/H] em torno dos valores solares (ou origem no plano [C/Fe] vs. [Fe/H]), como observamos, e três deles mostram uma correlação positiva entre [N/Fe] e [Fe/H], como nossos resultados. Existem dois modelos que reproduzem simulta-

neamente ambas as relações observadas para nossa amostra de gêmeas solares, mas apenas de forma aproximada e qualitativa. Como os outros, esses modelos fiduciais intitulados MWG-02 e MWG-07 são modelos de várias zonas com dois episódios de entrada de matéria quase independentes, uma taxa de formação estelar proporcional às densidades superficiais de massa total e das estrelas, função de massa inicial Kroupa (IMF) com uma inclinação $x = 1,7$ para o intervalo de estrelas massivas e um conjunto específico de *yields* estelares para estrelas de massa baixa e intermediária, estrelas super-AGB e estrelas massivas (ver mais detalhes em [Romano et al. \(2017\)](#)).

De modo análogo feito para as relações $[C,N/Fe]$ versus $[Fe/H]$ compiladas de trabalhos publicados na literatura para anãs de tipo solar, a Figura 7.10 mostra um mosaico de figuras mostrando gráficos de $[C/Fe]$ e $[N/Fe]$ em função da idade estelar a fim de facilitar e ilustrar comparações qualitativas dos resultados desta tese contra aqueles de outros trabalhos similares.

Figura 7.10 - Mosáico.

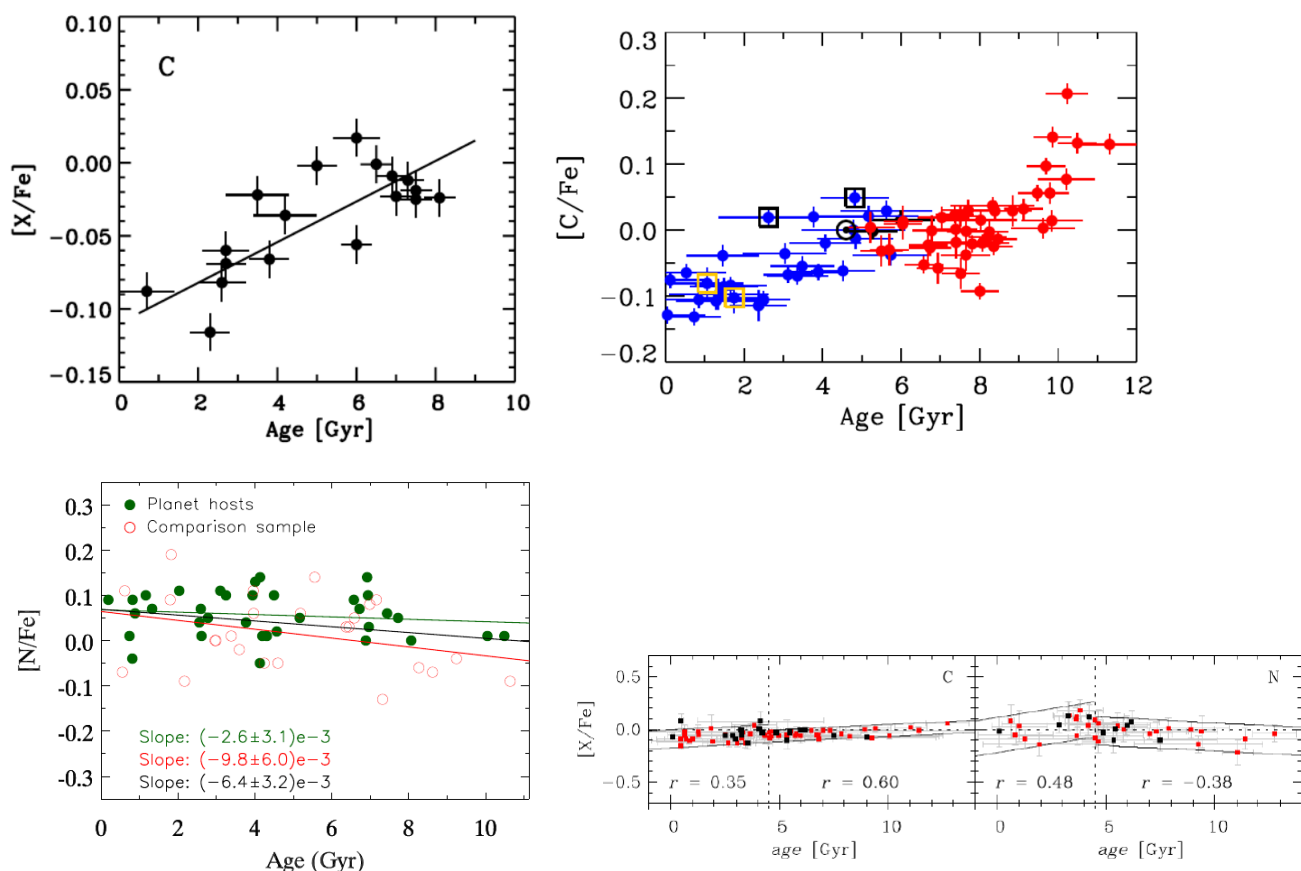


Gráfico superior à esquerda: $[C/Fe]$ em função da idade estelar para as 21 estrelas gêmeas solares do disco fino de Nissen (2015). As linhas mostram ajustes lineares de máxima verossimilhança aos dados. Gráfico superior à direita: $[C/Fe]$ versus idade estelar para a amostra de 72 anãs de tipo solar de Nissen et al. (2020). As estrelas foram divididas em dois grupos: uma sequência antiga mostrada com círculos vermelhos preenchidos e uma sequência mais jovem mostrada com círculos azuis preenchidos. Duas estrelas (HD59711 e HD183658) com idades intermediárias são mostradas com quadrados pretos preenchidos e o Sol pelo seu símbolo usual. Painel inferior esquerdo: $[N/Fe]$ em função da idade estelar para uma amostra de 36 anãs de tipo solar pertencentes ao disco fino de Suárez-Andrés et al. (2017). Os círculos preenchidos representam anãs hospedeiras de planetas e os círculos abertos, a amostra de comparação de anãs de tipo solar sem planetas detectados. Três ajustes lineares são representados por linhas sólidas de cores diferentes; um para cada amostra de estrelas e outro para o conjunto total de estrelas (o coeficiente angular de cada ajuste é informado também junto com seu erro). Gráfico inferior: $[C/Fe]$ e $[N/Fe]$ em função da idade estelar para 120 anãs F-G-K do disco fino local da Galáxia de Silva et al. (2015). Estrelas com planetas são indicadas por símbolos pretos e estrelas sem planetas detectados por símbolos vermelhos. A linha vertical tracejada indica a idade solar adotada (4,53 Gyr). Os intervalos de confiança de 95% (linhas sólidas) em torno das regressões lineares e seus respectivos coeficientes de correlação linear (r) também são mostrados. As regressões lineares foram derivadas para idades $\leq 4,53$ Gyr, para idades $\geq 4,53$ Gyr, e para toda a faixa de idade. É mostrada aquela que seja mais significativa estatisticamente para cada intervalo de idades, como dada pelo coeficiente de correlação r , o qual é mostrado.

Fonte: Nissen (2015), Nissen et al. (2020), Suárez-Andrés et al. (2017), Silva et al. (2015).

Nissen (2015) também obteve uma correlação linear de $[C/Fe]$ em função da idade para uma amostra menor de gêmeas solares, cuja inclinação ($0,0139 \pm 0,0020$ dex) e intersecção ($-0,110 \pm 0,011$ dex) são muito perto dos nossos resultados. Já que Silva et al. (2015) realizaram ajustes independentes para idades abaixo e acima da idade solar sem publicar as inclinações, podemos apenas fazer uma comparação qualitativa contra os resultados deles. Embora eles tenham encontrado uma tendência positiva quase global de $[C/Fe]$ versus idade, concordando com nossa previsão, seus dados sugerem uma tendência negativa geral para $[N/Fe]$ em função da idade, como Suarez-Andres et al. (2016), que também encontraram tendências negativas para sua amostra mais restrita de estrelas tipo solar com e sem planetas detectados. Por outro lado, encontramos uma tendência negativa de $[N/Fe]$ com a idade apenas para as gêmeas solares mais velhas do que o Sol.

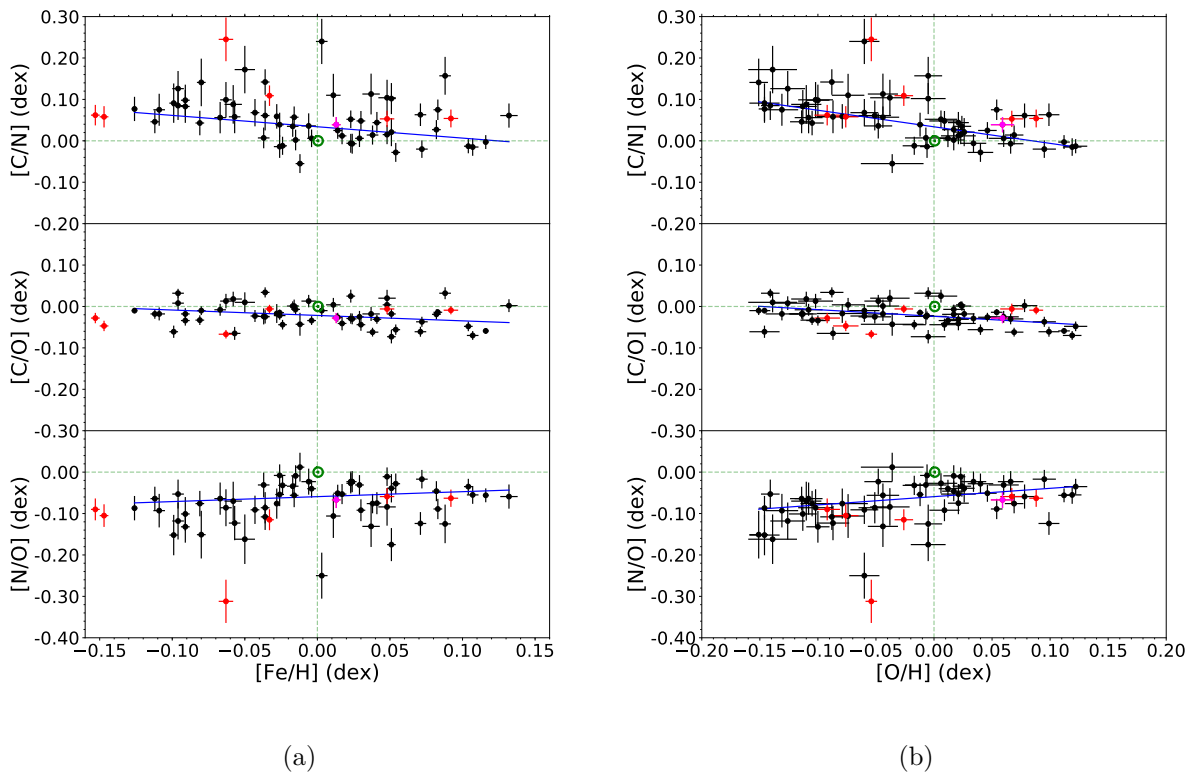
Recentemente Nissen et al. (2020) propuseram que as relações entre várias razões de abundâncias e idades estelares derivadas de observações de estrelas tipo solar, podem ser representadas por sequências distintas que seriam interpretadas como evidências de dois episódios de formação de estrelas induzidas pelo acréscimo de gás no disco galáctico. A separação das duas sequências na escala de idade estelar seria em torno de 5-6 Gano, aproximando-se da época de formação do Sol. Este resultado substanciaria os ajustes de $[C, N/Fe]$ em função da idade estelar para anãs FGK mais jovens e mais velhas que o Sol feitas por Silva et al. (2015) e alternativamente feitas neste trabalho também.

Podemos comparar nossa relação $[C/Fe]$ - idade com os resultados de Nissen et al. (2020), que obtiveram para 72 estrelas tipo solar com $-0,3 < [Fe/H] < 0,3$ dex através da análise de espectros HARPS. Eles dividiram sua distribuição de idade em estrelas velhas e estrelas jovens. Nissen et al. (2020) encontraram $[C/Fe]$ aumentando com a idade estelar, como também derivamos. Nenhum ajuste foi tentado por eles. Porém, coincidentemente, eles descobriram que $[C/Fe]$ tende a diminuir de cerca de $+0,1$ dex há 10 Gano atrás para cerca de $-0,1$ dex atualmente, de modo que a razão C/Fe seria muito próxima do valor solar há quase 8,6 Gano atrás, como observamos.

Usamos nossas medições de carbono e nitrogênio junto com a abundância do oxigênio derivada por Bedell et al. (2018) para a mesma amostra de gêmeas solares, a fim de obter as razões $[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$. Em relação às relações dessas razões de abundâncias como uma função linear do $[Fe/H]$ (mostrado na Figura 7.11), obtemos que: (i) $[C/N]$ é anticorrelacionado com $[Fe/H]$ (o erro relativo da inclinação negativa é de 20%, ou seja, $4,6\sigma$ de significância); (ii) $[C/O]$ é anticorrelacionado

com $[\text{Fe}/\text{H}]$ (o erro da inclinação negativa é de cerca de 18%); e (iii) há uma correlação tentativa/provisória ou tendência entre $[\text{N}/\text{O}]$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ (nível de significância de aproximadamente 2σ). O Sol, quando comparado com os ajustes das gêmeas solares, parece ser bastante equivalente às gêmeas solares (dentro de cerca de 1σ) quanto às razões C/N, C/O e N/O. Em Melendez et al. (2009), as razões [C,N,O/Fe] medidas numa amostra menor de gêmeas solares são equivalentes às razões da amostra desta tese dentro das barras de erros, o que é esperado considerando que os três elementos possuem temperaturas de condensação baixa. Nesse sentido, as razões C/N, C/O e N/O em Melendez et al. (2009) são aproximadamente as mesmas (dentro dos erros) no Sol e nas gêmeas solares, como também encontradas nestes trabalho.

Figura 7.11 - $[\text{C}/\text{N}]$, $[\text{C}/\text{O}]$ e $[\text{N}/\text{O}]$ em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $[\text{O}/\text{H}]$ para as 55 gêmeas solares do disco fino.



$[\text{C}/\text{N}]$, $[\text{C}/\text{O}]$ e $[\text{N}/\text{O}]$ em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $[\text{O}/\text{H}]$ para as 55 gêmeas solares do disco fino. Idem à Figura 7.8. Os resultados de cada ajuste linear são mostrado na Tabela 7.4.

Fonte: Produção do autor.

Devido à existência de algumas transições eletrônicas do oxigênio na faixa óptica e muitas linhas de Fe I e Fe II no caso de estrelas FGK, o ferro é normalmente usado para rastrear a metalicidade estelar. Por outro lado, o oxigênio é o metal mais abundante nas estrelas, sendo de fato considerado o melhor indicador da metalicidade de qualquer estrela ou sistema estelar. Portanto, torna-se interessante comparar $[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$ diretamente com $[O/H]$, também porque essas razões de abundâncias medidas na fase gasosa para outras galáxias são frequentemente dadas como uma função do O e, em segundo lugar, o oxigênio tem uma origem nucleossintética mais simples (basicamente feita por estrelas massivas isoladas que terminam sua evolução como SN II) em comparação com o ferro (SN II e SN Ia).

Na Figura 7.12(b) é mostrado $[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$ como uma função de $[O/H]$ para as 55 gêmeas solares do disco fino. Em relação aos ajustes lineares correspondentes, temos que: (i) $[C/N]$ é anticorrelacionado com $[O/H]$ (a inclinação negativa tem $7,9\sigma$ de significância) (ii) $[C/O]$ é anticorrelacionado com $[O/H]$ (inclinação negativa com nível de significância de $8,1\sigma$); e (iii) $[N/O]$ está correlacionado com $[O/H]$ (inclinação positiva com nível de significância de $3,9\sigma$).

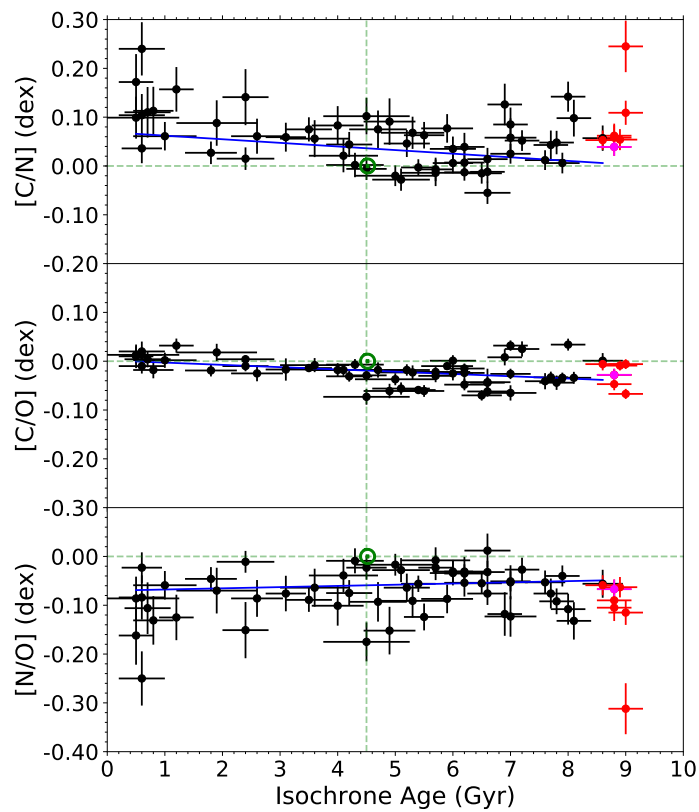
$[C/N]$ e $[C/O]$ apresentam os mesmos comportamentos em função de $[Fe/H]$ e $[O/H]$, mas embora $[N/O]$ esteja bem correlacionado com $[O/H]$, mostra apenas uma correlação provisória contra $[Fe/H]$. O Sol é comparável com suas gêmeas (dentro de cerca de 1σ) nas razões C/N, C/O e N/O.

Ao comparar nossas relações $[C/O]$ e $[N/O]$ versus $[O/H]$ com as previsões dos modelos GCE por Romano et al. (2019), verificamos que não há concordância no caso da relação $[C/O]$ — $[O/H]$, observada por nós como uma anticorrelação, em oposição a uma correlação positiva prevista por alguns modelos de Romano et al. (2019) cobrindo a composição química de gêmeas solares ($[C/O] = [O/H] = 0,0 (\pm 0,15)$ dex). Por outro lado, há uma concordância qualitativa da relação observada $[N/O] - [O/H]$ para nossa amostra de gêmeas solares contra alguns de seus modelos, mostrando que $[N/O]$ está positivamente correlacionado com $[O/H]$ numa região em torno da origem $[N/O] = [O/H] = 0,0 (\pm 0,13)$ dex. O modelo MWG-07 de Romano et al. (2019), que produz aproximadamente e simultaneamente ambas as relações observadas $[C, N/Fe] - [Fe/H]$, não está entre esses modelos que mostram acordos qualitativos para a relação $[N/O] - [O/H]$.

Após inspecionar as relações lineares globais de $[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$ como uma função da idade estelar na ampla faixa das 55 gêmeas solares do disco fino (Figura 7.12), obtivemos que: (i) $[C/N]$ é de alguma forma anticorrelacionado com a idade

(o erro relativo da inclinação é de cerca de 29%, ou seja, $3,5\sigma$ de significância); (ii) $[C/O]$ é anticorrelacionado com a idade (erro relativo de 20%); e (iii) não há correlação entre $[N/O]$ e idade (erro relativo da inclinação chega a 100%).

Figura 7.12 - $[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$ como função da idade para as 55 gêmeas solares do disco fino.



$[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$ como função da idade para as 55 gêmeas solares do disco fino. Idem à Figura 7.8. Os resultados de cada ajuste linear são mostrado na Tabela 7.4.

Fonte: Produção do autor.

Alternativamente, também derivamos ajustes lineares combinados para $[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$ dividindo a amostra em estrelas jovens com idades até a idade do Sol e estrelas mais velhas que o Sol (os parâmetros destes ajustes podem ser consultados na Tabela 7.4). As razões $[C/N]$ e $[C/O]$ são consideradas anticorrelacionadas com a idade estelar para as gêmeas solares mais jovens do que o Sol (ligeiramente mais an-

ticorrelacionadas do que nos ajustes únicos globais), mas ambas as razões mostram uma tendência positiva com a idade para as gêmeas solares mais velhas. Curiosamente, o ponto de quebra do ajuste $[C/N]$ — idade corresponde à razão solar. $[N/O]$, conforme mostrado pelo ajuste quebrado para gêmeas solares, segue o mesmo comportamento geral do ajuste linear único global, ou seja, é provavelmente constante no tempo, de fato. A dispersão geral de cada ajuste quebrado é comparável à dispersão do ajuste único global correspondente. Observe que as dependências das relações $[C/N]$ e $[C/O]$ com a idade (ou evolução temporal do disco fino) é aumentada para as gêmeas solares “jovens” em comparação com o comportamento geral derivado do ajuste linear único (as inclinações são diferentes em 2σ).

Levando em consideração o comportamento global dessas razões de abundância ao longo de toda a escala de idade, de fato as variações de $[C/N]$ e $[C/O]$ são ambas muito pequenas ao longo da evolução do disco fino galáctico na vizinhança solar (apenas 10-17%), e não há variação alguma para $[N/O]$. $[C/N]$ no ISM teria aumentado em torno do valor solar há 8,6 Gano atrás para +0,07 dex atualmente, enquanto $[C/O]$ teria aumentado de -0,04 dex há 8,6 Gano atrás até a proporção solar no tempo atual.

A ausência de evolução da razão N/O no tempo e $[Fe/H]$ em gêmeas solares sugere uniformidade no conteúdo de nitrogênio-oxigênio para a formação em potencial de planetas gigantes em torno dessas estrelas (observe que C/O tem ou teria pequenas variações versus idade e $[Fe/H]$, respectivamente, como também derivado por [Bedell et al. \(2018\)](#) e [Nissen \(2015\)](#)).

Podemos agora afirmar que ao longo da evolução do disco local galáctico, C parece ter sido estocasticamente mais acumulado no ISM em relação a N e O, uma vez que as razões de abundância C/N e C/O aumentam com o tempo, embora estas diminuam com ambos os indicadores de metalicidade (Fe e O).

Como esperado, C e N são produzidos e ejetados por estrelas de baixa/intermediária massa (fase AGB) e massivas (SN II), e O basicamente por estrelas massivas. Mesmo que a razão N/O seja mantida constante ao longo do tempo, N não segue necessariamente O, especialmente porque $[N/O]$ está correlacionado com $[O/H]$. Portanto, a produção de N parece ter uma contribuição relativa maior de estrelas massivas do que o carbono, em outras palavras, o carbono seria relativamente mais sintetizado por estrelas de baixa/intermediária massa do que o nitrogênio (como sugerido por [Franchini et al. \(2020\)](#) e [Marigo et al. \(2020\)](#)). No entanto, uma maior perda de massa de estrelas massivas ricas em metais poderia produzir um aumento no *yield* estelar

do carbono nas metalicidades solar e supersolares.

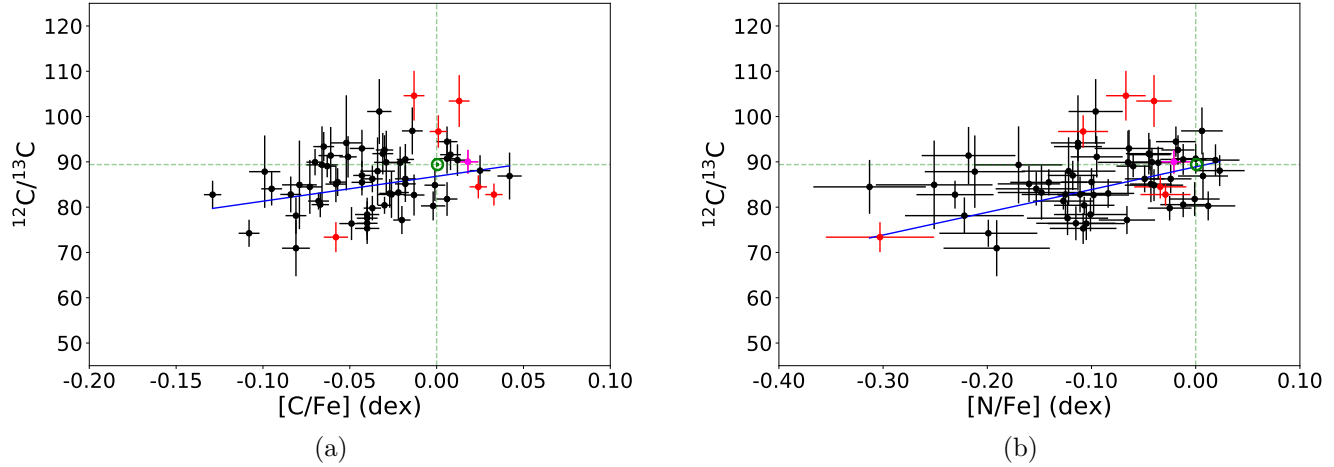
Finalmente, por um lado, o Sol, quando comparado com os ajustes versus idade das gêmeas solares, parece regular (dentro de cerca de 1σ) nas razões C/N, C/O e N/O. Por outro lado, a razão C/N no Sol é colocada perto do limite inferior da distribuição das gêmeas solares em todos os planos [C/N]-[Fe/H], [C/N]-[O/H], e constante em [C/N]-idade. A razão C/O solar é encontrada especificamente perto da extremidade superior de distribuição apenas para as gêmeas solares de meia-idade ([C/O]-[Fe/H], [C/O]-[O/H] e [C/O]-idade), que qualitativamente concorda bem com [Bedell et al. \(2018\)](#), que analisaram a mesma amostra de gêmeas solares, bem como com [Nissen et al. \(2020\)](#) para uma amostra de análogas solares. Particularmente, a razão N/O no Sol é colocada na extremidade superior da distribuição geral das gêmeas solares (1,2 *rms* em média acima das razões [N/O]-[Fe/H], [N/O]-[O/H] e [N/O]-idade das gêmeas solares).

Ao comparar nossos resultados de [C/O] em função de [O/H] com os modelos GCE de [Kobayashi et al. \(2020\)](#), alguns modelos (K11 e K20, vide Figura 8 em seu artigo) tendem qualitativamente a concordar na região ao redor dos valores solares ou origem do plano [C/O]-[O/H], visto que [C/O] se apresenta diminuindo com [O/H]. Porém, todos os modelos GCE de [Kobayashi et al. \(2020\)](#) mostram a razão [C/O] com valores subsolares enquanto que nossa amostra apresenta valor em torno daquele solar.

7.1.5 Razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ versus metalicidade e idade

Um vez que medimos homoganeamente as abundâncias do C, N e a razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, investigamos os efeitos devido a processos de mistura interna em associação com o ciclo CNO que poderiam alterar tais abundâncias fotosféricas. De acordo com os gráficos de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ versus [C/Fe] e [N/Fe] (Figura 7.13), a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ está de alguma forma correlacionada com [C/Fe] (inclinação com um erro relativo de 25%, ou seja, $3,9\sigma$ de significância), conforme esperado para um processo de misturado associado ao ciclo CNO. Por outro lado, a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ não é anticorrelacionada com [N/Fe], em vez disso, está positivamente correlacionada (inclinação com um erro relativo de cerca de 16%), ao contrário das expectativas para tal. Essas tendências não são compatíveis com nenhum processo de mistura interna associado a produtos do ciclo CNO.

Figura 7.13 - $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ como função de $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$ para as 55 gêmeas solares do disco fino.

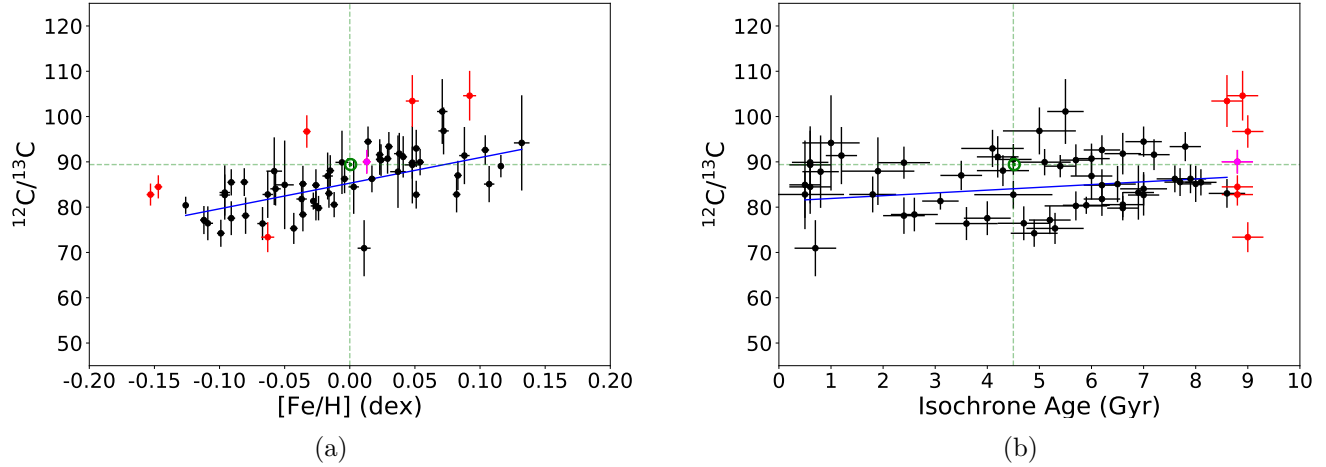


$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ como função de $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$ para as 55 gêmeas solares do disco fino. Idem à Figura 7.8. Os resultados de cada ajuste linear são mostrado na Tabela 7.4.

Fonte: Produção do autor.

O ajuste linear de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em função da metalicidade (Figura 7.14) demonstra que $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ está positivamente bem correlacionado com $[\text{Fe}/\text{H}]$ para a amostra de gêmeas solares em sua faixa de metalicidade $-0,126 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0,132$ dex (inclinação de $+56,5 \pm 7,2 \text{ Gano}^{-1}$, ou seja, inclinação com um erro relativo de apenas 13%). A razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ aumenta de 78,2 até 92,8 no intervalo de metalicidade de nossas estrelas (uma variação de 3 *rms* do ajuste derivado). Na verdade, a significância estatística desse resultado observacional revela-se na variação global da razão isotópica em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$, deixando de lado os valores extremos absolutos. Surpreendentemente, os modelos GCE seguem uma tendência oposta com $[\text{Fe}/\text{H}]$.

Figura 7.14 - $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ como função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade para as 55 gêmeas solares do disco fino.



$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ como função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade para as 55 gêmeas solares do disco fino. Idem à Figura 7.8. Os resultados de cada ajuste linear são mostrado na Tabela 7.4.

Fonte: Produção do autor.

O ajuste linear de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em função da idade estelar (Figura 7.14) mostra que $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ está marginalmente correlacionado com a idade para a amostra de gêmeas solares (inclinação de $+0,614 \pm 0,250 \text{ Gano}^{-1}$, ou seja, inclinação com um erro relativo de 41%, ou apenas $2,5\sigma$ de significância). Parece haver uma tendência positiva entre esta razão isotópica e a idade, apresentando diminuição geral de um valor de 86,6 (8,6 Gano atrás) para 81,3 no tempo atual (uma variação de apenas 0,8 *rms* do ajuste derivado). O ajuste linear quebrado dividindo a amostra em gêmeas solares mais jovens e mais velhas que o Sol e é estatisticamente equivalente ao ajuste único global (consulte a Tabela 7.4).

O ajuste obtido para a relação $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ - idade é muito interessante em associação com o ajuste derivado para a relação: $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ - $[\text{Fe}/\text{H}]$. Lembrando que a significância estatística fundamental de nosso resultado está focada na tendência negativa encontrada entre a razão isotópica e o tempo, e não nos valores absolutos das previsões para o MI local agora e 8,6 Gano atrás. Os modelos GCE precisariam ainda comprovar ou não esta tendência evolutiva observacional. No entanto, a diminuição de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ no tempo talvez fosse esperada ao longo da evolução do disco galácticos devido à contribuição tardia das estrelas AGB de baixa e média massa.

A razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ terrestre é $89,4 \pm 0,2$ (COPLEN et al., 2002), conforme sugerido por Asplund et al. (2009) para representar o valor solar atual, situa-se entre os valores da fotosfera solar de $86,8 \pm 3,8$ por Scott et al. (2006), $91,4 \pm 1,3$ por Ayres et al. (2013) e $93,5 \pm 0,7$ por Lyons et al. (2018). Possíveis causas para a pequena discrepância entre as relações terrestres e solares são discutidas por Lyons et al. (2018).

Recentemente, a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ foi empregada por Adibekyan et al. (2018) como um dos critérios que definem irmãs solares, ou seja, estrelas que se formaram no mesmo aglomerado de nascimento que o Sol, sendo, portanto, estrelas com idades, composições químicas e cinemáticas como o Sol (RAMÍREZ et al., 2014a). Sugerimos que a variação na razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em torno do valor solar deve estar dentro de 4,5 unidades: $84,9 \leq ^{12}\text{C}/^{13}\text{C} \leq 93,9$ (ou seja, com um acordo de 3σ em torno do valor solar proposto por Asplund et al. (2009) e (COPLEN et al., 2002), considerando um erro médio dos quatro valores listados anteriormente).

Encontramos 28 estrelas em nossa amostra de 55 gêmeas solares do disco fino que poderiam ser candidatas a irmãs solares com base apenas na razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$. No entanto, considerando que as irmãs solares devem ter idades semelhantes a do Sol, restam apenas 10 estrelas (HIP025670, HIP040133, HIP049756, HIP064673, HIP07585, HIP079672, HIP089650, HIP095962, HIP104045 e HIP117367). Propomos que o intervalo de idade para a convergência para a idade solar deve variar de 3,36 a 5,76 Gano, ou seja, 3σ em torno do valor solar considerando o erro típico na idade isocronal de nossa amostra de gêmeas solares. Além disso, no entanto, as estrelas devem ter cinemática semelhante ao Sol, e aplicando ainda mais esta condição, nenhuma estrela permanece como irmã solar.

Com relação às comparações contra as previsões dos modelos GCE de última geração para rastrear os isótopos CNO no MI local por Romano et al. (2017), nossos resultados para gêmeas solares, abrangendo idades entre 0,5 a 8,6 Gano (cobrindo cerca de 8 Gano no tempo), concordam com as previsões de um de seus modelos, porque a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ parece estar diminuindo desde 8,6 Gano até a época atual e este modelo reproduz simultaneamente as razões no Sol e MI local. Este modelo não inclui *yields* estelares para o C de estrelas super AGB e não leva em consideração os efeitos da rotação estelar sobre os *yields* de estrelas massivas (Modelo 1 em Romano et al. (2017) renomeado como MWG-02 em Romano et al. (2019)).

Os modelos GCE de Kobayashi et al. (2020) como também aqueles de Romano et al. (2017) e Romano et al. (2019) predizem que a razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ diminua com

[Fe/H] (i.e. predizem uma anticorrelação), enquanto que nossos resultados sugerem o oposto. A correlação observada (amostra de gêmeas solares) ou tendência de correlação (amostra de análogas solares) entre $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ e [Fe/H] certamente abre uma perspectiva para a modelagem teórica da evolução química do disco fino galáctico ou, ao menos, cria um vínculo observacional que precisa ser comprovado, derrubado ou confrontado contra modelos GCE.

Enquanto a razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ atual para o MI local adotada por [Romano et al. \(2017\)](#) é 68 ± 15 , sugerimos um valor de $81,3 \pm 1,4$, tal que se percebe uma concordância dentro de 1σ .

7.2 “Gêmeas solares” ricas em metais

7.2.1 Abundância do N, razão isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ e seus erros

Os resultados apresentados nesta seção referem-se à amostra de 60 estrelas “gêmeas solares” ricas em metais. Para esta amostra, [Ramírez et al. \(2014a\)](#) já haviam determinado a abundância de 24 elementos. Porém, ainda não haviam obtido a abundância para o nitrogênio.

Como planejávamos obter a razão isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ para esta amostra, como algo inédito, precisamos medir primeiramente a abundância do nitrogênio. Seguiu-se procedimento análogo ao da determinação da razão isotópica do carbono; desta vez, analisando linhas do composto NH presentes na região violeta (13 linhas selecionadas de ^{14}NH A-X estão na Tabela 6.4 e na Tabela 6.6 para combinação ^{15}NH - ^{14}NH do Sistema A-X).

Na Tabela 7.6 apresentamos os resultados obtidos do nitrogênio e da razão $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ para as 60 “gêmeas solares” ricas em metais. [N/H] varia de 0,085 até 0,554 dex com um erro médio de 0,028 dex e [N/Fe] varia de -0,032 até 0,208 dex com um erro médio de 0,025 dex. A razão isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$, na escala de fração de massa, varia de 271 até 547 com um erro médio de 49.

Tabela 7.6 - Abundância do N e razão isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ para as 60 “gêmeas solares” ricas em metais derivadas neste trabalho com seus respectivos erros.

Estrela	[N/H] (dex)	[N/Fe] (dex)	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$
HIP001499	$0,175 \pm 0,022$	$0,036 \pm 0,018$	366 ± 41
HIP001803	$0,166 \pm 0,031$	$-0,012 \pm 0,026$	271 ± 46

(Continua)

Tabela 7.6 - Continuação.

Estrela	[N/H] (dex)	[N/Fe] (dex)	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$
HIP005176	0,185 ± 0,030	0,050 ± 0,028	303 ± 46
HIP012048	0,085 ± 0,028	-0,020 ± 0,023	305 ± 56
HIP012186	0,101 ± 0,035	0,005 ± 0,032	312 ± 47
HIP017054	0,554 ± 0,020	0,208 ± 0,017	497 ± 73
HIP017960	0,145 ± 0,030	-0,014 ± 0,027	315 ± 44
HIP020723	0,218 ± 0,032	0,022 ± 0,030	462 ± 69
HIP020741	0,175 ± 0,032	0,030 ± 0,027	327 ± 57
HIP021923	0,209 ± 0,031	-0,011 ± 0,029	295 ± 41
HIP022336	0,237 ± 0,038	0,021 ± 0,036	297 ± 57
HIP024681	0,138 ± 0,027	0,051 ± 0,023	335 ± 50
HIP026935	0,178 ± 0,028	0,022 ± 0,025	331 ± 45
HIP029349	0,346 ± 0,024	0,119 ± 0,021	323 ± 50
HIP030243	0,460 ± 0,034	0,195 ± 0,032	401 ± 66
HIP030480	0,337 ± 0,025	0,162 ± 0,021	389 ± 58
HIP031540	0,299 ± 0,028	0,083 ± 0,027	448 ± 54
HIP034879	0,434 ± 0,034	0,171 ± 0,031	342 ± 53
HIP037309	0,412 ± 0,028	0,150 ± 0,026	392 ± 58
HIP039417	0,345 ± 0,019	0,084 ± 0,018	370 ± 33
HIP040761	0,334 ± 0,026	0,095 ± 0,024	310 ± 40
HIP040952	0,198 ± 0,027	0,048 ± 0,025	452 ± 56
HIP051579	0,300 ± 0,027	0,111 ± 0,024	339 ± 59
HIP052409	0,321 ± 0,022	0,060 ± 0,019	341 ± 43
HIP057291	0,260 ± 0,029	-0,028 ± 0,028	324 ± 37
HIP060081	0,300 ± 0,025	0,031 ± 0,023	343 ± 39
HIP060370	0,156 ± 0,028	0,014 ± 0,023	310 ± 37
HIP061379	0,445 ± 0,024	0,170 ± 0,021	314 ± 43
HIP061595	0,311 ± 0,029	0,095 ± 0,026	352 ± 53
HIP062345	0,274 ± 0,025	0,042 ± 0,024	339 ± 41
HIP065808	0,248 ± 0,025	0,044 ± 0,022	415 ± 48
HIP070123	0,221 ± 0,026	0,002 ± 0,022	273 ± 21
HIP071803	0,311 ± 0,020	0,094 ± 0,018	355 ± 35
HIP073408	0,390 ± 0,030	0,109 ± 0,028	333 ± 59
HIP074500	0,326 ± 0,023	0,076 ± 0,023	412 ± 39

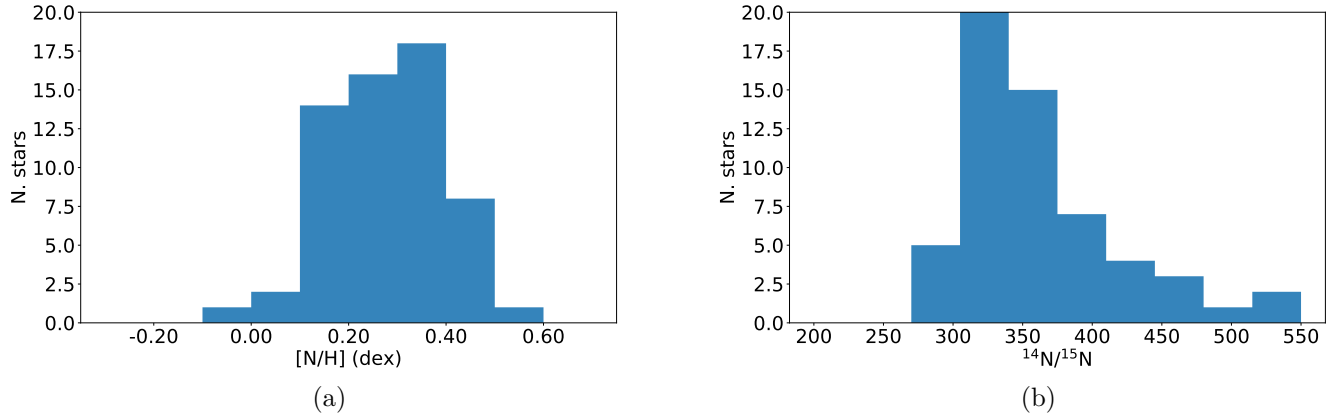
(Continua)

Tabela 7.6 - Continuação.

Estrela	[N/H] (dex)	[N/Fe] (dex)	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$
HIP077740	0,088 ± 0,030	-0,005 ± 0,028	340 ± 57
HIP078955	0,333 ± 0,029	0,043 ± 0,025	330 ± 29
HIP081022	0,387 ± 0,032	0,124 ± 0,029	317 ± 45
HIP081767	0,377 ± 0,027	0,116 ± 0,025	393 ± 57
HIP083906	0,407 ± 0,025	0,134 ± 0,023	380 ± 47
HIP086796	0,333 ± 0,023	0,070 ± 0,021	358 ± 38
HIP090593	0,373 ± 0,025	0,099 ± 0,023	318 ± 32
HIP091332	0,187 ± 0,029	0,012 ± 0,025	355 ± 58
HIP094256	0,239 ± 0,024	0,016 ± 0,021	357 ± 49
HIP095740	0,419 ± 0,026	0,152 ± 0,022	335 ± 42
HIP098589	0,253 ± 0,026	0,075 ± 0,022	324 ± 44
HIP099115	0,219 ± 0,023	0,006 ± 0,021	534 ± 80
HIP099727	0,233 ± 0,040	0,037 ± 0,038	343 ± 61
HIP099729	0,227 ± 0,022	0,042 ± 0,019	382 ± 49
HIP100500	0,126 ± 0,030	-0,032 ± 0,028	313 ± 42
HIP101806	0,345 ± 0,034	0,140 ± 0,031	391 ± 77
HIP103682	0,432 ± 0,025	0,198 ± 0,022	344 ± 53
HIP106006	0,251 ± 0,023	0,103 ± 0,021	425 ± 50
HIP109355	0,316 ± 0,019	0,091 ± 0,016	354 ± 34
HIP110161	0,428 ± 0,030	0,182 ± 0,027	355 ± 59
HIP110843	0,328 ± 0,022	0,073 ± 0,020	547 ± 62
HIP113137	0,315 ± 0,023	0,110 ± 0,020	361 ± 41
HIP115100	0,173 ± 0,038	0,019 ± 0,035	305 ± 67
HIP116852	0,175 ± 0,033	0,025 ± 0,030	323 ± 60

Na Figura 7.15 são mostradas as distribuições de [N/H] e $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ entre as 60 “gêmeas solares” ricas em metais.

Figura 7.15 - Distribuições de $[N/H]$, e $^{14}N/^{15}N$ entre as 60 “gêmeas solares” ricas em metais.



Fonte: Produção do autor.

Na subseção seguinte investigaremos as relações $[N/Fe]$ versus $[Fe/H]$, $[O/H]$ e idade isocronal, bem como aquelas da razão isotópica $^{14}N/^{15}N$ em função de $[Fe/H]$, idade, $[C/Fe]$ e $[N/Fe]$.

7.2.2 Nitrogênio versus metalicidade e idade

A relação entre $[N/Fe]$ e $[Fe/H]$ (Figura 7.16, onde as relações $[N/Fe]$ vs. $[O/H]$ e $[N/Fe]$ vs. idade estelar isocronal são apresentadas também) mostrou ser uma correlação, com uma inclinação de $0,737 \pm 0,059$ com $12,5\sigma$ de significância.

A fim de comparar com a amostra de gêmeas solares, que abrange uma faixa de metalicidade adjacente, na Figura 7.17, onde os mesmos gráficos da Figura 7.16 são mostrados, foram exibidos para cada relação ambos os ajustes lineares, tanto aquele para as “gêmeas solares” ricas em metais, quanto aquele para as gêmeas solares. Pode-se perceber uma continuidade entre os ajustes, $[N/Fe]$ aumenta com o incremento de $[Fe/H]$, porém é mais acentuado para a amostra de “gêmeas solares” ricas em metais.

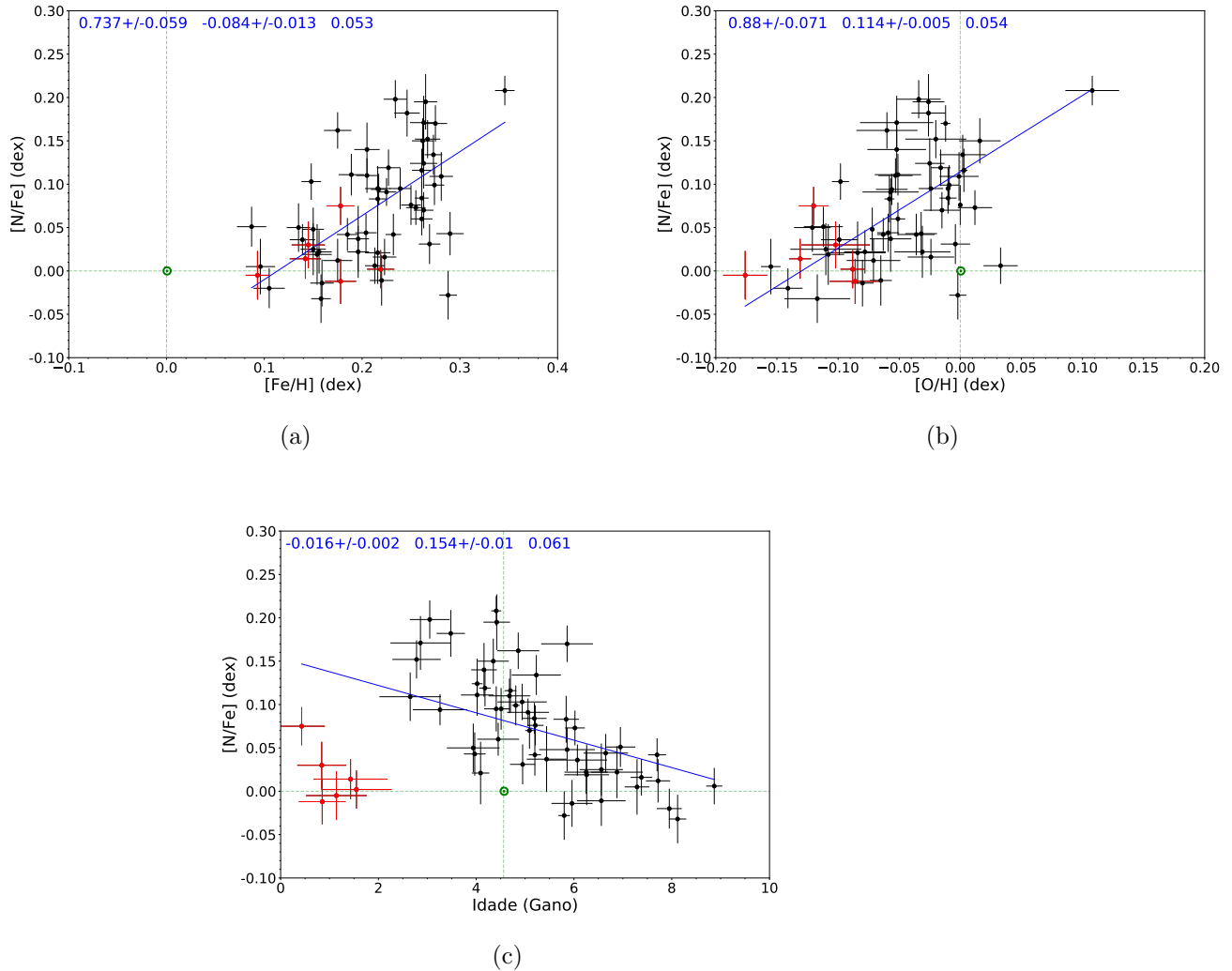
Tabela 7.7 - Coeficiente angular, linear e *rms* dos ajustes lineares de [N/Fe], [C/N], [C/O], [N/O] e $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ versus [Fe/H] e idade estelar isocronal, para as 60 estrelas pertencentes ao disco fino da amostra de “gêmeas solares” ricas em metais investigada.

	[Fe/H]			Idade estelar		
	Inclinação	intersecção (dex)	<i>rms</i> (dex)	Inclinação (dex.Gyr ⁻¹)	intersecção (dex)	<i>rms</i> (dex)
[N/Fe]	0,737±0,059	-0,084±0,013	0,053	-0,016±0,002	0,154±0,010	0,061
[C/N]	-0,940±0,059	-0,165±0,013	0,077	0,004±0,002	-0,568±0,011	0,062
[C/O]	0,424±0,057	-0,122±0,013	0,049	0,011±0,002	-0,088±0,009	0,047
[N/O]	1,064±0,059	0,107±0,013	0,056	-0,035±0,002	0,508±0,011	0,073
	(dex ⁻¹)			(Gyr ⁻¹)		
$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	126 ± 110	316 ± 24	57	10,6 ± 3,1	295,4 ± 15,2	54,8

Tabela 7.8 - Coeficiente de inclinação, linear e rms para os ajustes globais de [N/Fe], [C/N], [C/O] e [N/O] versus [O/H], derivados para as 60 “gêmeas solares” ricas em metais do disco fino.

	Inclinação	intersecção (dex)	<i>rms</i>
[N/Fe]	0,880 ± 0,071	0,114 ± 0,005	0,054
[C/N]	1,188 ± 0,084	-0,304 ± 0,006	0,102
[C/O]	0,712 ± 0,072	0,004 ± 0,005	0,045
[N/O]	1,194 ± 0,075	0,392 ± 0,005	0,069

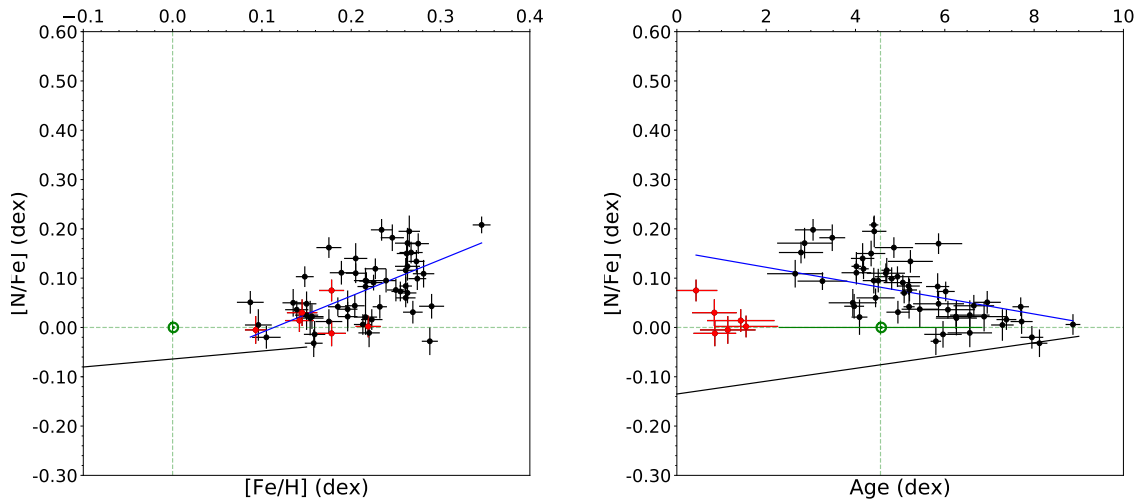
Figura 7.16 - $[N/Fe]$ versus $[Fe/H]$, $[O/H]$ e idade isocronal para amostra de “gêmeas solares” ricas em metais.



$[N/Fe]$ versus (a) $[Fe/H]$, (b) $[O/H]$ e (c) idade isocronal para amostra de “gêmeas solares” ricas em metais. Em vermelho estão destacadas 6 estrelas jovens que se motraram relativamente distantes do ajuste linear apenas em função da idade. Nos três gráficos são mostrados em azul no canto superior esquerdo os parâmetros de cada ajuste linear (coeficiente angular, coeficiente linear e rms).

Fonte: Produção do autor.

Figura 7.17 - $[N/Fe]$ versus $[Fe/H]$ e idade isocronal para as 60 estrelas “gêmeas solares”.



(a)

(b)

$[N/Fe]$ versus (a) $[Fe/H]$ e (b) idade isocronal para as 60 estrelas “gêmeas solares” ricas em metais, ajuste em azul, em comparação com ajuste linear para amostra de gêmeas solares em preto.

Fonte: Produção do autor.

Para a amostra de “gêmeas solares” ricas em metais, $[N/Fe]$ está diminuindo com a idade das estrelas, com uma inclinação de $-0,016 \pm 0,002$ (com $8,0\sigma$ de significância) o que garante uma anticorrelação entre a idade e $[N/Fe]$ (Figura 7.16), enquanto que para a amostra de gêmeas solares, o ajuste linear é crescente com a idade (Figura 7.17). O conjunto de estrelas mais jovens que 2 Gano (mostradas em vermelho no gráfico $[N/Fe]$ -Idade, Figura 7.17) situa-se entre os dois ajustes, aquele gerado para amostra de gêmeas solares, e aquele gerado para “gêmeas solares” ricas em metais.

As 6 “gêmeas solares” ricas em metais mais jovens que 2 Gano, que se mostraram relativamente subabundantes em nitrogênio para a idade delas, situam-se diante da relação $[N/Fe]$ -Idade das demais estrelas. Estas estrelas, relativamente sobreabundantes de nitrogênio diante da relação $[N/Fe]$ -Idade das gêmeas solares, são HIP001803, HIP020741, HIP060370, HIP070123, HIP077740 e HIP098589. Constatamos que todas as 6 estrelas têm atividade cromosférica de moderada a elevada, segundo o índice R'_{HK} (RAMÍREZ et al., 2014b), sendo 4 delas com movimento próprio acentuado (HIP060370, HIP070123, HIP077740 e HIP098589), e 2 outras (HIP001803 e

HIP020741) estrelas variáveis do tipo BY Draconis, ou seja variáveis com atividade magnética elevada, quase-cíclica com o período rotacional. Investigamos a cinemática de todas, seguindo o mesmo procedimento de classificação cinemática aplicado às gêmeas solares (veja Secção 6.4). Verificamos que todas são membros do disco fino como as demais de ambas as amostras. As 6 estrelas também não seriam classificadas como sendo cromosfericamente jovens e cinematicamente velhas segundo o critério considerado e aplicado gentilmente pelo M.Sc. Eduardo Machado Pereira (Obs. do Valongo, UFRJ) ao calcular as componentes U, V e W de velocidade peculiar relativa ao Sistema Local de Repouso. Notificamos também que as idades isocronais delas são compatíveis com as idades cromosféricas. Não temos ainda uma interpretação ou explicação fundamentada para a subabundância do N relativa ao Fe para este conjunto de “gêmeas solares” ricas em metais jovens, particularmente quando confrontado com a moderada-alta atividade cromosférica delas (propriedade em comum a todas seis estrelas), sob a ótica de evolução estelar ou evolução química da vizinhança solar.

A relação entre $[N/Fe]$ e $[O/H]$ (Figura 7.16) também apresentou uma correlação positiva, com uma inclinação de $0,880 \pm 0,071$ (resultando em $12,4\sigma$ de significância), tanto quanto para $[N/Fe]$ - $[Fe/H]$ (Figura 7.16).

Comparando nossos resultados com os de [Silva et al. \(2015\)](#), $[N/Fe]$ em função de $[Fe/H]$, apresenta bons acordos mesmo ao restringir seus resultados para a faixa de metalicidade da nossa amostra. O mesmo acontece ao comparar $[N/Fe]$ com a idade das estrelas, em ambos os casos, e mais especificamente para a faixa de metalicidade da nossa amostra, nitrogênio parece diminuir com a idade das estrelas, mostrando que N no MI deve aumentar com o tempo. Comparando com os resultados de [Suarez-Andres et al. \(2016\)](#) para o mesmo intervalo de metalicidade vemos novamente um acordo, sendo a correlação obtida por nós mais acentuada.

Parece que nitrogênio tem aumentado ao longo da evolução do disco fino galáctico na vizinhança solar durante quase 9 Gano. Resultado este contrário ao obtido para a amostra de gêmeas solares analisadas anteriormente. Como já dito, chegar a uma afirmação conclusiva sobre o impacto da razão de estrelas AGB/SN Ia ou mesmo a frequência de estrelas isoladas em relação a estrelas binárias, para explicar consistentemente a evolução temporal das razões C/Fe e N/Fe.

Igualmente concluído para a amostra de gêmeas solares, três modelos de [Romano et al. \(2017\)](#) mostram uma correlação positiva entre $[N/Fe]$ e $[Fe/H]$. Existem dois modelos, MWG-02 e MWG-03, que reproduzem a relação observada para nossa

amostra de “gêmeas ricas” em metais, apenas de forma aproximada e qualitativa. Os modelos GCE com *yields* estelares de SNs II + SN Ia de Kobayashi et al. (2011) mostram um aumento na abundância do nitrogênio para o intervalo de metalicidade desta amostra, porém seu modelo mais completo que também leva em consideração estrela AGB e alta rotação prevêem que nitrogênio deve diminuir com o aumento de $[\text{Fe}/\text{H}]$ para o mesmo intervalo de metalicidade.

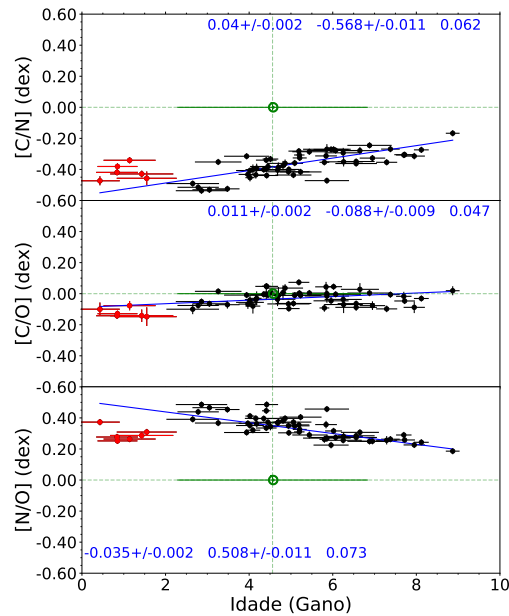
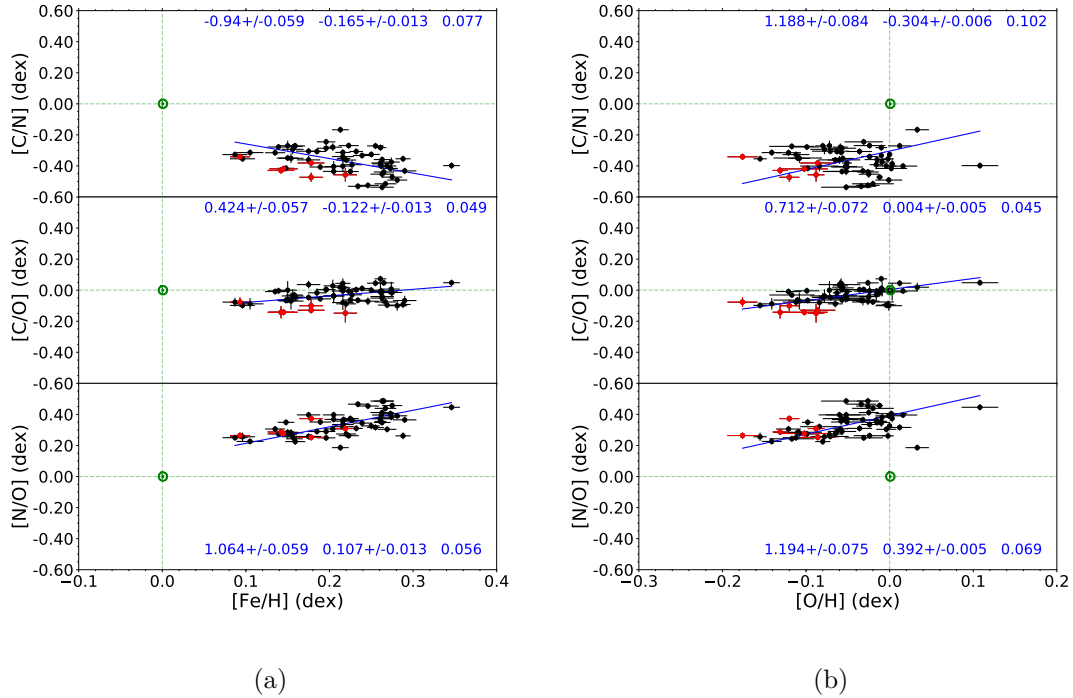
Nissen (2015) sugere uma tendência negativa geral para $[\text{N}/\text{Fe}]$ em função da idade, bem como Suarez-Andres et al. (2016), concordando com os nossos resultados.

Uma vez determinada a abundância do nitrogênio e utilizando as abundâncias do carbono e oxigênio derivadas por Ramírez et al. (2014a), podemos analisar as razões $[\text{C}/\text{O}]$, $[\text{C}/\text{N}]$ e $[\text{N}/\text{O}]$ para amostra de “gêmeas solares” ricas em metais. Sobre as relações lineares dessas razões como função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ percebemos que: (i) $[\text{C}/\text{N}]$ apresenta uma anticorrelação com $[\text{Fe}/\text{H}]$ com uma inclinação de $-0,940 \pm 0,059$ ($15,9\sigma$ de significância); (ii) $[\text{C}/\text{O}]$ e $[\text{N}/\text{O}]$ apresentam correlações diretas com $[\text{Fe}/\text{H}]$ com respectivamente $0,424 \pm 0,057$ e $1,064 \pm 0,059$ de inclinação, resultando em $7,4$ e $18,1\sigma$ de significância.

Na Figura 7.21(b) são mostradas as razões $[\text{C}/\text{N}]$, $[\text{C}/\text{O}]$ e $[\text{N}/\text{O}]$ como função de $[\text{O}/\text{H}]$. Em relação aos ajustes lineares temos que as três razões estão correlacionadas positivamente com $[\text{O}/\text{H}]$. Para $[\text{C}/\text{N}]$ a inclinação é $1,188 \pm 0,084$ com $14,1\sigma$ de significância e o ajuste linear é subsolar, para $[\text{C}/\text{O}]$ a inclinação é $0,712 \pm 0,072$ com $9,9\sigma$ de significância e o Sol parece normal ao ajuste e para $[\text{N}/\text{O}]$ $1,194 \pm 0,075$ com $15,9\sigma$ de significância sendo o ajuste sobressolar.

Após inspecionar as relações lineares de $[\text{C}/\text{N}]$, $[\text{C}/\text{O}]$ e $[\text{N}/\text{O}]$ como função da idade estelar (Figura 7.19(c)) percebemos que: (i) $[\text{C}/\text{N}]$ é correlacionado com a idade com 20σ de significância; (ii) $[\text{C}/\text{O}]$ é correlacionado com a idade ($5,5\sigma$ de significância); e (iii) $[\text{N}/\text{O}]$ é anticorrelacionado com a idade ($17,5\sigma$ de significância).

Figura 7.18 - [C/N], [C/O] e [N/O] versus [Fe/H], idade isocronal e [O/H] para 60 estrelas “gêmeas solares” ricas em metais.



[C/N], [C/O] e [N/O] versus [Fe/H], idade isocronal e [O/H] para 60 estrelas “gêmeas solares” ricas em metais. Idem à Figura 7.16.

Fonte: Produção do autor.

Ao comparar as relações observadas $[C/O]$ e $[N/O]$ versus $[O/H]$ com as previsões dos modelos GCE por Romano et al. (2019), verificamos que há uma concordância qualitativa para nossa amostra de “gêmeas solares” ricas em metais contra alguns modelos, mostrando que tanto $[C/O]$ e $[N/O]$ estão positivamente correlacionados com $[O/H]$. Os modelos MWG-02 e MWG-03 de Romano et al. (2019), que reproduzem aproximadamente a relação observada $[N/Fe] - [Fe/H]$, não estão entre esses modelos que mostram acordos qualitativos contra $[N/O] - [O/H]$, sendo aqui os modelos MWG-08 e MWG-09.

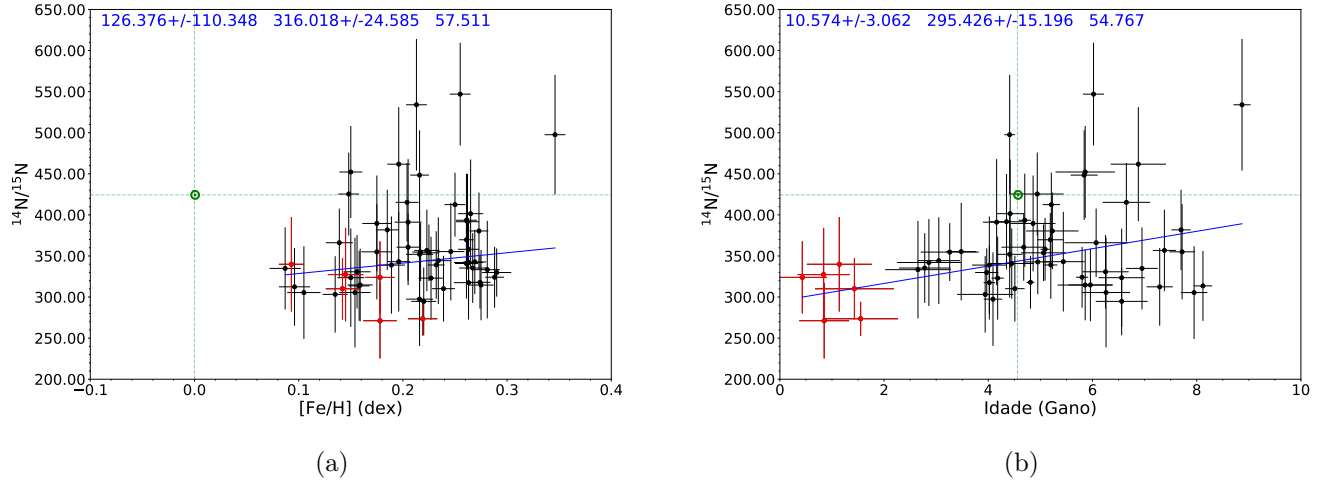
Considerando o comportamento global dessas razões de abundâncias ao longo da escala de idade, apenas $[C/O]$ apresenta uma pequena variação ao longo do tempo (107% na escala logarítmica), enquanto para $[C/N]$ diminui de -0,224 dex de 8,6 Gano atrás para -0,568 dex agora e $[N/O]$ aumenta de 0,207 dex 8,6 Gano atrás para 0,508 dex agora, ambos mostrando uma variação de 140% na escala logarítmica.

7.2.3 Razão $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ versus metalicidade e idade

Agora iremos analisar os resultados da razão isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ em função da metalicidade em $[Fe/H]$, idade, $[C/Fe]$ e $[N/Fe]$ para o conjunto das 60 estrelas “gêmeas solares” ricas em metais. Com relação a razão $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ e $[Fe/H]$, mostrada na Figura 7.19 podemos observar que devido ao erro na inclinação praticamente não existe uma relação direta com a metalicidade e apesar de 3 estrelas estarem distantes do ajuste linear, por possuírem uma razão $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ mais elevada, elas ainda estão dentro do ajuste em 3σ com seus erros. Ainda na Figura 7.19, é mostrada a razão $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ em função da idade e podemos observar uma correlação positiva (com $3,5\sigma$ do nível de significância) e novamente as três estrelas com maior razão isotópica ainda estão dentro do ajuste em 3σ . Aquelas estrelas mais jovens que 2 Gano acompanham o ajuste linear $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ versus idade (estão destacadas em vermelho no gráfico), o qual se mostra subsolar para a amostra de “gêmeas solares” ricas em metais.

Segundo Asplund et al. (2009) a razão $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ para o Sol é de 435 ± 57 , valor este adotado de uma média de vários objetos do Sistema Solar que variam de 100 até 450 segundo Owen et al. (2001).

Figura 7.19 - Razão isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ versus metalicidade e idade para 60 estrelas “gêmeas solares” ricas em metais.

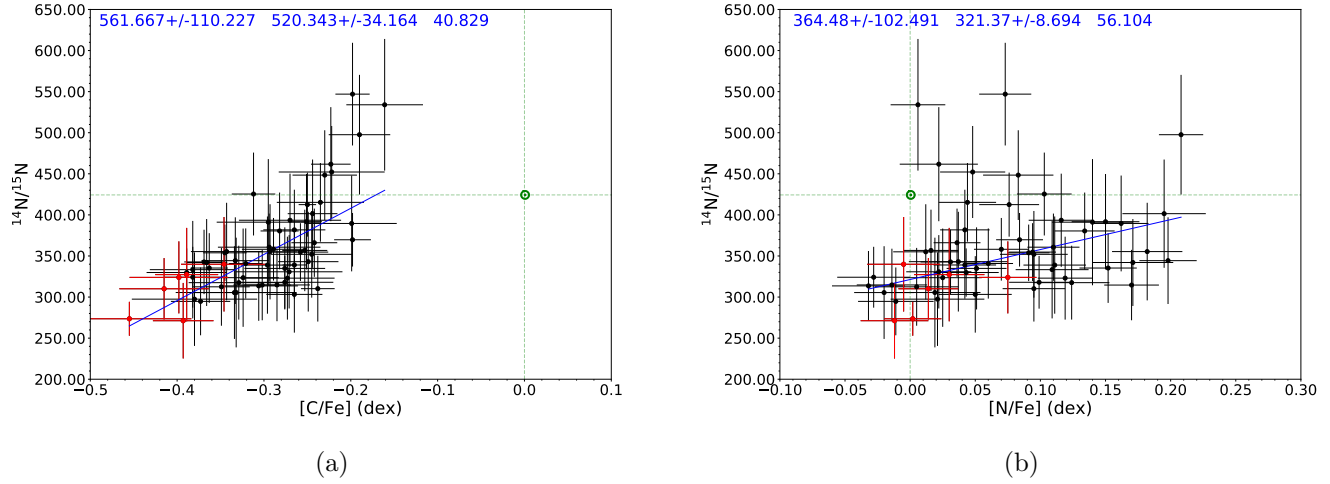


Razão isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ versus metalicidade e idade para 60 estrelas “gêmeas solares” ricas em metais. Idem Figura 7.16.

Fonte: Produção do autor.

Na Figura 7.20 são mostrados os resultados de $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ em função de $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$, podemos observar que: (i) existe uma correlação positiva entre $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ e $[\text{C}/\text{Fe}]$ ($5,1\sigma$ do nível de significância); (ii) uma correlação positiva entre $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$ ($3,6\sigma$ do nível de significância). Essas correlações não são compatíveis com nenhum processo de mistura interna associado a produtos do ciclo CNO.

Figura 7.20 - Razão isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ versus $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$ para 60 estrelas “gêmeas solares” ricas em metais.



Razão isotópica $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ versus $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$ para 60 estrelas “gêmeas solares” ricas em metais. Idem Figura 7.16.

Fonte: Produção do autor.

Comparando nossos resultados com os modelos GCE de Romano et al. (2019) não conseguimos observar uma relação para $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$. Para Romano et al. (2019) a razão $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ diminui na medida que olhamos para idades mais antigas, enquanto nossos resultados de “gêmeas solares” ricas em metais, sugerem o contrário, a razão $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ tende a diminuir para estrelas mais novas e aumenta para estrelas mais velhas.

7.3 Análogas solares

7.3.1 Parâmetros fotosféricos e evolutivos e seus erros

Agora iremos analisar os resultados para a amostra de análogas solares. Iniciaremos com os resultados dos parâmetros fotosféricos estelares (temperatura efetiva, gravidade superficial, velocidade de microturbulência e metalicidade derivada da abundância do ferro). A Tabela 7.9 mostra os parâmetros derivados neste trabalho, com base no equilíbrio de excitação e ionização via medidas de linhas do Fe I e Fe II, como descrito na Seção 6.1. Os quatro parâmetros obtidos para o Sol, tomado como estrela de referência da análise espectroscópica diferencial, convergiram para os valores solares considerados, dando confiabilidade ao método utilizado.

Tabela 7.9 - Tabela com as 27 estrelas análogas solares mais o Sol com os parâmetros derivados nesta Tese. Os parâmetros do Sol são aqueles determinados por meio da análise espectroscópica diferencial.

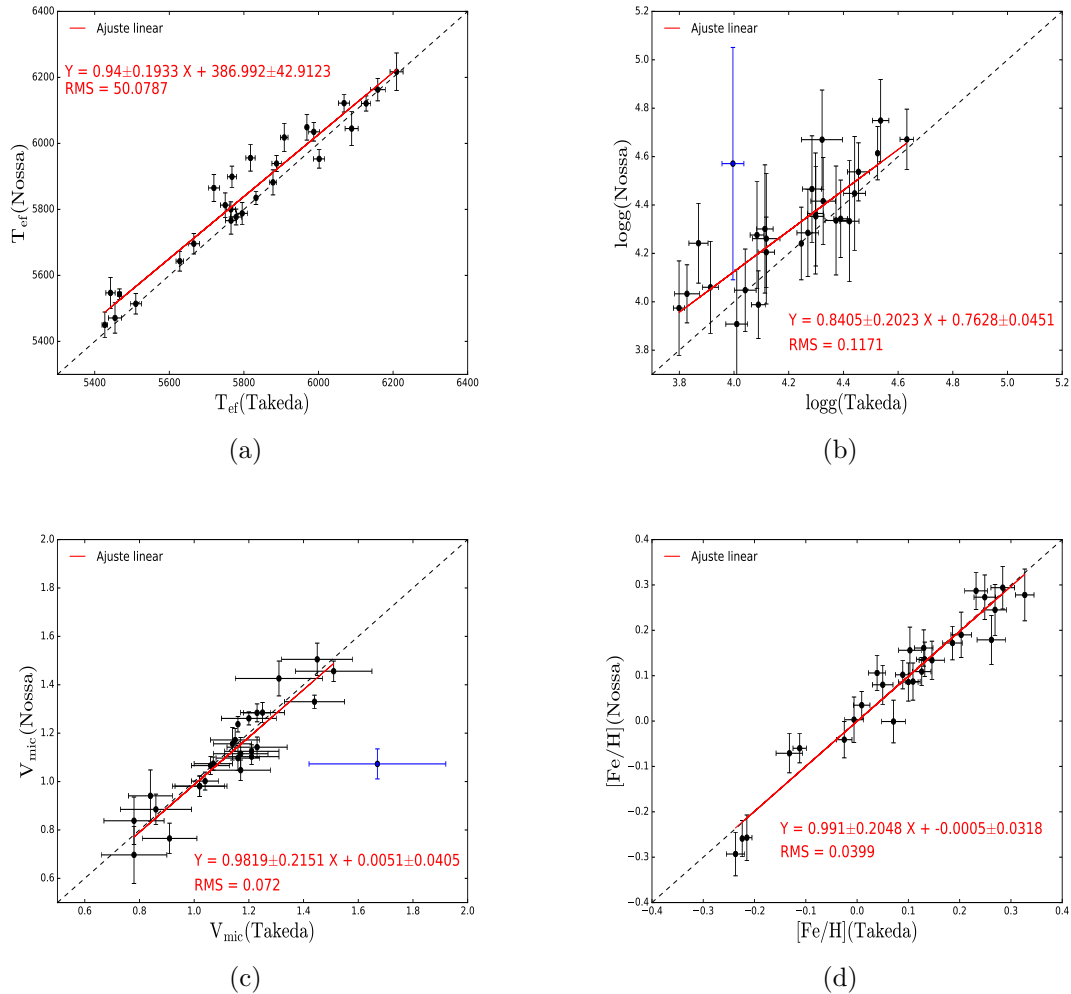
Estrela	T_{ef} (K)	$\log g$ (dex)	V_{mic} (km.s ⁻¹)	[Fe/H] (dex)
Sol	5776 ± 6	4,44 ± 0,11	0,975 ± 0,100	0,003 ± 0,009
HD000400	6163 ± 34	4,04 ± 0,17	1,505 ± 0,067	-0,293 ± 0,048
HD009826	6045 ± 51	3,90 ± 0,22	1,456 ± 0,042	-0,001 ± 0,047
HD010697	5643 ± 30	4,06 ± 0,19	1,066 ± 0,037	0,136 ± 0,038
HD010780	5450 ± 39	4,67 ± 0,12	0,697 ± 0,118	0,086 ± 0,042
HD016141	5865 ± 41	4,57 ± 0,48	1,115 ± 0,067	0,156 ± 0,051
HD018803	5696 ± 31	4,53 ± 0,12	0,885 ± 0,063	0,134 ± 0,042
HD019994	6217 ± 57	4,26 ± 0,27	1,426 ± 0,072	0,179 ± 0,054
HD030562	6018 ± 43	4,27 ± 0,22	1,142 ± 0,042	0,287 ± 0,041
HD033636	6049 ± 39	4,61 ± 0,11	1,073 ± 0,062	-0,071 ± 0,043
HD050554	6035 ± 28	4,46 ± 0,22	1,172 ± 0,047	-0,041 ± 0,040
HD052265	6122 ± 27	4,20 ± 0,14	1,261 ± 0,027	0,172 ± 0,037
HD067228	5956 ± 40	4,24 ± 0,16	1,285 ± 0,042	0,161 ± 0,040
HD069830	5547 ± 47	4,74 ± 0,17	0,838 ± 0,098	0,003 ± 0,050
HD082943	5953 ± 28	4,33 ± 0,25	1,047 ± 0,042	0,245 ± 0,056
HD095128	5939 ± 24	4,35 ± 0,20	1,125 ± 0,027	0,035 ± 0,030
HD099491	5471 ± 46	4,67 ± 0,20	0,941 ± 0,107	0,278 ± 0,057
HD102870	6121 ± 23	3,98 ± 0,14	1,330 ± 0,027	0,109 ± 0,031
HD104304	5514 ± 31	4,41 ± 0,18	0,765 ± 0,063	0,273 ± 0,049
HD109358	5882 ± 38	4,34 ± 0,16	1,156 ± 0,067	-0,257 ± 0,050
HD117176	5543 ± 16	3,97 ± 0,19	1,074 ± 0,027	-0,060 ± 0,032
HD134987	5766 ± 41	4,33 ± 0,22	0,981 ± 0,042	0,294 ± 0,047
HD143761	5835 ± 20	4,24 ± 0,15	1,237 ± 0,032	-0,259 ± 0,040
HD186408	5800 ± 23	4,28 ± 0,18	1,103 ± 0,032	0,080 ± 0,043
HD186427	5788 ± 33	4,44 ± 0,23	1,002 ± 0,037	0,087 ± 0,041
HD195019	5899 ± 32	4,30 ± 0,26	1,097 ± 0,052	0,106 ± 0,039
HD196755	5813 ± 37	4,03 ± 0,12	1,284 ± 0,037	0,102 ± 0,031
HD217014	5777 ± 24	4,36 ± 0,25	0,981 ± 0,042	0,190 ± 0,050

Na Figura 7.21 são comparados os valores derivados neste trabalho com os valores obtidos por Takeda (2007). Uma relação de 1:1 é mostrada em todos os gráficos além de um ajuste linear em vermelho.

Percebe-se acordos bastante aceitáveis, dentro dos erros dos ajustes lineares (mínimos quadrados padrão), para todos os quatro parâmetros fotosféricos fundamentais, especialmente com relação aos coeficientes angulares que são consistentes com a unidade. Contudo, notamos diferenças sistemáticas para a temperatura efetiva (de 36

K em média) e para a gravidade superficial (de 0,07 dex em média na escala logarítmica); as quais são calculadas nos intervalos dos dados e se mostraram menores que as dispersões fornecidas pelos ajustes lineares (*rms*).

Figura 7.21 - Comparação entre os parâmetros fotosféricos derivados por nós e por Takeda (2007).



Comparação entre os parâmetros fotosféricos derivados por nós e por Takeda (2007). Em cada gráfico é mostrado um ajuste linear com a equação da reta e o *rms* em vermelho, mais a relação 1:1 em linha tracejada. (a) Comparação entre as temperaturas efetivas; (b) Comparação entre as gravidades superficiais, para a qual, a estrela HD016141 foi removida do ajuste por ser um estrela *outlier* em mais de 2σ (em azul), sem considerar o erros envolvidos; (c) Comparação entre as velocidades de microturbulência, para a qual a estrela HD033636 foi removida do ajuste por ser um estrela *outlier* em mais de 2σ (em azul), sem considerar os erros envolvidos; (d) Comparação entre as metalicidades.

Fonte: Produção do autor.

A Tabela 7.10 mostra os valores das velocidades de macroturbulência e rotação na linha de visada que obtivemos segundo o método apresentado na Seção 6.2.2. Ao compararmos os valores destes parâmetros que obtivemos para o Sol com os valores da literatura ($V_{\text{rot}} \cdot \sin(i) = 1,75 \pm 0,07 \text{ km.s}^{-1}$ e $V_{\text{macro}} = 3,30 \pm 0,06 \text{ km.s}^{-1}$ (SANTOS et al., 2016)).

Tabela 7.10 - Velocidade de macroturbulência e velocidade rotacional na linha de visada derivadas neste trabalho para as 27 estrelas da amostra de análogas solares. As velocidades do Sol são aquelas determinadas por meio da análise espectroscópica diferencial.

Estrela	$V_{\text{rot}} \cdot \sin(i)$ (km.s^{-1})	V_{macro} (km.s^{-1})
Sol	1,90	3,25
HD000400	3,80	5,49
HD009826	8,50	5,24
HD010697	2,72	3,47
HD010780	1,30	1,75
HD016141	1,42	3,33
HD018803	1,48	2,78
HD019994	8,00	5,34
HD030562	3,96	4,47
HD033636	2,00	3,98
HD050554	2,61	4,19
HD052265	3,51	5,03
HD067228	2,66	4,28
HD069830	1,60	1,91
HD082943	0,28	4,10
HD095128	1,40	4,01
HD099491	2,38	1,81
HD102870	1,40	5,42
HD104304	1,86	2,41
HD109358	0,00	3,81
HD117176	1,88	3,30
HD134987	2,50	3,40
HD143761	0,00	3,82
HD186408	2,34	3,61
HD186427	2,16	3,27
HD195019	0,00	3,95
HD196755	3,65	4,11
HD217014	1,96	3,38

Em seguida foram determinadas as idades das estrelas, aplicando o método de isócronas por meio do código \mathbf{q}^2 (RAMÍREZ et al., 2014; RAMÍREZ et al., 2014b). Na Tabela 7.11 são mostradas as idades isocronais derivadas com seus respectivos erros.

Tabela 7.11 - Idades isocronais para as 27 estrelas análogas solares obtidas nesta tese com seus respectivos erros.

Estrela	Idade isocronal (Gano)
HD000400	5,49 ± 0,06
HD009826	3,54 ± 0,08
HD010697	6,76 ± 0,03
HD010780	4,46 ± 0,13
HD016141	7,76 ± 0,09
HD018803	1,99 ± 0,43
HD019994	2,18 ± 0,2
HD030562	3,71 ± 0,15
HD033636	1,62 ± 0,36
HD050554	1,99 ± 0,35
HD052265	2,51 ± 0,1
HD067228	5,12 ± 0,04
HD069830	6,91 ± 0,13
HD082943	1,99 ± 0,01
HD095128	4,67 ± 0,27
HD099491	4,07 ± 0,62
HD102870	3,23 ± 0,11
HD104304	2,23 ± 0,53
HD109358	4,67 ± 0,2
HD117176	7,24 ± 0,02
HD134987	3,98 ± 0,12
HD143761	8,51 ± 0,11
HD186408	8,31 ± 0,07
HD186427	2,51 ± 0,37
HD195019	8,12 ± 0,05
HD196755	2,88 ± 0,01
HD217014	4,26 ± 0,14

7.3.2 Abundâncias do C, N e O, razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ e seus erros

As abundâncias do carbono e nitrogênio foram obtidas fazendo uso da síntese espectral dos mesmos conjuntos de linhas moleculares adotadas para a amostra de gêmeas solares (respectivamente, dos sistemas CH A-X e CN B-X), como mostrado

na Seção 6.2.3 e 7.1.3. Para determinar a abundância do oxigênio foram utilizadas 3 linhas atômicas do O I que formam o tripleto em $\lambda\lambda 7772 - 7775 \text{ \AA}$. Os resultados obtidos são apresentados na Tabela 7.12. Após a determinação das abundâncias elementais do grupo CNO, foi medida a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ para todas as análogas solares da amostra via síntese espectral do mesmo conjunto de linhas adotadas para amostra de gêmeas solares. Na Tabela 7.13 são apresentados os resultados obtidos para esta razão. A Figura 7.22 mostra as distribuições de $[\text{C}/\text{H}]$, $[\text{N}/\text{H}]$, $[\text{O}/\text{H}]$ e $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ entre as 27 análogas solares com distinção entre aquelas estrelas hospedeiras de planetas (no caso, somente gigantes gasosos) e não hospedeiras deste tipo de planeta.

Tabela 7.12 - Abundâncias do carbono, nitrogênio e oxigênio para as 27 análogas solares derivadas nesta Tese com seus respectivos erros.

Estrela	$[\text{C}/\text{H}]$ (dex)	$[\text{N}/\text{H}]$ (dex)	$[\text{O}/\text{H}]$ (dex)
HD000400	$-0,225 \pm 0,078$	NaN \pm NaN	$0,121 \pm 0,056$
HD009826	$-0,108 \pm 0,078$	$0,055 \pm 0,167$	$0,310 \pm 0,061$
HD010697	$0,151 \pm 0,047$	$0,106 \pm 0,064$	$0,085 \pm 0,074$
HD010780	$-0,064 \pm 0,049$	$-0,057 \pm 0,080$	$-0,111 \pm 0,079$
HD016141	$0,051 \pm 0,055$	$0,113 \pm 0,075$	$0,077 \pm 0,075$
HD018803	$0,188 \pm 0,049$	$0,122 \pm 0,071$	$-0,024 \pm 0,059$
HD019994	$0,248 \pm 0,090$	$0,319 \pm 0,142$	$0,208 \pm 0,080$
HD030562	$0,354 \pm 0,062$	$0,291 \pm 0,086$	$0,027 \pm 0,068$
HD033636	$-0,304 \pm 0,076$	$-0,292 \pm 0,142$	$-0,017 \pm 0,067$
HD050554	$-0,087 \pm 0,058$	$-0,025 \pm 0,095$	$-0,020 \pm 0,058$
HD052265	$0,177 \pm 0,052$	$-0,246 \pm 0,095$	$0,214 \pm 0,047$
HD067228	$0,217 \pm 0,054$	$0,300 \pm 0,075$	$0,104 \pm 0,066$
HD069830	$-0,020 \pm 0,062$	$-0,109 \pm 0,089$	$-0,168 \pm 0,069$
HD082943	$0,231 \pm 0,066$	$0,340 \pm 0,082$	$0,129 \pm 0,074$
HD095128	$0,078 \pm 0,040$	$0,082 \pm 0,064$	$0,049 \pm 0,053$
HD099491	$0,201 \pm 0,065$	$0,381 \pm 0,094$	$-0,067 \pm 0,100$
HD102870	$0,146 \pm 0,046$	$0,194 \pm 0,080$	$0,196 \pm 0,041$
HD104304	$0,275 \pm 0,056$	$0,389 \pm 0,074$	$0,083 \pm 0,065$
HD109358	$-0,239 \pm 0,065$	$-0,119 \pm 0,103$	$-0,022 \pm 0,050$
HD117176	$-0,084 \pm 0,038$	$-0,194 \pm 0,058$	$-0,013 \pm 0,065$
HD134987	$0,428 \pm 0,059$	$0,430 \pm 0,075$	$-0,160 \pm 0,072$
HD143761	$-0,212 \pm 0,050$	$-0,376 \pm 0,104$	$0,068 \pm 0,053$
HD186408	$0,064 \pm 0,050$	$-0,013 \pm 0,067$	$-0,085 \pm 0,048$
HD186427	$0,108 \pm 0,053$	$0,033 \pm 0,075$	$-0,031 \pm 0,067$
HD195019	$0,164 \pm 0,055$	$-0,057 \pm 0,078$	$0,007 \pm 0,084$
HD196755	$0,164 \pm 0,049$	$0,038 \pm 0,067$	$-0,023 \pm 0,056$
HD217014	$0,164 \pm 0,058$	$0,246 \pm 0,074$	$0,105 \pm 0,072$

Tabela 7.13 - Razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ para as 27 estrelas análogas solares obtida nesta tese com seus respectivos erros. A razão isotópica do Sol é aquela determinada por meio da análise química diferencial.

Estrela	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$
Sol	$86,9 \pm 4,2$
HD000400	73 ± 19
HD009826	73 ± 25
HD010697	137 ± 15
HD010780	80 ± 23
HD016141	134 ± 11
HD018803	58 ± 21
HD019994	104 ± 8
HD030562	122 ± 23
HD033636	56 ± 35
HD050554	121 ± 18
HD052265	151 ± 15
HD067228	113 ± 36
HD069830	121 ± 23
HD082943	103 ± 15
HD095128	76 ± 24
HD099491	122 ± 23
HD102870	97 ± 30
HD104304	107 ± 29
HD109358	59 ± 26
HD117176	92 ± 25
HD134987	92 ± 17
HD143761	115 ± 18
HD186408	71 ± 24
HD186427	62 ± 24
HD195019	104 ± 20
HD196755	83 ± 18
HD217014	81 ± 29

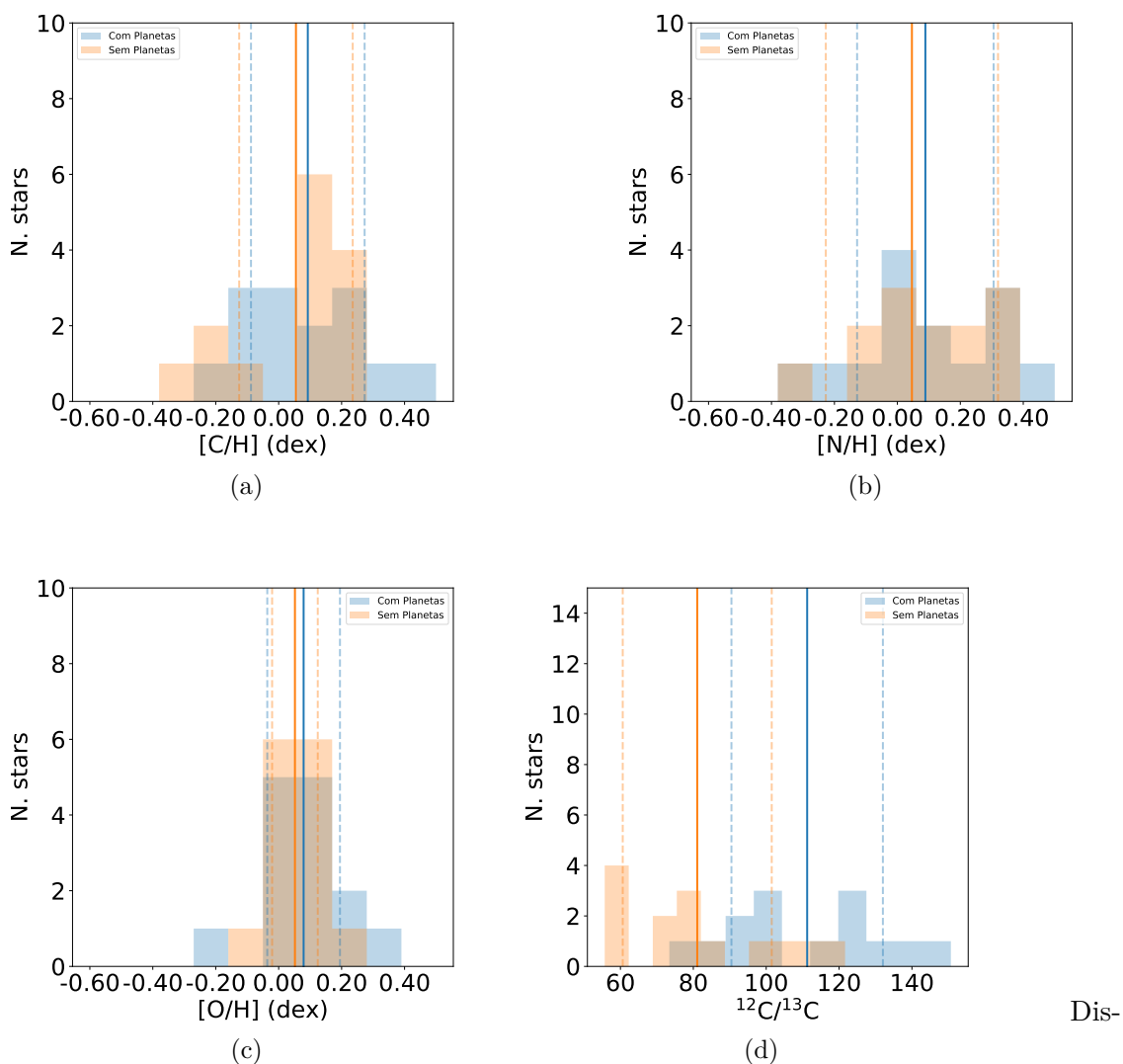
Tabela 7.14 - Coeficiente angular, linear e *rms* dos ajustes lineares de [C/Fe], [N/Fe], [O/Fe], [C/N], [C/O], [N/O] e $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ versus [Fe/H] e idade estelar isocronal, para as 27 estrelas análogas solares. São apresentados os parâmetros resultantes dos ajustes para o conjunto total de estrelas, estrelas hospedeiras de planetas e não hospedeiras de planetas, respectivamente na primeira, segunda e terceira linha de cada razão de abundância.

	[Fe/H]			Idade estelar		
	Inclinação	intersecção (dex)	<i>rms</i> (dex)	Inclinação (dex.Gyr ⁻¹)	intersecção (dex)	<i>rms</i> (dex)
[C/Fe]	0,043±0,087	-0,006±0,014	0,078	-0,001±0,006	0,004±0,030	0,068
	0,110±0,100	-0,001±0,017	0,120	-0,001±0,007	0,013±0,044	0,091
	-0,083±0,152	0,000±0,025	0,105	-0,005±0,010	0,014±0,047	0,088
[N/Fe]	0,433±0,120	-0,043±0,020	0,429	-0,020±0,007	0,101±0,038	0,499
	0,524±0,113	-0,065±0,020	0,522	-0,031±0,007	0,160±0,045	0,899
	0,266±0,224	-0,013±0,036	0,266	-0,007±0,014	0,045±0,062	0,190
[O/Fe]	-0,953±0,123	0,071±0,021	0,959	0,017±0,015	-0,059±0,075	0,330
	-0,924±0,216	0,081±0,037	0,927	0,013±0,020	-0,047±0,114	0,303
	-0,982±0,145	0,062±0,023	0,990	0,024±0,026	-0,084±0,114	0,392
[C/N]	-0,263±0,126	0,030±0,021	0,266	0,016±0,007	-0,073±0,039	0,369
	-0,309±0,153	0,052±0,026	0,323	0,027±0,008	-0,125±0,047	0,715
	-0,174±0,216	0,216±0,034	0,171	-0,003±0,014	-0,002±0,063	0,087
[C/O]	0,989±0,134	-0,061±0,022	0,995	-0,017±0,015	0,082±0,078	0,437
	1,031±0,244	-0,077±0,042	1,031	-0,014±0,023	0,066±0,132	0,403
	0,955±0,146	-0,047±0,024	0,965	-0,023±0,024	0,105±0,107	0,476
[N/O]	1,119±0,122	-0,066±0,020	1,097	-0,033±0,014	0,194±0,007	0,943
	1,213±0,143	-0,097±0,025	1,212	-0,043±0,021	0,241±0,120	1,357
	0,974±0,197	-0,033±0,030	0,931	-0,020±0,021	0,141±0,095	0,551
	(dex ⁻¹)			(Gyr ⁻¹)		
$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	57 ± 32	99 ± 6	40	2,7 ± 2,1	93,2 ± 10,2	379,1
	-10 ± 42	117 ± 8	115	2,2 ± 2,1	105,5 ± 10,8	492,1
	65 ± 25	76 ± 5	19	0,3 ± 3,3	78,1 ± 14,3	265,1

Tabela 7.15 - Coeficiente de inclinação, linear e rms para os ajustes globais de [N/Fe], [C/N], [C/O] e [N/O] versus [O/H], derivados para as para as 27 estrelas análogas solares.

	Inclinação	intersecção (dex)	<i>rms</i>
[C/N]	-0,659±0,191	0,041±0,020	0,652
	-0,633±0,215	0,064±0,026	0,638
	-0,700±0,353	0,024±0,031	0,678
[C/O]	-3,300±1,226	0,237±0,114	3,298
	-2,331±1,009	0,195±0,124	2,337
	-10,429±14,339	0,659±0,958	10,40
[N/O]	1,212±0,492	-0,045±0,054	1,189
	0,930±0,629	-0,056±0,083	0,936
	2,250±1,216	-0,088±0,099	2,197

Figura 7.22 - Distribuições de $[C/H]$, $[N/H]$, $[O/H]$ e $^{12}C/^{13}C$ entre as 27 análogas solares.



tribuições de $[C/H]$, $[N/H]$, $[O/H]$ e $^{12}C/^{13}C$ entre as 27 análogas solares com distinção entre estrelas com e sem planetas. As linhas contínuas verticais representam a média dos valores e as tracejadas o desvio padrão para cada grupo de estrelas com e sem planetas.

Fonte: Produção do autor.

Com relação às 27 análogas solares, $[C/Fe]$ varia de -0,150 até 0,132 dex e $[C/H]$ de -0,304 até 0,426 dex. Seus valores médios, respectivamente, são cerca de 0,002 dex e 0,074 dex. Os erros médios em $[C/Fe]$ e $[C/H]$ são, respectivamente, 0,037 dex e 0,056 dex; suas respectivas variações são: 0,009 - 0,072 dex e 0,009 - 0,090 dex. $[N/Fe]$ muda de -0,390 até 0,140 dex e $[N/H]$ de -0,683 até 0,430 dex. Seus valores

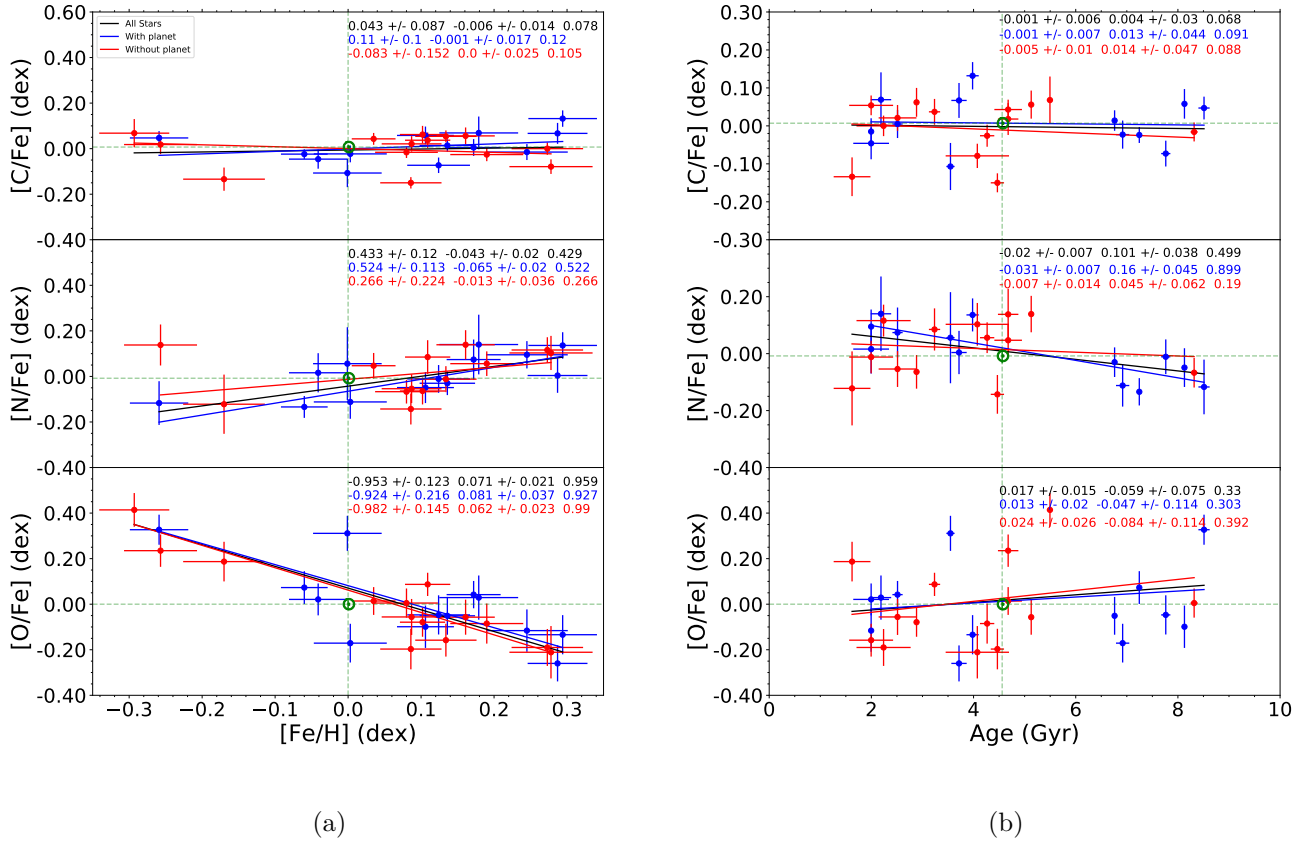
médios, respectivamente, são cerca de -0,004 dex e 0,068 dex. Os erros médios em $[N/Fe]$ e $[N/H]$ são 0,085 dex e 0,097 dex e suas respectivas variações são: 0,026 — 0,414 dex e 0,026 — 0,417 dex. $[O/Fe]$ muda de -0,260 até 0,414 dex e $[O/H]$ de -0,168 até 0,310 dex. Seus valores médios, respectivamente, são cerca de -0,001 dex e 0,065 dex. Os erros médios em $[O/Fe]$ e $[O/H]$ são 0,076 dex e 0,065 dex. suas respectivas variações são: 0,017 — 0,115 dex e 0,017 — 0,100 dex. A razão isotópica $^{12}C/^{13}C$ varia de 56 até 151, apresentando um valor médio em torno de 96. O erro em $^{12}C/^{13}C$ varia de 8 a 36, tendo como valor médio de 22.

7.3.3 Carbono, nitrogênio e oxigênio versus metalicidade e idade

Vamos agora investigar $[C, N, O/Fe]$, $[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$ como função de $[Fe/H]$ e idade isocronal, bem como $[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$ como função também de $[O/H]$. Novamente iremos adotar o código KPMFIT para perfazer ajustes lineares que minimizem a distância dos pontos à reta levando em conta os erros em ambas variáveis.

Na Figura 7.23 são feitas as comparações de $[C/Fe]$, $[N/Fe]$ e $[O/Fe]$ versus metalicidade $[Fe/H]$ e idade isocronal, para as 27 análogas solares. Até o momento da escrita da Tese, 13 estrelas desta amostra têm um ou mais planetas de tipo gigante gasoso detectados e são representadas na Figura 7.23 na cor azul. Com intuito de fazermos uma análise global e individual ao mesmo tempo, foram feitos 3 ajustes lineares: um ajuste global em preto e dois separando as estrelas hospedeiras de planetas em azul e aquelas que não hospedam planetas em vermelho. Os parâmetros de cada ajuste são mostrados com suas respectivas cores de cada subgrupo de estrelas.

Figura 7.23 - $[X/Fe]$ versus $[Fe/H]$ e idade isocronal para as 27 estrelas análogas solares.



$[X/Fe]$ versus (a) $[Fe/H]$ e (b) idade isocronal (X: C, N e O) para as 27 estrelas análogas solares. Estrelas hospedeiras de planetas são representadas na cor azul e aquelas sem planetas na cor vermelha. Um ajuste linear individual foi traçado para cada grupo de estrelas com suas respectivas cores e um ajuste global em preto para toda amostra. Em ambos os gráficos e em cada painel, são mostrados os parâmetros dos ajustes (primeiramente a inclinação e em seguida a constante aditiva) com suas cores representativas e com seus respectivos erros e *rms*.

Fonte: Produção do autor.

Com respeito às relações $[C, N, O/Fe]$ versus $[Fe/H]$ tem-se que: (i) $[C/Fe]$ não apresenta nenhuma correlação com a metalicidade tanto para o conjunto inteiro de estrelas quanto para cada subgrupo; (ii) $[N/Fe]$ apresenta uma correlação tanto para o conjunto inteiro de estrelas (inclinação de $0,43 \pm 0,11$ com $3,6\sigma$ de significância com o erro) quanto para estrelas hospedeiras de planetas ($0,52 \pm 0,11$ de inclinação com $4,6\sigma$ de significância), apenas o subgrupo de estrelas sem planetas não apresenta

nenhuma relação entre $[N/Fe]$ e $[Fe/H]$ uma vez que sua inclinação é compatível com um valor nulo; (iii) $[O/Fe]$ apresenta uma anticorrelação para os três grupos de estrelas analisadas, para estrelas com planetas e sem planetas a inclinação é de $-0,92 \pm 0,22$ com $4,3\sigma$ de significância e $-0,98 \pm 0,14$ com $6,7\sigma$ de significância, respectivamente e para o conjunto de todas estrelas a inclinação foi de $-0,95 \pm 0,12$ com $7,7\sigma$ de significância.

Novamente, o Sol parece estar ligeiramente acima dos ajustes em $[C, N/Fe]$ versus $[Fe/H]$, tanto quando comparado ao ajuste global, quanto separando por estrelas que hospedam planetas ou não, resultados estes semelhantes aos das gêmeas solares em concordância com o Sol ser ligeiramente deficiente em elementos refratários em relação ao voláteis como confirmado por [Ramírez et al. \(2014\)](#), [Nissen \(2015\)](#), [Bedell et al. \(2018\)](#). $[O/Fe]$ por sua vez diminui com o aumento da metalicidade, em concordância com predições de modelos de evolução química da Galáxia.

Ao comparar nossos resultados com [Takeda e Honda \(2005\)](#), nossos resultados não concordam em $[C/Fe]$ como função de $[Fe/H]$. Nossos resultados não sugerem nenhuma correlação ou tendência linear entre esses dois parâmetros, enquanto eles sugerem uma relação negativa com uma inclinação de $-0,21 \pm 0,03$. Apesar da amostra de [Takeda e Honda \(2005\)](#) contar com estrelas em uma faixa de metalicidade mais ampla que a da nossa amostra, grande parte concentra-se na faixa de metalicidade das análogas solares. Com relação a razão $[N/Fe]$ (também medida por [Takeda e Honda \(2005\)](#)), eles não aplicaram nenhum ajuste desta razão em função de $[Fe/H]$, por causa da grande dispersão nos valores, que os impediram de fazer qualquer discussão detalhada. Para a razão $[O/Fe]$ como função de $[Fe/H]$ também nosso resultado concorda qualitativamente com aquele derivado por eles, mas não em termos quantitativo. Encontramos uma tendência negativa entre $[O/Fe]$ e $[Fe/H]$ e os resultados de [Takeda e Honda \(2005\)](#) também indicam uma anticorrelação com inclinação de $-0,44 \pm 0,02$, para $[O/Fe]$ em função da metalicidade em $[Fe/H]$.

Diferentemente dos resultados de [Suárez-Andrés et al. \(2017\)](#) e [Suarez-Andres et al. \(2016\)](#), nossos resultados mostram que não existe uma distinção de CNO entre os grupos de estrelas com e sem planetas dentro de 1σ .

Nossos resultados estão em acordo com os de [Suarez-Andres et al. \(2016\)](#) ao comparar estrelas que não hospedam planetas, pois devido ao erro no coeficiente angular, não existe uma relação entre $[N/Fe]$ e $[Fe/H]$. Porém, para o grupo de estrelas que possuem planetas apresenta uma correlação e ambas as amostras concordam em 3σ . Infelizmente [Suarez-Andres et al. \(2016\)](#) não fizeram um ajuste considerando toda

amostra de estrelas.

Com respeito às relações [C, N, O/Fe] e idade isocronal percebemos que: (i) carbono não apresenta nenhuma correlação com a idade tanto para a amostra inteira de estrelas quanto para cada subgrupo; (ii) nitrogênio apresenta uma tendência negativa para o conjunto inteiro de análogas solares com uma inclinação de $-0,020$ com $2,8\sigma$ de significância e para estrelas com planetas uma anticorrelação com $-0,031$ de inclinação com $4,4\sigma$ de significância, enquanto para estrelas sem planetas nitrogênio não apresenta nenhuma relação; (iii) oxigênio não apresenta nenhuma relação com a idade.

Com relação aos nossos resultados de [C, N, O/Fe] versus idade estelar, encontramos especificamente para o grupo de análogas com planetas que [C/Fe] não teria nenhuma dependência temporal, [N/Fe] apresenta uma correlação negativa e [O/Fe] mostra uma correlação direta. Tanto para o grupo estelar sem planetas como para a amostra completa de análogas, os ajustes lineares entre as razões [C, N, O/Fe] e a idade não indicaram nenhuma relação ou tendência, ou seja, uma constância delas em função do tempo. Desta forma, parece haver uma leve distinção nas relações [N/Fe]—idade entre hospedeiras de planetas gigantes e não hospedeiras, sem considerar os erros nas inclinações dos ajustes.

Ao contrário de [Nissen \(2015\)](#), não encontramos uma relação positiva entre [C/Fe] e idade, mas sim nenhuma relação entre esses dois parâmetros. Como [Silva et al. \(2015\)](#) não publicaram os valores das inclinações, podemos apenas fazer uma comparação qualitativa. Seus dados sugerem uma tendência negativa entre [N/Fe] em função da idade assim como [Suarez-Andres et al. \(2016\)](#), o que concorda com nossos resultados de [N/Fe] em função da idade para estrelas hospedeiras de planetas apenas.

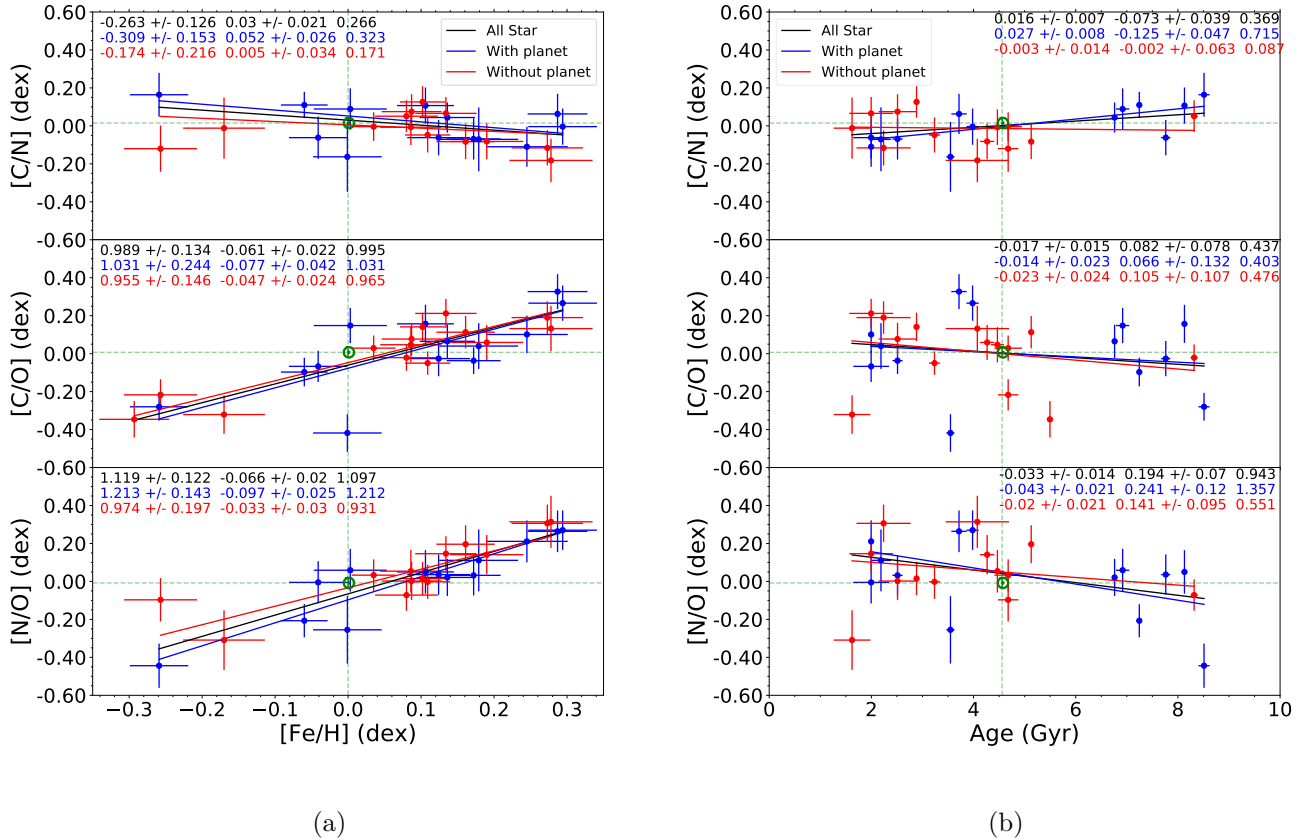
Utilizando agora as abundâncias do grupo CNO, analisamos [C/N], [C/O] e [N/O] como função de [Fe/H], [O/H] e idade isocronal, cujos ajustes lineares são apresentados na Figura 7.24. Iniciando pela Figura 7.24 notamos que com relação a metalicidade em [Fe/H]: (i) [C/N] apresenta para a amostra como um todo e para estrelas hospedeiras de planetas duas anticorrelações comparáveis entre si dentro de 1σ de seus erros; (ii) [C/O] apresenta correlações positivas marcantes para os três conjuntos de dados sendo de $0,989$ com $7,4\sigma$ de significância para o conjunto inteiro de análogas e $1,031$ com $4,2\sigma$ de significância e $0,955$ com $6,5\sigma$ de significância para estrelas com e sem planetas respectivamente, no entanto as três correlações são comparáveis entre si dentro dos erro dos parâmetros; (iii) [N/O] apresenta correlações

positivas para os três conjuntos, sendo para a amostra inteira uma inclinação de 1,119 com $9,2\sigma$ de significância e para estrelas com e sem planetas 1,213 com $8,5\sigma$ de significância e 0,974 com $4,9\sigma$ de significância respectivamente, no entanto as três correlações são comparáveis entre si dentro dos erros dos parâmetros.

Segundo a Figura 7.24 percebemos que como função da metalicidade em $[O/H]$: (i) $[C/N]$ é anticorrelacionado para os três conjuntos da amostra, tendo para o conjunto completo e para estrelas com e sem planetas coeficiente angular igual a $-0,659$ ($3,4\sigma$ de significância), $-0,633$ (3σ de significância) e $-0,700$ (2σ de significância), respectivamente; (ii) $[C/O]$ apresenta uma anticorrelação para o conjunto inteiro de estrelas com inclinação de $-3,3$ e $2,7\sigma$ e para estrelas com planetas de $-2,3$ e $2,3\sigma$ de significância, no entanto para o grupo de estrelas sem planetas, devido a grande dispersão dos dados, o ajuste não ficou aceitável, embora $[C/O]$ seja bem correlacionado com $[Fe/H]$; (iii) $[C/O]$ apresenta apenas tendência de relação positiva para o conjunto inteiro de análogas com inclinação de 1,212 com $2,5\sigma$ de significância. Em todos os casos, as anticorrelações e correlações encontradas para os três grupos de estrelas são comparáveis entre si dentro dos erros dos parâmetros.

O Sol parece normal (dentro de 1σ) nas relações $[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$ versus $[O/H]$. Verificamos que nossos resultados de $[N/O]$ vs $[O/H]$ estão em acordo com alguns dos modelos GCE de Romano et al. (2019), assim como para amostra de gêmeas solares analisada anteriormente.

Figura 7.24 - [C/N], [C/O] e [N/O] versus [Fe/H], idade isocronal e [O/H] para as 27 análogas solares.



[C/N], [C/O] e [N/O] versus [Fe/H], idade isocronal e [O/H] para as 27 análogas solares. Idem à Figura 7.23. O Sol (símbolo usual em verde) é posicionado em todos os gráficos para fins ilustrativos (embora não seja considerado nos ajustes lineares, percebe-se que ele claramente participaria de todos).

Fonte: Produção do autor.

Segundo a Figura 7.25(b) percebemos que com relação à idade: (i) [C/N] apresenta uma relação positiva para o conjunto inteiro de estrelas com 0,016 de inclinação com 2,3 σ de significância e uma correlação positiva para estrelas que hospedam planetas com 0,027 e 3,4 σ de significância; (ii) [C/O] não apresenta nenhuma relação com a idade; (iii) [N/O] apresenta uma anticorrelação para o conjunto inteiro e para estrelas com planetas com inclinação de -0,033 e -0,043 com 2,4 e 2,1 σ de significância respectivamente com a idade.

Considerando o comportamento global dessas razões, uma vez que praticamente não existem distinções significativas entre amostra de estrelas com e sem planetas, e o ajuste geral parece representar melhor a amostra como um todo, as variações de $[C/N]$ e $[C/O]$ são muito pequenas ao longo da evolução do disco fino galáctico na vizinhança solar. $[C/N]$ no MI teria diminuído de 0,065 dex há 8,6 Gano atrás para -0,073 dex agora, enquanto $[C/O]$ teria aumentado de -0,064 dex há 8,6 Gano atrás para 0,082 dex agora. $[C/N]$ parece ir contrário aos resultados das gêmeas solares, enquanto $[C/O]$ estaria em acordo. Para $[N/O]$ a amostra de gêmeas solares não apresentou variação alguma enquanto que para esta amostra, de análogas solares, sua variação foi de -0,09 dex há 8,6 Gano atrás para 0,194 dex atual.

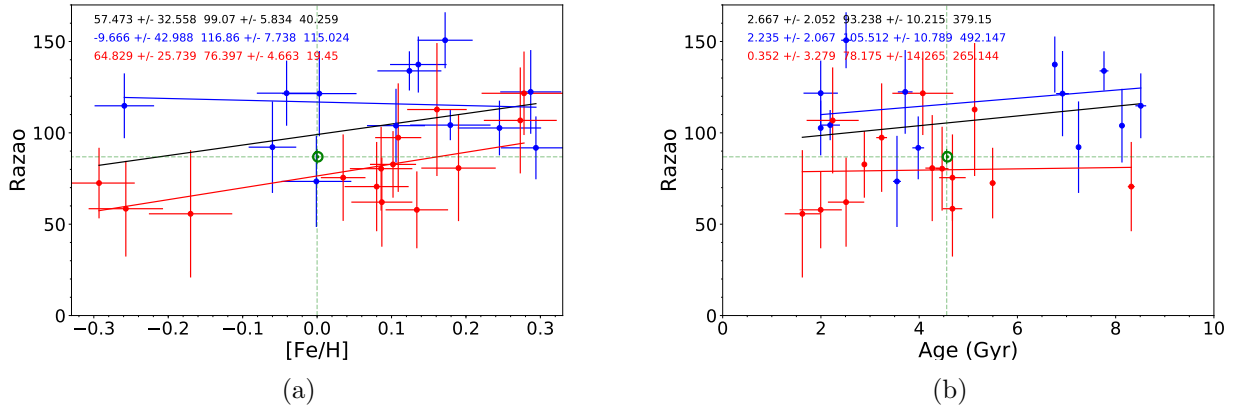
7.3.4 Razão $^{12}C/^{13}C$ versus metalicidade e idade

Agora iremos analisar $^{12}C/^{13}C$ como função de $[Fe/H]$, idade isocronal, $[C/Fe]$ e $[N/Fe]$. Na Figura 7.25 são mostradas as comparações da razão $^{12}C/^{13}C$ contra a metalicidade em $[Fe/H]$ e idade isocronal.

O ajuste linear da razão $^{12}C/^{13}C$ em função de $[Fe/H]$ mostra que para as estrelas sem planetas existe tendência de relação positiva, assim como observado para o conjunto de gêmeas solares analisado na seção anterior, variando de 57 a 96 para estrelas sem planetas e 82 a 118 para o conjunto inteiro de análogas solares. A inclinação de 65 com $2,5\sigma$ de significância ajuda a corroborar com uma tendência de aumento desta razão isotópica do carbono isotópica em função de $[Fe/H]$ em oposição aos modelos GCE de Kobayashi et al. (2020).

O ajuste linear aplicado entre a razão $^{12}C/^{13}C$ e a idade (Figura 7.26(b)) mostra que praticamente não existe nenhuma relação ou correlação entre esses parâmetros, em oposição ao que foi observado para a amostra de gêmeas solares.

Figura 7.25 - $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade isocronal, para as 27 estrelas análogas solares.



$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ versus (a) $[\text{Fe}/\text{H}]$ e (b) idade isocronal, para as 27 estrelas análogas solares. Idem à Figura 7.23.

Fonte: Produção do autor.

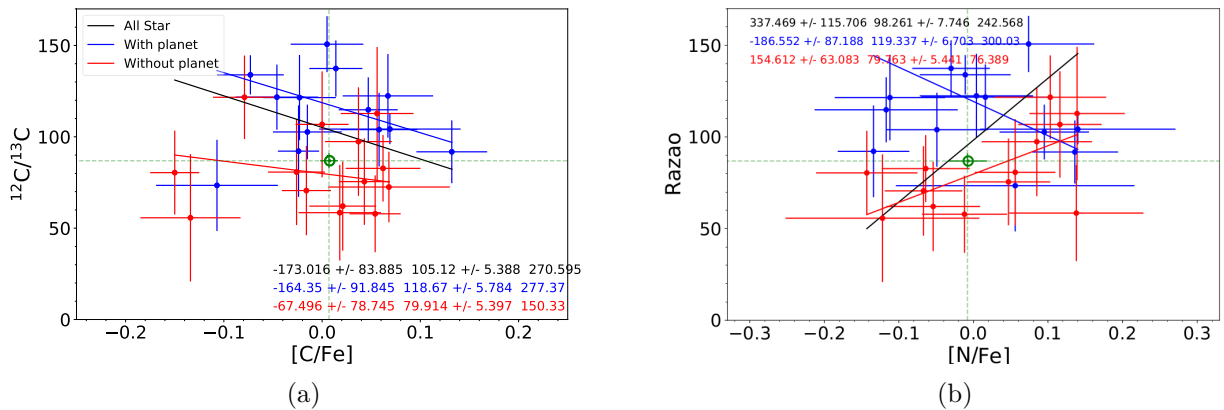
Adotando-se os mesmos critérios da amostra de gêmeas solares para busca de irmãs solares, encontramos que apenas uma análoga solar da nossa amostra (HD 134987) pode ser considerada uma irmã solar. Porém, quando aplicamos o critério de ter cinemática semelhante ao Sol, ela é descartada.

Os resultados da amostra de análogas solares parece não concordar com os modelos GCE de Romano et al. (2017) por não apresentarem nenhuma variação da razão isotópica do carbono com o tempo. Segundo nossos resultados, o valor atual estimado por extrapolação para o MI local é de 93 ± 10 para o conjunto inteiro de análogas solares, 78 ± 14 para o subgrupo de estrelas sem planetas e 105 ± 10 para o subgrupo de estrelas com planetas. Em comparação, para a amostra de gêmeas solares foi de $81,3 \pm 1,4$. Desta forma, apenas o subgrupo de análogas solares sem planetas concorda em 1σ com Romano et al. (2017). Por outro lado, a razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ apresentou uma tendência de ser ligeiramente maior em análogas solares hospedeiras de planetas gasosos (média de 110 para hospedeiras contra 80 para análogas sem planetas, com pouca significância estatística na verdade). Ver Figura 7.22, painel (d).

Curiosamente, de fato, apenas o subgrupo de análogas sem planetas prediz uma concordância de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em 1σ com o valor sugerido para o meio interestelar local (68 ± 15).

Para investigar os efeitos devido a algum processo de mistura interna associado ao ciclo CNO, fizemos a análise da razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ como função de $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$ com a distinção entre estrelas hospedeiras de planetas e não hospedeiras. De acordo com os gráficos da Figura 7.26, descobrimos que para $[\text{C}/\text{Fe}]$, apenas o conjunto inteiro de estrelas apresenta uma anticorrelação (inclinação de -173 com $2,1\sigma$ de significância). Para $[\text{N}/\text{Fe}]$ o conjunto inteiro apresenta uma correlação positiva (inclinação de 337 com $3,3\sigma$ de significância), para o conjunto de estrelas hospedeira de planetas uma anticorrelação com -187 de inclinação e $2,2\sigma$ de significância, enquanto que para estrelas que não hospedam planetas uma correlação com inclinação de 155 com $2,5\sigma$ de significância. Essas tendências não são compatíveis com nenhum processo de mistura interna associado a produtos do ciclo CNO, assim como observado para a amostra de gêmeas solares.

Figura 7.26 - $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ versus $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$, para as 27 estrelas análogas solares.



$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ versus (a) $[\text{C}/\text{Fe}]$ e (b) $[\text{N}/\text{Fe}]$, para as 27 estrelas análogas solares. Idem à Figura 7.23.

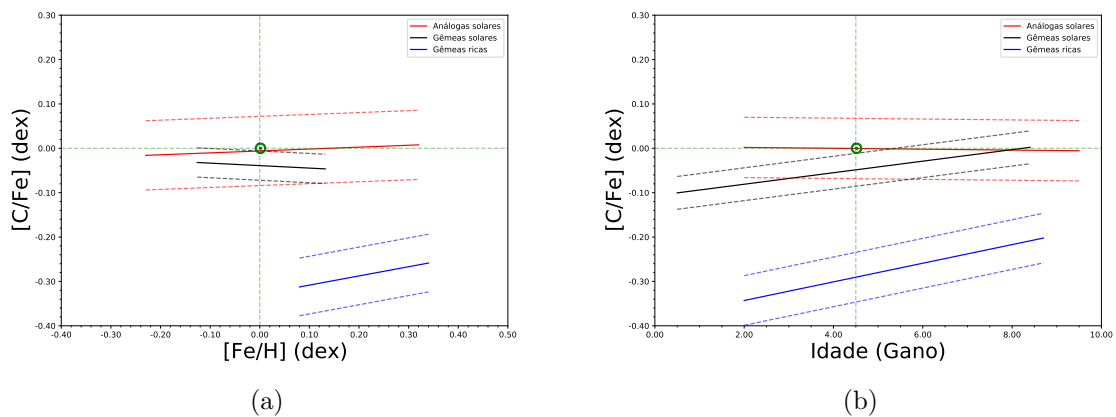
Fonte: Produção do autor.

7.4 Comparação entre as amostras

Fazemos agora uma comparação qualitativa entre os resultados das três amostras de estrelas analisadas, com base nos ajustes lineares das razões de abundância em função da metalicidade e idade estelar. Desta forma ficará mais compreensivo e ilustrativo confrontar os resultados entre si.

Na Figura 7.27 apresentamos a comparação entre $[C/Fe]$ como função de $[Fe/H]$ e idade estelar isocronal para as três amostras analisadas. No sentido de fazermos uma análise completa, por entre as amostras, foi necessário utilizar as abundâncias do oxigênio de Bedell et al. (2018) para a amostra de gêmeas solares e as do carbono de Ramírez et al. (2014a) para as estrelas “gêmeas solares” ricas em metais. Estes são os únicos dados utilizados nesta comparação global de resultados que não foram obtidos nesta tese de doutorado.

Figura 7.27 - Comparação qualitativa de $[C/Fe]$ como função de $[Fe/H]$ e idade isocronal.



Comparação qualitativa de $[C/Fe]$ como função de $[Fe/H]$ e idade isocronal por entre os ajustes lineares das três amostras analisadas neste trabalho de doutorado. A linha preta representa o ajuste linear obtido para a amostra de gêmeas solares, em azul para as “gêmeas solares” ricas em metais e em vermelho as análogas solares. As linhas tracejadas representam a variação do ajuste linear em 1 rms para cada ajuste, com suas respectivas cores. $[C/Fe]$ para a amostra de “gêmeas solares” ricas em metais foi utilizada àquela de Ramírez et al. (2014b) apenas para podermos fazer uma comparação por entre as três amostras.

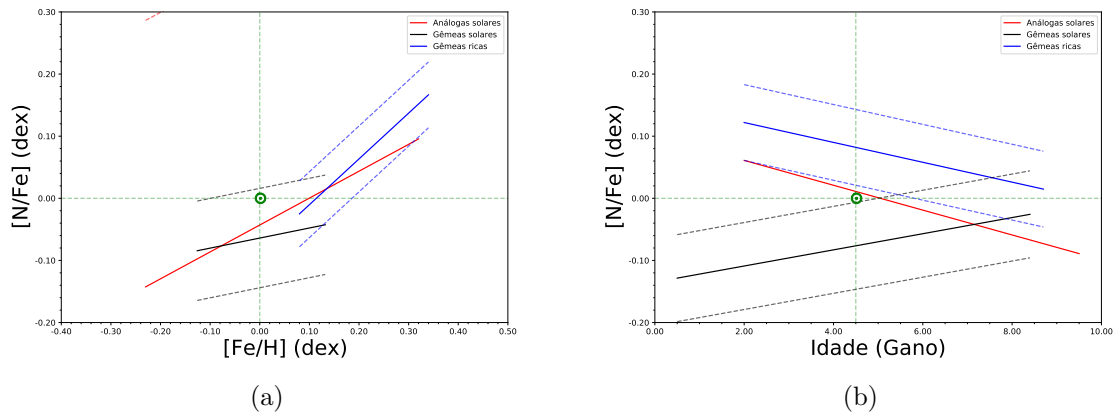
Fonte: Produção do autor.

Podemos notar pela Figura 7.28(a) que parece existir uma divergência entre o ajuste vermelho (análogas solares) e preto (gêmeas solares). Enquanto que o vermelho tem inclinação positiva, a inclinação do ajuste azul é negativa. Porém, como concluído anteriormente, as inclinações de ambos os ajustes não têm significância para serem diferentes de zero, de modo que as relações são compatíveis entre si. Apenas o ajuste azul (“gêmeas solares” ricas em metais) possui uma inclinação diferente de zero (no caso, correlação positiva), estando distante em mais de 2σ dos demais

ajustes e abrangendo valores subsolares de $[C/Fe]$ (i.e. exibindo uma descontinuidade relativa às amostras de gêmeas e análogas solares). Quando relacionamos $[C/Fe]$ como função da idade (Figura 7.28(b)), notamos que para as análogas solares, $[C/Fe]$ é praticamente constante ao longo da evolução do disco, de modo bem distinto que obtido para análogas solares; tal que $[C/Fe]$ se mostra crescente para estrelas mais evoluídas. Uma correlação direta também foi obtida para a amostra de “gêmeas solares” ricas em metais, só que $[C/Fe]$ sendo subsolar por toda a escala de idades.

Na Figura 7.28 são mostradas as comparações qualitativas entre as amostras para $[N/Fe]$ como função de $[Fe/H]$ e idade estelar isocronal. Um resultado bem interessante é percebido para as relações $[N/Fe]$ - $[Fe/H]$. Parece existir uma continuidade entre a amostra de gêmeas solares, ajuste preto, e a amostra de “gêmeas solares” ricas em metais, ajuste azul, porém com coeficiente angular maior para o segundo conjunto. A correlação direta entre $[N/Fe]$ e $[Fe/H]$ também derivada para a amostra de análogas mostrou-se sobreposta às demais, de modo qualitativamente bastante compatível. Esse resultado era esperado, uma vez que o conjunto de estrelas análogas solares é mais extenso em parâmetros fotosféricos. Por outro lado, as relações lineares $[N/Fe]$ -idade derivadas as amostras de gêmeas solares e “gêmeas solares” ricas em metais mostraram-se contraditórias entre si; isto é, correlação positiva para gêmeas e anticorrelação “gêmeas” ricas em metais. Enquanto que o ajuste linear obtido para as análogas solares qualitativamente concorda com aquele das gêmeas solares.

Figura 7.28 - Comparação qualitativa de $[N/Fe]$ como função de $[Fe/H]$ e idade isocronal.



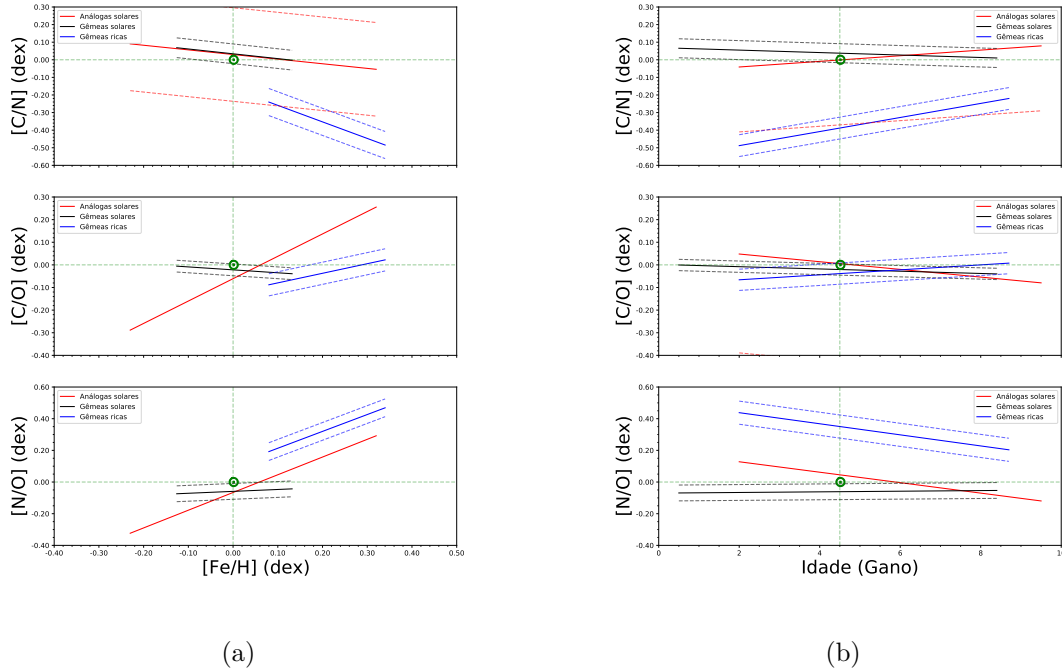
Comparação qualitativa de $[N/Fe]$ como função de $[Fe/H]$ e idade isocronal por entre os ajustes lineares das três amostras analisadas neste trabalho de doutorado. Idem à Figura 7.27.

Fonte: Produção do autor.

Na Figura 7.29 mostramos as comparações entre as amostras para $[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$ versus $[Fe/H]$, $[O/H]$ e idade estelar isocronal. Percebemos um acordo para $[C/N]$ versus $[Fe/H]$ entre as amostras de gêmeas solares e análogas solares. Já para a amostra de “gêmeas solares” ricas em metais, a anticorrelação linear também derivada entre $[C/N]$ e $[Fe/H]$ apresentou uma inclinação mais acentuada e ficou deslocada no limite de 2σ ao longo do eixo vertical em comparação com o ajuste das gêmeas solares. Com relação as razões $[C/O]$ e $[N/O]$, estas mostraram-se crescentes com $[Fe/H]$ tanto para as análogas solares quanto para as “gêmeas solares” ricas em metais e invariáveis com $[Fe/H]$ para as gêmeas solares.

Comparando-se os ajustes lineares de $[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$ em função de $[O/H]$ entre as três amostras, notamos que os ajustes de $[C/N]$, para análogas e gêmeas solares concordam entre si e para “gêmeas solares” ricas parece estar deslocado com inclinação contrária às inclinações obtidas para as duas outras amostras. $[N/O]$ parece ser correlacionado com $[O/H]$ apenas para as análogas solares e “gêmeas solares” ricas em metais.

Figura 7.29 - Comparação qualitativa de $[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$ como função de $[Fe/H]$, $[O/H]$ e idade isocronal.

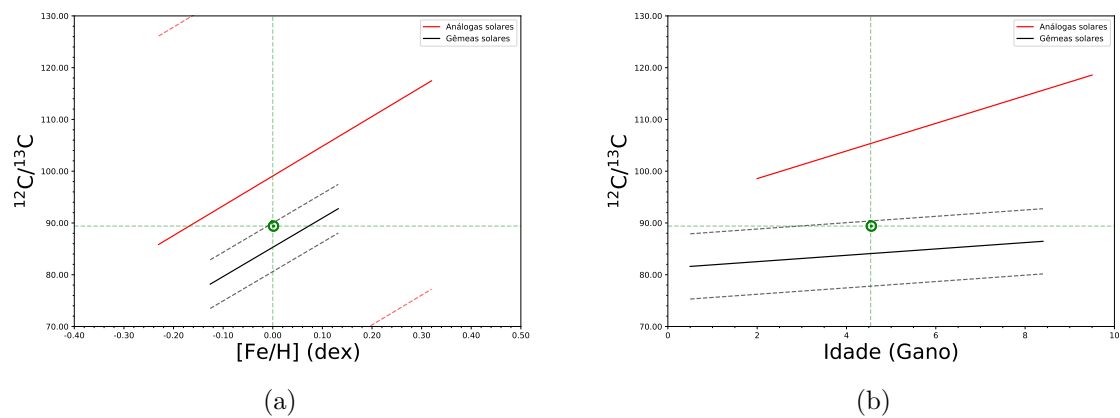


Comparação qualitativa de $[C/N]$, $[C/O]$ e $[N/O]$ como função de $[Fe/H]$, $[O/H]$ e idade isocronal por entre os ajustes lineares das três amostras analisadas neste trabalho de doutorado. Idem à Figura 7.27.

Fonte: Produção do autor.

A razão isotópica $^{12}C/^{13}C$ foi apenas obtida para as amostras de análogas e gêmeas solares, e a comparação dos ajustes lineares de $^{12}C/^{13}C$ em função de $[Fe/H]$ e idade estelar isocronal entre estas duas amostras é apresentada na Figura 7.30. $^{12}C/^{13}C$ parece aumentar com $[Fe/H]$ para ambas as amostras. Para a amostra de análogas solares existe uma maior razão entre ^{12}C e ^{13}C do que para as gêmeas solares, sendo o ajuste linear para a amostra de análogas sobressolar enquanto para as gêmeas solares obtivemos um ajuste subsolar. O mesmo ocorre para a comparação dos ajustes lineares $^{12}C/^{13}C$ —idade. $^{12}C/^{13}C$ está marginalmente correlacionado com a idade para gêmeas solares e bem correlacionado para análogas solares. Para ambas as amostras $^{12}C/^{13}C$ está diminuindo com o passar do tempo.

Figura 7.30 - Comparação qualitativa de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ como função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade isocronal por entre os ajustes lineares.



Comparação qualitativa de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ como função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade isocronal por entre os ajustes lineares de duas amostras analisadas neste trabalho de doutorado. Idem à Figura 7.27.

Fonte: Produção do autor.

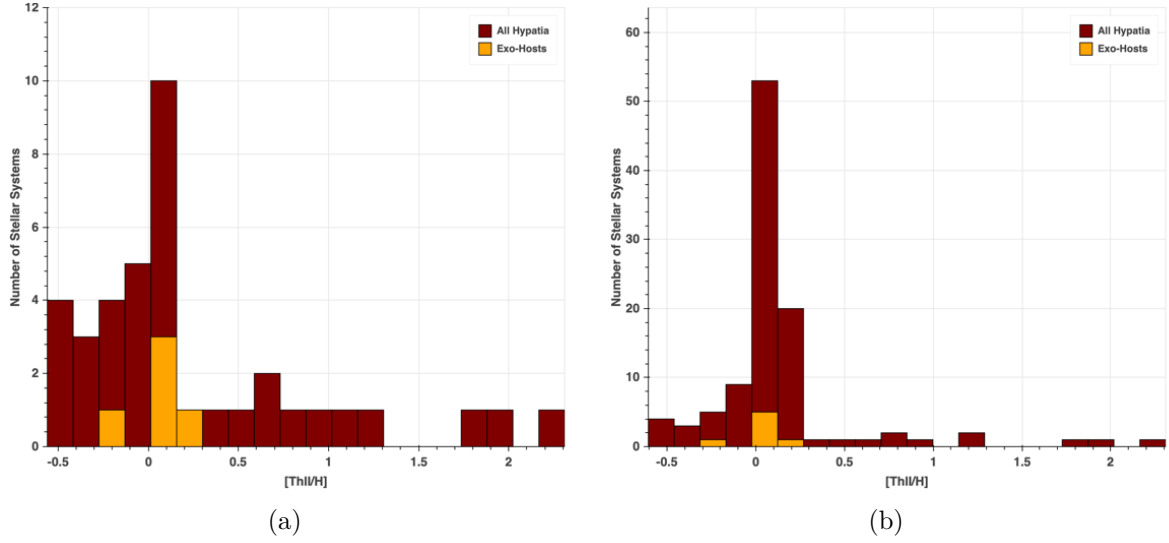
8 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Com relação à amostra de gêmeas solares, no caso do tório, confirmamos a possibilidade da existência de um reservatório energético alto o suficiente, devido ao seu decaimento radioativo, para manter um manto convectivo em potenciais planetas rochosos, que estiverem hospedados em torno de estrelas gêmeas do Sol, cobrindo épocas desde a formação do disco fino galáctico local até atualmente, visto que medimos $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}}$ como sendo sobressolar em média para gêmeas solares de qualquer idade desta amostra. Enquanto $[\text{Th}/\text{H}]$ varia desde $-0,117$ até $+0,257$ dex, $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}}$ parece ter mudado linearmente de $+0,037$ dex 8,6 Gano atrás até $+0,138$ dex agora, mostrando uma dispersão uniforme de cerca de $0,056$ dex, tal que $[\text{Th}/\text{H}]_{\text{ZAMS}}$ parece ser sobressolar para todas as gêmeas solares analisadas desde a época da formação do Sistema Solar.

$[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ manteve-se quase constante e sobressolar também durante a evolução do disco fino da Galáxia na vizinhança solar (valor médio de $+0,086 \pm 0,008$ dex). O Sol em ZAMS realmente parece ser deficiente em Th quando comparado especificamente com gêmeas solares mais jovens. Enquanto $[\text{Th}/\text{Fe}]$ observado é linearmente bem anticorrelacionada com a idade isocronal, $[\text{Th}/\text{Fe}]_{\text{ZAMS}}$ não mostra nenhuma relação com a idade. Ambos, no entanto, parecem ter sido sobressolares em média durante praticamente toda a evolução do disco fino galáctico local.

Utilizando-se, como referência, o catálogo HYPATIA (HINKEL et al., 2014), que compila de mais de 230 artigos apresentando abundâncias para 79 elementos em estrelas FGKM da vizinhança solar, atualmente totalizando 9982 estrelas, notamos que antes desta tese, havia apenas 38 estrelas com abundância do tório. Com o nosso trabalho, adicionamos 58 estrelas (todas de tipo G, ou especificamente anãs gêmeas do Sol), de modo que esta tese contribuiu com um aumento por um fator de 2,5 vezes na quantidade de estrelas próximas com tório medido, como pode ser visto na Figura 8.1.

Figura 8.1 - Distribuição de $[Th/H]$ para as estrelas do catálogo Hypatia.



Distribuição de $[Th/H]$ para as estrelas do catálogo Hypatia (HINKEL et al., 2014), (a) antes da inclusão dos dados obtidos neste trabalho; (b) depois de incluir os dados.

Fonte: Hypatia (2022).

Todavia, nossas conclusões com respeito à evolução da abundância do tório na vizinhança solar traçada pela amostra de gêmeas solares não são definitivas, visto que não fizemos nenhum tratamento relativo a um processo microscópico que ocorre no interior de anãs solares e altera a abundância fotosférica de elementos pesados. Tal efeito corresponde à difusão por pressão, conhecida como assentamento ou sedimentação gravitacional, que se torna relevante para os metais ao longo do estágio de sequência principal em escalas de bilhões de anos, fazendo diminuir as abundâncias de elementos pesados na fotosfera (MICHAUD et al., 2004). Os outros três tipos de difusão são tidos como desprezíveis para anãs de tipo solar, a saber, difusão por concentração, difusão por temperatura e aceleração radiativa. Por consequência, abrem-se oportunidades interessantes para a correção deste efeito tanto do ponto de vista de desenvolvimento de modelos de difusão para interiores estelares como do ponto de vista empírico ou semi-empírico. Por outro lado, razões de abundância envolvendo dois elementos sofrem menor efeito da difusão por pressão, tal que o efeito pode ser minimizado ou até mesmo ser considerado desprezível quando envolve elementos com números de massa similares.

$[Th/Nd]_{ZAMS}$ pode ter diminuído linearmente de +0,104 dex 8,6 Gano atrás até -0,077 dex atualmente, em média. $[Th/Eu]_{ZAMS}$ provavelmente se manteve constante

em torno da razão solar durante a evolução do disco fino da Galáxia na vizinhança solar, exibindo uma dispersão moderada de cerca de 0,04 dex. Isso implica que Th segue Eu durante a evolução da vizinhança solar, mas não segue Nd. A diminuição de $[\text{Th}/\text{Nd}]_{\text{ZAMS}}$ com o tempo pode ser explicada por uma contribuição crescente do processo s em estrelas AGB de baixa massa, indicando que Nd não é exatamente um elemento puro de processo r.

Nossos resultados sugerem que estrelas gêmeas solares do disco fino da Galáxia são tão prováveis quanto o Sol de hospedarem planetas rochosos com mantos convectivos e talvez com condições geológicas adequadas para habitabilidade, dado que todas as estrelas possuem uma abundância em Th maior que o Sol, e sabendo que tanto planetas quanto estrelas derivam da mesma nuvem de gás e poeira, uma planeta formado ao redor estas estrelas possuiria um reservatório de Th alto o suficiente para induzir o tectonismo, que conforme discutimos, é uma dos requisitos para uma planeta ser habitável para a vida como a conhecemos.

Com relação aos resultados de CNO para as três amostras analisadas durante este doutorado, conclui-se, como esperado, que as abundâncias do C, N e O e as razões isotópicas $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ e $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ representam, de fato, a composição química primitiva de cada estrela, pois não encontramos uma conexão geral entre $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$, $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$ que poderia ser um indicativo de algum processo de mistura interna associado ao ciclo CNO (por exemplo, a razão isotópica do carbono $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ não diminui com o aumento de $[\text{N}/\text{Fe}]$ no caso das gêmeas e análogas solares, enquanto a razão isotópica do nitrogênio $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ não aumenta com a diminuição de $[\text{C}/\text{Fe}]$ para as "gêmeas solares" ricas em metais).

Confirmamos que o Sol é ligeiramente enriquecido nos voláteis C e N com relação ao Fe em comparação com gêmeas solares e N para as análogas solares e para as "gêmeas solares" ricas em metais, como [Bedell et al. \(2018\)](#), [Nissen \(2015\)](#) e [Melendez et al. \(2009\)](#) já tinham encontrado para voláteis em geral. [Melendez et al. \(2009\)](#) encontraram razões comparáveis (dentro dos erros) de C/Fe, N/Fe e O/Fe no Sol em relação as gêmeas solares, provavelmente devido ao fato que os elementos voláteis C, N e O têm temperaturas de condensação baixas semelhantes entre elas.

Com relação às gêmeas solares, os ajustes lineares de $[\text{C}/\text{Fe}]$ e $[\text{N}/\text{Fe}]$ como uma função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade isocronal ficaram abaixo dos valores solares para toda a escala de $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade. Enquanto $[\text{C}/\text{Fe}]$ diminui com $[\text{Fe}/\text{H}]$ no intervalo de metalicidade restrito das gêmeas solares, encontramos uma tendência positiva entre $[\text{N}/\text{Fe}]$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$. Para as análogas solares e "gêmeas solares" ricas em metais, extra-

polado para o valor solar, $[N/Fe]$ — $[Fe/H]$ fica abaixo do valor solar e $[N/Fe]$ —idade fica acima. Para as análogas solares $[C/Fe]$ é constante no intervalo de metalicidade mais extenso das análogas, ao passo que $[N/Fe]$ aumenta com $[Fe/H]$ tanto para as análogas solares quanto para as “gêmeas solares” ricas em metais.

Para as gêmeas solares as relações $[C/Fe]$ — $[Fe/H]$ e $[N/Fe]$ — $[Fe/H]$ concordam com [Silva et al. \(2015\)](#), [Suarez-Andres et al. \(2016\)](#), [Suárez-Andrés et al. \(2017\)](#) que investigaram anãs de tipo solar. Para a relação $[C/Fe]$ — $[Fe/H]$, nossos resultados também concordam com [Nissen \(2015\)](#), que analisaram gêmeas solares como as estudadas nesta tese. Nossa anticorrelação subsolar de $[C/Fe]$ versus $[Fe/H]$ concorda qualitativamente com [Franchini et al. \(2020\)](#) obtida para anãs do disco fino (especialmente nos casos de suas classificações cinemáticas e orbitais). Para as “gêmeas solares” ricas em metais ao restringir os resultados de [Silva et al. \(2015\)](#) para o mesmo intervalo de metalicidade vemos bons acordos entre $[N/Fe]$ e $[Fe/H]$ e o mesmo é notado ao comparar com [Suarez-Andres et al. \(2016\)](#). Para as análogas solares, a relação $[N/Fe]$ — $[Fe/H]$ concorda com os resultados de [Suarez-Andres et al. \(2016\)](#) ao comparar estrelas que não hospedam planetas e estão no limiar de 3σ entre concordância e divergência para o grupo de estrelas que possuem planetas.

O Sol é colocado em torno de 1σ em média acima dos ajustes lineares $[C, N/Fe]$ — $[Fe/H]$ para as gêmeas solares. Já para as “gêmeas solares” ricas em metais o Sol fica $1,5\sigma$ em média acima do ajuste linear e para as análogas solares o Sol é colocado em torno de $0,1\sigma$ em média acima do ajuste linear $[C, N/Fe]$ — $[Fe/H]$. Isso indica que o Sol é ligeiramente aumentado em C e N em relação ao Fe para os 3 conjuntos de estrelas analisadas.

Embora a relação $[C/Fe]$ — $[Fe/H]$ mostre uma descontinuidade sistemática de 2σ na transição $[Fe/H]$ entre as gêmeas solares e as “gêmeas solares” ricas em metais, a correlação direta observada $[N/Fe]$ — $[Fe/H]$ para as “gêmeas solares” ricas em metal se conectam sem qualquer descontinuidade à correlação positiva correspondente derivada para a amostra dos gêmeas solares (embora sob uma inclinação diferente em 4σ).

Em relação às gêmeas solares, tanto $[C/Fe]$ quanto $[N/Fe]$ aumentam com a idade (ou, em outras palavras, tanto $[C/Fe]$ quanto $[N/Fe]$ diminuem com o tempo em torno do valor da razão solar desde 8,6 Gano atrás para quase $-0,1$ dex agora). Além disso, o Sol é colocado em torno de 1σ em média acima do ajuste linear $[X/Fe]$ —idade. Para as “gêmeas solares” ricas em metais, $[N/Fe]$ diminui com a idade. Já as análogas solares apresentam $[C/Fe]$ constante e $[N/Fe]$ diminuindo com a idade,

sendo o Sol situado praticamente sobre cada ajuste linear.

No que se refere à relação $[C/Fe]$ —idade para as gêmeas solares, nossos resultados concordam com [Silva et al. \(2015\)](#) e [Bedell et al. \(2018\)](#). Coincidentemente, [Nissen et al. \(2020\)](#) descobriram que $[C/Fe]$ tende a diminuir de cerca de $+0,1$ dex 10 Gano atrás para cerca de $-0,1$ dex agora, de modo que a razão carbono/ferro seria muito próxima do valor solar quase 8,6 Gano atrás, como observamos através de ambos os tipos de ajustes lineares (simples e quebrados). O aumento global de $[C/Fe]$ em função da idade encontrado por nós é compatível com o de [Franchini et al. \(2020\)](#) que cobrem idades de 2 a 12 Gano.

Para a relação $[N/Fe]$ —idade, nossos resultados concordam com [Silva et al. \(2015\)](#), [Suarez-Andres et al. \(2016\)](#) e [Nissen et al. \(2020\)](#) para as análogas solares hospedeiras de planetas e para as “gêmeas solares” ricas em metais, porém não concordam para as gêmeas solares, talvez porque esses estudos não se restringem a gêmeas solares.

Nossa amostra de gêmeas solares e “gêmeas solares” ricas em metais têm a vantagem, em relação às anãs de tipo solar, que menores incertezas em abundância podem ser obtidas para as gêmeas solares, porque os erros sistemáticos são anulados em uma análise diferencial, resultando em parâmetros estelares e abundâncias químicas com menores erros, e também em idades estelares mais confiáveis relativamente aos parâmetros e abundâncias solares.

Comparações com previsões de modelos de evolução química para a vizinhança solar de [Sahijpal \(2013\)](#) mostram que nossos resultados de gêmeas solares concordam, qualitativamente, para as relações $[C/Fe]$ — $[Fe/H]$ e $[N/Fe]$ — $[Fe/H]$ e para análogas solares apenas para a relação $[N/Fe]$ — $[Fe/H]$, em torno de $[Fe/H]=0$ para todos os modelos, pois prevêm $[C/Fe]$ — $[Fe/H]$ com inclinação negativa e $[N/Fe]$ — $[Fe/H]$ com inclinação positiva em torno da metalicidade solar. Esses resultados sugerem que possivelmente C e N tenham diferentes produções nucleossintéticas estocásticas durante a evolução do disco fino da Galáxia.

Nosso resultado de $[O/Fe]$ para análogas solares em função de $[Fe/H]$ concorda com os resultados de [Takeda e Honda \(2005\)](#), pois ambos os trabalhos mostram uma anticorrelação, assim como obtido por [Silva et al. \(2015\)](#).

Obtivemos anticorrelações lineares para $[C/N]$ em função de $[Fe/H]$ e $[O/H]$ e correlações positivas para $[N/O]$ em função de $[O/H]$ para os três amostras de estrelas analisadas. Ainda obtivemos uma correlação positiva para as análogas solares e “gê-

meas solares” ricas em metais para $[C/O]$ e $[N/O]$ em função de $[Fe/H]$ e $[C/N]$ em função da idade. Para $[C/O]$ em função da idade obtivemos uma anticorrelação para as gêmeas e análogas solares enquanto para as “gêmeas solares” ricas em metais foi obtida uma correlação positiva. $[N/O]$ em função da idade é anticorrelacionada para análogas e “gêmeas” solares. $[C/O]$ em função de $[O/H]$ é anticorrelacionado para gêmeas e “gêmeas solares” ricas em metais. Especificamente para $[N/O]$, não encontramos correlação com $[Fe/H]$ e idade para gêmeas solares.

Podemos concluir que C não segue exatamente N nem O em função de $[Fe/H]$ e $[O/H]$ e do tempo também. Também podemos afirmar que o carbono e o nitrogênio provavelmente tiveram origens nucleossintéticas diferentes ao longo da evolução do disco fino da Galáxia por extrapolação. A produção de N parece ter tido uma contribuição relativamente maior de estrelas massivas quando comparado ao carbono, ou, em outras palavras, o carbono seria relativamente mais sintetizado por estrelas de massa baixa e intermediária do que o nitrogênio, como sugerido por [Franchini et al. \(2020\)](#) e [Marigo et al. \(2020\)](#).

Particularmente, encontramos um aumento no tempo das razões $[C/N]$ e $[C/O]$ para as gêmeas solares mais jovens que o Sol e para $[C/O]$ em análogas solares. No entanto, uma explicação alternativa poderia vir de uma perda de massa aumentada por ventos estelares de estrelas massivas ricas em metais que aumentariam o *yield* estelar de C em torno da metalicidade solar e sobressolar. A ausência de evolução de $[N/O]$ tanto em $[Fe/H]$ quanto no tempo em gêmeas solares sugere uniformidade no reservatório nitrogênio—oxigênio para a formação potencial de planetas gigantes ao redor dessas estrelas, embora $[N/O]$ seja visto como correlacionado com $[O/H]$. O mesmo não é observado nem para “gêmeas solares” ricas em metais, nem para análogas solares, onde parece que N não segue O. Nossos resultados podem contribuir para a conexão “composição CNO—formação planetária” [principalmente ligada à formação de planetésimos gelados, superterras aquosas e/ou planetas gigantes ([MARBOEUF et al., 2014](#))].

Encontramos um modelo GCE comum por [Romano et al. \(2017\)](#), [Romano et al. \(2019\)](#) (sob diferentes denominações), que predizem aproximadamente, qualitativamente e simultaneamente as relações $[C/Fe]$ — $[Fe/H]$, $[N/Fe]$ — $[Fe/H]$, $^{12}C/^{13}C$ -idade, e $[N/O]$ — $[O/H]$ derivados neste trabalho para uma amostra de gêmeas solares do disco fino. Surpreendentemente, os modelos GCE seguem uma tendência oposta entre $^{12}C/^{13}C$ e $[Fe/H]$ (obtivemos uma correlação direta). Além disso, os modelos GCE também devem comprovar ou não a tendência observacional entre $^{12}C/^{13}C$ e

a idade estelar derivada por nós para gêmeas solares.

Medimos a razão isotópica $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ para gêmeas solares e análogas solares pela primeira vez, também focando numa análise evolutiva do disco local ou vizinhança solar. Nossas medidas são certamente úteis como importantes restrições para modelos de evolução química da vizinhança solar, como Romano et al. (2017) havia apontado. Prevemos $81,3 (\pm 1,4)$ para a razão isotópica C atual no MI da vizinhança solar para as gêmeas solares, que concorda dentro de 1σ com o valor observado de 68 ± 15 por Milam et al. (2005) e $105 (\pm 10)$ para as análogas solares, concordando em 1σ com o valor observado por Milam et al. (2005).

Não percebemos nenhuma distinção entre análogas solares com e sem planetas gigantes em todas estas relações, incluindo as distribuições das abundâncias CNO na escala $[\text{X}/\text{H}]$. Por outro lado, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ se apresentou ligeiramente maior em análogas solares hospedeiras de planetas gasosos (média de 110 para hospedeiras contra 80 para análogas sem planetas). Curiosamente, apenas o grupo de análogas sem planetas prediz uma concordância de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ em 1σ com o valor sugerido para o meio interestelar local (68 ± 15).

Descobrimos que $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ está positivamente correlacionado com $[\text{Fe}/\text{H}]$ para as análogas solares e na pequena faixa de metalicidade das gêmeas solares. Estes resultados devem ser testados contra previsões de modelos GCE robustos para a vizinhança solar. No que diz respeito especificamente à relação $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ -idade, esta razão isotópica parece ter diminuído um pouco com o tempo ao longo da evolução do disco fino da vizinhança galáctica. Uma tendência positiva entre $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ e a idade estelar foi encontrada por nós. Na verdade, isso concorda apenas de modo qualitativo com as previsões de alguns modelos GCE (ROMANO et al., 2017; ROMANO et al., 2019).

Medimos também de forma inédita, $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ para a amostra de “gêmeas solares” ricas em metais e previmos um valor de $295 (\pm 15)$ para a razão isotópica N atual no MI da vizinhança solar. Nossos resultados não concordam com os modelos GCE de (ROMANO et al., 2019), na medida que este prevêem que $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ tende a diminuir com a idade.

Nossos resultados para C, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, N, $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ e O em amostras de anãs de tipo solar próximas, com parâmetros bem determinados e abrangendo uma ampla faixa de idade, são certamente excelentes vínculos para entender a evolução química do disco fino na vizinhança solar, bem como estudar as origens nucleossintéticas de C, N, O e Fe ao longo da evolução da Galáxia.

Ao final deste trabalho de doutorado, conseguimos obter a abundância de CNO assim como as razões isotópicas $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ e $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ para anãs de tipo solar abrangendo 3 amostras distintas, cada qual com seu espaço de parâmetros fotosféricos, fornecendo dados observacionais de alta qualidade a serem usados por outros trabalhos na investigação da evolução química local da Galáxia. Além disso, esses dados também podem ser utilizados para ajudar na validação de modelos físico-químicos de formação planetária, dado que as abundâncias obtidas representam aquelas primordiais de cada estrela.

Conseguimos ainda de forma inédita medir nitrogênio para as 2 amostras de gêmeas solares além das razões isotópicas para as três amostras, e mostrar que não houve processo de mistura nos interiores das estrelas.

Uma contribuição adicional desta tese refere-se ao conjunto de linhas cuidadosamente selecionadas de sistemas eletrônicos das moléculas CH, CN e NH nas regiões azul e violeta do espectro óptico para fins de análise química do carbono e nitrogênio em estrelas de tipo solar através de síntese espectral, abrangendo seus isótopos mais abundantes ^{12}C , ^{13}C , ^{14}N e ^{15}N . As linhas selecionadas são apresentadas com seus contínuos/pseudocontínuos espectrais locais.

Outra contribuição importante conectada com a anterior refere-se aos códigos automatizados em Python que agilizam o processo de síntese espectral e se apresentam estruturados de uma maneira fácil de serem alterados, caso necessário. Os códigos são bastante funcionais, segundo a experiência adquirida por nós ao usá-los e aprimorá-los ao longo deste doutorado. Uma característica deles é incluir uma estimativa do erro em abundância devido exclusivamente à técnica de síntese espectral como função direta da incerteza em fluxo espectral, no nosso caso estimado simplesmente a partir da razão S/N local. Este erro, que poderíamos chamar como erro observacional intrínseco à síntese espectral, é fornecido diretamente na escala $[\text{X}/\text{Fe}]$.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

ADIBEKYAN, V.; LAVERNY, P. de; RECIO-BLANCO, A.; SOUSA, S. G.; DELGADO-MENA, E.; KORDOPATIS, G.; FERREIRA, A. C. S.; SANTOS, N. C.; HAKOBYAN, A. A.; TSANTAKI, M. The AMBRE project: searching for the closest solar siblings. *Astronomy & Astrophysics*, v. 619, p. A130, nov. 2018. 127

AGOSTINI, M.; ALTENMULLER, K.; APPEL S. AND, A. V.; BAGDASARIAN, Z.; BASILICO, D.; BELLINI, G.; BENZIGER, J.; BICK, D.; BONFINI, G.; BRAVO, D.; CACCIANIGA, B.; CALAPRICE, F.; CAMINATA, A.; CAPPELLI, L.; CAVALCANTE, P.; CAVANNA, F.; CHEPURNOV, A.; CHOI, K.; D'ANGELO, D.; DAVINI, S.; DERBIN, A.; GIACINTO, A. D.; MARCELLO, V. D.; DING, X.; LUDOVICO, A. D.; NOTO, L. D.; DRACHNEV, I.; FIORENTINI, G.; FORMOZOV, A.; FRANCO, D.; GABRIELE, F.; GALBIATI, C.; GSCHWENDER, M.; GHIANO, C.; GIAMMARCHI, M.; GORETTI, A.; GROMOV, M.; GUFFANTI, D.; HAGNER, C.; HUNGERFORD, E.; IANNI, A.; IANNI, A.; JANY, A.; JESCHKE, D.; KUMARAN, S.; KOBYCHEV, V.; KORGA, G.; LACHENMAIER, T.; LASSERRE, T.; LAUBENSTEIN, M.; LITVINOVICH, E.; LOMBARDI, P.; LOMSKAYA, I.; LUDHOVA, L.; LUKYANCHENKO, G.; LUKYANCHENKO, L.; MACHULIN, I.; MANTOVANI, F.; MANUZIO, G.; MARCOCCI, S.; MARICIC, J.; MARTYN, J.; MERONI, E.; MEYER, M.; MIRAMONTI, L.; MISIASZEK, M.; MONTUSCHI, M.; MURATOVA, V.; NEUMAIR, B.; NIESLONY, M.; OBERAUER, L.; ONILLON, A.; OREKHOV, V.; ORTICA, F.; PALLAVICINI, M.; PAPP, L.; PENEK, O.; PIETROFACCIA, L.; PILIPENKO, N.; POCAR, A.; RAIKOV, G.; RANALLI, M.; RANUCCI, G.; RAZETO, A.; RE, A.; REDCHUK, M.; RICCI, B.; ROMANI, A.; ROSSI, N.; ROTTENANGER, S.; SCHONERT, S.; SEMENOV, D.; SKOROKHVATOV, M.; SMIRNOV, O.; SOTNIKOV, A.; STRATI, V.; SUVOROV, Y.; TARTAGLIA, R.; TESTERA, G.; THURN, J.; UNZHAKOV, E.; VISHNEVA, A.; VIVIER, M.; VOGELAAR, R.; FEILITZSCH, F. von; WOJCIK, M.; WURM, M.; ZAIMIDOROGA, O.; ZAVATARELLI, S.; ZUBER, K.; ZUZEL, G.; COLLABORATION, B. Comprehensive geoneutrino analysis with borexino. *Physical review*, v. 101, n. 1, jan. 2020. 37

ALIBERT, Y. On the radius of habitable planets. *Astronomy & Astrophysics*, v. 561, p. A41, jan. 2014. 33

- ANDERS, E.; GREVESSE, N. Abundances of the elements: meteoritic and solar . **Geochimica et Cosmochimica Acta**, v. 53, n. 1, p. 197–214, jan. 1989. 15
- ARMITAGE, P. J. **Astrophysics of planet formation**. [S.l.: s.n.], 2013. 27
- ASPLUND, M.; GREVESSE, N.; SAUVAL, A. J.; SCOTT, P. The chemical composition of the sun. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 47, n. 1, p. 481–522, 2009. 62, 72, 127, 138
- ATHAY, R. G.; LITES, B. W. Fe i ionization and excitation equilibrium in the solar atmosphere. **The Astrophysical Journal**, v. 176, p. 809–831, 1972. 57
- AYRES, T. R.; LYONS, J. R.; LUDWIG, H. G.; CAFFAU, E.; WEDEMEYER-BÖHM, S. Is the sun lighter than the Earth? isotopic CO in the photosphere, viewed through the lens of three-dimensional spectrum synthesis . **The Astrophysical Journal**, v. 765, n. 1, p. 46, mar. 2013. 127
- BALLESTEROS, F. J.; FERNANDEZ-SOTO, A.; MARTÍ, V. J. Diving into exoplanets: are water seas the most common? . **Astrobiology**, v. 19, n. 5, p. 642–654, maio 2019. 37
- BARKLEM, P. S.; COLLET, R. Partition functions and equilibrium constants for diatomic molecules and atoms of astrophysical interest. **Astronomy & Astrophysics**, v. 588, n. A96, 2016. 72
- BARUTEAU, C.; CRIDA, A.; PAARDEKOOOPER, S. J.; MASSET, F.; GUILLET, J.; BITSCH, B.; NELSON, R.; KLEY, W.; PAPALOIZOU, J. Planet-disk interactions and early evolution of planetary systems. In: BEUTHER, H.; KLESSEN, R. S.; DULLEMOND, C. P.; HENNING, T. (Ed.). **Protostars and planets VI**. [S.l.: s.n.], 2014. p. 667. 27, 28
- BAUMANN, P.; RAMÍREZ, I.; MELÉNDEZ, J.; ASPLUND, M.; LIND, K. Lithium depletion in solar-like stars: no planet connection . **Astronomy & Astrophysics**, v. 519, p. A87, set. 2010. 7
- BEAUGÉ, C.; NESVORNÝ, D. Multiple-planet scattering and the origin of hot jupiters. **The Astrophysical Journal**, v. 751, n. 2, p. 119, jun. 2012. 27
- BEDELL, M.; BEAN, J. L.; MELÉNDEZ, J.; SPINA, L.; RAMIREZ, I.; ASPLUND, M.; ALVES-BRITO, A.; SANTOS, L. dos; DREIZLER, S.; YONG, D.; MONROE, T.; CASAGRANDE, L. The chemical homogeneity of sun-like stars in the solar neighborhood. **Astronomy & Astrophysics**, 2018. xxi, 4, 5, 44, 45, 92, 93, 94, 106, 113, 115, 119, 123, 124, 152, 159, 167, 169, 197, 199

BISTERZO, S.; TRAVAGLIO, C.; GALLINO, R.; WIESCHER, M.; KÄPPELER, F. Galactic chemical evolution and solar s-process Abundances: dependence on the ^{13}C -pocket structure. **The Astrophysical Journal**, v. 787, n. 1, p. 10, maio 2014. 101, 102

BLANCO-CUARESMA, S.; SOUBIRAN, C.; HEITER, U.; JOFRÉ, P. Determining stellar atmospheric parameters and chemical abundances of fgk stars with ispec. **Astronomy & Astrophysics**, v. 569, 2014. 58, 65

BOOTH, R. A.; OWEN, J. E. Fingerprints of giant planets in the composition of solar twins. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 493, n. 4, p. 5079–5088, abr. 2020. 1

BOTELHO, R. B.; MILONE, A. d. C.; MELENDEZ, J.; ALVES-BRITO, A.; SPINA, L.; BEAN, J. L. Carbon, isotopic ratio $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, and nitrogen in solar twins: constraints for the chemical evolution of the local disc. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 499, n. 2, p. 2196–2213, dez. 2020. 105

BOTELHO, R. B.; MILONE, A. de C.; MELENDEZ, J.; BEDELL, M.; SPINA, L.; ASPLUND, M.; SANTOS, L. dos; BEAN, J. L.; RAMIREZ, I.; YONG, D.; DREIZLER, S.; ALVES-BRITO, A.; GALARZA, J. Y. Thorium in solar twins: implications for habitability in rocky planets. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 482, p. 1690–1700, 2019. 89

BRASSER, R.; IDA, S.; KOKUBO, E. A dynamical study on the habitability of terrestrial exoplanets - I. tidally evolved planet-satellite pairs . **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 428, n. 2, p. 1673–1685, jan. 2013. 34

BROOKE, J.; RAM, R.; WESTERN, C.; LI, G.; SCHWENKE, D.; BERNATH, P. Einstein a coefficients and oscillator strengths for the $a^2\pi-x^2\sigma^+$ (red) and $b^2\sigma^+-x^2\sigma^+$ (violet) systems and rovibrational transitions in the $x^2\sigma^+$ state of cn. **Astronomy Journal**, v. 210, p. 15, 2014. 73

BUTCHER, H. Thorium in G-dwarf stars as a chronometer for the Galaxy. **Nature**, v. 328, n. 6126, p. 127–131, jul. 1987. 22

CAMERON, A.; WARD, W. The origin of the Moon. In: **LUNAR AND PLANETARY SCIENCE CONFERENCE**. [S.l.: s.n.], 1976. (Lunar and Planetary Science Conference, v. 7), p. 120. 33

CANUP, R. M. Dynamics of lunar formation. **Annual Review of Astronomy & Astrophysics**, v. 42, n. 1, p. 441–475, set. 2004. 33

CARLOS, M.; MELENDEZ, J.; SPINA, L.; SANTOS, L. A. dos; BEDELL, M.; RAMIREZ, I.; ASPLUND, M.; BEAN, J. L.; YONG, D.; GALARZA, J. Y.; ALVES-BRITO, A. The li-age correlation: the sun is unusually li deficient for its age. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 485, n. 3, p. 4052–4059, maio 2019. [44](#)

CARLOS, M. G. C. C. **Análise química diferencial detalhada de estrelas de tipo solar pobres em metais com e sem planetas**. Tese (Dissertação de mestrado em Astrofísica) — Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE), São José dos Campos, 2015. [77](#)

CASTELLI, F.; KURUCZ, R. L. New grids of atlas9 model atmospheres. **ArXiv Astrophysics e-prints**, 2004. [62](#)

CAYREL, R.; HILL, V.; BEERS, T. C.; BARBUY, B.; SPITE, M.; SPITE, F.; PLEZ, B.; ANDERSEN, J.; BONIFACIO, P.; FRANCOIS, P.; MOLARO, P.; NORDSTROM, B.; PRIMAS, F. Measurement of stellar age from uranium decay. **Nature**, v. 409, n. 691, 2001. [22](#), [98](#)

CHABRIER, G. The galactic disk mass budget. i. stellar mass function and density. **The Astrophysical Journal**, v. 554, n. 2, p. 1274–1281, jun. 2001. [20](#)

CHIAPPINI, C. Tracing the Milky way's history . **Sky and Telescope**, v. 4, n. 108, p. 32–40, 2004. [4](#), [13](#)

CHIAPPINI, C.; MATTEUCCI, F.; GRATTON, R. The chemical evolution of the Galaxy: the two-Infall model . **The Astrophysical Journal**, v. 477, n. 2, p. 765–780, mar. 1997. [13](#)

COPLIN, T. B.; BOHLKE, J. K.; BIEVRE, P. D.; DING, T.; HOLDEN, N. E.; HOPPLE, J. A.; KROUSE, H. R.; LAMBERTY, A.; PEISER, H. S.; REVESZ, K.; RIEDER, S. E.; ROSMAN, K. J. R.; ROTH, E.; TAYLOR, P. D. P.; VOCKE, R. D.; XIAO, Y. K. Isotope-abundance variations of selected elements (IUPAC Technical Report). **Pure and Applied Chemistry**, v. 74, n. 10, p. 1987–2017, 2002. Disponível em: <<https://doi.org/10.1351/pac200274101987>>. [127](#)

COX, A. N. **Allen's astrophysical quantities**. [S.l.: s.n.], 2000. [58](#)

CRIDLAND, A. J.; EISTRUP, C.; DISHOECK, E. F. van. Connecting planet formation and astrochemistry. Refractory carbon depletion leading to super-stellar C/O in giant planetary atmospheres . **Astronomy & Astrophysics**, v. 627, p. A127, jul. 2019. [28](#), [30](#)

- CRIDLAND, A. J.; PUDRITZ, R. E.; BIRNSTIEL, T.; CLEEVES, L. I.; BERGIN, E. A. Composition of early planetary atmospheres - II. coupled dust and chemical evolution in protoplanetary discs . **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 469, n. 4, p. 3910–3927, ago. 2017. 28, 29
- DANCHI, W. C.; LOPEZ, B. Effect of metallicity on the evolution of the habitable zone from the pre-main sequence to the asymptotic giant branch and the search for life . **The Astrophysical Journal**, v. 769, n. 1, p. 27, maio 2013. 32
- D'ANGELO, G.; DURISEN, R. H.; LISSAUER, J. J. Giant planet formation . In: _____. **Exoplanets**. [S.l.: s.n.], 2010. p. 319–346. 25
- DAVIES, J. H.; DAVIES, D. R. Earth's surface heat flux. **Solid Earth**, v. 1, n. 1, p. 5–24, fev. 2010. 36
- DESER, C.; WALSH, J. E.; TIMLIN, M. S. Arctic sea ice variability in the context of recent atmospheric circulation trends. **Journal of Climate**, v. 13, p. 617–633, 2000. 34
- DOHERTY, C. L.; GIL-PONS, P.; LAU, H. H. B.; LATTANZIO, J. C.; SIESS, L. Super and massive AGB stars - II. nucleosynthesis and yields - $Z = 0.02, 0.008$ and 0.004 . **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 437, n. 1, p. 195–214, jan. 2014. 20
- DONAHUE, T. M.; HOFFMAN, J. H.; HODGES, R. R.; WATSON, A. J. Venus was wet: a measurement of the ratio of deuterium to hydrogen . **Science**, v. 216, n. 4546, p. 630–633, maio 1982. 32
- DONDER, E. D.; VANBEVEREN, D. The influence of neutron star mergers on the galactic chemical enrichment of r-process elements . **The Astrophysical Journal**, v. 9, n. 1, p. 1–16, jan. 2004. 12
- ECUVILLON, A.; ISRAELIAN, G.; SANTOS, N. C.; MAYOR, M.; VILLAR, V.; BIHAIN, G. C, s, zn and cu abundances in planet-harboursing stars. **Astronomy & Astrophysics**, v. 426, p. 619–630, 2004. 3
- ECUVILLON, A.; ISRAELIAN, G.; SANTOS, N. C.; MAYOR, M.; LOPEZ, R. J. G.; ; RANDICH, S. Nitrogen abundances in planet-harboursing stars. **Astronomy & Astrophysics**, v. 418, p. 703, 2004. 3
- ECUVILLON, A.; ISRAELIAN, G.; SANTOS, N. C.; SHCHUKINA, N. G.; MAYOR, M.; REBOLO, R. Oxygen abundances in planet-harboursing stars.

comparison of different abundance indicators. **Astronomy & Astrophysics**, v. 445, p. 633–645, 2006. 3

EGBERT, G. D.; RAY, R. D. Significant dissipation of tidal energy in the deep ocean inferred from satellite altimeter data . **Nature**, v. 405, n. 6788, p. 775–778, jun. 2000. 35

EISTRUP, C.; WALSH, C.; DISHOECK, E. F. van. Molecular abundances and C/O ratios in chemically evolving planet-forming disk midplanes . **Astronomy & Astrophysics**, v. 613, p. A14, maio 2018. 29, 30

ELSER, S.; MOORE, B.; STADEL, J.; MORISHIMA, R. How common are Earth-Moon planetary systems? **Icarus**, v. 214, n. 2, p. 357–365, ago. 2011. 33

FARRELL, B. F. Equable climate dynamics. **The Astrophysical Journal**, J. Atmos. Sci., v. 47, p. 2986–2995, 1990. 35

FISCHER, D. A.; VALENTI, J. The planet-metallicity correlation. **The Astrophysical Journal**, v. 622, p. 1102–1117, 2005. 1

FRANCHINI, M.; MOROSSO, C.; MARCANTONIO, P. D.; CHAVEZ, M.; ADIBEKYAN, V. Z.; BAYO, A.; BENSBY, T.; BRAGAGLIA, A.; CALURA, F.; DUFFAU, S.; GONNEAU, A.; HEITER, U.; KORDOPATIS, G.; ROMANO, D.; SBORDONE, L.; SMILJANIC, R.; TAUTVAIÈ, G.; SWAELMEN, M. Van der; MENA, E. D.; GILMORE, G.; RANDICH, S.; CARRARO, G.; HOURIHANE, A.; MAGRINI, L.; MORBIDELLI, L.; SOUSA, S.; WORLEY, C. C. The gaia-eso survey: Carbon abundance in the galactic thin and thick disks. **The Astrophysical Journal**, v. 888, n. 2, p. 55, jan. 2020. 123, 168, 169, 170

FRANCIS, C.; ANDERSON, E. Calculation of the local standard of rest from 20 574 local stars in the new hipparcos reduction with known radial velocities. **Nature**, v. 14, n. 7, p. 615–629, out. 2009. 86

FREBEL, A.; CHRISTLIEB, N.; NORRIS, J. E.; THOM, C.; BEERS, T. C.; RHEE, J. Discovery of he 1523-0901, a strongly r-process-enhanced metal-poor star with detected uranium. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 660, n. 2, p. L117–L120, maio 2007. 98

GANDHI, S.; MADHUSUDHAN, N. Retrieval of exoplanet emission spectra with HyDRA . **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 474, n. 1, p. 271–288, fev. 2018. 28

- GOLDREICH, P. History of the lunar orbit. **Reviews of Geophysics and Space Physics**, v. 4, p. 411–439, jan. 1966. 33
- GRAY, D. F. **The observation and analysis of stellar photospheres**. [S.l.]: Cambridge, UK: Cambridge University Press, 2005. 66, 69, 70, 71
- GREVESSE, N.; SCOTT, P.; ASPLUND, M.; SAUVAL, A. J. The elemental composition of the sun. iii. the heavy elements cu to th. **Astronomy & Astrophysics**, v. 573, p. A27, jan. 2015. 72
- HAGHIGHIPOUR, N. The formation and dynamics of super-earth planets. **Annual Review of Earth and Planetary Sciences**, v. 41, n. 1, p. 469–495, 2013. Disponível em:
<<https://doi.org/10.1146/annurev-earth-042711-105340>>. 1, 26
- HENNING, W. G.; HURFORD, T. Tidal heating in multilayered terrestrial exoplanets. **The Astrophysical Journal**, v. 789, n. 1, p. 30, jul. 2014. 36
- HINKEL, N. R.; TIMMES, F.; YOUNG, P. A.; PAGANO, M. D.; TURNBULL, M. C. Stellar abundance in the solar neighborhood: the hypatia catalog. **The Astronomical Journal**, v. 148, n. 3, p. 54, aug 2014. 165, 166
- HONDA, S.; AOKI, W.; KAJINO, T.; ANDO, H.; BEERS, T. C.; IZUMIURA, H.; SADAKANE, K.; TAKADA-HIDAI, M. Spectroscopic studies of extremely metal-poor stars with the subaru high dispersion spectrograph. ii. the r-process elements, including thorium. **The Astrophysical Journal**, v. 607, n. 1, p. 474–498, maio 2004. 7
- HUANG, Y.; CHUBAKOV, V.; MANTOVANI, F.; RUDNICK, R. L.; MCDONOUGH, W. F. A reference earth model for the heat-producing elements and associated geoneutrino flux. **Geochemistry, Geophysics, Geosystems**, v. 14, n. 6, p. 2003–2029, jun. 2013. 6, 36
- HUBBARD, A. Turbulent thermal diffusion: a way to concentrate dust in protoplanetary discs. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 456, n. 3, p. 3079–3089, mar. 2016. 25
- IDA, S.; CANUP, R. M.; STEWART, G. R. Lunar accretion from an impact-generated disk. **Nature**, v. 389, n. 6649, p. 353–357, set. 1997. 33
- IKOMA, M.; GENDA, H. Constraints on the mass of a habitable planet with water of nebular origin. **The Astrophysical Journal**, v. 648, n. 1, p. 696–706, set. 2006. 33

- IZUMIURA, H. Hides: a high dispersion echelle spectrograph. **Publications of the Yunnan Observatory**, p. 77–81, dez. 1999. 42
- JOHNSON, D. R. H.; SODERBLOM, D. R. Calculating galactic space velocities and their uncertainties, with an application to the ursa major group. **The Astrophysical Journal**, v. 93, p. 864, abr. 1987. 86
- JOHNSON, J. A.; BOLTE, M. The ages for metal-poor stars. **The Astrophysical Journal**, v. 554, n. 2, p. 888–902, jun. 2001. 7
- JORGENSEN, U.; LARSSON, M.; IWAMAE, A.; YU, B. Line intensities for ch and their application to stellar atmospheres. **Astronomy & Astrophysics**, v. 315, p. 204–411, 1996. 73
- JOSÉ, J.; GARCIA-BERRO, E.; HERNANZ, M.; GIL-PONS, P. The first nova explosions. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 662, n. 2, p. L103–L106, jun. 2007. 20
- JOSÉ, J.; HERNANZ, M. Nucleosynthesis in classical novae: Co versus one white dwarfs. **The Astrophysical Journal**, v. 494, n. 2, p. 680–690, fev. 1998. 20
- JUNQUEIRA, M. W. **Fundamentos de evolucao quimica da Galaxia**. [S.l.]: IAG-USP, 2020. 48 p. 11
- KALTENEGER, L. How to characterize habitable worlds and signs of life. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 55, n. 1, p. 433–485, ago. 2017. 32, 39
- KARAKAS, A. I. Updated stellar yields from asymptotic giant branch models. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 403, n. 3, p. 1413–1425, 04 2010. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.16198.x>>. 20
- KARAKAS, A. I.; LUGARO, M. Stellar yields from metal-rich asymptotic giant branch models. **The Astrophysical Journal**, v. 825, n. 1, p. 26, jul. 2016. 16
- KASTING, J. F.; CATLING, D. Evolution of a habitable planet. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 41, n. 1, p. 429–463, 2003. 32
- KASTING, J. F.; WHITMIRE, D. P.; REYNOLDS, R. T. Habitable zones around main sequence stars. **Icarus**, v. 101, n. 1, p. 108–128, jan. 1993. 32

KATIJA, K.; DABIRI, J. O. A viscosity-enhanced mechanism for biogenic ocean mixing. **Nature**, v. 460, p. 624–626, 2009. [35](#)

KOBAYASHI, C.; KARAKAS, A. I.; LUGARO, M. The origin of elements from carbon to uranium. **Astronomy Journal**, v. 900, n. 2, p. 179, set. 2020. [18](#), [19](#), [22](#), [23](#), [24](#), [124](#), [127](#), [156](#)

KOBAYASHI, C.; KARAKAS, A. I.; UMEDA, H. The evolution of isotope ratios in the milky way galaxy. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 414, n. 4, p. 3231–3250, jul. 2011. [4](#), [116](#), [136](#)

KOKUBO, E.; IDA, S.; MAKINO, J. Evolution of a circumterrestrial disk and formation of a single moon. **Icarus**, v. 148, n. 2, p. 419–436, dez. 2000. [33](#), [34](#)

KURUCZ, R. L. Including all the lines: data releases for spectra and opacities. **Canadian Journal of Physics**, v. 95, n. 9, p. 825–827, 2017. [72](#)

LACHAUME, R.; DOMINIK, C.; LANZ, T.; HABING, H. J. Age determinations of main-sequence stars: combining different methods. **Astronomy & Astrophysics**, v. 348, p. 897–909, ago. 1999. [84](#)

LAMBERT, D. L. The abundances of the elements in the solar photosphere - viii. revised abundances of carbon, nitrogen and oxygen. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 182, p. 249–272, jan. 1978. [72](#)

LAMMER, H.; BREDEHÖFT, J. H.; COUSTENIS, A.; KHODACHENKO, M. L.; KALTENEGGER, L.; GRASSET, O.; PRIEUR, D.; RAULIN, F.; EHRENFREUND, P.; YAMAUCHI, M.; WAHLUND, J. E.; GRIE, J. M.; STANGL, G.; COCKELL, C. S.; KULIKOV, Y. N.; GRENFELL, J. L.; RAUER, H. What makes a planet habitable? **Astronomy & Astrophysics Repository**, v. 17, n. 2, p. 181–249, jun. 2009. [33](#), [35](#), [38](#)

LECONTE, J.; FORGET, F.; CHARNAY, B.; WORDSWORTH, R.; POTTIER, A. Increased insolation threshold for runaway greenhouse processes on earth-like planets. **Nature**, v. 504, n. 7479, p. 268–271, dez. 2013. [32](#)

LEEUWEN, F. van. Pulkovo compilation of radial velocities for 35 495 hipparcos stars in a common system. **Astronomy & Astrophysics**, v. 474, p. 653–664, 2007. [44](#), [46](#), [52](#), [86](#)

_____. Validation of the new hipparcos reduction. **Astronomy & Astrophysics**, v. 474, n. 2, p. 653–664, nov. 2007. [84](#)

- LIMONGI, M.; CHIEFFI, A. Presupernova evolution and explosive nucleosynthesis of rotating massive stars in the metallicity range $-3 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0$. **Astronomy Journal**, v. 237, n. 1, p. 13, jul. 2018. 20
- LIN, D. N. C.; BODENHEIMER, P.; RICHARDSON, D. C. Orbital migration of the planetary companion of 51 pegasi to its present location. **Nature**, v. 380, n. 6575, p. 606–607, abr. 1996. 27
- LINGAM, M.; LOEB, A. On the habitable lifetime of terrestrial worlds with high radionuclide abundances. **The Astrophysical Journal**, v. 889, n. 1, p. L20, jan. 2020. 37, 103, 104
- LISSAUER, J. L. A new era in bioastronomy. In: LEMARCHAND G.; MEECH, K. E. B. (Ed.). **Bioastronomy**. San Francisco: ASP Conf. Ser, 2000. v. 213, p. 57. 33
- LUGARO, M.; OTT, U.; KERESZTURI, A. Radioactive nuclei from cosmochronology to habitability. **Progress in Particle and Nuclear Physics**, v. 102, p. 1–47, set. 2018. 36
- LYONS, J. R.; GHARIB-NEZHAD, E.; AYRES, T. R. A light carbon isotope composition for the sun. **Nature Communications**, v. 9, p. 908, mar. 2018. 127
- MACDONALD, R. J.; MADHUSUDHAN, N. The metal-rich atmosphere of the exo-neptune hat-p-26b. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 486, n. 1, p. 1292–1315, jun. 2019. 28
- MADHUSUDHAN, N. C/o ratio as a dimension for characterizing exoplanetary atmospheres. **The Astrophysical Journal**, v. 758, n. 1, p. 36, out. 2012. 28
- MAGRINI, L.; RANDICH, S.; FRIEL, E.; SPINA, L.; JACOBSON, H.; CANTAT-GAUDIN, T.; DONATI, P.; BAGLIONI, R.; MAIORCA, E.; BRAGAGLIA, A.; SORDO, R.; VALLENARI, A. FAMA: an automatic code for stellar parameter and abundance determination. **Astronomy & Astrophysics**, v. 558, p. A38, out. 2013. 58, 59, 61, 65
- MAIA, M. T.; RAMIREZ, I.; MELÉNDEZ, J.; BEDELL, M.; BEAN, J. L.; ASPLUND, M. The solar twin planet search. iii. the [y/mg] clock: estimating stellar ages of solar-type stars. **Astronomy & Astrophysics**, v. 590, p. A32, maio 2016. 4
- MARAIS, D. J. D.; HARWIT, M. O.; JUCKS, K. W.; KASTING, J. F.; LIN, D. N. C.; LUNINE, J. I.; SCHNEIDER, J.; SEAGER, S.; TRAUB, W. A.; WOOLF,

- N. J. Remote sensing of planetary properties and biosignatures on extrasolar terrestrial planets. **Astrobiology**, v. 2, n. 2, p. 153–181, jun. 2002. 31
- MARBOEUF, U.; THIABAUD, A.; ALIBERT, Y.; CABRAL, N.; BENZ, W. From stellar nebula to planetesimals . **Astronomy & Astrophysics**, v. 570, p. A35, out. 2014. 1, 170
- MARIGO, P. Chemical yields from low- and intermediate-mass stars: model predictions and basic observational constraints. **Astronomy & Astrophysics**, v. 370, n. 1, p. 194–217, 2001. 17
- MARIGO, P.; CUMMINGS, J. D.; CURTIS, J. L.; KALIRAI, J.; CHEN, Y.; TREMBLAY, P.-E.; RAMIREZ-RUIZ, E.; BERGERON, P.; BLADH, S.; BRESSAN, A.; GIRARDI, L.; PASTORELLI, G.; TRABUCCHI, M.; CHENG, S.; ARINGER, B.; TIO, P. D. Carbon star formation as seen through the non-monotonic initial-final mass relation . **Nature Astronomy**, v. 4, p. 1102–1110, jul. 2020. 123, 170
- MARTIN, R. G.; LIVIO, M. On the evolution of the snow line in protoplanetary discs . **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 425, n. 1, p. L6–L9, set. 2012. 27
- MATTEUCCI, F. **Chemical evolution of galaxies**. Springer Berlin Heidelberg, 2012. (Astronomy and Astrophysics Library). ISBN 9783642224911. Disponível em: <<https://books.google.com.br/books?id=WsBYh2o6bpIC>>. 12, 14, 15, 16, 17
- MAYOR, M.; QUELOZ, D. A Jupiter-mass companion to a solar-type star . **Nature**, v. 378, n. 6555, p. 355–359, nov. 1995. 25
- MCDONOUGH, W. F. **Compositional model for the Earths core**. [S.l.: s.n.], 2003. 6, 102
- MELENDEZ, J.; ASPLUND, M.; GUSTAFSSON, B.; YONG, D. The peculiar solar composition and its possible relation to planet formation. **The Astrophysical Journal**, v. 704, p. 66–70, 2009. 1, 2, 5, 113, 115, 120, 167
- MELENDEZ, J.; BERGEMANN, M.; COHEN, J. G.; ENDL, M.; KARAKAS, A. I.; RAMIREZ, I.; COCHRAN, W. D.; YONG, D.; MACQUEEN, P. J.; KOBAYASHI, M. A. C. The remarkable solar twin hip 56948: a prime target in the quest for other earths. **Astronomy & Astrophysics**, A29, n. 543, 2012. 4

MENA, E. D.; ISRAELIAN, G.; HERNÁNDEZ, J. I. G.; BOND, J. C.; SANTOS, N. C.; UDRY, S.; MAYOR, M. Chemical clues on the formation of planetary systems: C/O versus Mg/Si for HARPS GTO sample. **The Astrophysical Journal**, v. 725, n. 2, p. 2349–2358, dez. 2010. [28](#)

MEYNET, G.; MAEDER, A. The origin of primary nitrogen in galaxies. **The Astrophysical Journal**, v. 381, p. L25–L28, jan. 2002. [16](#), [17](#)

MICHAUD, G.; RICHARD, O.; RICHER, J.; VANDENBERG, D. A. Models for solar abundance stars with gravitational settling and radiative accelerations: application to m67 and ngc 188. **The Astrophysical Journal**, v. 606, n. 1, p. 452–465, maio 2004. [166](#)

MILAM, S. N.; SAVAGE, C.; BREWSTER, M. A.; ZIURYS, L. M.; WYCKOFF, S. The $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ isotope gradient derived from millimeter transitions of CN: the case for galactic chemical evolution. **The Astrophysical Journal**, v. 634, n. 2, p. 1126–1132, dez. 2005. [171](#)

MISRA, A.; KRISSENSSEN-TOTTON, J.; KOEHLER, M. C.; SHOLES, S. Transient sulfate aerosols as a signature of exoplanet volcanism. **Astrobiology**, v. 15, n. 6, p. 462–477, jun. 2015. [6](#)

MUCCIARELLI, A.; PANCINO, E.; LOVISI, L.; FERRARO, F. R.; LAPENNA, E. Gala: an automatic tool for the abundance analysis of stellar spectra. **The Astrophysical Journal**, v. 766, n. 78, 2013. [58](#), [59](#), [61](#), [65](#)

NELSON, D. L.; COX, M. M. **Lehninger principles of biochemistry**. 7. ed. New York, NY: W.H. Freeman, 2017. [32](#)

NIMMO, F.; PRIMACK, J.; FABER, S. M.; RAMIREZ-RUIZ, E.; SAFARZADEH, M. Radiogenic heating and its influence on rocky planet dynamos and habitability. **The Astrophysical Journal**, v. 903, n. 2, p. L37, nov. 2020. [37](#)

NISSEN, P. E. High-precision abundances of elements in solar twin stars. trends with stellar age and elemental condensation temperature. **Astronomy & Astrophysics**, v. 579, p. A52, jul. 2015. [4](#), [5](#), [113](#), [114](#), [115](#), [118](#), [119](#), [123](#), [136](#), [152](#), [153](#), [167](#), [168](#)

NISSEN, P. E.; CHRISTENSEN-DALSGAARD, J.; MOSUMGAARD, J. R.; AGUIRRE, V. S.; SPITONI, E.; VERMA, K. High-precision abundances of elements in solar-type stars. evidence of two distinct sequences in abundance-age

relations . **Astronomy & Astrophysics**, v. 640, p. A81, ago. 2020. 118, 119, 124, 169

NOMOTO, K.; KOBAYASHI, C.; TOMINAGA, N. Nucleosynthesis in stars and the chemical enrichment of galaxies. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 51, n. 1, p. 457–509, 2013. 20

ÖBERG, K. I.; MURRAY-CLAY, R.; BERGIN, E. A. The effects of snowlines on C/O in planetary atmospheres . **The Astrophysical Journal Letters**, v. 743, n. 1, p. L16, dez. 2011. 28, 29

OBERTO, A.; LOUP, C.; ALLEN, M.; BOT, C.; CAMBRESY, L.; DERRIERE, S.; GENOVA, F.; NEBOT, A.; OCVIRK, P.; SIEBERT, A.; VOLLMER, B. Categorisations of object types in simbad. **EPJ Web of Conferences**, v. 186, p. 12009, jul. 2018. 86

OWEN, T.; MAHAFFY, P. R.; NIEMANN, H. B.; ATREYA, S.; WONG, M. Protosolar nitrogen. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 553, n. 1, p. L77–L79, 2001. 138

PELOSO, E. F. del; SILVA, L. da; ARANY-PRADO, L. I. The age of the galactic thin disk from th/eu nucleocosmochronology. ii. chronological analysis. **Astronomy & Astrophysics**, v. 434, n. 1, p. 301–308, abr. 2005. 7

PELOSO, E. F. del; SILVA, L. da; MELLO, G. F. Porto de. The age of the galactic thin disk from th/eu nucleocosmochronology. i. determination of [th/eu] abundance ratios. **Astronomy & Astrophysics**, v. 434, n. 1, p. 275–300, abr. 2005. 7

PETIGURA, E. A.; MARCY, G. W.; WINN, J. N.; WEISS, L. M.; FULTON, B. J.; HOWARD, A. W.; SINUKOFF, E.; ISAACSON, H.; MORTON, T. D.; JOHNSON, J. A. The california-kepler survey. iv. metal-rich stars host a greater diversity of planets. **The Astrophysical Journal**, v. 155, n. 2, p. 89, fev. 2018. 1, 17

PETTINI, M.; ELLISON, S. L.; BERGERON, J.; PETITJEAN, P. The abundances of nitrogen and oxygen in damped lyman systems. **Astronomy & Astrophysics**, v. 391, n. 1, p. 21–34, 2002. 17, 18

PIETRINFERNI, A.; CASSISI, S.; SALARIS, M.; CASTELLI, F. A large stellar evolution database for population synthesis studies. i. scaled solar models and isochrones. **The Astrophysical Journal**, v. 612, p. 168–190, 2004. 43, 44

PLUMMER, C.; D., C.; HAMMERSLEY, L. **Physical geology**. [S.l.: s.n.], 2012. 25

RAMÍREZ, I.; BAJKOVA, A. T.; BOBYLEV, V. V.; ROEDERER, I. U.; LAMBERT, D. L.; ENDL, M.; COCHRAN, W. D.; MACQUEEN, P. J.; WITTENMYER, R. A. Elemental abundances of solar sibling candidates. **The Astrophysical Journal**, v. 787, n. 154, 2014. 85, 113, 144, 152

RAMÍREZ, I.; FISH, J. R.; LAMBERT, D. L.; PRIETO, C. A. Lithium abundances in nearby fgk dwarf and subgiant stars: internal destruction, galactic chemical evolution, and exoplanets. **The Astrophysical Journal**, v. 756, n. 1, p. 46, set. 2012. 106

RAMÍREZ, I.; MELÉNDEZ, J.; ASPLUND, M. Chemical signatures of planets: beyond solar-twins . **Astronomy & Astrophysics**, v. 561, p. A7, jan. 2014. xix, xxi, 50, 51, 52, 54, 55, 127, 128, 136, 159, 199, 200

RAMÍREZ, I.; MELÉNDEZ, J.; BEAN, J.; ASPLUND, M.; BEDELL, M.; MONROE, T.; CASAGRANDE, L.; SCHIRBEL, L.; DREIZLER, S.; TESKE, J.; MAIA, M. T.; ALVES-BRITO, A.; BAUMANN, P. The solar twin planet search i. fundamental parameters of the stellar sample. **Astronomy & Astrophysics**, v. 572, n. A48, 2014. 1, 4, 45, 85, 134, 144, 159

RAYMOND, S. N. The search for other earths: limits on the giant planet orbits that allow habitable terrestrial planets to form. **The Astrophysical Journal**, v. 643, n. 2, p. L131–L134, jun. 2006. 37

RAYMOND, S. N.; QUINN, T.; LUNINE, J. I. Making other earths: dynamical simulations of terrestrial planet formation and water delivery . **Icarus**, v. 168, n. 1, p. 1–17, mar. 2004. 33

RAYMOND, S. N.; SCALO, J.; MEADOWS, V. S. A decreased probability of habitable planet formation around low-mass stars. **The Astrophysical Journal**, v. 669, n. 1, p. 606–614, nov. 2007. 33

REDDY, B. E.; LAMBERT, D. L.; PRIETO, C. A. Elemental abundance survey of the galactic thick disc. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 367, n. 4, p. 1329–1366, abr. 2006. 86

ROBERGE, A.; KAMP, I. Protoplanetary and debris disks. In: _____. **Exoplanets**. [S.l.: s.n.], 2010. p. 269–295. 25

ROMANO, D.; MATTEUCCI, F.; ZHANG, Z. Y.; PAPADOPOULOS, P. P.; IVISON, R. J. The evolution of CNO isotopes: a new window on cosmic star formation history and the stellar IMF in the age of ALMA . **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 470, n. 1, p. 401–415, set. 2017. 4, 116, 117, 127, 128, 135, 157, 170, 171

ROMANO, D.; MATTEUCCI, F.; ZHANG, Z.-Y.; IVISON, R. J.; VENTURA, P. The evolution of CNO isotopes: the impact of massive stellar rotators . **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 490, n. 2, p. 2838–2854, 2019. xix, 4, 20, 21, 22, 121, 127, 138, 140, 154, 170, 171

RUSSELL, C. T. Magnetic fields of the terrestrial planets. **Journal of Geophysical Research: Planets**, v. 98, n. E10, p. 18681–18695, 1993. 36

RYABCHIKOVA, T.; PISKUNOV, N.; KURUCZ, R. L.; STEMPELS, H. C.; HEITER, U.; PAKHOMOV, Y.; BARKLEM, P. S. A major upgrade of the vald database. **Physica Scripta**, v. 90, n. 5, p. 054005, 2015. 72

RYBICKI, G. B.; LIGHTMAN, A. P. **Radiative processes in astrophysics**. Toronto, Canada: John Wiley e Sons, 1979. 71, 72

SAHIJPAL, S. Inhomogeneous chemical evolution of the galaxy in the solar neighbourhood. **Journal of Astrophysics and Astronomy**, v. 34, n. 4, p. 297–316, dez. 2013. 4, 116, 169

SANTOS, L. A. dos; MELENDEZ, J.; JUNIOR., J. D. do N.; BEDELL, M.; RAMIREZ, I.; BEAN, J. L.; ASPLUND, M.; SPINA, L.; DREIZLER, S.; ALVES-BRITO, A.; CASAGRANDE, L. The solar twin planet search. iv. the sun as a typical rotator and evidence for a new rotational braking law for sun-like stars. **Astronomy & Astrophysics**, v. 592, n. A156, 2016. 68, 143

SANTOS, N. C.; ISRAELIAN, G.; MAYOR, M. The metal-rich nature of stars with planets . **Astronomy & Astrophysics**, v. 373, p. 1019–1031, jul. 2001. 1

_____. Spectroscopic [Fe/H] for 98 extra-solar planet-host stars. exploring the probability of planet formation . **Astronomy & Astrophysics**, v. 415, p. 1153–1166, mar. 2004. 1

SCHLESINGER, W. H.; BERNHARDT, E. S. **The global cycles of nitrogen and phosphorus**. 3. ed. Boston: Academic Press, 2013. 32

SCHULZE-MAKUCH, D.; IRWIN, L. **Life in the universe: expectations and constraints**. [S.l.: s.n.], 2018. 37

SCOTT, P. C.; ASPLUND, M.; GREVESSE, N.; SAUVAL, A. J. Line formation in solar granulation. VII. CO lines and the solar C and O isotopic abundances . **The Astrophysical Journal**, v. 456, n. 2, p. 675–688, set. 2006. 127

SEAGER, S.; BAINS, W.; HU, R. Biosignature gases in H₂-dominated atmospheres on rocky exoplanets . **The Astrophysical Journal**, v. 777, n. 2, p. 95, nov. 2013. 31

SIEVERDING, A.; MÜLLER, B.; QIAN, Y. Z. Nucleosynthesis of an 11.8 M_⊙ supernova with 3D simulation of the inner ejecta: overall yields and implications for short-lived radionuclides in the early solar system . **Astronomy Journal**, v. 904, n. 2, p. 163, dez. 2020. 12

SILVA, R. da; MILONE, A. de C.; ROCHA-PINTO, H. J. Homogeneous abundance analysis of fgk dwarf, subgiant, and giant stars with and without giant planets. **Astronomy & Astrophysics**, v. 24, p. 580, 2015. 3, 4, 58, 113, 114, 115, 118, 119, 135, 153, 168, 169

SILVA, R. O. da. **Composição química, evolução e cinemática de estrelas de tipo solar**. Dissertação (Dissertação de mestrados em Astrofísica) — Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE), São José dos Campos, 2003. 61, 64, 65, 72

SNEDEN, C. **MOOG**. Universidade do Texas: [s.n.], 2016. Disponível em: <<http://www.as.utexas.edu/~chris/moog.html>>. 45, 62, 193

SOUSA, S. G.; SANTOS, N. C.; ISRAELIAN, G.; MAYOR, M.; MONTEIRO, M. J. P. F. G. A new code for automatic determination of equivalent widths: automatic routine for line equivalent widths in stellar spectra (ares). **Astronomy & Astrophysics**, v. 469, p. 783–791, 2007. 58

SPIEGEL, D. S.; MENO, K.; SCHARF, C. A. Habitable climates: the influence of obliquity. **The Astrophysical Journal**, v. 691, n. 1, p. 596–610, jan. 2009. 34

SPINA, L.; MELENDEZ, J.; KARAKAS, A. I.; SANTOS, L. dos; BEDELL, M.; ASPLUND, M.; RAMIREZ, I.; YONG, D.; ALVES-BRITO, A.; BEAN, J. L.; DREIZLER, S. The temporal evolution of neutron-capture elements in the galactic discs. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 474, n. 2, p. 2580–2593, 11 2018. xix, xxi, 4, 44, 45, 46, 48, 50, 94, 101, 102, 106, 197, 199

STEVENSON, D. J. Planetary magnetic fields. **Reports on Progress in Physics**, v. 46, n. 5, p. 555–620, maio 1983. 35

_____. Planetary magnetic fields . **Earth and Planetary Science Letters**, v. 208, n. 1-2, p. 1–11, mar. 2003. [35](#)

SUAREZ-ANDRES, L.; ISRAELIAN, G.; HERNÁNDEZ, J. I. G.; ADIBEKYAN, V. Z.; MENA, E. D.; SANTOS, N. C.; SOUSA, S. G. CNO behaviour in planet-harboured stars. I. nitrogen abundances in stars with planets . **Astronomy & Astrophysics**, v. 591, p. A69, jun. 2016. [3](#), [113](#), [114](#), [115](#), [119](#), [135](#), [136](#), [152](#), [153](#), [168](#), [169](#)

SUÁREZ-ANDRÉS, L.; ISRAELIAN, G.; HERNÁNDEZ, J. I. G.; ADIBEKYAN, V. Z.; MENA, E. D.; SANTOS, N. C.; SOUSA, S. G. CNO behaviour in planet-harboured stars. II. carbon abundances in stars with and without planets using the CH band . **Astronomy & Astrophysics**, v. 599, p. A96, mar. 2017. [3](#), [113](#), [114](#), [115](#), [118](#), [152](#), [168](#)

TAKEDA, Y. Fundamental parameters and elemental abundances of 160 f g k stars based on oao spectrum database. **Royal Astronomical Society**, v. 57, p. 335–356, 2007. [xvii](#), [42](#), [43](#), [141](#), [142](#)

TAKEDA, Y.; HONDA, S. Photospheric cno abundances of solar-type stars. **Royal Astronomical Society**, v. 59, p. 65–82, 2005. [43](#), [152](#), [169](#)

TAKEDA, Y.; SATO, B. ei; KAMBE, E.; MASUDA, S.; IZUMIURA, H.; WATANABE, E.; OHKUBO, M.; YANAGISAWA, K.; YASAKA, Y.; HONDA, S.; KAWANOMOTO, S.; AOKI, W.; ANDO, H.; SADAKANE, K.; TAKADA-HIDAI, M.; MIYAMA, S. M. High-dispersion spectra collection of nearby stars at okayama astrophysical observatory: a basis for spectroscopic abundance standards. **Astronomical Society of Japan**, v. 57, p. 13–25, 2005. [42](#), [44](#)

THIABAUD, A.; MARBOEUF, U.; ALIBERT, Y.; LEYA, I.; MEZGER, K. Elemental ratios in stars vs planets . **Astronomy & Astrophysics**, v. 580, p. A30, ago. 2015. [31](#)

TOUMA, J.; WISDOM, J. Evolution of the Earth-Moon system . **The Astronomical Journal**, v. 108, p. 1943, nov. 1994. [33](#)

TSUJI, T. Molecular abundances in stellar atmospheres. II. . **Astronomy & Astrophysics**, v. 23, p. 411, mar. 1973. [72](#)

UNTERBORN, C. T.; JOHNSON, J. A.; PANERO, W. R. Thorium abundances in solar twins and analogs: Implications for the habitability of extrasolar planetary systems. **The Astrophysical Journal**, v. 806, n. 1, p. 139, jun. 2015. [6](#), [36](#), [103](#)

VENTURA, P.; CRISCIENZO, M. D.; CARINI, R.; D'ANTONA, F. Yields of AGB and SAGB models with chemistry of low- and high-metallicity globular clusters . **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 431, n. 4, p. 3642–3653, jun. 2013. 20

WALKER, J. C. G.; HAYS, P. B.; KASTING, J. F. A negative feedback mechanism for the long-term stabilization of the earth's surface temperature . **Journal of Geophysical Research**, v. 86, p. 9776–9782, out. 1981. 6

WALLACE, L.; HINKLE, K.; OBSERVATORY, N. O. A.; LIVINGSTON, W. C.; DAVIS, S. P. **A solar flux atlas for the visible and near infrared**. National Solar Observatory, 2011: [s.n.], 2011. 73

WILLIAMS, G. P. The dynamical range of global circulations. **Climate Dynamics**, v. 3, p. 45–84, 1988. 35

WOLF, E. T. Assessing the habitability of the trappist-1 system using a 3d climate model. **The Astrophysical Journal**, v. 839, n. 1, p. L1, abr. 2017. 39

YASUI, C.; KOBAYASHI, N.; TOKUNAGA, A. T.; SAITO, M.; TOKOKU, C. Short lifetime of protoplanetary disks in low-metallicity environments. **The Astrophysical Journal**, v. 723, n. 1, p. L113–L116, nov. 2010. 26

YI, S.; DEMARQUE, P.; KIM, Y.-C.; LEE, Y.-W.; REE, C. H.; LEJEUNE, T.; BARNES, S. Toward better age estimates for stellar populations: the Y^2 isochrones for solar mixture. **The Astrophysical Journal**, v. 136, n. 2, p. 417–437, out. 2001. 85

ANEXO A - LISTA DE LNHAS DO FERRO I E II

Tabela .1 - Linhas dos ferro I e II para medir as larguras equivalentes.

$\lambda(\text{\AA})$	χ	log(gf)	Ele	num	$\lambda(\text{\AA})$	χ	log(gf)	Ele	num
4365.89	2.99	-2.362	FeI	26.0	6151.61	2.17	-3.345	FeI	26.0
4389.24	0.05	-4.674	FeI	26.0	6157.72	4.07	-1.250	FeI	26.0
4445.47	0.08	-5.508	FeI	26.0	6165.36	4.14	-1.544	FeI	26.0
4602.00	1.60	-3.214	FeI	26.0	6173.33	2.22	-2.900	FeI	26.0
4779.43	3.41	-2.242	FeI	26.0	6187.99	3.94	-1.659	FeI	26.0
4788.75	3.23	-1.824	FeI	26.0	6200.31	2.60	-2.433	FeI	26.0
4950.10	3.41	-1.276	FeI	26.0	6252.55	2.40	-1.752	FeI	26.0
5044.21	2.85	-2.063	FeI	26.0	6265.13	2.17	-2.582	FeI	26.0
5054.64	3.64	-2.066	FeI	26.0	6270.22	2.85	-2.634	FeI	26.0
5127.35	0.91	-3.423	FeI	26.0	6271.27	3.33	-2.786	FeI	26.0
5127.67	0.05	-6.193	FeI	26.0	6380.74	4.18	-1.337	FeI	26.0
5198.71	2.22	-2.172	FeI	26.0	6392.53	2.27	-4.041	FeI	26.0
5225.52	0.11	-4.848	FeI	26.0	6430.84	2.17	-2.113	FeI	26.0
5242.49	3.63	-1.105	FeI	26.0	6498.93	0.95	-4.675	FeI	26.0
5247.05	0.08	-4.998	FeI	26.0	6593.87	2.43	-2.381	FeI	26.0
5250.20	0.12	-5.016	FeI	26.0	6597.56	4.79	-0.962	FeI	26.0
5295.31	4.41	-1.583	FeI	26.0	6625.02	1.01	-5.360	FeI	26.0
5386.33	4.15	-1.760	FeI	26.0	6677.98	2.69	-1.474	FeI	26.0
5466.39	4.37	-0.643	FeI	26.0	6703.56	2.75	-3.078	FeI	26.0
5466.98	3.57	-2.281	FeI	26.0	6705.10	4.60	-1.081	FeI	26.0
5522.44	4.20	-1.461	FeI	26.0	6710.31	1.48	-4.889	FeI	26.0
5546.50	4.37	-1.167	FeI	26.0	6713.74	4.79	-1.475	FeI	26.0
5560.21	4.43	-1.089	FeI	26.0	6725.35	4.10	-2.245	FeI	26.0
5577.02	5.03	-1.551	FeI	26.0	6726.66	4.60	-1.076	FeI	26.0
5618.63	4.20	-1.355	FeI	26.0	6733.15	4.63	-1.488	FeI	26.0
5636.69	3.64	-2.590	FeI	26.0	6739.52	1.55	-4.992	FeI	26.0
5638.26	4.22	-0.787	FeI	26.0	6750.15	2.42	-2.613	FeI	26.0
5649.98	5.09	-0.840	FeI	26.0	6752.70	4.63	-1.279	FeI	26.0
5651.46	4.47	-1.828	FeI	26.0	6793.25	4.07	-2.465	FeI	26.0
5661.34	4.28	-1.883	FeI	26.0	6806.84	2.72	-3.166	FeI	26.0
5679.02	4.65	-0.763	FeI	26.0	6810.26	4.60	-1.025	FeI	26.0
5696.08	4.54	-1.958	FeI	26.0	6837.00	4.59	-1.744	FeI	26.0

(Continua)

Tabela .1 - Continuação.

$\lambda(\text{\AA})$	χ	$\log(\text{gf})$	Ele	num	$\lambda(\text{\AA})$	χ	$\log(\text{gf})$	Ele	num
5701.54	2.55	-2.177	FeI	26.0	6839.83	2.55	-3.447	FeI	26.0
5705.46	4.30	-1.502	FeI	26.0	6843.65	4.54	-0.867	FeI	26.0
5905.67	4.65	-0.786	FeI	26.0	4508.28	2.85	-2.443	FeII	26.1
5916.24	2.45	-2.940	FeI	26.0	4520.22	2.80	-2.626	FeII	26.1
5927.78	4.65	-1.040	FeI	26.0	4576.34	2.84	-3.015	FeII	26.1
5934.65	3.92	-1.090	FeI	26.0	4620.52	2.82	-3.312	FeII	26.1
5956.69	0.85	-4.647	FeI	26.0	5197.57	3.23	-2.273	FeII	26.1
5987.06	4.79	-0.485	FeI	26.0	5234.62	3.22	-2.233	FeII	26.1
6003.01	3.88	-0.786	FeI	26.0	5264.81	3.23	-3.171	FeII	26.1
6005.54	2.58	-3.556	FeI	26.0	5414.07	3.22	-3.651	FeII	26.1
6024.05	4.54	-0.065	FeI	26.0	5425.25	3.19	-3.307	FeII	26.1
6027.05	4.07	-1.190	FeI	26.0	6084.11	3.19	-3.863	FeII	26.1
6056.00	4.73	-0.463	FeI	26.0	6149.25	3.88	-2.799	FeII	26.1
6065.48	2.60	-1.589	FeI	26.0	6247.55	3.89	-2.281	FeII	26.1
6079.00	4.65	-1.042	FeI	26.0	6369.46	2.89	-4.228	FeII	26.1
6082.71	2.22	-3.628	FeI	26.0	6416.91	3.89	-2.681	FeII	26.1
6093.64	4.60	-1.392	FeI	26.0	6432.68	2.89	-3.638	FeII	26.1
6096.66	3.98	-1.835	FeI	26.0	6456.38	3.90	-2.141	FeII	26.1

ANEXO B - EXEMPLIFICAÇÃO DAS FUNCIONALIDADES DO MOOG

Para o desenvolvimento do trabalho de doutorado foi utilizando o código MOOG (SNEDEEN, 2016), que resolve o transporte radiativo na fotosfera estelar sob equilíbrio termodinâmico local (ETL) e geometria plano paralela. Este código possui algumas ferramentas para determinação da abundância elemental, das quais foram utilizadas apenas duas durante o trabalho.

A primeira delas determinar a abundância de um dado elemento químico por meio da largura equivalente (LE) de linhas atômicas ou moleculares. Esta ferramenta é dirigida pelas *task* de nome *abfind*. Na Figura B.1 é mostrado um exemplo de arquivo texto que deve ser fornecido ao código para ele funcionar. Neste arquivo é colocado todas as informações necessárias para determinar a abundância via largura equivalente. Na linha 12 na Figura B.1 é fornecido o nome do arquivo que contém o modelo de atmosfera da estrela, e na linha 13 o arquivo que contém todas as linhas do elemento com suas respectivas largura equivalente previamente determinadas. As linhas 10 e 11 são os arquivos de saída, contendo o valor da abundância para cada linha que foi determinada a largura equivalente e as linhas de 1 a 9 fornecem informações extras para visualização e característica da rotina.

Figura B.1 - Exemplo do arquivo texto usando para rodar o código MOOG, para obter a abundância de um dado elemento por meio da largura equivalente, previamente já medidas, de linhas atômicas e moleculares.

```
1 abfind
2 terminal      'null'
3 atmosphere   1
4 molecules    2
5 lines        1
6 flux/int     0
7 plot         0
8 damping      1
9 units        0
10 standard_out 'standard.txt'
11 summary_out  'saida.txt'
12 model_in    'atm/Sun.mod'
13 lines_in    'moogin.txt'
14
```

Fonte: Produção do autor.

A segunda tarefa utilizada, a *task synth*, cria espectros sintéticos a partir de uma

lista de linhas atômicas e moleculares, que podem contém isótopos dos elementos, em uma determinada faixa de comprimento de onda. Na Figura B.2 é mostrado um exemplo do arquivo de entrada que deve ser fornecido ao MOOG para ele executar a tarefa de síntese espectral. As linhas de 2 a 4 são os arquivos de saída do código com informações sobre o espectro sintético criado, a linha 5 é o modelo de atmosfera de entrada e a linha 6 o arquivo contendo as linhas atômicas e moleculares. Da linha 7 a 19 são informações sobre a visualização e característica da síntese. As linhas 20, 21 e 22, para o exemplo mostrado, são as abundâncias daqueles elementos que o código irá considerar na hora de criar os espectros sintéticos, o elemento é identificado pelo seu número atômico e o valor da abundância fornecida deve ser em $[X/Fe]$, é possível fornecer ao código mais de uma abundância ao mesmo tempo, assim ele irá criar mais de um espectro sintético em uma única rodada. Da linha 23 a 33 é informado do código os valor das razões isotópicas que devem ser consideradas para aquelas linhas que forem identificadas da forma como aparece na primeira coluna.

Das linhas 34 a 40 são informações sobre a visualização e região da confecção do espectro sintéticos. A linha 41 fornece informações sobre os efeito de alargamento presente para a estrelas que está sendo feito a síntese. Na ordem temos: largura gaussiana; velocidade de rotação ($V \sin i$); escurecimento de limbo, velocidade de macroturbulência e largura

Figura B.2 - Exemplo de um arquivo de entrada para o MOOG gerar espectros sintéticos a partir do modelo de atmosfera da estrelas e de um conjunto de linhas atômicas e moleculares.

```

1 synth
2 standard_out 'Sintese_0'
3 summary_out 'summary_out'
4 smoothed_out 'smoothed_out0'
5 model_in 'Sun.mod'
6 lines_in 'CH_iso.txt'
7 obspectrum 0
8 terminal null
9 strong 0
10 stronglines_in 'stronglines.dat'
11 atmosphere 1
12 molecules 1
13 trudamp 1
14 lines 1
15 flux/int 0
16 units 0
17 damping 0
18 opacit 0
19 abundances 3 1
20 6 0.0
21 7 0.0
22 28 0.0
23 isotopes 10 1
24 106.00112 1.033
25 106.00113 31.0
26 606.01212 1.034
27 606.01213 31.033
28 606.01313 931.0
29 607.01214 1.036
30 607.01215 450.5
31 607.01314 31.069
32 107.00114 1.002
33 107.00115 436.0
34 synlimits
35 4292 4306 0.010 0.500
36 freeform 1
37 plot 1
38 plotpars 1
39 4292 4306 0.20 1.05
40 0.00 0.0 0.0 1.000
41 r 0.0374 2.04 0.6 3.2 0.0

```

Fonte: Produção do autor.

ANEXO C - TABELAS COM VALORES DE ABUNDÂNCIAS ELEMENTAIS DAS AMOSTRAS DE ESTRELAS

Tabela C.1 - Abundância do O, Si, Nd e Eu com seus respectivos erros extraídos dos trabalhos de Spina et al. (2018) e Bedell et al. (2018) para as 67 gêmeas solares.

Estrelas	[O/H] (dex)	[Si/H] (dex)	[Nd/H] (dex)	[Eu/H] (dex)
HIP003203	-0.139 ± 0.021	-0.112 ± 0.009	0.160 ± 0.017	0.057 ± 0.014
HIP004909	-0.038 ± 0.017	-0.047 ± 0.012	0.219 ± 0.012	0.099 ± 0.013
HIP006407	-0.110 ± 0.013	0.038 ± 0.018	0.029 ± 0.006	0.097 ± 0.011
HIP007585	0.054 ± 0.005	0.058 ± 0.008	0.138 ± 0.009	0.124 ± 0.015
HIP008507	-0.146 ± 0.013	-0.127 ± 0.028	0.044 ± 0.012	-0.019 ± 0.022
HIP009349	-0.048 ± 0.012	-0.023 ± 0.013	0.104 ± 0.010	0.046 ± 0.012
HIP010175	-0.079 ± 0.022	-0.026 ± 0.012	0.099 ± 0.010	0.061 ± 0.005
HIP011915	-0.108 ± 0.012	-0.056 ± 0.025	0.052 ± 0.007	0.064 ± 0.009
HIP014501	-0.092 ± 0.011	0.038 ± 0.018	0.029 ± 0.006	0.097 ± 0.011
HIP014614	-0.131 ± 0.014	-0.106 ± 0.014	0.010 ± 0.009	0.040 ± 0.021
HIP018844	0.046 ± 0.008	0.051 ± 0.015	-0.010 ± 0.011	0.016 ± 0.005
HIP022263	-0.044 ± 0.013	-0.086 ± 0.013	0.196 ± 0.012	0.105 ± 0.012
HIP025670	0.040 ± 0.011	0.022 ± 0.009	0.074 ± 0.011	0.096 ± 0.010
HIP028066	-0.076 ± 0.011	-0.053 ± 0.017	-0.069 ± 0.006	0.023 ± 0.008
HIP029432	-0.114 ± 0.010	-0.102 ± 0.008	-0.043 ± 0.006	-0.045 ± 0.012
HIP030158	0.012 ± 0.008	0.035 ± 0.021	-0.020 ± 0.010	0.053 ± 0.011
HIP030476	-0.026 ± 0.008	0.040 ± 0.016	0.003 ± 0.015	0.083 ± 0.014
HIP030502	-0.087 ± 0.014	-0.117 ± 0.018	-0.015 ± 0.012	-0.042 ± 0.013
HIP034511	-0.113 ± 0.012	-0.088 ± 0.008	-0.005 ± 0.009	0.026 ± 0.015
HIP036512	-0.146 ± 0.005	-0.105 ± 0.007	-0.055 ± 0.008	-0.061 ± 0.013
HIP038072	-0.131 ± 0.014	0.033 ± 0.019	0.141 ± 0.016	0.156 ± 0.017
HIP040133	0.112 ± 0.005	0.073 ± 0.019	0.092 ± 0.010	0.148 ± 0.012
HIP041317	-0.105 ± 0.010	-0.079 ± 0.009	-0.062 ± 0.009	-0.029 ± 0.005
HIP042333	0.078 ± 0.011	0.049 ± 0.017	0.196 ± 0.017	0.185 ± 0.014
HIP043297	0.017 ± 0.010	0.036 ± 0.022	0.176 ± 0.014	0.121 ± 0.007
HIP044935	0.069 ± 0.008	0.045 ± 0.010	0.040 ± 0.008	0.100 ± 0.014
HIP044997	-0.036 ± 0.027	-0.027 ± 0.014	0.002 ± 0.011	0.054 ± 0.010
HIP049756	0.034 ± 0.011	0.024 ± 0.007	0.056 ± 0.006	0.089 ± 0.015
HIP054102	-0.074 ± 0.014	-0.024 ± 0.041	0.176 ± 0.009	0.115 ± 0.012

(Continua)

Tabela C.1 - Continuação.

Estrelas	[O/H] (dex)	[Si/H] (dex)	[Nd/H] (dex)	[Eu/H] (dex)
HIP054287	0.119 ± 0.008	0.095 ± 0.018	0.066 ± 0.010	0.101 ± 0.005
HIP054582	-0.126 ± 0.015	-0.097 ± 0.023	-0.033 ± 0.010	-0.005 ± 0.013
HIP062039	0.122 ± 0.010	0.131 ± 0.006	0.080 ± 0.010	0.138 ± 0.006
HIP064150	0.074 ± 0.012	0.059 ± 0.009	0.122 ± 0.008	0.090 ± 0.006
HIP064673	0.024 ± 0.008	0.001 ± 0.013	-0.010 ± 0.010	0.092 ± 0.011
HIP064713	-0.060 ± 0.012	-0.040 ± 0.016	0.022 ± 0.011	0.072 ± 0.013
HIP065708	-0.054 ± 0.005	0.038 ± 0.018	0.029 ± 0.006	0.097 ± 0.011
HIP068468	0.099 ± 0.009	0.053 ± 0.019	0.091 ± 0.008	0.132 ± 0.016
HIP069645	-0.006 ± 0.006	0.001 ± 0.010	0.001 ± 0.007	-0.005 ± 0.011
HIP072043	-0.012 ± 0.003	-0.012 ± 0.013	-0.038 ± 0.010	0.027 ± 0.008
HIP073241	0.088 ± 0.006	0.171 ± 0.018	0.089 ± 0.010	0.192 ± 0.009
HIP073815	0.006 ± 0.014	0.046 ± 0.010	0.025 ± 0.005	0.080 ± 0.009
HIP074432	0.067 ± 0.010	0.134 ± 0.024	0.107 ± 0.014	0.176 ± 0.010
HIP076114	-0.017 ± 0.010	-0.011 ± 0.013	-0.032 ± 0.011	0.016 ± 0.019
HIP077052	-0.005 ± 0.015	-0.008 ± 0.025	0.165 ± 0.009	0.108 ± 0.007
HIP077883	0.021 ± 0.015	0.032 ± 0.017	0.027 ± 0.009	0.047 ± 0.014
HIP079578	0.023 ± 0.004	0.044 ± 0.007	0.090 ± 0.006	0.112 ± 0.014
HIP079672	0.021 ± 0.009	0.016 ± 0.003	0.124 ± 0.009	0.156 ± 0.014
HIP079715	-0.007 ± 0.018	-0.008 ± 0.014	-0.027 ± 0.010	-0.001 ± 0.008
HIP081746	-0.100 ± 0.010	0.038 ± 0.018	0.029 ± 0.006	0.097 ± 0.011
HIP085042	0.009 ± 0.013	0.003 ± 0.021	0.054 ± 0.009	0.068 ± 0.016
HIP087769	0.095 ± 0.010	0.096 ± 0.010	0.049 ± 0.008	0.114 ± 0.023
HIP089650	0.017 ± 0.009	0.038 ± 0.018	0.029 ± 0.006	0.097 ± 0.011
HIP095962	0.060 ± 0.013	0.052 ± 0.008	0.004 ± 0.011	0.010 ± 0.012
HIP096160	-0.051 ± 0.014	-0.019 ± 0.013	0.062 ± 0.008	0.063 ± 0.009
HIP101905	-0.005 ± 0.012	-0.016 ± 0.027	0.219 ± 0.010	0.164 ± 0.014
HIP102040	-0.151 ± 0.008	-0.145 ± 0.014	0.085 ± 0.011	0.066 ± 0.017
HIP102152	-0.044 ± 0.014	-0.028 ± 0.022	-0.015 ± 0.009	0.007 ± 0.019
HIP104045	0.026 ± 0.009	0.044 ± 0.028	0.082 ± 0.013	0.129 ± 0.008
HIP105184	-0.060 ± 0.013	-0.044 ± 0.016	0.190 ± 0.010	0.095 ± 0.007
HIP108468	-0.141 ± 0.008	-0.108 ± 0.012	-0.041 ± 0.006	-0.022 ± 0.012
HIP114615	-0.102 ± 0.015	-0.044 ± 0.028	0.085 ± 0.011	0.038 ± 0.009
HIP115577	0.059 ± 0.010	0.038 ± 0.018	0.029 ± 0.006	0.097 ± 0.011

(Continua)

Tabela C.1 - Continuação.

Estrelas	[O/H] (dex)	[Si/H] (dex)	[Nd/H] (dex)	[Eu/H] (dex)
HIP117367	0.066 ± 0.011	0.038 ± 0.018	0.029 ± 0.006	0.097 ± 0.011
HIP118115	-0.088 ± 0.010	-0.029 ± 0.012	0.023 ± 0.006	0.069 ± 0.007

Fonte: Spina et al. (2018) e Bedell et al. (2018).

Tabela C.2 - Abundância do C e O com seus respectivos erros extraídos do trabalho de Ramírez et al. (2014a) para as 60 “gêmeas solares” ricas em metais.

Estrelas	[C/H] (dex)	[O/H] (dex)
HIP01499	-0.103 ± 0.023	-0.099 ± 0.015
HIP01803	-0.215 ± 0.031	-0.086 ± 0.021
HIP05176	-0.130 ± 0.030	-0.121 ± 0.015
HIP12048	-0.229 ± 0.049	-0.141 ± 0.012
HIP12186	-0.253 ± 0.029	-0.155 ± 0.008
HIP17054	0.156 ± 0.034	0.108 ± 0.022
HIP17960	-0.126 ± 0.036	-0.080 ± 0.009
HIP20723	-0.027 ± 0.020	-0.031 ± 0.023
HIP20741	-0.244 ± 0.032	-0.102 ± 0.028
HIP21923	-0.153 ± 0.032	-0.065 ± 0.009
HIP22336	-0.164 ± 0.071	-0.084 ± 0.023
HIP24681	-0.189 ± 0.044	-0.112 ± 0.016
HIP26935	-0.115 ± 0.060	-0.078 ± 0.017
HIP29349	-0.046 ± 0.053	-0.016 ± 0.008
HIP30243	0.021 ± 0.026	-0.026 ± 0.013
HIP30480	-0.024 ± 0.050	-0.060 ± 0.025
HIP31540	-0.014 ± 0.036	-0.058 ± 0.004
HIP34879	-0.103 ± 0.019	-0.052 ± 0.030
HIP37309	0.011 ± 0.014	0.016 ± 0.017
HIP39417	0.063 ± 0.020	-0.010 ± 0.007
HIP40761	0.001 ± 0.016	-0.010 ± 0.002
HIP40952	-0.072 ± 0.060	-0.072 ± 0.002
HIP51579	-0.107 ± 0.028	-0.051 ± 0.019

(Continua)

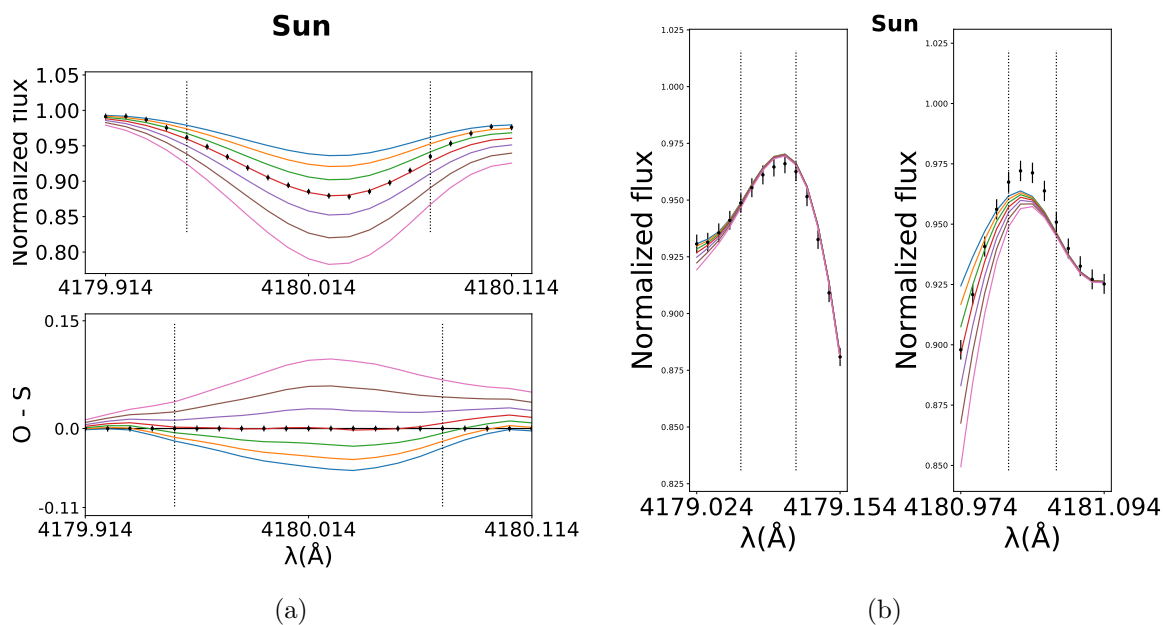
Tabela C.2 - Continuação.

Estrelas	[C/H] (dex)	[O/H] (dex)
HIP52409	-0.060 ± 0.016	-0.051 ± 0.006
HIP57291	-0.094 ± 0.031	-0.002 ± 0.007
HIP60081	-0.100 ± 0.020	-0.004 ± 0.012
HIP60370	-0.273 ± 0.049	-0.131 ± 0.009
HIP61379	-0.027 ± 0.031	-0.012 ± 0.004
HIP61595	-0.029 ± 0.045	-0.024 ± 0.010
HIP62345	-0.033 ± 0.011	-0.036 ± 0.015
HIP65808	-0.031 ± 0.049	-0.059 ± 0.009
HIP70123	-0.236 ± 0.070	-0.088 ± 0.010
HIP71803	-0.041 ± 0.031	-0.056 ± 0.013
HIP73408	-0.101 ± 0.048	-0.001 ± 0.016
HIP74500	0.000 ± 0.001	0.000 ± 0.001
HIP77740	-0.253 ± 0.048	-0.176 ± 0.018
HIP78955	-0.099 ± 0.044	-0.032 ± 0.013
HIP81022	-0.066 ± 0.056	-0.025 ± 0.012
HIP81767	-0.009 ± 0.058	0.003 ± 0.003
HIP83906	-0.009 ± 0.020	0.002 ± 0.019
HIP86796	-0.026 ± 0.035	-0.015 ± 0.015
HIP90593	-0.002 ± 0.055	-0.000 ± 0.010

Fonte: [Ramírez et al. \(2014a\)](#).

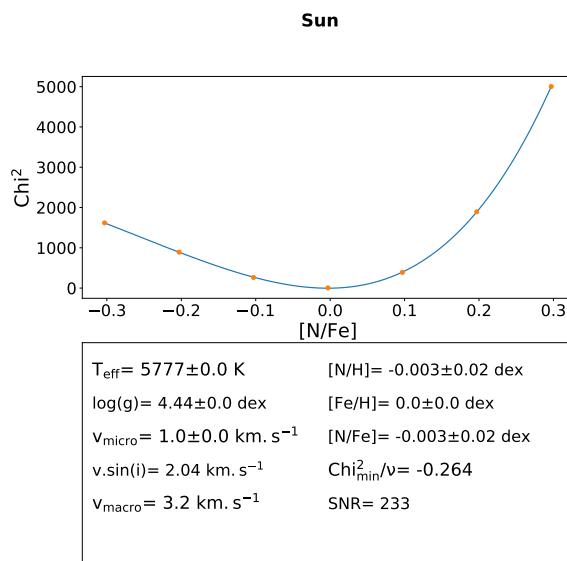
ANEXO D - LINHAS MOLECULARES

Figura D.1 - Linha CN B-X 4180 em comparação com o espectro solar de referência.



(a)

(b)

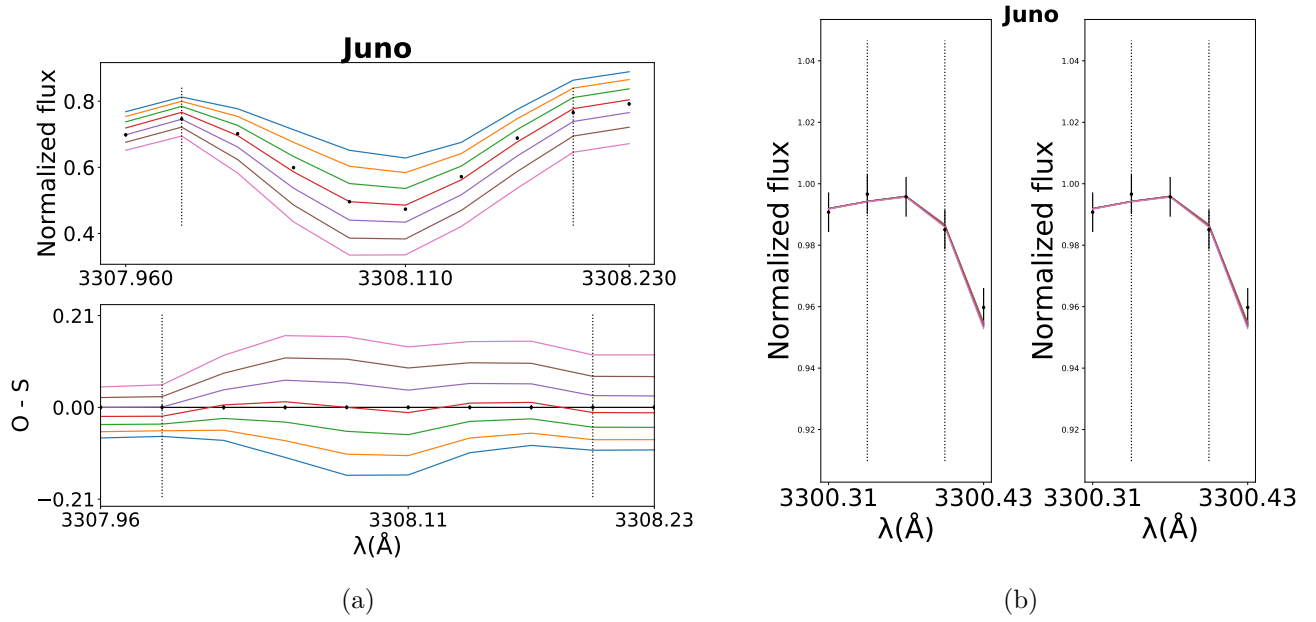


(c)

(a) Idem à Figura 6.8. (b) Idem à Figura 6.9. (c) Idem à Figura 6.10.

Fonte: Produção do autor.

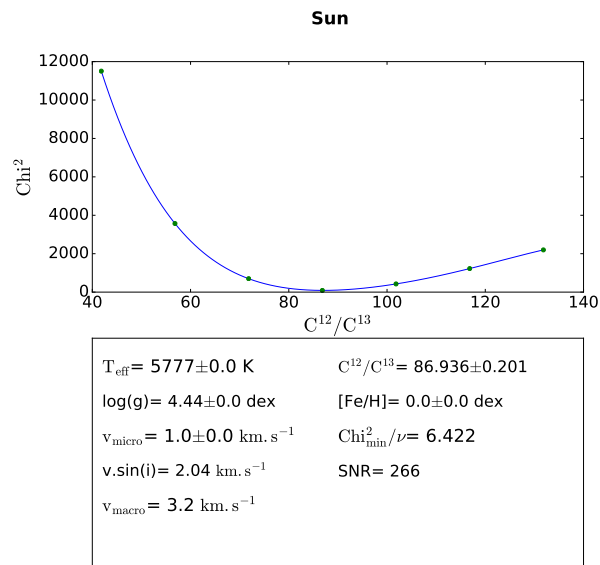
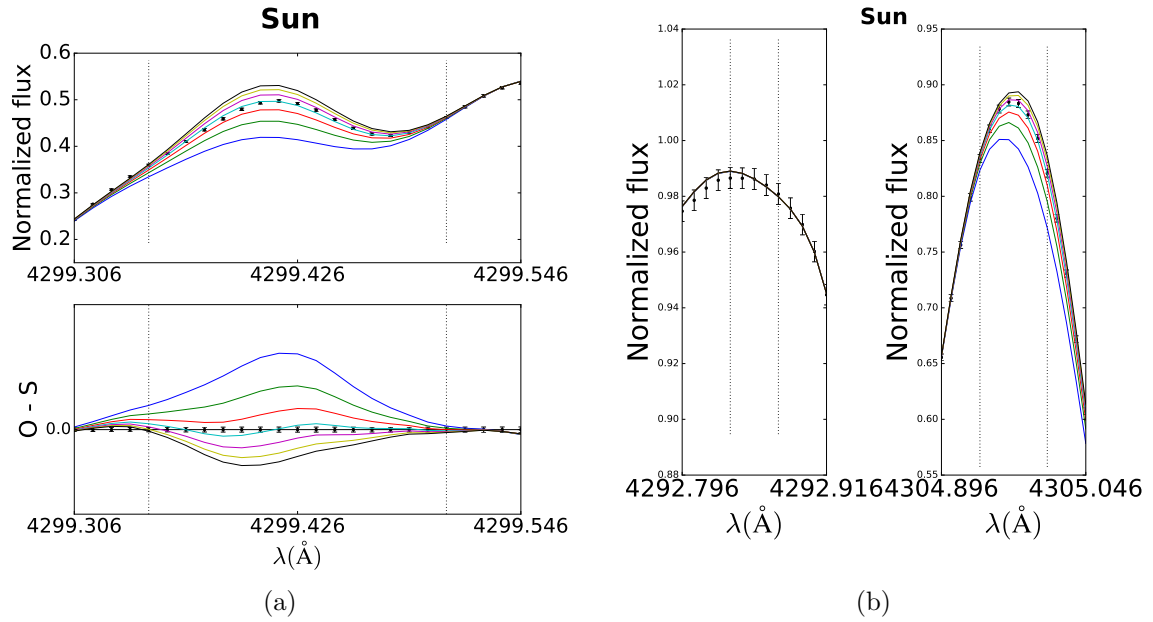
Figura D.2 - Linha NH A-X 3308 em comparação com o espectro solar de referência.



$T_{eff} = 5777 \pm 0.0 \text{ K}$ $[N/H] = 0.002 \pm 0.009 \text{ dex}$
 $\log(g) = 4.44 \pm 0.0 \text{ dex}$ $[Fe/H] = 0.0 \pm 0.0 \text{ dex}$
 $\xi = 1.0 \pm 0.0 \text{ km. s}^{-1}$ $[N/Fe] = 0.002 \pm 0.009 \text{ dex}$
 $V. \sin(i) = 2.06 \text{ km. s}^{-1}$ $\chi^2_{min}/\nu = 9.116$
 $V_{macro} = 3.251 \text{ km. s}^{-1}$ $SNR = 154$

(a) Idem à Figura 6.8. (b) Idem à Figura 6.9. (c) Idem à Figura 6.10.
 Fonte: Produção do autor.

Figura D.3 - Linha ^{13}CH A-X 4299a em comparação com o espectro solar de referência.

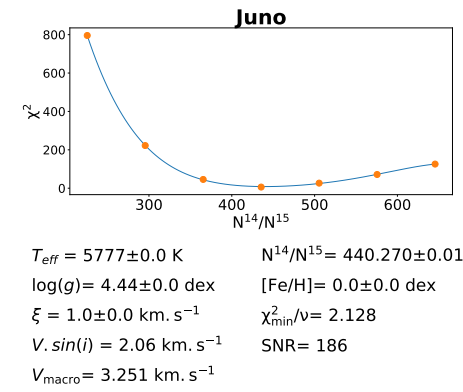
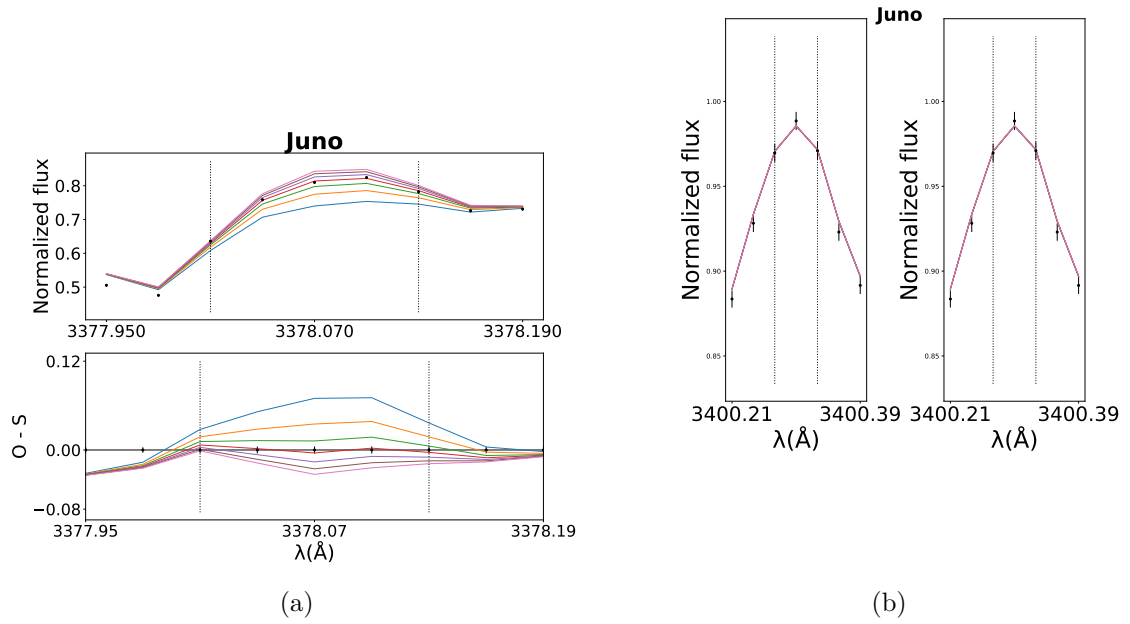


(c)

(a) Idem à Figura 6.8. (b) Idem à Figura 6.9. (c) Idem à Figura 6.10.

Fonte: Produção do autor.

Figura D.4 - Linha $^{15}\text{NH A-X 3378}$ em comparação com o espectro solar de referência.



(a) Idem à Figura 6.8. (b) Idem à Figura 6.9. (c) Idem à Figura 6.10.
 Fonte: Produção do autor.

PUBLICAÇÕES TÉCNICO-CIENTÍFICAS EDITADAS PELO INPE

Teses e Dissertações (TDI)

Teses e Dissertações apresentadas nos Cursos de Pós-Graduação do INPE.

Manuais Técnicos (MAN)

São publicações de caráter técnico que incluem normas, procedimentos, instruções e orientações.

Notas Técnico-Científicas (NTC)

Incluem resultados preliminares de pesquisa, descrição de equipamentos, descrição e ou documentação de programas de computador, descrição de sistemas e experimentos, apresentação de testes, dados, atlas, e documentação de projetos de engenharia.

Relatórios de Pesquisa (RPQ)

Reportam resultados ou progressos de pesquisas tanto de natureza técnica quanto científica, cujo nível seja compatível com o de uma publicação em periódico nacional ou internacional.

Propostas e Relatórios de Projetos (PRP)

São propostas de projetos técnico-científicos e relatórios de acompanhamento de projetos, atividades e convênios.

Publicações Didáticas (PUD)

Incluem apostilas, notas de aula e manuais didáticos.

Publicações Seriadas

São os seriados técnico-científicos: boletins, periódicos, anuários e anais de eventos (simpósios e congressos). Contam destas publicações o Internacional Standard Serial Number (ISSN), que é um código único e definitivo para identificação de títulos de seriados.

Programas de Computador (PDC)

São a seqüência de instruções ou códigos, expressos em uma linguagem de programação compilada ou interpretada, a ser executada por um computador para alcançar um determinado objetivo. Aceitam-se tanto programas fonte quanto os executáveis.

Pré-publicações (PRE)

Todos os artigos publicados em periódicos, anais e como capítulos de livros.