

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

Thayse Adineia Pacheco

**Análise de estrelas análogas solares em
sistemas binários: HD 120690, HD 114174,
HD 2133 e CD-56 7708**

São Paulo

2019

Thayse Adineia Pacheco

**Análise de estrelas análogas solares em
sistemas binários: HD 120690, HD 114174,
HD 2133 e CD-56 7708**

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

Dissertação de mestrado apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas (IAG) da Universidade de São Paulo (USP) como requisito parcial para a obtenção do título de Mestre em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador: Prof. Dr. Jorge Meléndez

São Paulo

2019

Aos meus pais, Adineia e Claudionor!

Agradecimentos

Aos meus pais, Adineia e Claudionor, os principais incentivadores dos meus sonhos, que foram motivadores nos momentos mais críticos de estudo e pesquisa;

Ao Dr. Jorge Meléndez, pela orientação, dedicação e paciência empregadas no desenvolvimento deste trabalho, também pelas correções do texto da dissertação e demais ensinamentos sobre astronomia observacional durante os últimos 2 anos;

À Dra. Valentina D’Orazi, Dr. Raffaele Gratton e Dr. Silvano Desidera, do *Osservatorio Astronomico di Padova*, pela intensa discussão sobre a análise química dos dados, bem como as interpretações acerca da presença de uma anã branca em sistemas binários;

À Dra. Amanda Karakas, da *Monash University*, pela disponibilização dos seus modelos de AGB e sua contribuição na análise dos elementos do processo-s;

Ao Dr. Luciano García, do *Observatorio de Córdoba*, pela ajuda na fase 2 e redução de dados do projeto de observação do GPI/Gemini;

À Dra. Alice Zurlo, da *Universidad Diego Portales*, pela ajuda na fase 2 do projeto de observação do SPHERE/VLT;

Ao Dr. Pierre Bergeron, da *Université de Montréal*, pela disponibilização dos seus modelos de atmosferas de anãs brancas;

Aos colegas do grupo SAMPA: Msc. Marília Carlos, pelas conversas sobre *Python*; Msc. Jhon Yana-Galarza, pelos ensinamentos sobre medidas de larguras equivalentes e q^2 ; Dr. Henrique Reggiani, pela ajuda com a instalação do MOOG e disponibilização da lista de linhas de CH; Dr. Diego Lorenzo-Oliveira, pela ajuda com a normalização dos espectros; Geisa Ponte, Gabriela Carvalho e Bruna Gomes, pela amizade construída, por todas as conversas, desabafos sobre a vida acadêmica e apoio emocional;

Ao Msc. Rafael Botelho, do INPE, pela ajuda na construção da lista de linhas de CH;

Ao Dr. Alan Alves-Brito, principal incentivador da mudança para o IAG/USP;

Aos amigos que a astronomia observacional formou: Lillianne Nakazono, Maria Luísa Buzzo, Natália Andrade, Érik Vinícius de Lima, Henrique Volpato, Stephane Werner;

À Msc. Miriam Molina pelo apoio emocional, ao Msc. Rafael de Campos pelas discussões sobre evolução estelar e ao Geraldo Gonçalves pelas dicas sobre programação;

Aos amigos do Observatório Abrahão de Moraes, por todo o apoio e energia restaurada nas atividades de atendimento, fundamental para a minha formação como astrônoma;

À Letícia Nogueira e Carolina Luz, amigas que dividi moradia nos últimos 2 anos;

À Évelin Severo, por me incentivar a inscrição no IAG/USP;

Às amigas do sul: Msc. Laís Gedoz, Msc. Marina Dal Ponte, Jamile Fritz e Dra. Alejandra Romero, por todo o apoio emocional dedicado a distância;

À Ruth, do Empório Cerva Boa, que oferece excelentes cervejas e se tornou amiga;

À Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior - Brasil (CAPES) - Código de Financiamento 001, pelo apoio financeiro;

Ao Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas (IAG) e a Universidade de São Paulo (USP) pelo suporte técnico e de infraestrutura.

“Ora (dizeis) ouvir estrelas! Certo
Perdeste o senso!” E eu vos direi, no entanto,
Que, para ouvi-las, muita vez desperto
E abro as janelas, pálido de espanto...

E conversamos toda a noite, enquanto
A Via Láctea, como um pálio aberto,
Cintila. E, ao vir do sol, saudoso e em pranto,
Inda as procuro pelo céu deserto.

Dizeis agora! “Tresloucado amigo!
Que conversas com elas? Que sentido
Tem o que dizem, quando estão contigo?”

E eu vos direi: “Amai para entendê-las!
Pois só quem ama pode ter ouvido
Capaz de ouvir e de entender estrelas.”

Olavo Bilac

Resumo

A idade e a perda de massa de estrelas possuem grandes incertezas em astrofísica estelar. O estudo de sistemas binários com uma componente anã branca são fundamentais para aprimorar o conhecimento sobre esses importantes parâmetros astrofísicos. Neste trabalho, será apresentada a análise dos sistemas binários HD 114174, HD 2133 e CD-56 7708, contendo estrelas do tipo solar com uma companheira secundária anã branca. Também estudamos o sistema binário HD 120690, que apresentava um excesso no padrão de abundâncias de elementos pesados, sugerindo uma possível companheira anã branca que precisava ser confirmada. Para estudar melhor estes sistemas, propusemos, com sucesso, pedidos de tempo para utilizar o método de coronografia dos instrumentos GPI/Gemini e SPHERE/VLT para observar a componente secundária dos sistemas HD 114174 e HD 120690. Assim, podemos confirmar a presença de uma anã branca no sistema HD 114174 e uma anã vermelha no sistema HD 120690. Para os 4 sistemas estudados, com base em calibrações fotométricas, foram determinados os parâmetros físicos: temperatura efetiva, massa, gravidade superficial, raio, velocidades de microturbulência e macroturbulência, e metalicidade através de síntese espectral. As estrelas HD 2133 e CD-56 7708 possuem elevada rotação ($v \sin i \sim 25 \text{ km s}^{-1}$), então foi realizado um estudo mais detalhado desses sistemas, em particular da estrela CD-56 7708, que possui uma significativa contaminação no espectro pela anã branca. A análise química da estrela primária foi focada no C e nos elementos produzidos pelo processo-s Y e Ba, que possuem uma sobreabundância se comparadas a outras análogas solares. Esse padrão de abundâncias químicas foi adotado para comparar as abundâncias químicas ejetadas pelos modelos de AGB, para estimar a massa da estrela progenitora da companheira anã branca. Além disso, esse estudo foi relevante para determinar a idade do sistema, que está em bom acordo comparando as

idades obtidas para a anã branca e a estrela primária.

Abstract

Age and mass loss have large uncertainties in stellar astrophysics. Binary systems with a white dwarf component are fundamental to improve our knowledge about those important astrophysical parameters. In this work, we present the analysis of the binary systems HD 114174, HD 2133 and CD-56 7708, formed by primary solar type stars with a white dwarf secondary companion. We also studied the binary system HD 120690, which shows excess in the abundance pattern of the heavy elements, suggesting a white dwarf companion that needed confirmation. To better study these systems we proposed, successfully, observing time to perform chronography with the instruments GPI/Gemini and Sphere/VLT, to observe the secondary components of the systems HD 114174 and HD 120690. In this way, we confirmed the presence of a white dwarf in the system HD 114174, and a red dwarf in the system HD 120690. For the four studied systems, based on photometric calibrations, we determined the physical parameters: effective temperature, mass, surface gravity, radius, microturbulence and macroturbulence velocities, and metallicity through spectral synthesis. The stars HD 2133 and CD-56 7708 have a high rotation ($v \sin i \sim 25 \text{ km s}^{-1}$), then a more detailed study was performed for those systems, in particular for the star CD-56 7708, that has a significant contamination in the spectrum due to the white dwarf. The chemical analysis of the primary star was focused on C and the elements produced by the s-process, Y and Ba, that show an overabundance when compared to other solar analogs. Their chemical abundance patterns were adopted for comparison with yields from models of AGB stars, in order to estimate the mass of the progenitor of the companion white dwarf. Furthermore, that study was relevant to infer the age of the system, that is in good agreement, by comparing the ages obtained for the white dwarf and the primary star.

Lista de Figuras

1.1	Diagrama HR comparativo entre dois modelos evolutivos de $1M_{\odot}$ e $5M_{\odot}$. . .	25
2.1	Contraste típico do GPI em função da separação angular das estrelas . . .	31
2.2	Observações da estrela <i>Beta Pictoris</i> e seu exoplaneta: clássica; óptica adaptativa; coronógrafo; e dado processado	34
2.3	Fotometria proveniente do cubo de dados do GPI calibrado para HD 114174	35
2.4	Astrometria para HD 114174 B com a nossa nova medida com o GPI . . .	36
2.5	Distribuição espectral de energia para HD 114174 B, com modelos de DA .	38
2.6	Distribuição espectral de energia para HD 114174 B, com modelos de DB .	39
2.7	Fotometria proveniente do cubo de dados do GPI calibrado para HD 120690	40
2.8	Distribuição espectral de energia para HD 120690 B	41
3.1	Equilíbrio espectroscópico das linhas de FeI e FeII para HD 114174	44
3.2	Equilíbrio espectroscópico das linhas de FeI e FeII para HD 2133	45
3.3	Equilíbrio espectroscópico das linhas de FeI e FeII para CD-56 7708	46
3.4	Mapa de excesso de cor E(B-V) em função da distância para cada estrela .	49
3.5	Síntese espectral das linhas de Fe e comparação do Sol com a HD 114174	58
3.6	Síntese espectral das linhas de Fe e comparação do Sol com a HD 2133 . .	60
3.7	Contribuição da anã branca e sua contaminação no espectro da estrela CD-56	61
3.8	Síntese espectral das linhas de Fe e comparação do Sol com a CD-56 7708 .	64
3.9	Linhas H e K do Ca com forte emissão no centro das linhas para a HD 2133	65
4.1	Síntese espectral da linha de Ba e comparação do Sol com a HD 114174 . .	69
4.2	Síntese espectral da linha de Y e comparação do Sol com a HD 114174 . .	70
4.3	Síntese espectral das linhas de CH e comparação do Sol com a HD 114174	71

4.4	Síntese espectral da linha de Ba e comparação do Sol com a HD 2133 . . .	72
4.5	Síntese espectral da linha de Y e comparação do Sol com a HD 2133	72
4.6	Síntese espectral das linhas de CH e comparação do Sol com a HD 2133 . .	73
4.7	Síntese espectral da linha de Ba e comparação do Sol com a CD-56 7708 .	74
4.8	Síntese espectral da linha de Y e comparação do Sol com a CD-56 7708 . .	75
4.9	Síntese espectral das linhas de CH e comparação do Sol com a CD-56 7708	76
4.10	Abundância de Ba (esquerda) e Y (direita) em relação ao Fe em função da metalicidade Fe/H	77
4.11	Abundância de C, Y e Ba em função do número atômico para a estrela HD 114174	80
4.12	Abundância de C, Y e Ba em função do número atômico para a estrela HD 2133	81
4.13	Abundância de C, Y e Ba em função do número atômico para a estrela CD-56 7708	81
4.14	Relação inicial final de massa de anã branca comparando minhas deter- minações semiempíricas	83

Lista de Tabelas

2.1	Parâmetros astrométricos dos sistemas duplos	30
2.2	Parâmetros dos espectros obtidos com o HARPS e o FEROS.	30
2.3	Pedidos de tempo aprovados (PI: Thayse Adineia Pacheco)	32
2.4	Meus resultados obtidos e os ajustes com os modelos de atmosferas de anã branca	38
2.5	Resultados publicados em Bacchus et al. (2017) e os ajustes com os modelos de atmosferas de anã branca de Bergeron et al. (2011).	38
2.6	Parâmetros das estrelas anãs brancas nos sistemas HD 2133 e CD-56 7708	42
3.1	Parâmetros fotométricos da estrela primária de tipo solar	43
3.2	Magnitudes na banda V, distâncias trigonométricas (d), latitude (l) e lon- gitude (b) galácticas, e avermelhamento (E(B-V) mag) com base no mapa de Stilism	48
3.3	Cores de cada estrela calculada pela equação 3.6	50
3.4	Coefficientes lineares da equação 3.7 e incertezas de cada calibração (Casa- grande et al., 2010)	50
3.5	Parâmetros finais das estrelas primárias de tipo solar	52
3.6	Parâmetros físicos da estrela primária HD 114174	53
3.7	Parâmetros físicos da estrela primária HD 2133	54
3.8	Parâmetros físicos da estrela primária CD-56 7708	54
3.9	Lista de linhas de FeI	55
3.10	Contaminação da anã branca no espectro da CD-56 7708	62
3.11	Parâmetros de rotação	65

4.1	Lista de linha de Ba com <i>blends</i>	68
4.2	Lista de linha de Y com <i>blends</i>	68
4.3	Abundâncias absolutas para o Sol e HD 114174, incertezas referentes a cada variável de medida e a incerteza total da determinação de $[X/H]$	75
4.4	Abundâncias absolutas para o Sol com $v_{\text{seni}} = 25$ km/s e HD 2133, incertezas referentes a cada variável de medida e a incerteza total da determinação de $[X/H]$	76
4.5	Abundâncias absolutas para o Sol com $v_{\text{seni}} = 25$ km/s e CD-56 7708, incertezas referentes a cada variável de medida e a incerteza total da determinação de $[X/H]$	77
4.6	Parâmetros para cálculo da massa convectiva M_{CZ} das estrelas.	79

Sumário

1. <i>Introdução</i>	19
1.1 Evolução estelar individual	21
1.2 Idades e massas estelares	24
1.3 Poluição química pela transferência de massa em sistemas binários	27
2. <i>Observações dos sistemas binários</i>	29
2.1 Dados de espectroscopia	30
2.2 Dados de imageamento	31
2.3 HD 114174	32
2.3.1 Observações prévias da anã branca	32
2.3.2 Nossas observações da anã branca com o GPI	33
2.3.3 Distribuição espectral de energia	37
2.4 HD 120690	40
2.5 HD 2133 e CD-56 7708: observações prévias	42
3. <i>Análise física</i>	43
3.1 Parâmetros atmosféricos por larguras equivalentes	43
3.2 Parâmetros atmosféricos por calibrações fotométricas	47
3.3 Síntese espectral	55
3.3.1 Determinação da metalicidade	56
3.4 Estudo da rotação das estrelas HD 2133 e CD-56 7708	64
3.5 Anomalias em sistema binário com anã vermelha: HD 120690	66

4. <i>Análise química</i>	67
4.1 Síntese espectral de Ba, Y e C	67
4.1.1 A gêmea solar de baixa rotação HD 114174	68
4.1.2 A estrela de alta rotação HD 2133	71
4.1.3 A estrela de alta rotação CD-56 7708	74
4.2 Comparação de abundâncias químicas com modelos de AGB	78
5. <i>Conclusões e perspectivas</i>	85
<i>Referências</i>	89

Introdução

Idades estelares são extremamente importantes para testar nossos conhecimentos sobre a evolução de estrelas e da nossa galáxia. Porém, é um desafio determinar a idade de estrelas com boa acurácia. A estimativa de idades estelares é realizada pelo método fundamental de ajuste de isócronas, onde os parâmetros observados temperatura efetiva, magnitude absoluta e metalicidade são comparados com previsões de modelos de evolução estelar (Jørgensen e Lindegren, 2005). Como discutido no artigo de revisão de Soderblom (2010), todos os métodos têm significantes incertezas associadas e, como estão calibrados com idades isocronais, acarretam em propagação de erros sistemáticos.

Sistemas binários bem separados, onde uma componente anã branca pode ser resolvida (Jeffries e Stevens, 1996), são excelentes laboratórios para a Astrofísica. Em particular, como as componentes são coevas, as idades das estrelas primárias de tipo solar e secundárias anã branca devem estar vinculadas. A idade da anã branca pode ser estimada com precisão utilizando a sua curva de esfriamento, que depende diretamente da massa e metalicidade da estrela progenitora (Romero et al., 2015). Felizmente, se as estrelas estiverem bem separadas, elas são capazes de evoluir individualmente, exceto na fase gigante de uma delas, quando pode existir transferência de massa (Zurlo et al., 2013).

Estrelas gêmeas solares são estrelas muito parecidas ao Sol, para as quais é possível determinar idades com melhor precisão (ver seção 1.2). Um sistema relevante para testar as idades das gêmeas solares é o sistema binário HD 114174 (também conhecido como HIP 64150). Este sistema possui uma companheira anã branca (Crepp et al., 2013) e uma gêmea solar que apresenta anomalias interessantes, tais como uma baixa abundância de berílio (Takeda et al., 2011). Também, foram identificadas sobre abundâncias dos elementos do processo-s (Desidera et al., 2016), assim como os sistemas tipo Sírius HD2133 e CD-56 7708

(D’Orazi et al., in prep.), que possuem características semelhantes. O principal mecanismo para a formação de elementos do processo-s deve ocorrer durante os pulsos térmicos de estrelas gigantes com massa progenitora intermediária ($1 \leq \frac{M}{M_{\odot}} \leq 4.5$).

A suspeita inicial é de que estes sistemas são *Blue Stragglers*, uma estrela de sequência principal que no passado acretoou material de uma companheira na fase de gigante (Sandage, 1953), mais especificamente uma companheira na fase AGB (*Asymptotic Giant Branch* ou ramo assintótico das gigantes) e, atualmente, a estrela secundária deve ter evoluído para a fase de anã branca. A transferência de massa pode contribuir para o aumento do momento angular da estrela acretora (Jeffries e Stevens, 1996) assim como poluir sua atmosfera, o que explicaria as anomalias químicas observadas.

Um estudo apresentado para o sistema binário HD 14397 (conhecida como HIP 10725) (Schirbel et al., 2015), análogo ao objeto HD 114174, apontou que anomalias na gêmea solar estão relacionadas ao resultado da interação e transferência de massa da progenitora da estrela anã branca, que se encontrava no ramo assintótico de gigantes (AGB) e provém de massa inicial intermediária. Também foram determinadas pelo nosso grupo, anomalias químicas (Tucci-Maia et al., 2016) bem como a binaridade no sistema HD 120690 (conhecida também como HIP 67620) (dos Santos et al., 2016) através de medidas de velocidades radiais, e a possível natureza da sua companheira, talvez uma anã vermelha de tipo espectral K ou M.

A estrutura seguinte deste texto segue com a contextualização deste trabalho em relação à evolução estelar individual e em sistemas binários no capítulo 1. No capítulo 2 serão descritas as observações prévias dos alvos, os objetivos dos pedidos de tempo, bem como o processo de redução dos cubos de dados de fotometria e espectroscopia. No capítulo 3 será descrita a análise dos dados com a determinação dos parâmetros atmosféricos e outros parâmetros físicos da amostra. No capítulo 4 são determinadas abundâncias químicas com foco nos elementos produzidos pelo processo-s. Os resultados foram comparados com modelos para determinação da massa progenitora da estrela companheira, e discutimos as idades estelares das estrelas progenitoras das companheiras anãs brancas, em comparação com as idades isocronais das análogas solares.

Em algumas partes do texto é usada a primeira pessoa, para destacar o trabalho realizado pela autora da dissertação. Em vários casos é mencionado explicitamente o nosso grupo de pesquisa, ou comunicações pessoais de membros do grupo, para clarificar da-

dos ou ferramentas que não foram desenvolvidas pela autora. Também, são mencionadas comunicações pessoais por outros astrônomos de fora do grupo, para citar material não publicado, como por exemplo as curvas de esfriamento de anãs brancas.

1.1 Evolução estelar individual

A seguir, descrevo aspectos básicos da evolução estelar individual. O leitor familiarizado com estes aspectos pode ir diretamente para a seção 1.2.

A formação estelar inicia quando uma nuvem de gás e poeira interestelar começa a se contrair, eventualmente atinge a temperatura de fusão de hidrogênio e se mantém em equilíbrio hidrostático. As estrelas permanecem a maior parte das suas vidas na etapa conhecida como sequência principal, onde ocorre a fusão de quatro núcleos de hidrogênio (^1H) em um átomo de hélio (^4He). A energia dissipada através da superfície da estrela é compensada pela fusão nuclear na região central por meio da cadeia *pp* (proton-proton) e ciclo CNO, que são as duas principais séries de reações nucleares.

A densidade (ρ) e a temperatura (T) do interior estelar variam de acordo com a massa da estrela e aumentam em direção às regiões centrais. Por exemplo, para $1M_{\odot}$ a $\rho_{central} \approx 10^2 \text{gcm}^{-3}$ e $T_{central} = 1,4 \cdot 10^7 \text{K}$, correspondem a fatores, respectivamente, 10^9 e 2500 vezes maior do que os valores medidos na sua fotosfera, já para uma estrela de $10M_{\odot}$ a densidade é menor por um fator de 10. A fusão de H ocorre no intervalo entre 8 e 50 milhões de K, onde a cadeia *pp* domina para temperaturas inferiores a 15 milhões de K e o ciclo CNO é mais efetivo para altas temperaturas, normalmente em estrelas massivas que rapidamente esgotam o combustível disponível (Kippenhahn e Weigert, 1990).

Durante a fase de fusão de H a estrela obedece a condição de equilíbrio hidrostático contrabalançando a pressão do gás e a gravidade, satisfazendo a continuidade da massa ao longo do raio estelar (que é inversamente proporcional à densidade). A conservação de energia se estabelece pela relação da potência liberada em função da taxa de produção de energia, que flui devido ao gradiente de temperatura entre o centro e a fotosfera por meio do equilíbrio radiativo e convectivo, que são compensados pela contração gravitacional. Quando a condição de estabilidade não é satisfeita, um elemento de gás é perturbado e se desloca carregando excesso de energia térmica para cima em movimento convectivo. Isso provoca um aumento da temperatura das camadas mais altas e diminuição das mais

baixas. Em razão disto, o gradiente de temperatura diminui e, conseqüentemente, o fluxo de radiação se reduz até que atinja o valor que satisfaz a condição de equilíbrio térmico (Oliveira e Saraiva, 2013).

Após a fusão de H cessar no centro da estrela, a fonte de energia se torna isotérmica; uma casca fundindo H contribui para o aumento da massa do núcleo de He, que é a única fonte de energia, rodeada por um envelope rico em H.

Quando o combustível central se esgota a condição de equilíbrio hidrostático não é mais satisfeita e as estrelas evoluem para a primeira etapa de gigante vermelha (Salaris e Cassisi, 2017). Neste momento o núcleo se contrai em decorrência do peso das camadas mais externas enquanto a estrela se torna uma subgigante expandindo o envelope para satisfazer as condições de equilíbrio (Kippenhahn e Weigert, 1990). Devido à contração do núcleo de He, a estrela aumenta a temperatura central e possibilita o início da fusão de He em carbono (C) se a massa do núcleo é superior a $0,45M_{\odot}$. A evolução de estrelas massivas deve ser seguida da sequência principal através da fase de queima central de He, enquanto estrelas de baixa massa ($\leq 1.5M_{\odot}$) encaminham-se para a fase breve de gigante e prosseguem até o *flash* de He (Iben, 1967). Para estrelas massivas o núcleo aumenta até atingir o limite de massa de Schönberg-Chandrasekhar (Iben, 1967), que é a massa máxima para as reações nucleares contrabalançarem a gravidade mantendo o equilíbrio hidrostático.

No caso de estrelas como o Sol, a transição da fusão central de H para a fusão em casca ocorre suavemente, além disso, a sua densidade central ($> 10^2 gcm^{-3}$) é maior se comparada a estrelas massivas e, neste caso, o gás de elétrons está muito próximo da degenerescência. A expansão do envelope é possível com o aumento da luminosidade por um fator superior a 100, enquanto a massa do núcleo cresce devido às reações nucleares em casca. Durante a ascensão para o ramo de gigante, o envelope convectivo atinge regiões mais internas e leva elementos processados do núcleo para a superfície modificando a sua opacidade e diminuindo levemente a luminosidade da estrela. Esse fenômeno de dragagem e conhecido como primeiro *dredge-up*.

Quando a massa do núcleo de estrelas de até $2M_{\odot}$ atinge cerca de $0,48M_{\odot}$ na ascensão do ramo de gigante vermelha, o núcleo se expande adiabaticamente abaixo da casca fundindo H, interrompendo momentaneamente as reações nucleares. No topo do ramo de gigante vermelha a estrela se contrai rapidamente, libera energia gravitacional e aumenta

a temperatura abaixo da casca para iniciar a fusão de He fora do centro no episódio conhecido como *flash* de He (Bildsten et al., 2011). Nesse momento a luminosidade da estrela chega a ser 10 ordens de grandeza superior à luminosidade solar ($L_{\odot} = 3,839 \cdot 10^{33} \text{ ergs/s}$), o que provoca uma instabilidade térmica devido a liberação de grande quantidade de energia em um curto intervalo de tempo e a matéria estar degenerada no núcleo estelar. Os sucessivos *flashes* de He são produzidos na região intermediária entre o núcleo e a casca de H em fusão, e terminam de remover a degenerescência do material em direção à região interna para iniciar a fusão central de He em C e O, a uma temperatura da ordem de cem milhões de Kelvin, de maneira estável.

Durante o ramo horizontal os núcleos de He são não degenerados e rodeados por um envelope rico em H; nessa fase evolutiva a luminosidade total consiste na soma das fusões centrais de He e em casca de H. Quando o He central se esgota a estrela terá um núcleo de C e O rodeado por um envelope de He e outro de H mais externo. Aqui a fusão termonuclear ocorre em duas camadas intermediárias e a estrela sofre um fenômeno semelhante ao final da sequência principal contraindo as regiões mais internas e expandindo o envelope. A sua luminosidade aumenta em direção à segunda fase de gigante, em episódio análogo ao primeiro ramo de gigantes, sofrendo o segundo *dredge-up*.

Quando o hélio central se esgota, a estrela evolui para o ramo assintótico das gigantes (AGB) com fusão de hélio numa casca ao redor do núcleo e fusão de hidrogênio na região entre as camadas subsequentes de hélio e hidrogênio. Uma parada temporária na queima de hidrogênio indica o início dos pulsos térmicos, onde a estrela se expande e se contrai em forma cíclica, sofrendo grande perda de massa, que depende da massa inicial e da metalicidade da estrela progenitora.

A casca de fusão de H é direcionada para fora durante a expansão e a temperatura nesta camada diminui por estar mais longe da região central, interrompendo a fusão nuclear. Enquanto isso, a casca de fusão de He continua ativa a uma temperatura superior a 100 milhões de K, pressionando o envelope de H a aumentar sua temperatura e iniciando, novamente, a fusão de H em casca. Durante o AGB a fonte de energia da estrela é proveniente de duas cascas, que devido a instabilidades resultam em uma grande liberação de energia em um curto intervalo de tempo (10^5 anos), o que caracteriza um fenômeno cíclico conhecido como pulso térmico ou terceiro *dredge-up* (Kippenhahn e Weigert, 1990).

A instabilidade térmica dessa etapa evolutiva é menos intensa da que provoca o *flash*

de He, mas a luminosidade da estrela aumenta significativamente devido à expansão do envelope convectivo que leva a casca em fusão de H para regiões mais frias até se apagar. Então, a fusão na casca de He se estabiliza fazendo com que as camadas externas relaxem e se contraíam, aumentando a temperatura, acendendo a casca em fusão de H e novamente estabelecendo equilíbrio. Esse episódio é repetido diversas vezes até que praticamente todo o envelope estelar seja perdido a uma taxa de aproximadamente $10^{-4}M_{\odot}/ano$. Cada pulso térmico dura entre 10 e uma centena de milhares de anos e a medida que o tempo passa a amplitude luminosa dos pulsos aumenta e o intervalo entre os pulsos diminui. Os ventos estelares nesta etapa são fundamentais para a formação de elementos químicos além do ferro (Fe) por processos físicos de reações nucleares que envolvem a colisão entre núcleos atômicos e nêutrons, que são capturados para formar átomos pesados.

O núcleo remanescente da evolução aparece no diagrama H-R se direcionando para temperaturas mais altas devido à perda das camadas mais externas e à proximidade do centro estelar, que é mais quente do que o restante da estrutura. Se a massa do núcleo for menor do que a massa crítica ($M_C = 1,4M_{\odot}$) os resultados possíveis são um núcleo de C/O degenerado que tende a esfriar-se como uma anã branca ou um núcleo supermassivo de gigante vermelha que alcança a temperatura de fusão para o *flash* de C em elementos mais pesados que, posteriormente, também se esfria como uma anã branca.

1.2 Idades e massas estelares

Como a idade de 4,57 bilhões de anos para o Sistema Solar é bem determinada com a análise de meteoritos (Bouvier e Wadhwa, 2010), é possível calibrar os modelos de evolução estelar com base na idade solar e verificar a melhor previsão teórica de trajetórias evolutivas e isócronas. Em gêmeas solares, estrelas com parâmetros estelares muito similares ao Sol (Ramírez et al., 2014), as idades isocronais também deveriam ser confiáveis, especialmente se seus parâmetros forem muito precisos (Meléndez et al., 2014), diminuindo, assim, o número de possíveis soluções. No entanto, é importante verificar se, de fato, as idades isocronais das gêmeas solares são determinadas com boa confiabilidade.

A medida precisa da idade de estrelas de campo é um dos maiores desafios da astrofísica (Jørgensen e Lindegren, 2005) e, como mencionado acima, as estimativas são mais precisas em estrelas gêmeas do Sol (Ramírez et al., 2014). O nosso grupo estimou previamente as

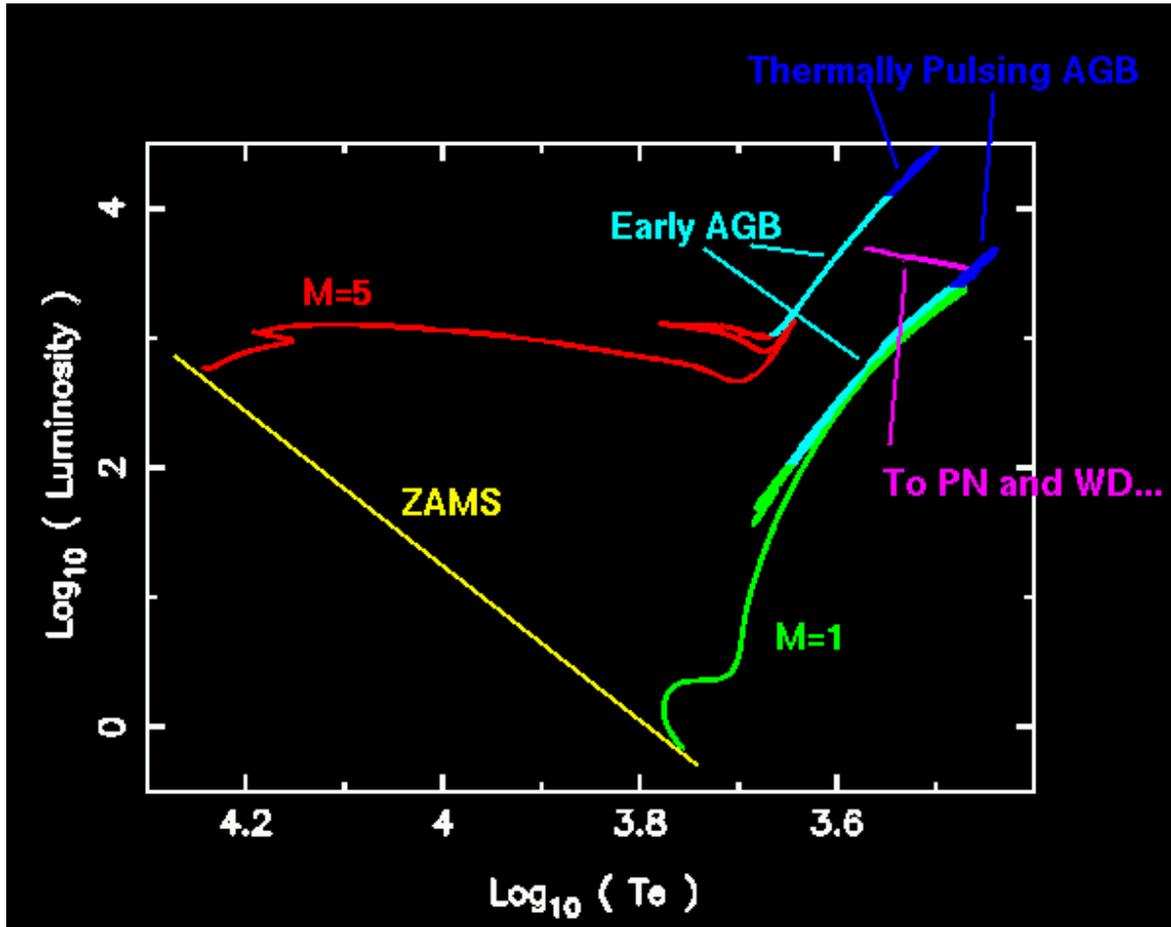


Figura 1.1: Diagrama HR (luminosidade em função da temperatura efetiva) comparativo entre dois modelos evolutivos de $1M_{\odot}$ em verde e $5M_{\odot}$ em vermelho, começando na idade zero da sequência principal (ZAMS), passando pelo ramo de gigantes, ramo horizontal, e pulsos térmicos na AGB em azul. Retirado da página do prof. John Lattanzio: <http://users.monash.edu.au/~johnl/StellarEvolnV1/>.

idades de uma amostra de 70 gêmeas solares utilizando o método de ajuste de isócronas (Tucci-Maia et al., 2016), e constatou indicativos de elevada rotação (dos Santos et al., 2016) e atividade cromosférica (Lorenzo-Oliveira et al., 2018) para HD 114174 e HD 120690.

Em estrelas do disco da Galáxia, a abundância química de alguns elementos possui uma clara tendência de acordo com a idade estelar; por exemplo, os elementos α apresentam um aumento da fração $[X/Fe]$ com a idade (Mena et al., 2018). Esses elementos, produzidos principalmente em estrelas massivas, contribuem para o enriquecimento químico da Galáxia ao longo do tempo. Por outro lado, os elementos do processo-s, majoritariamente produzidos em AGBs de baixa massa, possuem uma maior abundância em estrelas jovens, portanto, são indicadores de idades estelares de análogas solares (Spina et al., 2018).

As velocidades radiais revelaram que estas estrelas são binárias ou sistemas múltiplos (dos Santos et al., 2017) que, se comparadas com outras gêmeas solares, possuem excesso dos elementos produzidos pelo processo-s (lento) de captura de nêutrons. Porém, as anomalias descritas não podem ser explicadas apenas por interações gravitacionais com uma companheira, portanto, há indícios da transferência de massa de uma companheira mais evoluída durante a fase de gigante. Outros dois sistemas, HD 2133 e CD-56 7708, assim como HD 114174 e HD 120690, foram analisados neste trabalho sob o ponto de vista químico da estrela primária e sua possível interação dinâmica com a companheira no passado, que resultou nas anomalias químicas observadas atualmente.

Um dos objetivos secundários deste projeto foi a obtenção de observações fotométricas e espectroscópicas dos objetos de estudo. Então, foram aprovados os pedidos de tempo para observações das estrelas companheiras com o instrumento GPI (*Gemini Planet Imager*) do Telescópio Gemini do Sul e com o SPHERE (*Spectro-Polarimetric High-contrast Exoplanet REsearch*) do VLT-ESO (*Very Large Telescope - European Southern Observatory*). Também foi realizada análise em colaboração com o grupo de pesquisadores do *INAF Osservatorio Astronomico di Padova* (D’Orazi et al., em prep.). Estes resultados podem ajudar a caracterizar a órbita da anã branca, impondo vínculos na possível massa do objeto, que atualmente possui incertezas, devido a curva de velocidade radial ainda não ter apresentado um ponto de inflexão.

A existência das curvas de distribuição espectral de energia observadas das anãs brancas companheiras dos sistemas binários HD 114174 (Crepp et al., 2013), HD2133 e CD-56 7708 (D’Orazi et al., em prep.) são informações fundamentais para determinar a sua idade, bem como a fração de composição química ejetada durante os pulsos térmicos provenientes de uma estrela com núcleo de carbono e oxigênio. Um indício importante sobre a composição da anã branca é a obtenção da massa da estrela progenitora, determinada indiretamente pelo padrão de abundâncias dos elementos formados pelo processo-s (Spina et al., 2018), onde ocorre a captura lenta de nêutrons para a nucleossíntese de elementos mais pesados (Karakas e Lugaro, 2016).

Este projeto também é relevante para o estudo da perda de massa em estrelas, tendo em vista que existem diversas formas para estimar a perda de massa, porém essas parametrizações não refletem necessariamente a realidade. Então, os sistemas apresentados neste trabalho servirão para importantes testes dessas relações, pois se for possível determinar

a massa da anã branca e da progenitora, pode-se então verificar qual dessas relações se aproxima melhor da perda de massa total do objeto.

1.3 Poluição química pela transferência de massa em sistemas binários

As velocidades radiais revelaram que as estrelas HD 114174 e HD 120690 são sistemas binários ou múltiplos (dos Santos et al., 2017) e que, se comparadas com outras análogas solares, possuem excesso dos elementos produzidos pelo processo-s (lento) de captura de nêutrons (Tucci-Maia et al., 2016). Um prévio estudo indicou que a rotação (dos Santos et al., 2016) e atividade cromosférica (Lorenzo-Oliveira et al., 2018) são acima das encontradas em outras gêmeas solares. Então a principal justificativa para a natureza desses sistemas são episódios de transferência de massa.

Há uma classe estelar chamada *Blue Straggler*, geralmente observada em aglomerados de estrelas globulares e abertos, porém também pode ser identificada em estrelas de campo. A evolução desse tipo de objeto ainda não é bem entendida e não pode ser explicada pela evolução estelar simples. Então, a hipótese mais bem aceita pela comunidade científica é que a sua formação envolve acreção em sistemas binários. Um dos mecanismos é a transferência de massa pelo lóbulo de Roche de uma estrela evoluída gigante para outra de sequência principal (Parthasarathy et al., 2007). Foi sugerido que todas as estrelas secundárias desse tipo são anãs brancas, que no passado poluíram a atmosfera da estrela primária com carbono e elementos produzidos pelo processo-s de captura de nêutrons.

De acordo com a hipótese de transferência de massa, devido à maior emissão de energia na região do ultravioleta próximo, a estrela secundária anã branca possui baixa luminosidade no óptico/visível. O mecanismo de formação das estrelas estudadas neste trabalho é comparável ao das estrelas de Ba (Allen e Barbuy, 2006a; Alves-Brito et al., 2011), que são estrelas que foram enriquecidas pela transferência de material de uma companheira AGB (Allen e Barbuy, 2006b) e preservam características químicas da superfície da mesma.

Observações dos sistemas binários

Mais de 70 estrelas foram observadas pelo nosso grupo SAMPA (*Stellar Atmospheres, Planets and Abundances*) no grande projeto por busca de exoplanetas em gêmeas solares (ID: 188.C-0265, PI: Jorge Meléndez) utilizando o espectrógrafo HARPS (*High Accuracy Radial Velocity Planet Searcher*) do telescópio de 3,6 metros do Observatório La Silla do ESO. Este instrumento fornece espectros de alta resolução e alto sinal sobre ruído (S/N), o que resulta em medidas de parâmetros físicos em um nível extremo de precisão (Meléndez et al., 2017; Spina et al., 2018) devido à qualidade dos espectros e à similaridade das estrelas com o Sol (Ramírez et al., 2014). Neste cenário, um importante desafio é caracterizar análogas solares com uma companheira e, surpreendentemente, 42% alvos da nossa amostra são binárias que podem auxiliar na verificação da idade da estrela primária por meio de testes de idades isocronais.

Os espectros obtidos com o HARPS/ESO possuem alta resolução e sinal ruído ($R \approx 115000^1$ e $S/N \gg 100$) (Meléndez et al., 2017), e tem sido usados pelo nosso grupo para determinar as abundâncias químicas dos elementos produzidos pelo processo-s de captura de nêutrons (Spina et al., 2018). Algumas estrelas dessa amostra, como HD 114174 e HD 120690, possuem anomalias químicas (Tucci-Maia et al., 2016) importantes para o estudo da interação e evolução de sistemas binários e, junto a HD 2133 e CD-56 7708, foram objetos de estudo desta pesquisa.

Os parâmetros astrométricos ascensão reta, declinação, velocidade radial, paralaxe e tipo espectral dos quatro sistemas duplos estudados e disponíveis no catálogo Simbad, ² estão listados na tabela 2.1 a seguir:

¹ Poder resolvente: $R = \frac{\lambda}{FWHM}$, onde FWHM é a largura a meia altura da linha

² <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/> (acesso em 06/06/2019)

Tabela 2.1 - Parâmetros astrométricos dos sistemas duplos

Nome	AR [h min s]	DEC [° ' "]	RV [km/s]	Gaia DR2 π [mas]	Tipo
HD 114174	13 08 51,02	+05 12 26,06	24,195±0,048	37,9141±0,0517	G3IV
HD 2133	00 24 41,21	-74 14 04,41	-3,48±0,94	7,6408±0,0273	F7V
CD-56 7708	19 25 58,53	-56 33 36,50	≈21,6	7,6395±0,1205	G5V
HD 120690	13 51 20,34	-24 23 25,84	-1,82±0,17	53,8785±0,3427	G5Va

2.1 Dados de espectroscopia

Para a análise espectroscópica das estrelas primárias dos sistemas HD 114174, HD 2133, CD-56 7708 e HD 120690, que será descrita no capítulo 4, foram utilizados dados de projetos do nosso grupo SAMPA e também disponíveis no arquivo³ dos espectrógrafos HARPS e FEROS (*The Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*) do ESO. Os detalhes das observações estão expostos na tabela 2.2.

Tabela 2.2 - Parâmetros dos espectros obtidos com o HARPS e o FEROS.

Objeto	Instrumento	Aquisições	Exposição (s)	PI	Projeto
HD 114174	HARPS	76	400	J Meléndez	188.C-0265
	FEROS	1	1300	R Chini	099.A-9022
HD 2133	HARPS	1	900	D Lorenzo-Oliveira	100.D-0444
	FEROS	1	360	K Helminiak	088.D-0080
		1	450	K Helminiak	089.D-0097
		1	480		
		1	600		
		2	720		
CD-56 7708	HARPS	6	900		
		4	1500	K Helminiak	087.C-0012
		1	2400		
HD 120690	HARPS	24	350	J Meléndez	188.C-0265

As análises realizadas pelo nosso grupo (Tucci-Maia et al., 2016; dos Santos et al., 2016, 2017; Spina et al., 2018) tiveram suma importância na identificação das anomalias químicas dos sistemas HD 114174 e HD 120690. Também, a estrela HD 2133, já analisada com dados do FEROS, foi observada pelo nosso grupo em 21 de maio de 2019 com o HARPS para fins comparativos.

³ <http://archive.eso.org/scienceportal/home>

2.2 Dados de imageamento

Preparamos e submetemos dois projetos (tabela 2.3) de observação das companheiras das gêmeas solares HD 114174 e HD 120690 para espectrofotometria com a utilização de coronógrafo com óptica adaptativa: um no *Gemini South Telescope* e outro no VLT/ESO, sendo ambos projetos aprovados para observação em modo fila. A óptica adaptativa permite obter uma excelente qualidade de imagem. Porém é necessário também o uso de coronógrafo para ocultar a estrela central brilhante e conseguir observar a fraca estrela companheira. Por exemplo, o contraste de brilho entre as duas componentes de um sistema binário em função da distância ao objeto central é mostrado na figura 2.1.

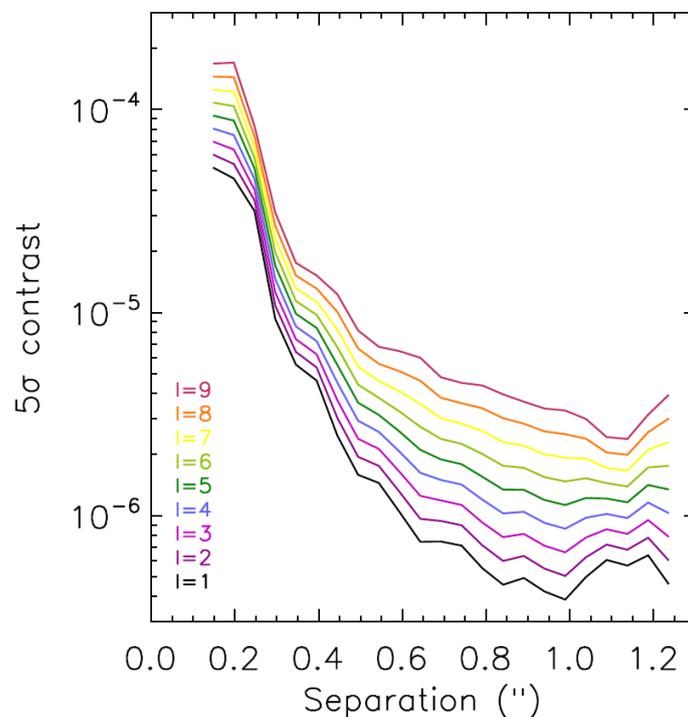


Figura 2.1: Contraste típico (5σ) do GPI em função da separação angular das estrelas em sistemas binários para diferentes magnitudes da banda I com 1 hora de tempo de exposição. Retirado do site do instrumento GPI: <https://www.gemini.edu/sciops/instruments/gpi/instrument-performance/contrast/sensitivity>.

O projeto de observação no *Gemini South Telescope* objetivou o uso de óptica adaptativa do instrumento GPI (*Gemini Planet Imager*) para coletar espectros de baixa resolução nas bandas Y, J, H e Ks. Este pedido foi enviado para a modalidade de *Fast Turnaround*, foi aprovado e encontra-se com as observações parcialmente realizadas. O tempo aprovado estava alocado com 2 horas de observação distribuídas entre os 4 filtros para cada alvo.

Tabela 2.3 - Pedidos de tempo aprovados (PI: Thayse Adineia Pacheco)

Identificação	Tempo solicitado	Tempo concedido	Status
GS-2018A-FT-103	4,0 h	4,0 h	Parcialmente observado
ESO-0101.D-0256(A)	2,3 h	2,3 h	Não observado

Porém foi possível observar HD 114174 apenas em uma aquisição completa no filtro J e HD 120690 apenas parcial no filtro H.

O projeto aprovado no VLT/ESO teve como objetivo utilizar a óptica adaptativa do instrumento SPHERE (*Spectro-Polarimetric High-contrast Exoplanet REsearch*). O estudo seria realizado por meio da coleta de espectros de baixa resolução nas bandas Y, J e H e imageamento na banda Ks de forma simultânea e permitiria a detecção de uma companheira com separação angular de pelo menos $0,2''$. Cada objeto seria observado por aproximadamente uma hora incluindo calibrações. Não foi possível observar os alvos devido às condições meteorológicas das noites alocadas para aquisição de dados. Então foram utilizados dados públicos da estrela HD 114174 na banda H disponíveis no arquivo do SPHERE que puderam ser utilizados para familiarização com a *pipeline* de redução de dados *esoreflex*.

2.3 HD 114174

2.3.1 Observações prévias da anã branca

Crepp et al. (2013) observaram a estrela do tipo solar HD 114174 utilizando o imageamento de alto contraste nas bandas J e K com o telescópio Keck. Eles descobriram uma companheira pouco brilhante a $0,69''$ de distância angular. A única interpretação auto consistente apresentada com base na fotometria e medidas dinâmicas indica que a companheira é uma estrela anã branca. A distribuição espectral de energia (SED) foi ajustada para dois tipos de modelos, com atmosfera pura de hidrogênio ou de hélio, tal que os parâmetros temperatura efetiva, massa e idade de resfriamento não concordam entre si; além disso, há conflito entre esses resultados e a idade estimada para a estrela primária.

Matthews et al. (2014) obtiveram observações fotométricas incluindo medidas na banda L ($3,7\mu m$) utilizando o LBT (*Large Binocular Telescope*), e estimaram uma idade de

$7,77 \pm 0,24$ bilhões de anos para a estrela anã branca companheira de HD 114174. Este valor é consistente, dentro do intervalo de 2σ , com a idade isocronal de $6,41 \pm 0,66$ bilhões de anos obtida pelo nosso grupo (Tucci-Maia et al., 2016). As observações astrométricas em termos da separação angular revelam movimento orbital sistemático que concorda com os nossos resultados alcançados com o telescópio *Gemini* e serão apresentados no capítulo seguinte. Da mesma forma como em Crepp et al. (2013), foram modeladas SEDs considerando atmosferas com composições puras em hidrogênio ou hélio. A previsão de fluxos sintéticos na região do óptico revelou importante sensibilidade às propriedades da anã branca, portanto medidas nessa região são importantes para impor fortes vínculos observacionais.

Bacchus et al. (2017) apresentaram o primeiro espectro no infravermelho próximo para a fraca anã branca companheira de HD 114174 e, também, ajustaram os dados aos modelos de atmosfera compostos somente por hidrogênio ou hélio. Foram apresentados dois resultados gerais para a natureza da sua companheira: uma estrela extremamente fria, de baixa massa e com atmosfera de hidrogênio ou uma não usual estrela de alta massa, quente e com uma componente terciária companheira anã marrom. Considerando as discrepâncias acima, é importante uma análise mais detalhada para revelar a natureza do sistema HD 114174.

O nosso grupo SAMPA tem estudado gêmeas solares com companheiras de baixa massa e modelou a distribuição de probabilidade da massa da companheira de HD 114174 em dos Santos et al. (2017). Os resultados obtidos são consistentes com a análise de Crepp et al. (2013) que combinou o estudo das velocidades radiais ao imageamento indicando uma massa mínima de $0,26M_{\odot}$. O valor obtido por Matthews et al. (2014) utilizando o ajuste da SED da companheira de HD 114174 foi de $0,54M_{\odot}$ e apesar desta massa ser o dobro da estimada por Crepp et al. (2013), ambas as estimativas estão dentro do intervalo de confiança de 1σ de significância. Em encontro com os estudos já realizados, a massa predita para uma estrela anã branca ter tido uma progenitora que sofreu pulsos térmicos e produzido elementos do processo-s, é acima de $0,51M_{\odot}$ (Kong et al., 2018).

2.3.2 Nossas observações da anã branca com o GPI

A medida do fluxo da estrela companheira da gêmea solar HD 114174 foi realizada no infravermelho próximo utilizando um coronógrafo para obstruir a luz proveniente da estrela principal, mais brilhante; assim, é possível observar objetos próximos mais fracos. Como

exemplo da técnica na observação de planeta em torno da estrela *Beta Pictoris*, mostramos na figura 2.2 a observação com a utilização da óptica adaptativa, o uso de coronografia para bloquear a luz da estrela principal, e imagem do exoplaneta obtida após a redução dos dados.

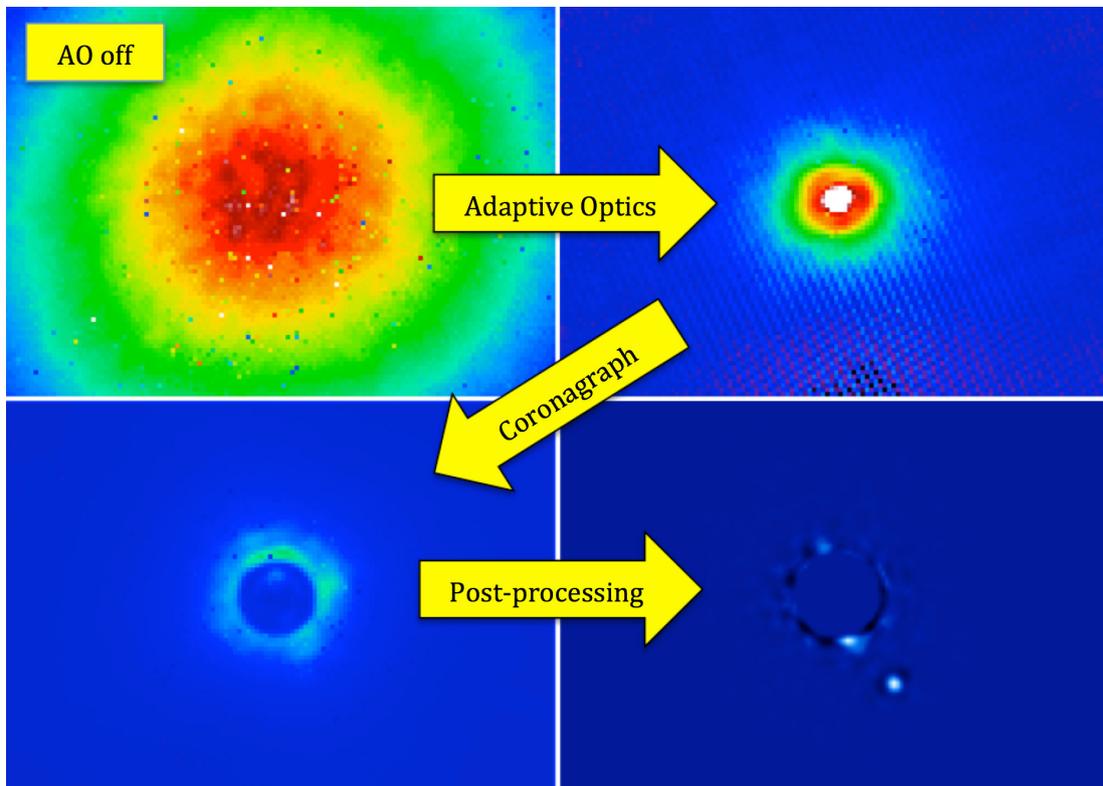


Figura 2.2: Observações da estrela *Beta Pictoris* e seu exoplaneta: clássica sem óptica adaptativa (esquerda superior); com óptica adaptativa (direita superior); com coronógrafo (esquerda inferior); e dado processado com a detecção de exoplaneta (direita inferior). Retirado de <http://cosmicdiary.org/geminiplanetimager/2015/08/06/how-gpi-works-to-see-planets/>

As observações da estrela companheira de HD 114174 com o GPI no projeto GS-2018A-FT-103 foram realizadas no dia 21 de março de 2018 e obtivemos 15 aquisições de 60s na banda J e uma na banda Y. No tratamento dos dados coletados foi utilizado o *pipeline*⁴ de redução do GPI (Perrin et al., 2014) e as calibrações disponíveis no arquivo do GPI⁵. Primeiro, foram selecionadas as observações de *darks* com tempo de exposição de 3000s para gerar uma imagem com pixels quentes; em seguida com pelo menos um *flat* em cada uma das bandas Y, H, J, K_1 e K_2 para gerar uma imagem com pixels frios; finalmente os *darks*

⁴ <http://docs.planetimager.org/pipeline/>

⁵ <https://archive.gemini.edu/searchform>

e *flats* processados foram combinados para gerar o mapa de pixels “ruins”. Também foram tomadas exposições de lâmpadas de Xe para construção da calibração em comprimento de onda. A redução e análise dos dados obtidos com o GPI foi realizada em conjunto com o colaborador Luciano García (*Observatório de Córdoba, Argentina*).

Após a subtração das calibrações e a redução inicial das imagens, no pós-processamento foi necessário medir as posições dos pontos satélites artificiais introduzidos em cada cubo de dados. Estes são inseridos para girar as imagens devido à rotação do campo de observação obtidos pela técnica de imageamento diferencial angular, que permite detectar objetos fracos devido ao acompanhamento da rotação do céu. Assim, todos os cubos de dados são combinados em um arquivo final tridimensional contendo fotometria como a imagem da figura 2.3, fluxo e comprimento de onda.

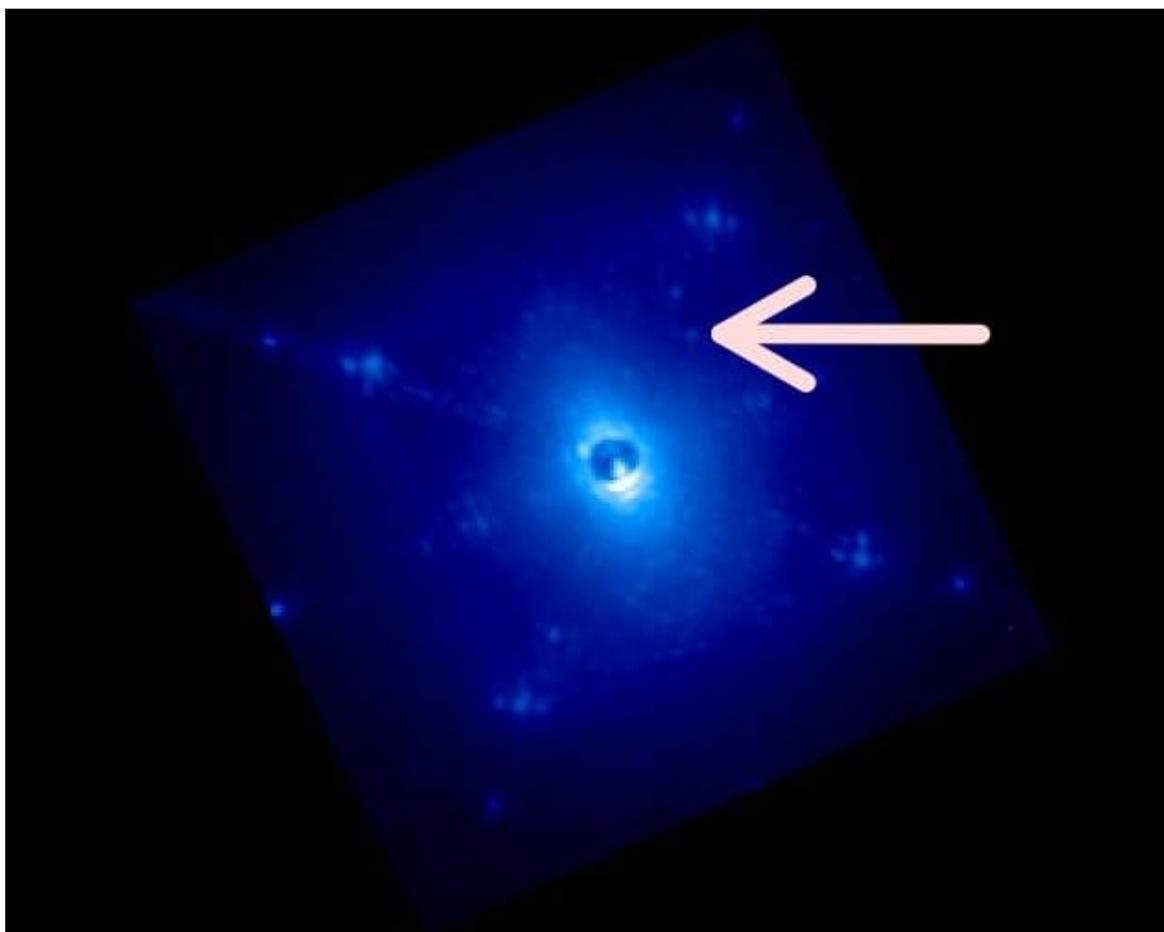


Figura 2.3: Fotometria proveniente do cubo de dados calibrado na banda J utilizando o *pipeline* de redução de dados do GPI para HD 114174 B. A luz da gêmea solar está bloqueada pelo coronógrafo e a seta está apontando para a companheira detectada anã branca, que foi possível de identificar pois ela acompanha a rotação do céu.

O fluxo obtido na fotometria da anã branca companheira de HD 114174 foi de $1,3 \cdot 10^{-16} \text{ erg/s/cm}^2/\text{\AA}$ na banda J, valor de mesma ordem de grandeza publicado em Bacchus et al. (2017). Embora nosso resultado fosse compatível com prévias observações, decidimos não usar nosso valor de fluxo, pois a observação não foi suficientemente longa, o que deixou o sinal da anã branca muito tênue.

Após a redução de dados foi estimada que a separação angular entre a estrela primária e a companheira anã branca é de aproximadamente $0,57''$. Como mostrado na figura 2.4, este resultado astrométrico segue a linha de tendência prévia entre separação angular e tempo. Este resultado foi publicado em Bacchus et al. (2017) utilizando observações do projeto TRENDS no telescópio Keck (Crepp et al., 2013), do projeto P1640 no *Large Binocular Telescope* (Matthews et al., 2014) e telescópio Palomar. A estrela magenta na figura 2.4 representa a separação angular medida na fotometria da estrela HD 114174 com nossos novos dados obtidos por mim com o GPI.

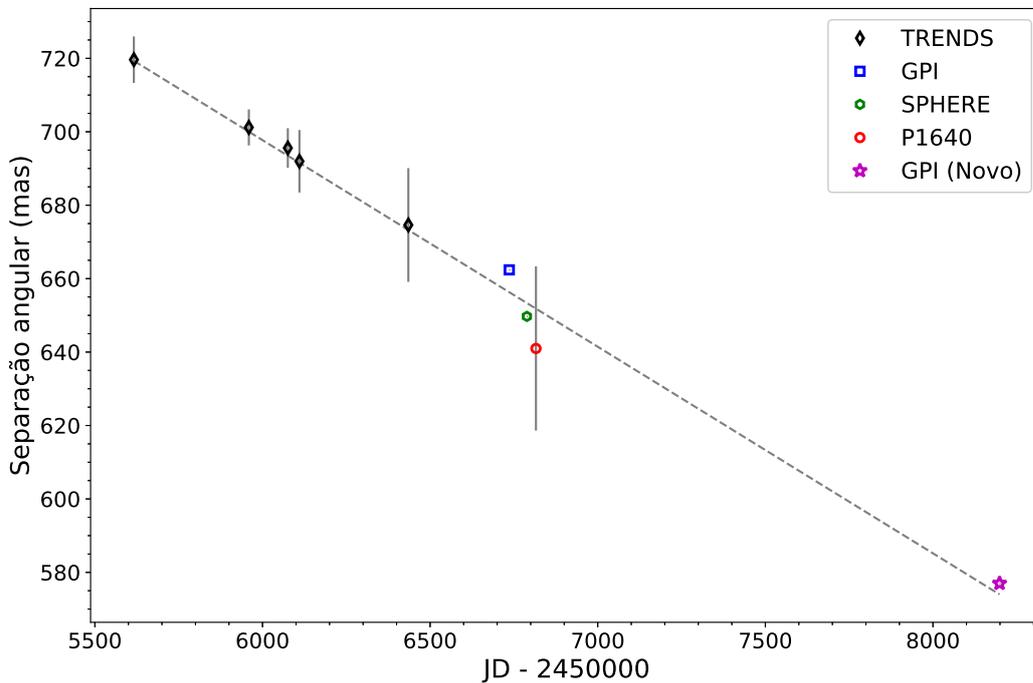


Figura 2.4: Astrometria para HD 114174 B. Os diamantes pretos representam as medidas utilizando o TRENDS, o círculo vermelho mostra a medida do projeto P1640 2014-06-12 e os quadrados azul e verde são as separações do GPI e SPHERE, respectivamente. A estrela magenta representa a nossa nova medida com o GPI.

O resultado da figura 2.4 é um indício do movimento orbital deste sistema binário, mas o período orbital deve ser muito longo (> 2500 dias), pois só é possível observar uma tendência, sem uma inflexão que ajudaria a caracterizar a órbita. Também, a curva de velocidade radial ainda não apresentou ponto de inflexão (dos Santos et al., 2017), portanto com os dados disponíveis não foi possível determinar os parâmetros orbitais⁶.

2.3.3 Distribuição espectral de energia

Os modelos sintéticos (Tremblay et al., 2015) de distribuição espectral de energia de anãs brancas foram ajustados aos fluxos observados publicados em Bacchus et al. (2017) para estimar a temperatura efetiva, gravidade superficial e massa da estrela para posterior cálculo da idade de esfriamento e a natureza da anã branca com atmosfera rica em H ou He, respectivamente denominada DA ou DB. As curvas de esfriamento utilizadas foram calculadas pelo grupo de Montreal⁷ (Bergeron et al., 2011), porém tabelas atualizadas foram enviadas pelo Prof. Dr. Pierre Bergeron em comunicação pessoal.

Dentro dos erros das observações, existem vários resultados prováveis para modelos ajustados aos dados da anã branca companheira de HD 114174, selecionados através do método de mínimos quadrados. Os resultados para atmosferas de puro hidrogênio (DA) e puro hélio (DB) estão mostrados nas figuras 2.5 e 2.6, respectivamente.

Os ajustes realizados por mim estão disponíveis na tabela 2.4 e são ligeiramente diferentes dos resultados da tabela 2.5 publicados em Bacchus et al. (2017). A distribuição de probabilidade da massa da companheira de HD 114174 foi computada por dos Santos et al. (2017), valor compatível com Crepp et al. (2013), que combinaram a análise de velocidade radial com imageamento, indicando que a massa mínima da anã branca é $0,26M_{\odot}$. O valor obtido por Matthews et al. (2014) utilizando a distribuição espectral de energia foi de $0,54M_{\odot}$. Notar que o primeiro resultado de Bacchus et al. (2017), de $0,3M_{\odot}$ (tabela 2.5), pode ser descartado pelas escalas de tempo (idade da anã branca de 9 bilhões de anos, que é muito maior a todas as estimativas para a idade da gêmea solar).

⁶ Note-se que existem dados antigos da estrela HD 114174 com baixa precisão em velocidade radial (Fuhrmann e Chini, 2018), que sugerem uma massa mínima de $0,39 M_{\odot}$ e período da ordem de 50 anos a 1 século (Leonardo dos Santos, comunicação pessoal).

⁷ <http://www.astro.umontreal.ca/~bergeron/CoolingModels/>

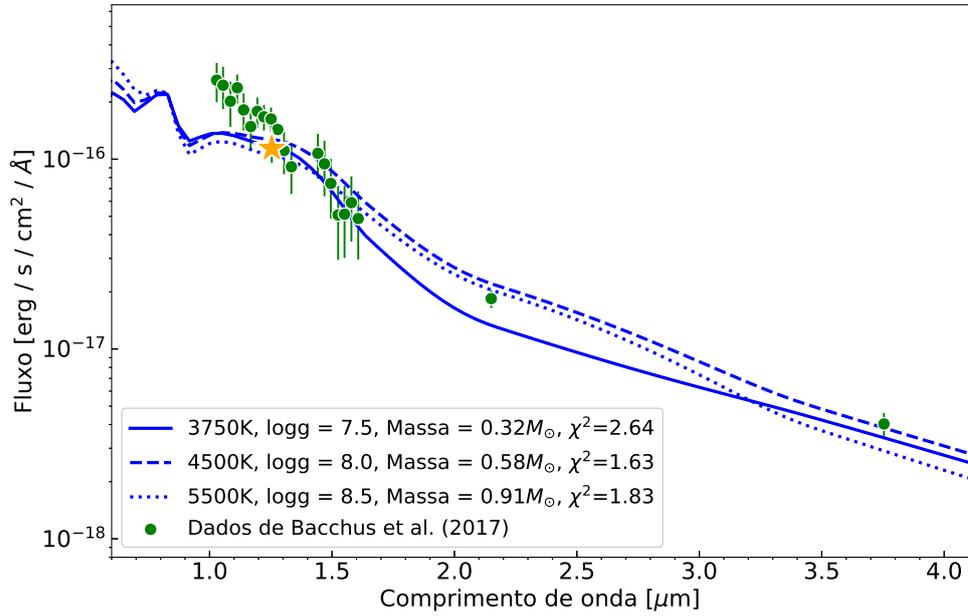


Figura 2.5: Distribuição espectral de energia para HD 114174 utilizando dados de Bacchus et al. (2017) e modelos de Bergeron et al. (2011) com os parâmetros de temperatura efetiva, gravidade e massa de uma anã branca com atmosfera de H (DA). A estrela amarela indica a medida realizada por mim.

Tabela 2.4 - Meus resultados obtidos com as medidas publicadas em Bacchus et al. (2017) e os ajustes com os modelos de atmosferas de anã branca de Pierre Bergeron atualizados.

Tipo	Temperatura [K]	logg	Massa [M_{\odot}]	Idade [G anos]	χ^2
DA	3750	7,5	0,32	4,723	2,64
DA	4500	8,0	0,58	7,582	1,63
DA	5500	8,5	0,91	7,072	1,83
DB	4250	8,0	0,57	7,107	2,27
DB	6000	8,5	0,90	5,283	1,62
DB	11000	9,0	1,19	1,949	4,10

Tabela 2.5 - Resultados publicados em Bacchus et al. (2017) e os ajustes com os modelos de atmosferas de anã branca de Bergeron et al. (2011).

Tipo	Temperatura [K]	logg	Massa [M_{\odot}]	Idade [G anos]	χ^2
DA	3814	7,49	0,336	9,170	12,88
DA	10212	9,00	1,198	2,365	19,44
DA	8721	8,81	1,091	2,807	17,85

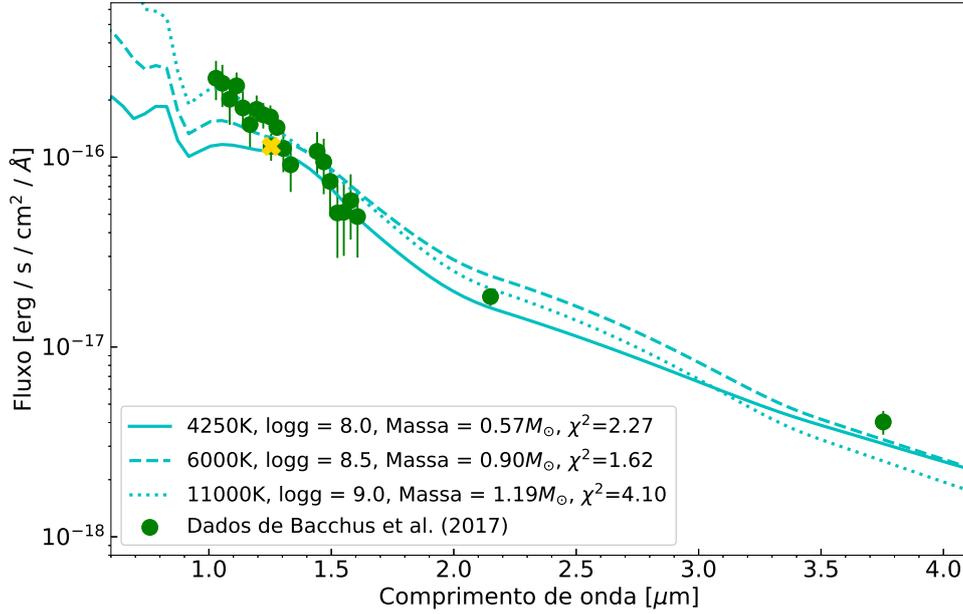


Figura 2.6: Distribuição espectral de energia para HD 114174 utilizando dados de Bacchus et al. (2017) e modelos de Bergeron et al. (2011) com os parâmetros de temperatura efetiva, gravidade e massa de uma anã branca com atmosfera de He (DB). A cruz amarela indica a medida realizada por mim.

A massa predita para uma anã branca, cuja progenitora passou pelos pulsos térmicos e produziu elementos do processo-s, é acima de $0,51M_{\odot}$ (Kong et al., 2018), então se for confirmada a natureza da anã branca como uma estrela com atmosfera de hidrogênio que passou pelo ramo assintótico de gigante, podemos excluir o primeiro resultado das tabelas 2.4 e 2.5. Os valores mais prováveis são uma atmosfera DA com $4500K$, $\log g = 8,0$ e massa de $0,58M_{\odot}$ ($\chi^2 = 1,63$) ou uma DB com $6000K$, $\log g = 8,5$ e massa de $0,90M_{\odot}$ ($\chi^2 = 1,62$). De qualquer forma, concluímos que a estrela anã branca, companheira de HD 114174, é uma estrela fria resultante de uma estrela progenitora de massa intermediária entre $1,5$ e $3,5M_{\odot}$, compatível com a nossa hipótese inicial.

As condições meteorológicas não permitiram a observação do meu pedido de tempo com o SPHERE, porém estão disponíveis no arquivo do VLT os dados públicos na banda H (Claudi et al., 2016). A redução dos cubos de dados foi realizada utilizando o *pipeline esoreflex* e esta análise (D’Orazi et al. em prep.) foi discutida em conjunto com o grupo de pesquisadores responsáveis pelo desenvolvimento do SPHERE e que possuem dados privados da observação da anã branca companheira de HD 114174 e, também, das HD

2133 e CD-56 7708. Esses dados serão usados em um artigo (D’Orazi et al., em prep.) no qual participamos como co-autores.

2.4 HD 120690

Os parâmetros orbitais da gêmea solar HD 120690 foram obtidos por meio da determinação de velocidades radiais e estimou-se o período orbital de 10,4 anos, excentricidade de 0,34, massa mínima da companheira $m \sin i = 0,578 M_{\odot}$ e semi eixo maior da órbita de $0,28''$ (dos Santos et al., 2017) (5,2 UA). Além disso, de acordo com estudos do nosso grupo, esta estrela possui anomalias químicas como a sobreabundância de [Y/Mg] e elementos pesados formados por captura de nêutrons (Tucci-Maia et al., 2016).

A estrela HD 120690 foi observada com o instrumento GPI apenas na banda H e a redução de dados foi realizada com o *pipeline* do Gemini, técnica idêntica à utilizada no caso anterior para HD 114174. A luz da estrela primária foi bloqueada por um coronógrafo e o objeto detectado mostrado na figura 2.7 é a companheira que foi observada em $1,65 \mu m$.

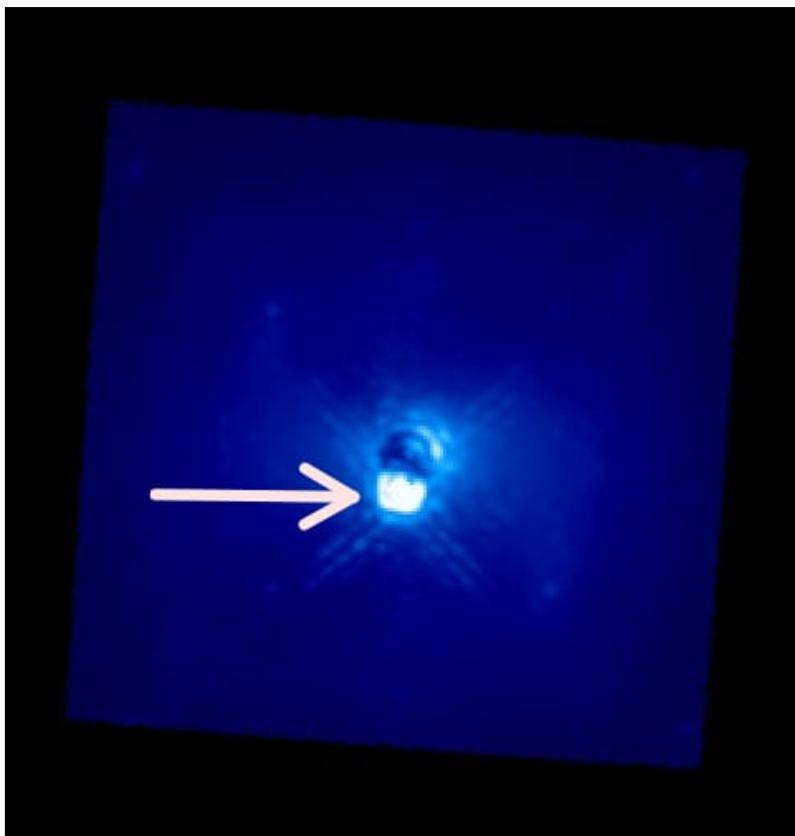


Figura 2.7: Fotometria proveniente do cubo de dados na banda H calibrado utilizando a *pipeline* de redução de dados do GPI para HD 120690 B. A companheira é uma anã vermelha, indicada pela seta.

Nesta observação tivemos um resultado inesperado, pois a diferença de magnitudes entre a estrela primária e a secundária é menor do que o esperado para uma anã branca ($\delta H \sim 10$ mag), sendo de $\delta H = 3,4$ mag. Portanto, a companheira detectada na fotometria da figura 2.7 é cerca de 6 magnitudes mais brilhante do que o esperado, característica que descarta a natureza de uma anã branca e nos leva a acreditar que a companheira é uma estrela de sequência principal anã vermelha, com tipo espectral K tardio ou M precoce.

Hartkopf et al. (2012) observaram o sistema HD 120690 utilizando o telescópio SOAR e publicaram a diferença de magnitudes entre as componentes primária e secundária em $0,547\mu m$ ($\delta V = 2,8$) e $0,798\mu m$ ($\delta I = 3,7$), sem estimativa de incertezas. Como os valores de magnitudes da estrela gêmea solar são bem definidos na literatura (tabela 3.1), por comparação inferi os fluxos da estrela secundária nas bandas V e I. Também foi determinada a natureza da companheira do sistema HD 120690 com as medidas existentes e as nossas novas medições com o instrumento GPI, importantes para sua efetiva confirmação.

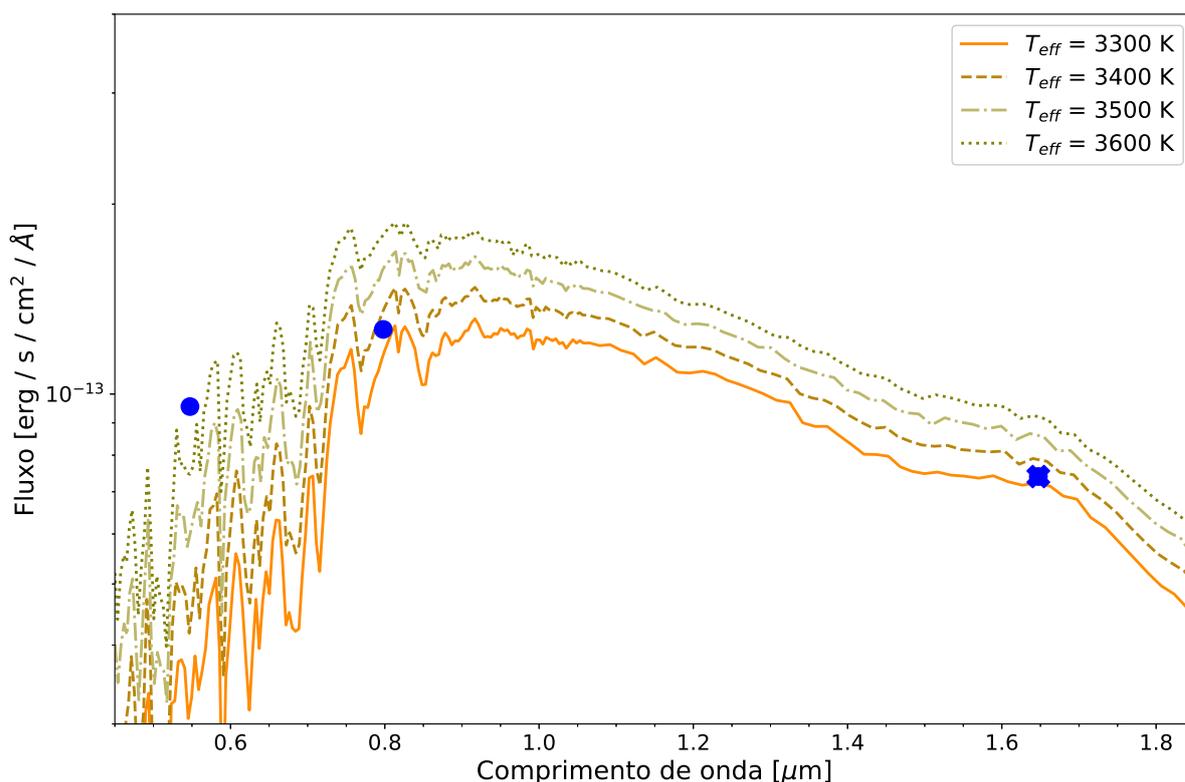


Figura 2.8: Distribuição espectral de energia para HD 120690 B, utilizando as medidas de fluxo nas bandas V e I disponíveis na literatura (Hartkopf et al., 2012) e na banda H medido por mim com dados do GPI/Gemini, ajustados a modelos de 3300K a 3600K com $\log g = 5,0$. Os modelos de SED são do grupo *Phoenix* (Husser et al., 2013) e a cruz representa a minha medida.

O resultado fotométrico obtido para a companheira HD 120690 foi comparado aos modelos de atmosferas de anãs vermelhas (figura 2.8) para inferência dos parâmetros atmosféricos da estrela. Numa primeira tentativa, foi realizado o ajuste da SED utilizando a grade de espectros teóricos de Coelho (2014) e considerando a diluição do fluxo da estrela, localizada a $18,56pc$ (distância do sistema à Terra; tabela 3.2). Foi percebida uma tendência a ajustes com temperaturas menores, então foi utilizada a biblioteca de espectros calculados com modelos de atmosferas *Phoenix* (Husser et al., 2013), que possui uma grade mais completa de baixa temperatura e gravidade acima da solar. Neste caso, os melhores ajustes de SED, apresentados na figura 2.8, são de temperaturas efetivas entre 3300K e 3600K, com $\log g = 5,0$.

2.5 HD 2133 e CD-56 7708: observações prévias

A relação entre a massa e o raio de anãs brancas foi testada por Joyce et al. (2018) para 11 estrelas binárias do tipo Sírius, onde os dados da pesquisa foram coletados pelo telescópio espacial *Hubble* e pelo satélite FUSE (*The Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer*). Dentre os sistemas formados por uma estrela de sequência principal e uma anã branca companheira, HD 2133 e CD-56 7708 foram estudadas.

As temperaturas efetivas da amostra cobrem um intervalo de 16000K a 77000K, e foram importantes para testar a dependência da relação massa-raio com a temperatura da estrela. Foi verificado que estes sistemas são de longo período orbital (T), porém pequena separação angular ρ ("). As massas estimadas para a estrela de sequência principal foram de $1,19M_{\odot}$ para HD 2133 e $0,94M_{\odot}$ para CD-56 7708. As características das anãs brancas companheiras (Joyce et al., 2018) estão resumidas na tabela 2.6.

Tabela 2.6 - Parâmetros das estrelas anãs brancas nos sistemas HD 2133 e CD-56 7708

Nome	T_{ef} [K]	$\log g$	R_{WD} [$0,01R_{\odot}$]	M_{WD} [M_{\odot}]	ρ (")	T (anos)
HD 2133B	29824 ± 158	$7,73 \pm 0,13$	$1,423 \pm 0,016$	0,53	0,60	665,03
CD-56 7708B	49037 ± 263	$7,80 \pm 0,03$	$1,452 \pm 0,024$	0,70	0,217	118,63

Análise física

A análise desenvolvida e apresentada a seguir é necessária para realizar o estudo diferencial de abundâncias das gêmeas solares, que será descrita no capítulo 4, e para determinar a idade isocronal das análogas solares HD 114174, HD 2133 e CD-56 7708, que são as estrelas primárias dos sistemas binários com anãs brancas, analisadas neste trabalho. Além disso, ao determinar a velocidade de rotação das estrelas e o ângulo de inclinação da sua órbita, é possível determinar precisamente a massa, pois a estimativa da massa da companheira obtida a partir da órbita é apenas a massa mínima.

Os parâmetros fotométricos de magnitudes nas respectivas bandas B (azul, do sistema UBV), G (Gaia), J (2MASS), H (2MASS) e Ks (2MASS), dos quatro sistemas duplos estudados neste trabalho de mestrado, obtidos da base de dados Simbad, estão listados na tabela 3.1 a seguir.

Tabela 3.1 - Parâmetros fotométricos da estrela primária de tipo solar

Nome	B	G	J	H	Ks
HD 114174	~ 7,47	6,6124±0,0003	5,613±0,026	5,312±0,027	5,202±0,023
HD 2133	10,23±0,03	9,4891±0,0009	8,572±0,023	8,354±0,021	8,298±0,026
CD-56 7708	11,37±0,07	10,4144±0,0017	9,308±0,022	8,965±0,026	8,835±0,019
HD 120690	~ 7,133	6,2381±0,0005	5,53±0,31	4,829±0,042	4,665±0,017

3.1 Parâmetros atmosféricos por larguras equivalentes

Inicialmente realizei a tentativa de medir as abundâncias químicas de forma clássica, por meio do ajuste manual de larguras equivalentes com o IRAF utilizando perfis gaussianos de linha. O cálculo do equilíbrio espectroscópico (Ghezzi et al., 2010; Meléndez et al.,

2012; Martinez et al., 2019) teve o objetivo de calcular parâmetros atmosféricos como temperatura efetiva e $\log g$, e foi realizado com o auxílio do código q^2 (Ramírez et al., 2014), que realiza no modo automático o equilíbrio entre os potenciais de excitação e ionização utilizando medidas de linhas de FeI e FeII.

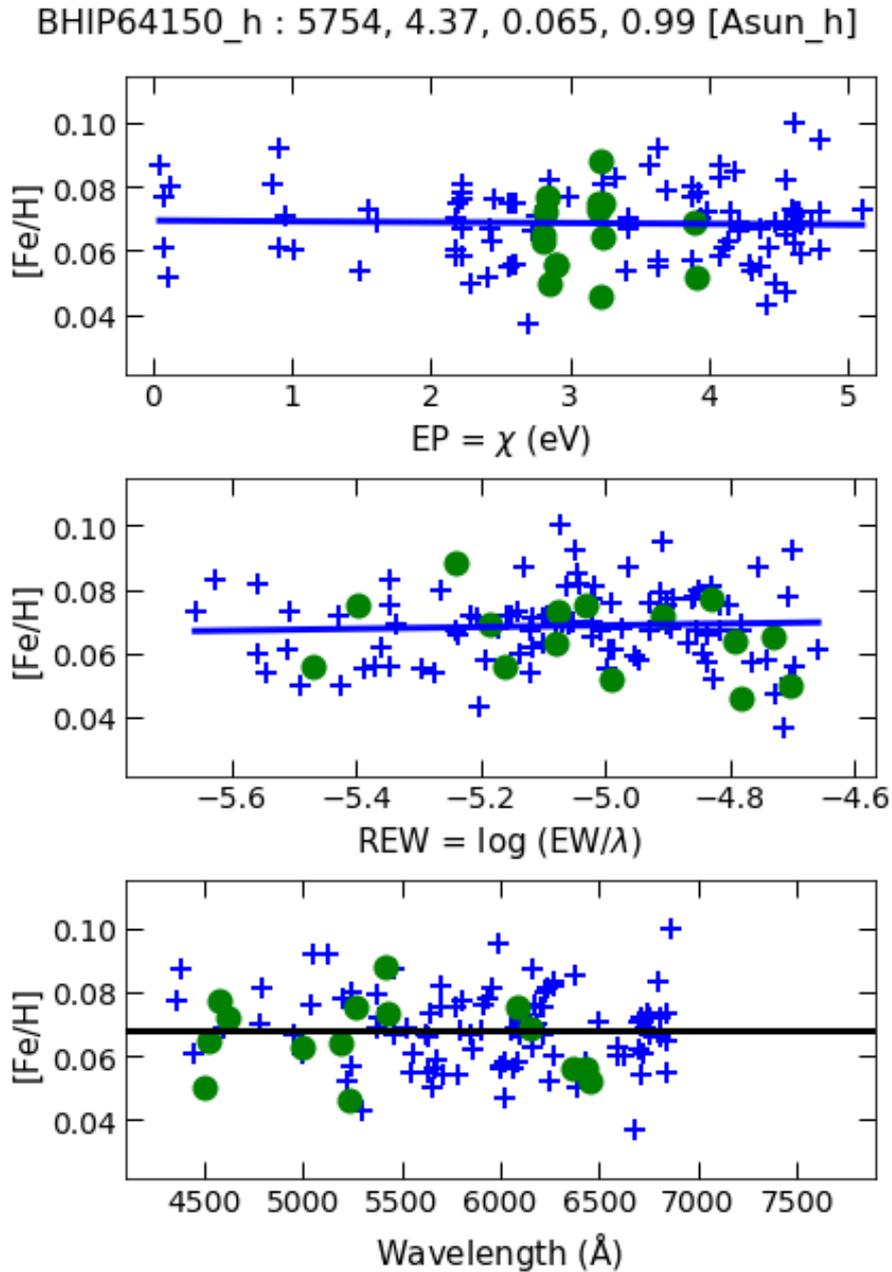


Figura 3.1: Equilíbrio espectroscópico das linhas de FeI (cruzes azuis) e FeII (círculos verdes) em função do potencial de excitação, largura equivalente e comprimento de onda, para a estrela HD 114174, em relação ao Sol.

Na figura 3.1 é possível ver o resultado para o equilíbrio espectroscópico das linhas de FeI

(cruzes azuis) e FeII (círculos verdes) para a estrela HD 114174, utilizando a técnica diferencial linha-a-linha em relação ao Sol (Meléndez et al., 2012). As medidas de abundâncias químicas estão dispostas em função do potencial de excitação, das larguras equivalentes e do comprimento de onda. Na parte superior da figura podemos ler o nome da estrela, sua temperatura efetiva igual a 5754K, $\log g = 4,37$, $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,065$ e velocidade de microturbulência ($v_t = 0,99 \text{ km s}^{-1}$), e também o nome da estrela de referência, o Sol.

CHIP1953 : 6740, 5.0, 0.5, 2.2899999999999997 [Bsun_h_R]

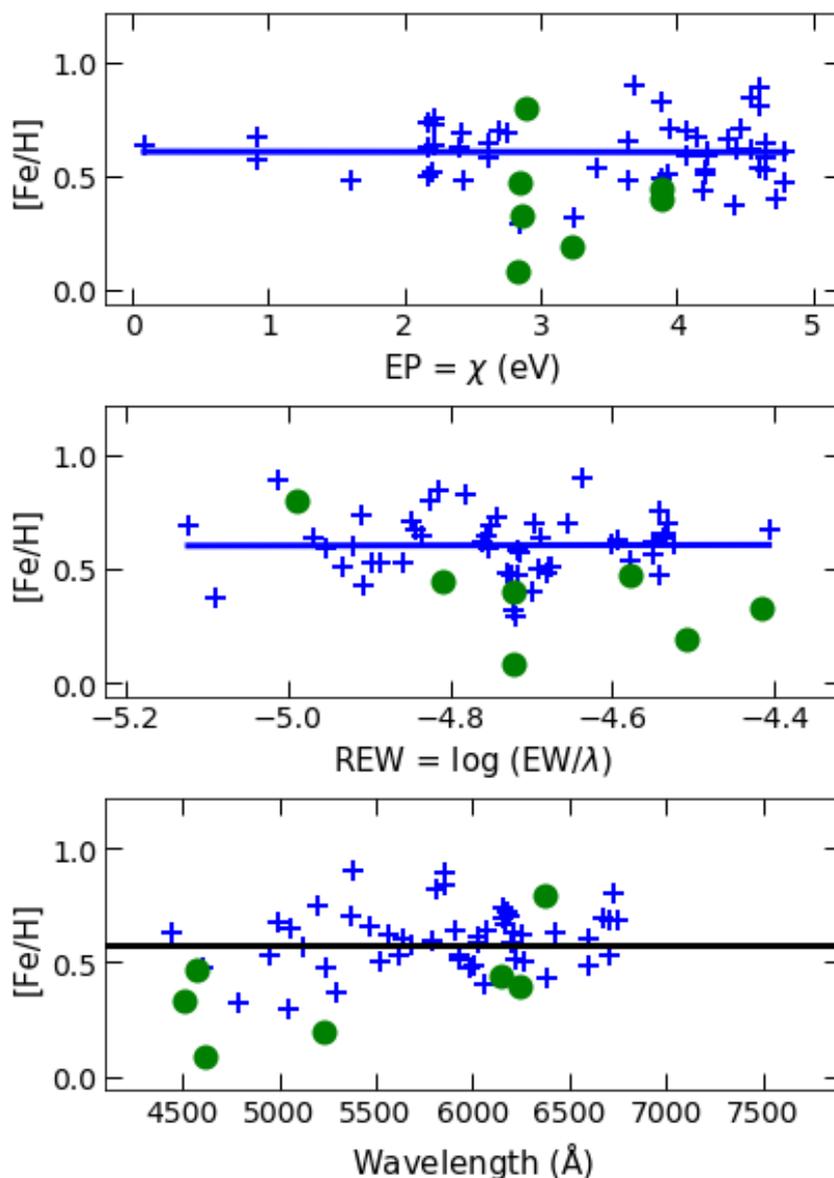


Figura 3.2: Equilíbrio espectroscópico das linhas de FeI (cruzes azuis) e FeII (círculos verdes) para a estrela HD 2133, em relação ao Sol.

GCD-567708_h_R : 5839, 4.370000000000001, 0.258, 2.2899999999999997 [Fsun_h_R]

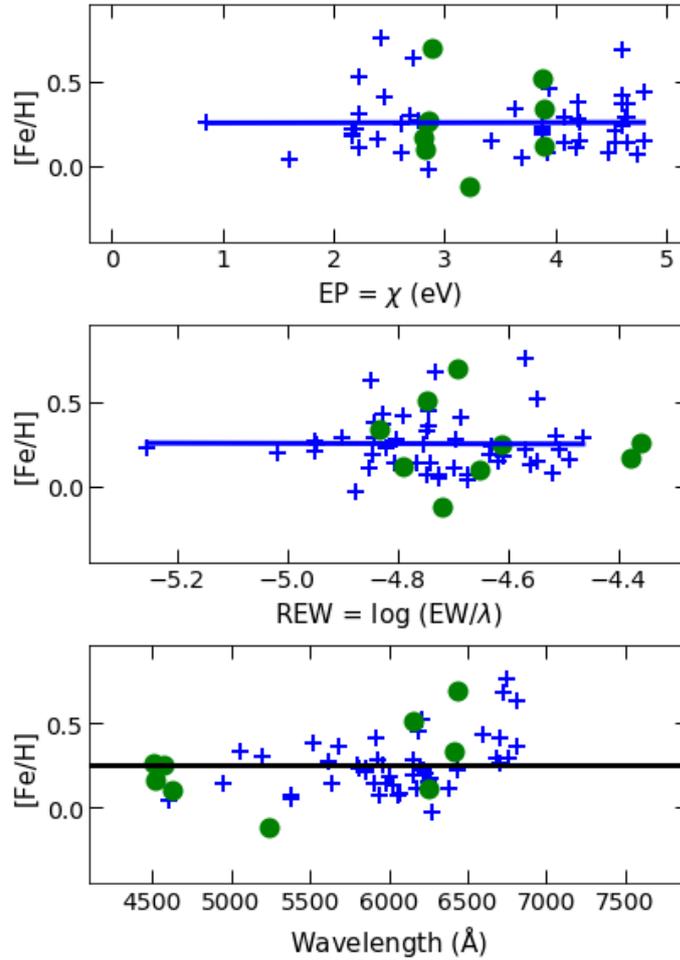


Figura 3.3: Equilíbrio espectroscópico das linhas de FeI (cruzes azuis) e FeII (círculos verdes) para a estrela CD-56 7708, em relação ao Sol.

A estrela HD 114174 já havia sido analisada em Tucci-Maia et al. (2016) e Spina et al. (2018), que obtiveram parâmetros de $(T_{\text{eff}}/\log g/[Fe/H]) = (5747/4,39/+0,03)$ e $(5747/4,37/+0,049)$, em bom acordo com a nossa análise $(5754/4,37/+0,065)$. No caso dos sistemas HD 2133 (figura 3.2) e CD-56 7708 (figura 3.3), não foram obtidos resultados satisfatórios, devido a alta rotação destas estrelas, que dificulta a medida das larguras equivalentes pela mistura (*blend*) das linhas. Também, podemos perceber que o número de linhas de FeI e FeII medidas nas estrelas HD 2133 e CD-56 7708 foi muito menor do que o alcançado para HD 114174.

No caso das estrelas binárias espectroscópicas HD 2133 (figura 3.2) e CD-56 7708 (figura 3.3) não foi possível medir muitas linhas com baixo potencial de excitação; portanto, não foi coberto um intervalo suficiente para aplicar satisfatoriamente o equilíbrio espectroscópico

das linhas de FeI e FeII. Também, devido à presença de mistura das linhas (*blends*) pela alta rotação dessas estrelas, algumas medidas de larguras equivalentes podem estar super estimadas. Então, para estes sistemas, não podemos confiar nas determinações dos parâmetros atmosféricos com esse método. Foi necessário utilizar calibrações fotométricas, como descrito na seção a seguir, para estas determinações de parâmetros atmosféricos. Como a estrela HD 114174 possui uma anã branca, por consistência foi analisada também com a mesma técnica que as outras duas estrelas de alta rotação (HD 2133 e CD-56 7708) com companheiras anãs brancas.

3.2 Parâmetros atmosféricos por calibrações fotométricas

Os parâmetros atmosféricos das estrelas HD 114174, HD 2133 e CD-56 7708 foram determinados com base em calibrações fotométricas disponíveis na literatura. Como as magnitudes das estrelas com observações do telescópio espacial GAIA (Gaia-Collaboration, 2016) na banda G são mais precisas, utilizei uma transformação empírica para a banda V, que posteriormente serviu para os cálculos das cores, avermelhamento, temperatura efetiva, correção bolométrica, gravidade superficial, bem como as velocidades de microturbulência e macroturbulência. A relação entre as magnitudes nas bandas V e G do GAIA (Yana-Galarza et. al, em prep.), válida para estrelas do tipo solar, é

$$V_G = G \cdot 0,997 + 0,226 \quad [\pm 0,010]. \quad (3.1)$$

Os resultados derivados para as magnitudes visíveis estão listados na tabela 3.2.

A missão espacial Gaia (Gaia-Collaboration, 2018) mediu a posição de bilhões de estrelas mapeando todo o céu durante 5 anos, com isso, melhorou a acurácia da paralaxe para poucos microsegundos de arco em comparação à missão *Hipparcos* que atingiu milisegundos de arco. A partir da paralaxe π do Gaia (tabela 2.1) em segundos de arco, pode-se determinar a distância d em parsecs que o astro se encontra da Terra pela relação

$$d[pc] = \frac{1}{\pi["]}. \quad (3.2)$$

Assim, obtive as distâncias listadas na tabela 3.2 e utilizadas na determinação dos parâmetros atmosféricos descrita nesta seção.

Tabela 3.2 - Magnitudes na banda V, distâncias trigonométricas (d), latitude (l) e longitude (b) galácticas, e avermelhamento (E(B-V) mag) com base no mapa de Stilism

Nome	V (mag)	d (pc)	l (°)	b (°)	E(B-V) (mag)
HD 114174	6,819	26,375±0,036	314,4174	+67,6899	0,001 ^{+0,016} _{-0,001}
HD 2133	9,687	130,88±0,46	305,4021	-42,765	0,005 ^{+0,021} _{-0,005}
CD-56 7708	10,609	130,9 ±2,1	340,6307	-27,0091	0,010 ^{+0,017} _{-0,010}
HD 120690	6,445	18,56±0,12	319,9539	+36,4934	0,001 ^{+0,015} _{-0,001}

Para descontaminar a fotometria observada dos efeitos da poeira do meio interestelar, foram utilizados os parâmetros de avermelhamento do projeto *SStructuring by Inversion the Local Interstellar Medium* (Stilism), que são mapas tridimensionais da matéria do meio interestelar local baseado em medidas de absorção por poeira ou gases (Lallement et al., 2014). O mapa é baseado na inversão de estimativas de avermelhamento considerando a observação de cerca de 71000 estrelas (Capitanio et al., 2017). Para estimar os valores de avermelhamento E(B-V) com suas respectivas incertezas, foi inserida a longitude e a latitude galáctica de cada objeto no sítio do projeto Stilism¹ e foram gerados diagramas do excesso de cor em função da distância ao Sol, como os da figura 3.4.

Sabendo as distâncias pela paralaxe (tabela 2.1) com acurácia, foram estimados os valores de avermelhamento listados na tabela 3.2.

A magnitude intrínseca (m_{x_0}) de uma determinada banda é deduzida pela magnitude aparente (m_x), subtraída a extinção (A_x)

$$m_{x_0} = m_x - A_x, \quad (3.3)$$

portanto o índice de cor intrínseco, que é a diferença entre as magnitudes de duas bandas diferentes, é dado por

$$(X - Y)_0 = (X - Y) - (A_x - A_y), \quad (3.4)$$

¹ <https://stilism.obspm.fr/>

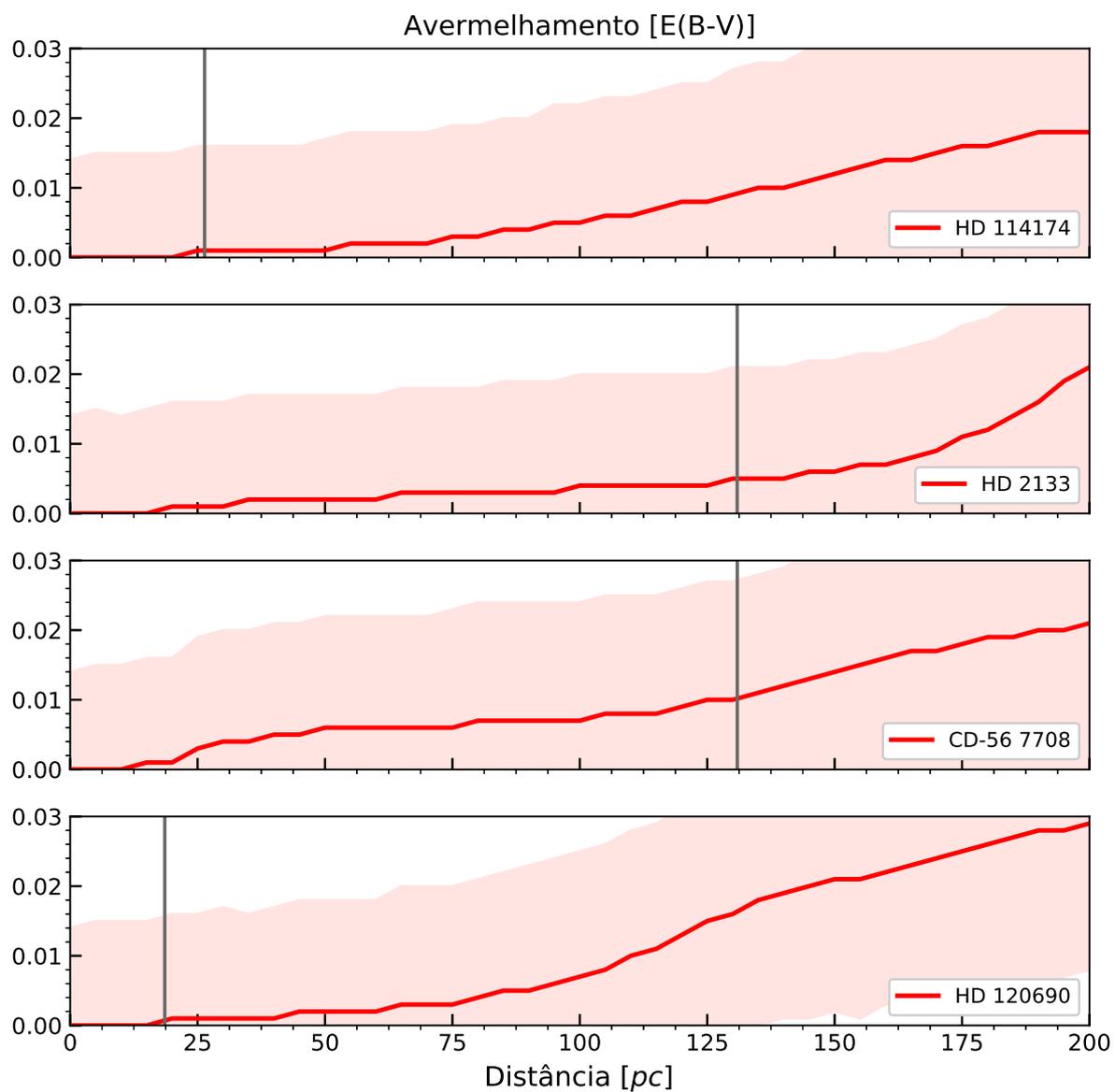


Figura 3.4: Mapa de excesso de cor $E(B-V)$ em função da distância para cada sistema listado na tabela 3.2, onde as linhas verticais indicam a distância dos sistemas ao Sol, para as suas respectivas coordenadas galácticas (l, b) .

onde $A_x - A_y$ é o excesso de cor $E(X - Y)$. Considerando a extinção seletiva

$$k_x = \frac{A_x}{E(B - V)} \quad (3.5)$$

temos que

$$(X - Y)_0 = (X - Y) - (k_x - k_y) \cdot E(B - V). \quad (3.6)$$

Foram calculadas pela equação 3.6 as cores $(V - J)_0$, $(V - H)_0$ e $(V - K_s)_0$, casos de interesse desse trabalho, utilizando as extinções relativas de cada banda $k_V = 3.315$, $k_J = 0.902$, $k_H = 0.576$ e $k_K = 0.367$, constantes disponíveis na tabela 6 de Schlegel et al. (1998). Os resultados obtidos para as cores estão listados na tabela 3.3, com as incertezas propagadas associadas à cor (tabela 3.1) e ao excesso de cor (tabela 3.2).

Tabela 3.3 - Cores de cada estrela calculada pela equação 3.6

Cor (mag)	HD 114174	HD 2133	CD-56 7708	HD 120690
$(V - J)_0$	$1,20 \pm 0,02$	$1,10 \pm 0,03$	$1,28 \pm 0,05$	$1,12 \pm 0,30$
$(V - H)_0$	$1,50 \pm 0,03$	$1,32 \pm 0,04$	$1,62 \pm 0,05$	$1,82 \pm 0,04$
$(V - K_s)_0$	$1,61 \pm 0,03$	$1,37 \pm 0,04$	$1,74 \pm 0,06$	$1,98 \pm 0,02$

As calibrações de cor para estrelas de sequência principal e gigantes baseadas em temperaturas efetivas derivadas de fluxos no infravermelho com dependência da metalicidade (Ramirez e Melendez, 2005; Casagrande et al., 2010), têm incertezas relativamente pequenas (< 50 K). Dessa forma, foi utilizado no cálculo da temperatura a equação 3.7, onde X representa uma determinada cor e $[\text{Fe}/\text{H}]$ a metalicidade da estrela.

$$\theta_{(ef)} = \frac{5040(K)}{T_{ef}(K)} = a_0 + a_1 \cdot X + a_2 \cdot X^2 + a_3 \cdot X \cdot [\text{Fe}/\text{H}] + a_4 \cdot [\text{Fe}/\text{H}] + a_5 \cdot [\text{Fe}/\text{H}]^2 \quad (3.7)$$

Os coeficientes lineares da escala de temperatura efetiva e as suas respectivas incertezas (disponíveis na tabela 4 de Casagrande et al. (2010)), que foram usados em nossa análise, estão listados na tabela 3.4.

Tabela 3.4 - Coeficientes lineares da equação 3.7 e incertezas de cada calibração (Casagrande et al., 2010)

Cor (mag)	a_0	a_1	a_2	a_3	a_4	a_5	$\sigma(T_{ef})$
$V - J$	0,4669	0,3849	-0,0350	-0,0140	0,0225	0,0011	42
$V - H$	0,5251	0,2553	-0,0119	-0,0187	0,0410	0,0025	33
$V - K_s$	0,5057	0,2600	-0,0146	-0,0131	0,0288	0,0016	25

É necessário fazer a correção bolométrica da banda V para o cálculo da gravidade superficial da estrela. Essa correção depende da temperatura (cor) e da metalicidade da mesma. Adotamos a correção de Masana et al. (2006) para a banda K:

$$BC_K(mag) = -0,1041 + 1,26 \cdot (V - K)_0 - 0,157 \cdot (V - K)^2 + 0,146 \cdot [Fe/H] + 0,001 \cdot [Fe/H]^2 - 0,0631 \cdot (V - K)_0 \cdot [Fe/H] - 0,0079 \cdot \log g \quad (3.8)$$

e a conversão da correção bolométrica da banda K para a banda V de interesse é

$$BC_V(mag) = -(V - K)_0 + BC_K. \quad (3.9)$$

Inicialmente as equações 3.7 e 3.8 foram utilizadas considerando o valor $[Fe/H] = 0$ e $\log g = 4,4$, que são a metalicidade e gravidade solar, pois não eram sabidos os valores exatos para as estrelas da amostra. Após a primeira iteração, o valor preliminar de $1M_\odot$ foi adotado para a estimativa preliminar da gravidade superficial das estrelas, através da equação 3.10 (obtida manipulando a definição de gravidade superficial e de luminosidade):

$$\log(g) = \log\left(\frac{M}{M_\odot}\right) + 4 \cdot \log\left(\frac{T_{eff}}{T_\odot}\right) + 0,4 \cdot (V + BC_V) + 2 \cdot \log(\pi) + 0,1056 + \log(g_\odot) \quad (3.10)$$

onde M é a massa estelar em massas solares, e π é a paralaxe em segundos de arco.

Na segunda iteração foram calculados modelos de atmosferas utilizando o código q^2 (Ramírez et al., 2014), que interpola modelos de atmosferas das bibliotecas de Kurucz (ATLAS9; (Castelli e Kurucz, 2004)).

A partir daí, a versão 2017 do programa MOOG (Snedden, 1973) foi manipulada para estimar a metalicidade através da medida de linhas de absorção de Fe. Foram escolhidas as 10 melhores linhas de FeI para estas medidas e o valor final foi composto pela média de abundâncias diferenciais em relação ao Sol, que é uma estrela bem conhecida e utilizada para fins comparativos. As incertezas foram compostas pelo desvio padrão da média das linhas de Fe. Já com a primeira estimativa da metalicidade foram recalculados os

parâmetros atmosféricos de temperatura e gravidade superficial com as equações 3.7 e 3.10 para estimar a velocidade de microturbulência (Ramírez et al., 2013) pela equação 3.11 na terceira iteração.

$$v_{micro}(kms^{-1}) = 1,163 + 7,808 \cdot 10^{-4}(T_{eff} - 5800K) - 0,494(\log g - 4,30) - 0,050[Fe/H] \quad (3.11)$$

Finalmente, na quarta iteração, foram recalculados todos os parâmetros atmosféricos com os valores de metalicidade derivados da síntese espectral, e temperatura efetiva determinada com as calibrações fotométricas. Esses resultados obtidos foram inseridos no código q^2 , junto com as paralaxes e as suas respectivas incertezas, para a estimativa dos parâmetros físicos como a massa. Isso foi necessário para determinar a gravidade superficial (que usou a nova temperatura e nova correção bolométrica) e, finalmente, a velocidade de microturbulência (dependente da temperatura, gravidade superficial e metalicidade) foi atualizada.

Realizamos diversas iterações até atingir a convergência dos resultados. Os parâmetros finais das estrelas primárias estão descritos na tabela 3.5 e serviram de base para obter um novo modelo de atmosfera interpolado com o q^2 , utilizando os parâmetros corretos para a análise de abundância química diferencial com o código MOOG, que será descrito em detalhes na seção seguinte de síntese espectral.

Tabela 3.5 - Parâmetros finais das estrelas primárias de tipo solar

Parâmetro	HD 114174	HD 2133	CD-56 7708	HD 120690
[Fe/H]	0,016 ± 0,015	0,08 ± 0,04	0,38 ± 0,04	-0,02 ± 0,03
T_{ef} [K]	5703,3 ± 31,1	5990,8 ± 42,7	5544,9 ± 42,3	5251,6 ± 31,0
BC_V	-0,125 ± 0,007	-0,07 ± 0,01	-0,15 ± 0,02	-0,24 ± 0,01
Massa [M_{\odot}]	0,974 ± 0,015	1,123 ± 0,044	1,018 ± 0,035	0,922 ± 0,014
$\log g$ [cgs]	4,35 ± 0,02	4,28 ± 0,04	4,42 ± 0,06	4,41 ± 0,04
v_{micro} [km/s]	0,97 ± 0,12	1,22 ± 0,12	0,79 ± 0,12	0,59 ± 0,12
v_{macro} [km/s]	3,16 ± 0,06	4,36 ± 0,10	2,50 ± 0,04	1,67 ± 0,01

Outro parâmetro importante para a determinação de abundâncias químicas por síntese espectral é a velocidade de macroturbulência, que causa um alargamento extra nas linhas de absorção. Ambas, a microturbulência e a macroturbulência, se referem a campos

de velocidade que se desviam da distribuição de velocidades de Maxwell-Boltzmann, mas enquanto a microturbulência caracteriza movimentos turbulentos em escala atômica, a macro-turbulência é associada a movimentos em grande escala. De acordo com a equação 1 de dos Santos et al. (2016):

$$v_{macro}^*(km s^{-1}) = v_{macro}^{\odot} - 0,00707T_{eff} + 9,2422 \cdot 10^{-7}T_{eff}^2 + 10,0 + k_1(\log g - 4,44) + k_2. \quad (3.12)$$

Este parâmetro, calculado com a equação 3.12, é escalado com referência no Sol que possui $v_{macro}^{\odot} = 3,3 \pm 0,1 \text{ km s}^{-1}$ de acordo com as estimativas de dos Santos et al. (2016), onde $k_1 = -1,81 \pm 0,26$ é uma constante de proporcionalidade do $\log g$ e $k_2 = -0,05 \pm 0,03$ é uma pequena correção linear do ajuste das velocidades de macro-turbulência.

Também foi realizada uma estimativa preliminar dos parâmetros físicos das estrelas primárias com intervalos de confiança de 1σ e 2σ com o programa q^2 (Ramírez et al., 2014), que usa isócronas de Yonsei-Yale (Kim et al., 2002) para estimar os valores de massa, luminosidade, raio e gravidade superficial, para os sistemas HD 114174 (tabela 3.6), HD 2133 (tabela 3.7) e CD-56 7708 (tabela 3.8). Estes resultados serão utilizados em posterior comparação com os valores de idade derivados para as estrelas companheiras anãs brancas. Os valores de $\log g$, por exemplo, concordam com as estimativas fotométricas descritas anteriormente na tabela 3.5 em que os valores de massa média foram introduzidos na equação 3.10 para o cálculo da gravidade superficial baseada na fotometria.

Tabela 3.6 - Parâmetros físicos da estrela primária HD 114174

HD 114174				
	Provável	1σ	2σ	Média
Idade [Ganos]	7,900	7,032 – 9,006	5,938 – 10,044	$8,201 \pm 1,008$
Massa [M_{\odot}]	0,970	0,954 – 0,987	0,941 – 1,017	$0,974 \pm 0,015$
$\log L$ [L_{\odot}]	0,050	0,043 – 0,059	0,035 – 0,091	$0,052 \pm 0,006$
r [R_{\odot}]	1,090	1,074 – 1,107	1,058 – 1,126	$1,091 \pm 0,016$
$\log g$ [cgs]	4,360	4,336 – 4,374	4,315 – 4,396	$4,350 \pm 0,018$

Os valores obtidos para a massa, a luminosidade e o raio da estrela primária HD 114174 concordam, dentro do intervalo de 2σ , com os publicados, já o \log da gravidade superficial é

um pouco menor do que o previamente estimado (Bacchus et al., 2017; Crepp et al., 2013). A idade do sistema é o parâmetro com boa concordância entre as diferentes análises de Matthews et al. (2014) ($7,8 \pm 0,2$ G anos) e Tucci-Maia et al. (2016) ($6,4 \pm 0,7$ G anos). A nossa determinação média de $8,2 \pm 1,0$ G anos através da análise fotométrica também concorda com os ajustes de isócronas de anã branca de Bergeron et al. (2011), que resultou em uma estrela de $7,6 \pm 0,5$ G anos. A nossa determinação de idade para a estrela primária é compatível com a massa estimada para a companheira anã branca de $\approx 0,6M_{\odot}$.

Tabela 3.7 - Parâmetros físicos da estrela primária HD 2133

HD 2133				
	Provável	1σ	2σ	Média
Idade [Ganos]	4,600	3,511 – 6,020	2,569 – 7,141	$4,785 \pm 1,196$
Massa [M_{\odot}]	1,120	1,074 – 1,171	1,036 – 1,273	$1,123 \pm 0,044$
$\log L$ [L_{\odot}]	0,280	0,271 – 0,289	0,262 – 0,324	$0,281 \pm 0,008$
r [R_{\odot}]	1,280	1,259 – 1,309	1,237 – 1,332	$1,287 \pm 0,024$
$\log g$ [cgs]	4,270	4,239 – 4,299	4,212 – 4,325	$4,268 \pm 0,029$

Os parâmetros luminosidade, raio e $\log g$ das estrelas primárias HD 2133 (tabela 3.7) e CD-56 7708 (tabela 3.8) não estão disponíveis na literatura, porém, dentro do intervalo de 2σ , as suas massas são compatíveis com os valores publicados em Holberg et al. (2013). As idades obtidas nos direcionam para a conclusão de que a companheira anã branca possui uma massa maior para estes casos, porém não deve ser superior à de uma progenitora de $2M_{\odot}$. Uma análise mais detalhada da comparação entre os modelos de AGB e as abundâncias químicas das estrelas será descrita na seção 4.2.

Tabela 3.8 - Parâmetros físicos da estrela primária CD-56 7708

CD-56 7708				
	Provável	1σ	2σ	Média
Idade [Ganos]	4,400	2,429 – 7,004	0,833 – 9,938	$4,801 \pm 2,299$
Massa [M_{\odot}]	1,030	0,988 – 1,054	0,935 – 1,076	$1,018 \pm 0,035$
$\log L$ [L_{\odot}]	-0,060	-0,073 – -0,049	-0,086 – -0,021	$-0,062 \pm 0,011$
r [R_{\odot}]	1,010	0,988 – 1,036	0,968 – 1,061	$1,013 \pm 0,023$
$\log g$	4,430	4,400 – 4,463	4,367 – 4,493	$4,434 \pm 0,030$

3.3 Síntese espectral

A síntese espectral é o cálculo do espectro estelar teórico através de um código de transferência radiativa e modelos de atmosferas estelares. A abundância de um determinado elemento químico pode ser obtida pela comparação entre o espectro sintético e o espectro observado. Em nosso trabalho, obtemos modelos de atmosfera interpolados pelo código q^2 (Ramírez et al., 2014) utilizando as bibliotecas de Kurucz (Castelli e Kurucz, 2004), para os parâmetros atmosféricos temperatura efetiva, metalicidade, gravidade superficial e velocidade de microturbulência calculados previamente e listados na tabela 3.5.

Além do modelo de atmosfera, a síntese espectral requer uma lista com os parâmetros das linhas de interesse (tabela 3.9). No arquivo de parâmetros de entrada, também é necessário incluir a resolução espectral observada, v_{seni} (velocidade de rotação projetada) e velocidade de macroturbulência da estrela.

Tabela 3.9 - Lista de linhas de FeI

$\lambda[\text{\AA}]$	Espécie	Potencial de excitação [eV]	$\log gf$
4950,1	26.0	3,417	-1,56
5373,7	26.0	4,473	-0,77
5679,0	26.0	4,652	-0,75
5934,7	26.0	3,928	-1,07
6003,0	26.0	3,881	-1,06
6065,5	26.0	2,609	-1,53
6173,3	26.0	2,223	-2,88
6252,6	26.0	2,404	-1,69
6265,1	26.0	2,176	-2,55
6430,8	26.0	2,176	-2,01

As estimativas de abundância são realizadas na estrela de interesse e no Sol, para fins comparativos na técnica denominada abundância diferencial, que contribui para uma medida de maior precisão em contraste com as abundâncias absolutas. Para determinar a metalicidade foram escolhidas dez linhas de absorção de FeI com o critério de utilizar linhas mais fortes e com menor contaminação por outras linhas (*blends*), e de preferência em regiões de maior sinal ruído (S/N). Não foi possível utilizar linhas muito fracas devido à alta rotação de 2 das 3 análogas solares analisadas.

Foi adotada a notação astrofísica em escala logarítma para denotar a abundância

química de um elemento X , sendo a abundância do H definida como $A(H) \equiv \log \epsilon_H \equiv 12,0$,

$$A(X) = \log(\epsilon_X) = \log \left[\frac{N(X)}{N(H)} \right] + 12,0 \quad (3.13)$$

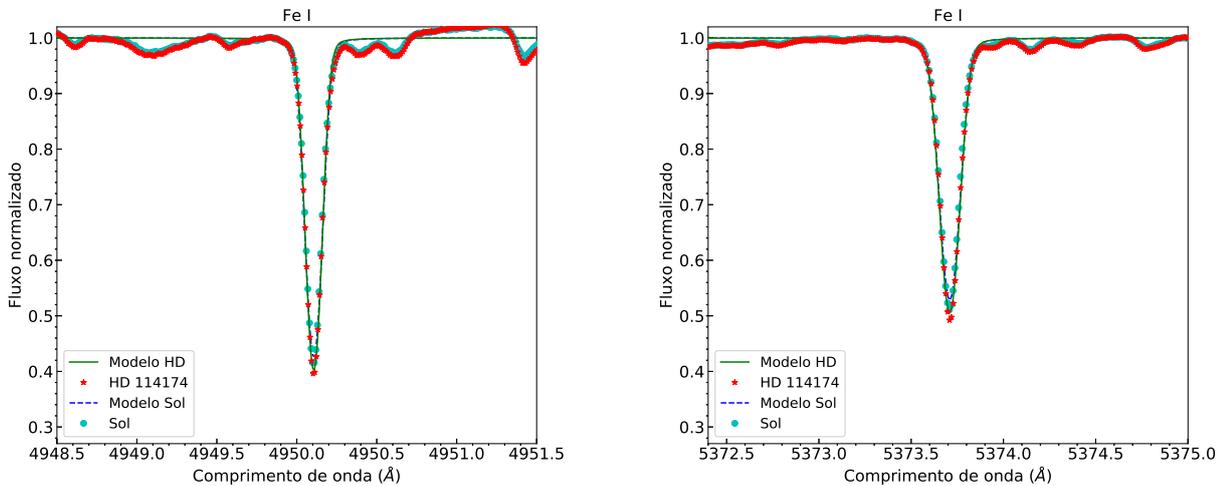
onde $N(X)$ e $N(H)$ são as densidades numéricas de partículas de um elemento X e do H, respectivamente (Asplund et al., 2009). A abundância diferencial é determinada por

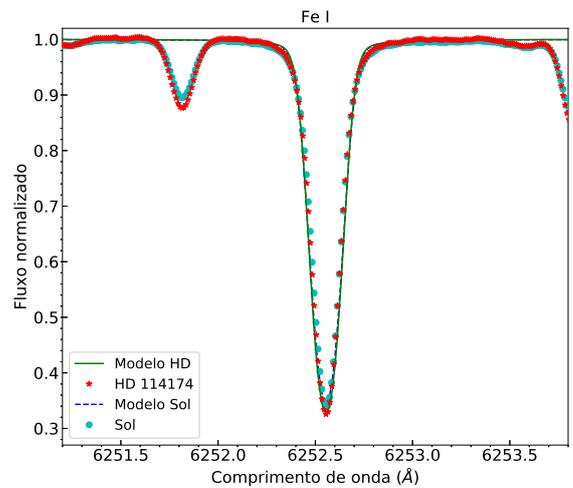
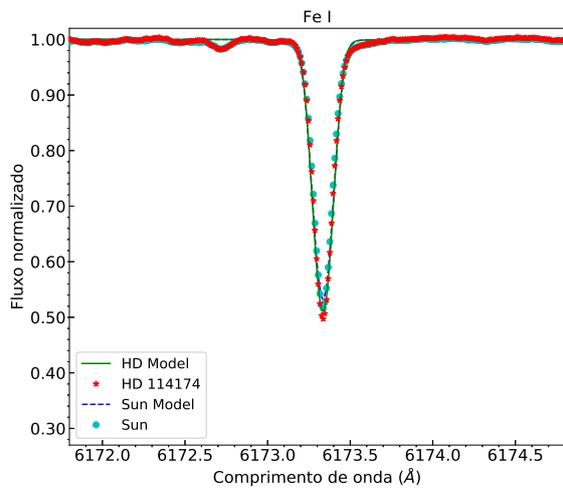
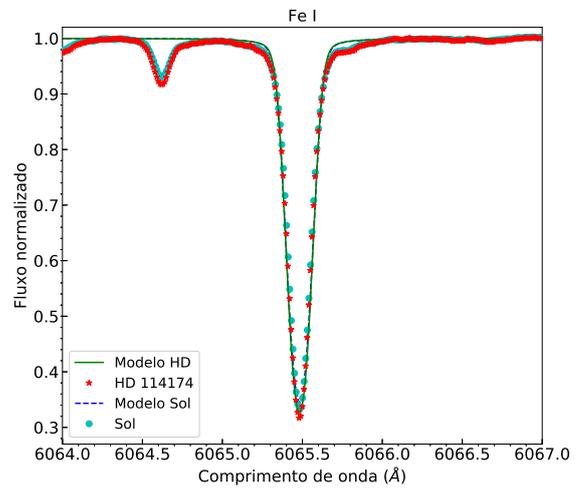
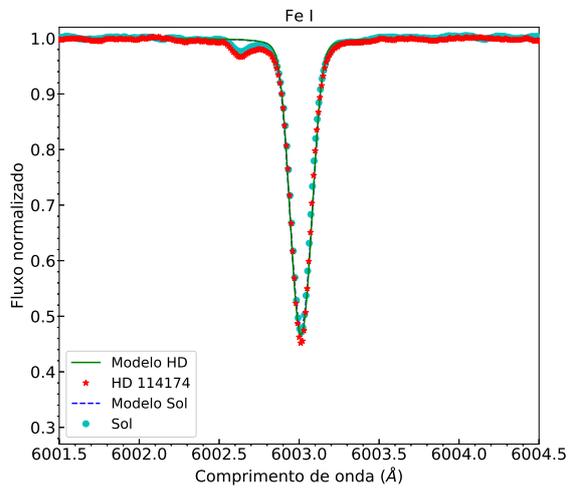
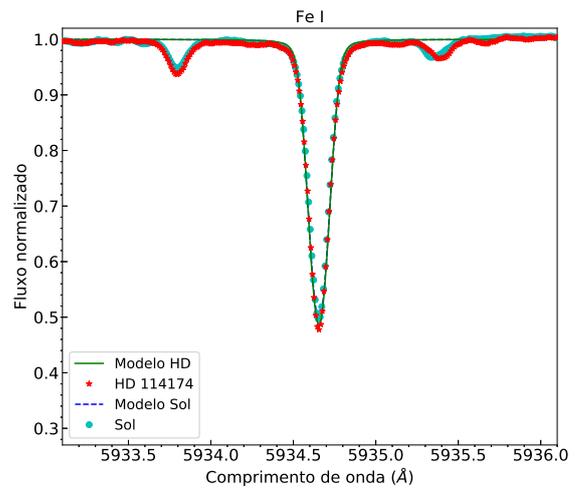
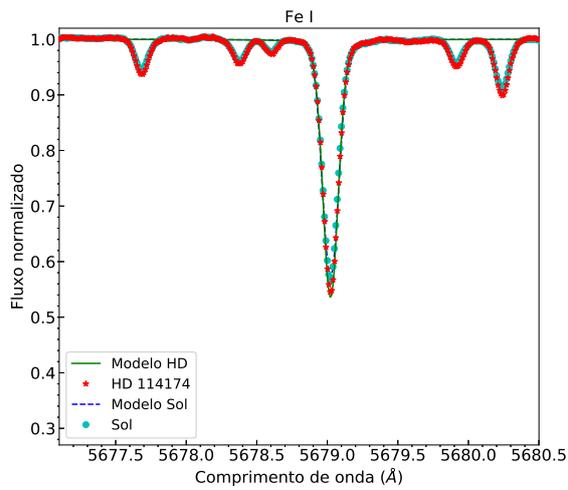
$$[X/Y] = \log \left[\frac{N(X)}{N(Y)} \right]_* - \log \left[\frac{N(X)}{N(Y)} \right]_{\odot}. \quad (3.14)$$

3.3.1 Determinação da metalicidade

Na figura 3.5 estão dispostas as análises das abundâncias de ferro utilizando as linhas de FeI em diferentes regiões espectrais, onde são apresentados os espectros observados do Sol em pontos ciano, da estrela primária HD 114174 em estrelas vermelhas, e linhas representando modelos do Sol em tracejado azul e da estrela em contínuo verde.

Os resultados indicam que as abundâncias absolutas médias para o Sol e a HD 114174 são respectivamente $A(Fe)_{\odot} = 7,549$ e $A(Fe)_{HD114174} = 7,565$, resultando em abundância diferencial correspondente a metalicidade de $[Fe/H] = 0,016 \pm 0,037$. Este valor é muito semelhante ao solar bem como a sua temperatura efetiva, gravidade superficial, massa e raio, portanto esta estrela é considerada uma gêmea solar.





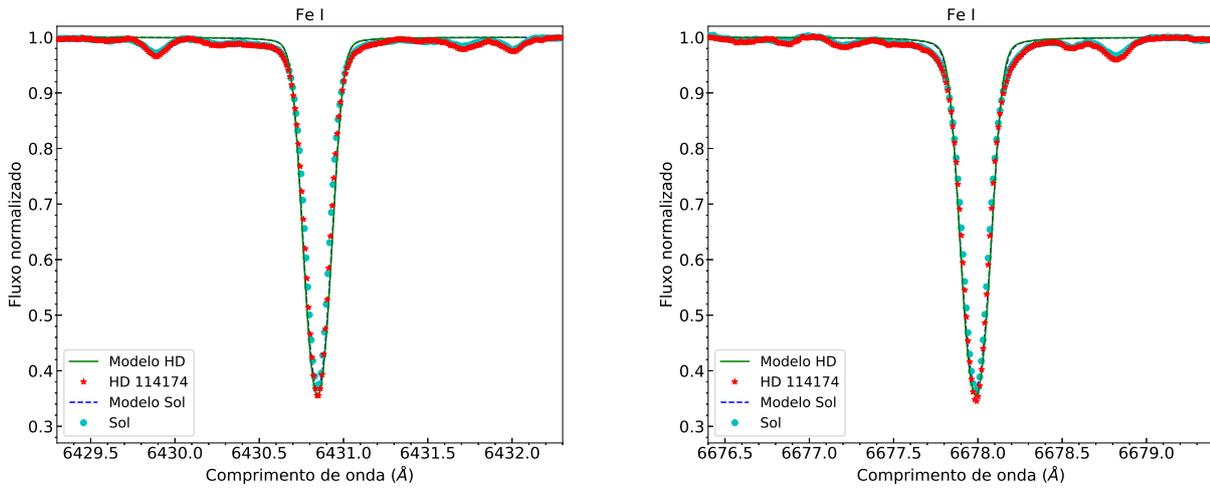


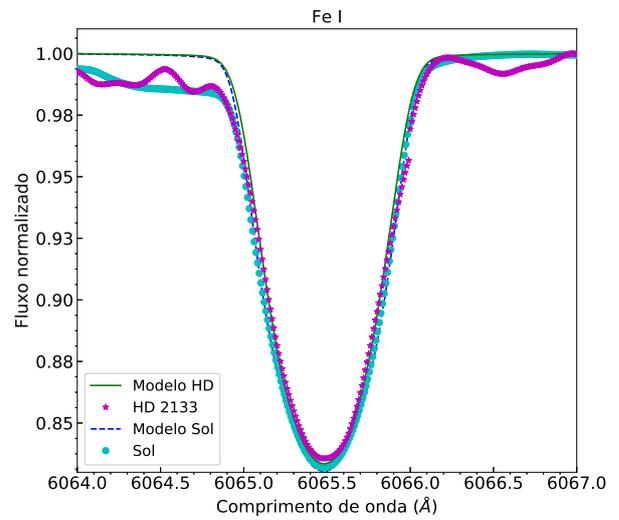
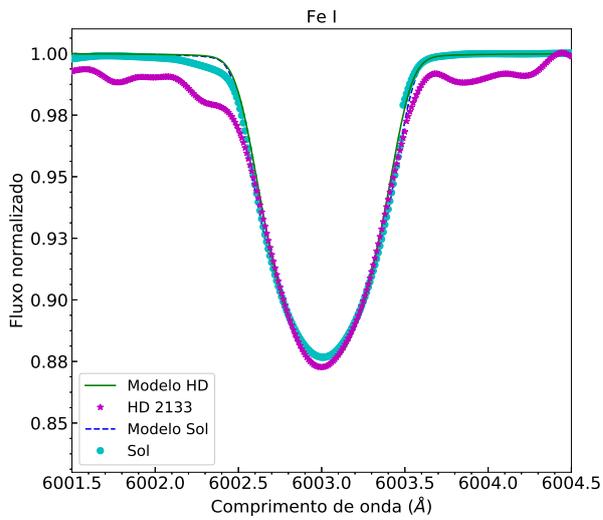
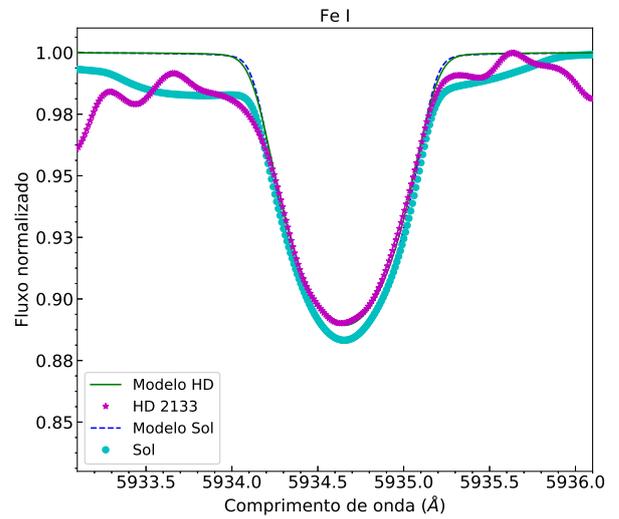
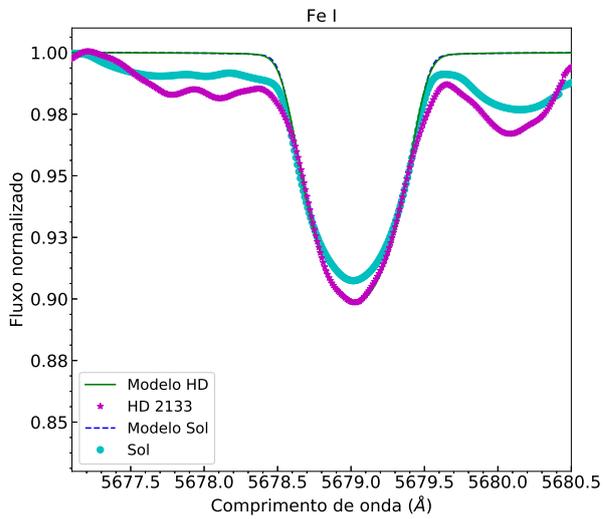
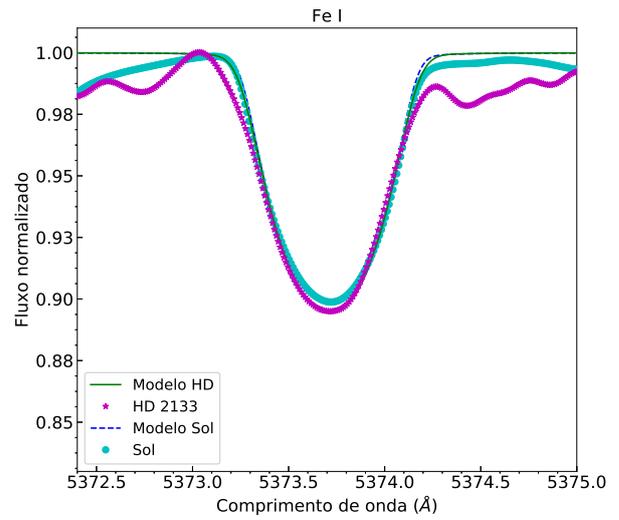
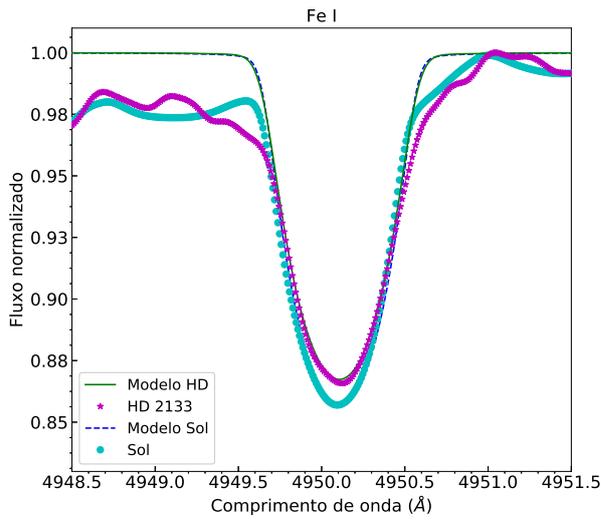
Figura 3.5: Síntese espectral das 10 linhas de Fe e comparação com as observações do Sol e da HD 114174.

O critério de seleção das linhas de FeI (tabela 3.9) foi importante, principalmente para as estrelas HD 2133 e CD-56 7708 que serão apresentadas a seguir, pois estas possuem elevada velocidade de rotação e isso provoca um expressivo alargamento nas linhas, assim como facilita a formação de misturas (*blends*) com linhas próximas de outros elementos.

Para determinarmos uma abundância diferencial mais confiável, idealmente as medições na estrela de referência (o Sol) têm que ser feitas, dentro do possível, da mesma maneira que na estrela de interesse. As duas estrelas de alta rotação mencionadas acima, têm perfis de linha muito mais alargados do que as linhas no espectro solar, portanto, degradamos a resolução do espectro solar para uma resolução compatível com as estrelas de alta rotação, ou seja para um FWHM (*full width at half maximum*) de 25 km s^{-1} , que na prática é equivalente a um poder resolvente de $R \sim 12\,000 (= c / 25 \text{ km s}^{-1})$.

Da mesma forma como no caso anterior, na figura 3.6 estão dispostas as análises das abundâncias de ferro utilizando as linhas de FeI em diferentes regiões espectrais onde são apresentados os espectros observados do Sol em pontos ciano, da estrela primária HD 2133 em magenta, e linhas teóricas representando modelos do Sol em tracejado azul e da HD 2133 em contínuo verde.

Os resultados indicam que as abundâncias absolutas médias para o Sol e a HD 2133 são respectivamente $A(Fe)_{\odot} = 7,570$ e $A(Fe)_{HD2133} = 7,650$, resultando em abundância diferencial correspondente a metalicidade de $[Fe/H] = 0,080 \pm 0,062$.



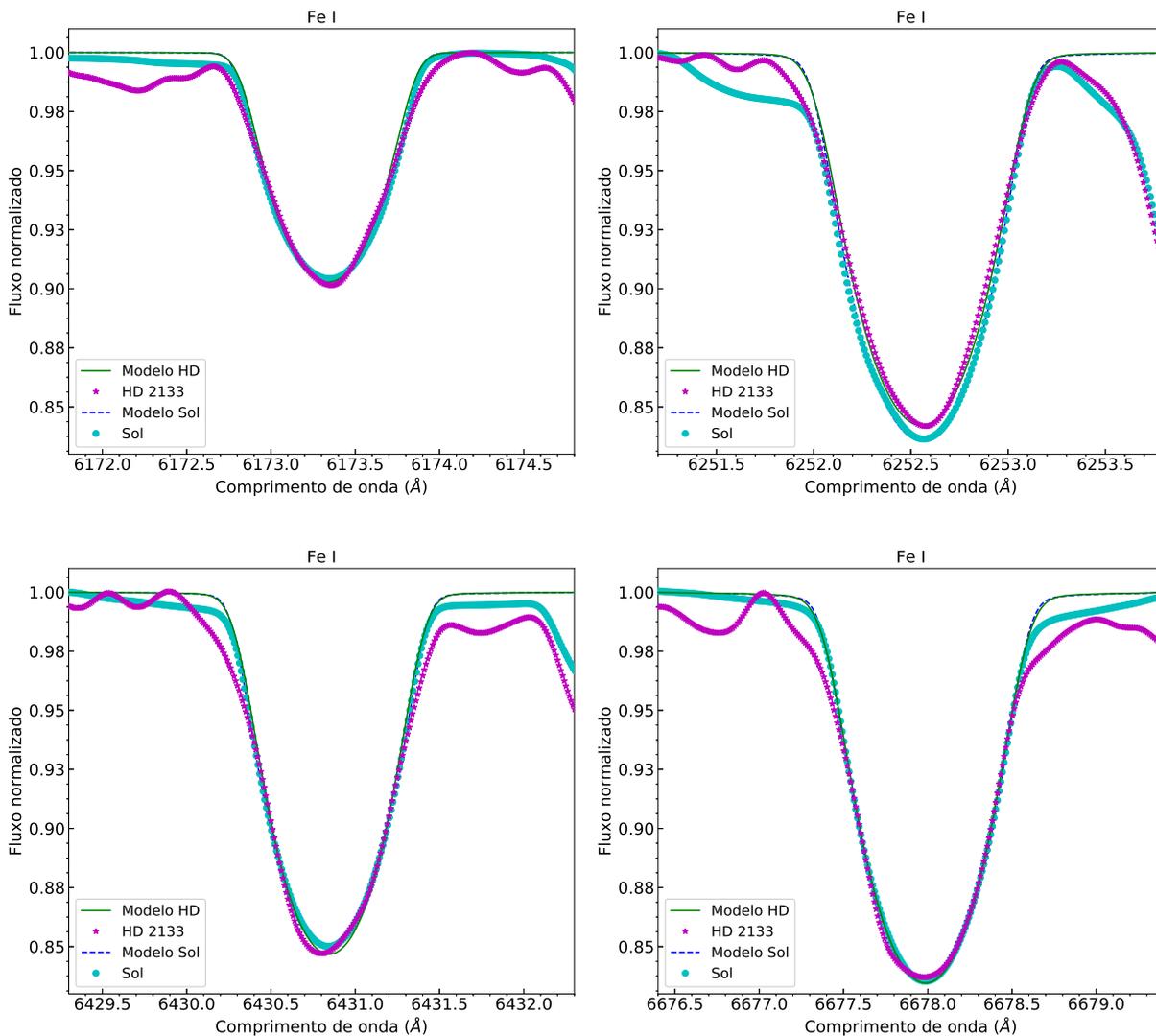


Figura 3.6: Síntese espectral das 10 linhas de Fe e comparação com as observações do Sol e a HD 2133.

O valor obtido para a metalicidade também é muito próximo ao solar, assim como os parâmetros atmosféricos são semelhantes se comparados ao Sol, no entanto não são tão próximos como para ser considerada uma gêmea solar, portanto esta estrela pode ser considerada uma análoga solar.

A análise das abundâncias químicas para CD-56 7708 é mais complexa em relação aos casos anteriores devido à significativa contaminação da estrela companheira na região mais vermelha do espectro. A contaminação no espectro da estrela CD-56 7708 pelo fluxo da anã branca companheira foi estimada sabendo a diferença de magnitudes dos dois objetos (D’Orazi et al., em prep.) e calculando a fração da contribuição da anã branca no fluxo total do sistema.

As predições de magnitudes e as respectivas contaminações estimadas estão na tabela 3.10 e foram utilizadas na interpolação de uma função para estimativa da porcentagem de fluxo da anã branca no espectro normalizado em diferentes comprimentos de onda, como apresentado na figura 3.7. Como consequência, por exemplo para a análise de carbono, a região em torno de $4323,2\text{\AA}$ possui uma contribuição significativa de $6,7\%$ que deve ser considerada nas medidas de abundâncias químicas. Isso faz a determinação de abundâncias espectrais via síntese espectral muito mais trabalhosas, pois realizamos uma síntese inicial para termos uma ideia da metalicidade da estrela, e com isso determinar todos seus parâmetros atmosféricos, e posteriormente fizemos um ajuste considerando a contaminação da anã branca para cada linha de ferro.

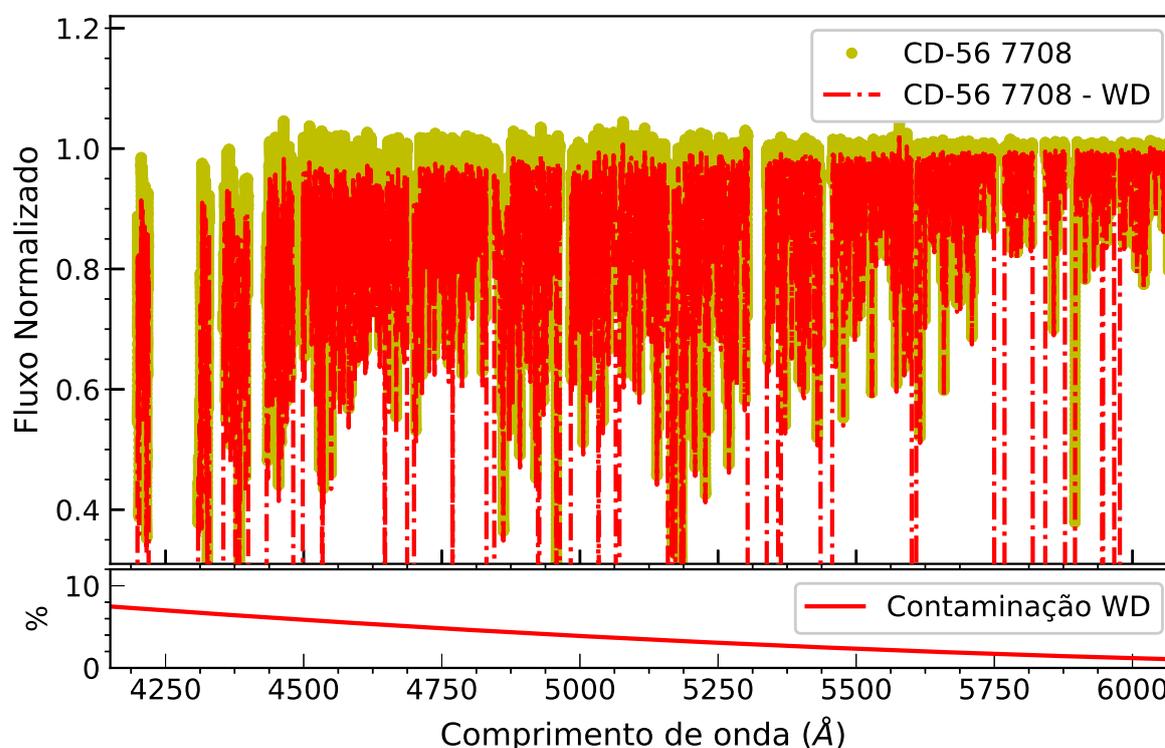


Figura 3.7: Espectros normalizados da estrela CD-56 7708 comparado a um modelo subtraído da contribuição da anã branca companheira (painel superior) e a porcentagem de contaminação da anã branca no espectro da estrela primária (painel inferior).

As linhas H & K do Ca, importantes para a determinação da atividade magnética da estrela, também sofreram expressiva contaminação de $8,5\%$ em torno de 3950\AA . Porém, não houve modificação significativa nos níveis de atividade estelar devido a este excesso de fluxo dado à presença da anã branca. O excesso de fluxo indo para a região do ultravioleta

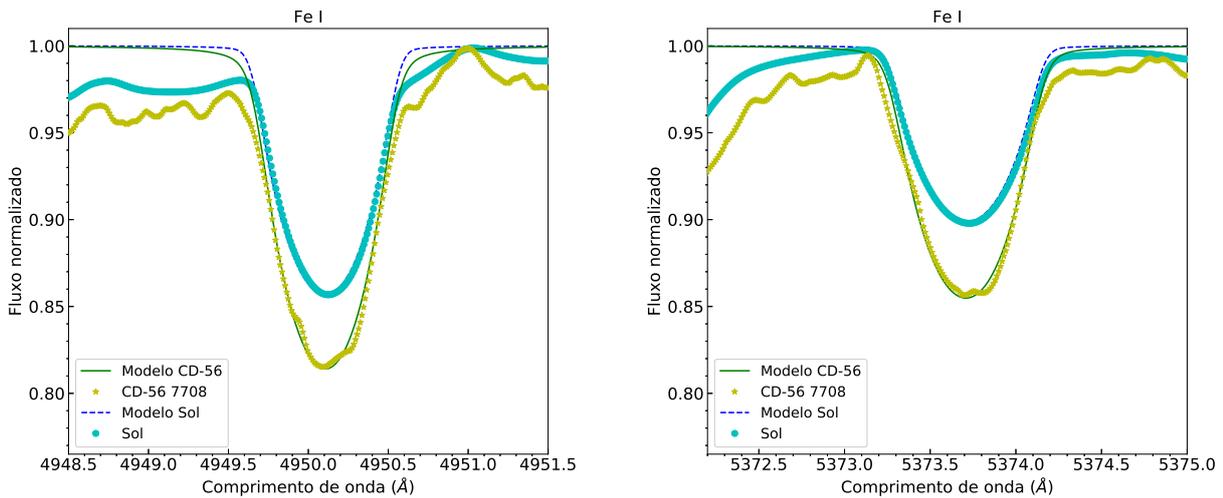
Tabela 3.10 - Contaminação da anã branca no espectro da CD-56 7708

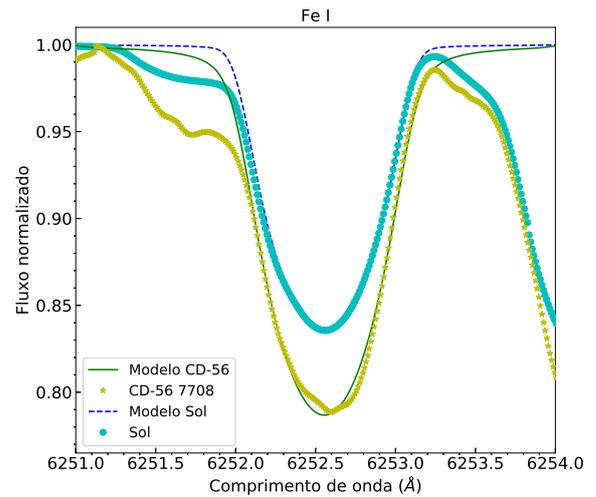
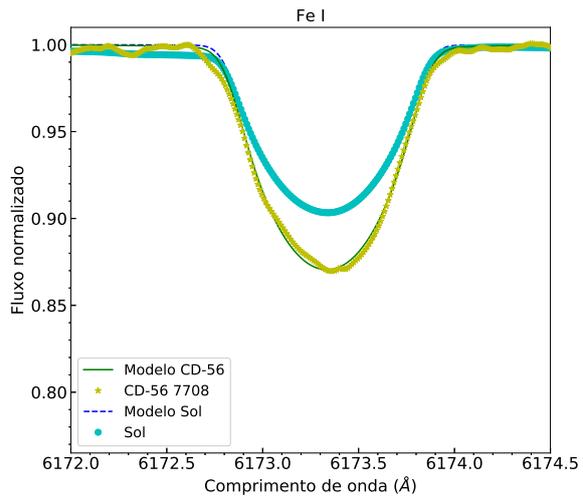
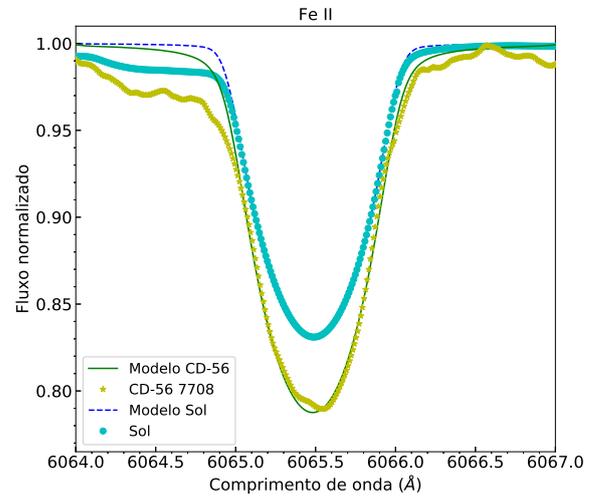
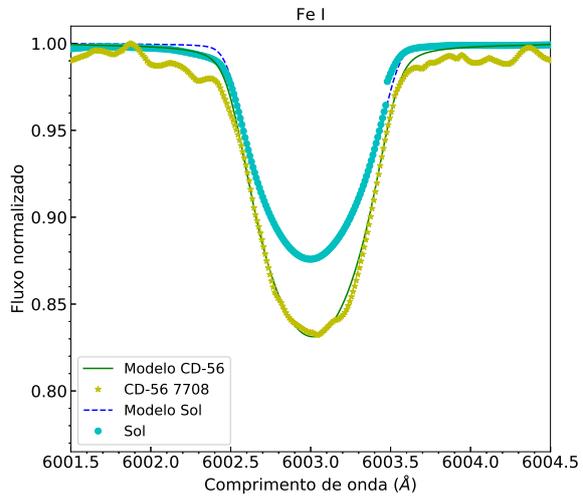
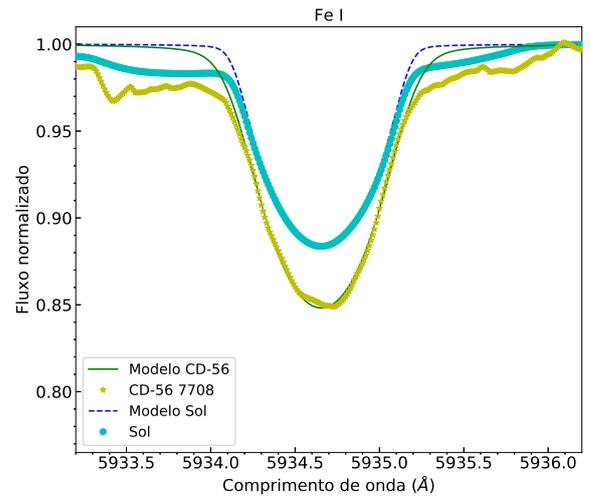
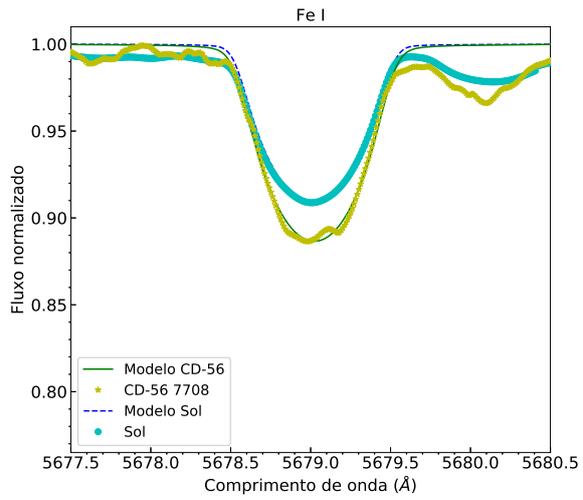
	CD-56 7708	Anã branca	Δ mag	Contaminação
B [mag]	11,370	14,370	3,00	6,3 %
V [mag]	10,571	10,671	4,10	2,3 %
I [mag]	9,780	15,030	5,25	0,8 %

próximo ($0,20 - 0,38\mu m$) possui uma contribuição maior da anã branca. Sistemas que possuem uma companheira anã branca quente, como o CD-56 7708, são mais fáceis de serem estudados na região do ultravioleta próximo, pois emitem um fluxo maior e, portanto, a contribuição da estrela de sequência principal se torna desprezível (Joyce et al., 2018).

Da mesma forma como nos casos da HD 114174 e HD 2122, na figura 3.8 estão dispostas as análises das abundâncias de ferro utilizando as linhas de FeI em diferentes regiões espectrais onde são apresentados os espectros observados do Sol em pontos ciano, da estrela primária CD-56 7708 em estrelas amarelas, e linhas teóricas representando modelos do Sol em tracejado azul e da estrela em contínuo verde.

Os resultados indicam que a abundância absoluta média para a CD-56 7708 é $A(Fe)_{CD-567708} = 7,970$, resultando em abundância diferencial de $[Fe/H] = 0,380 \pm 0,064$.





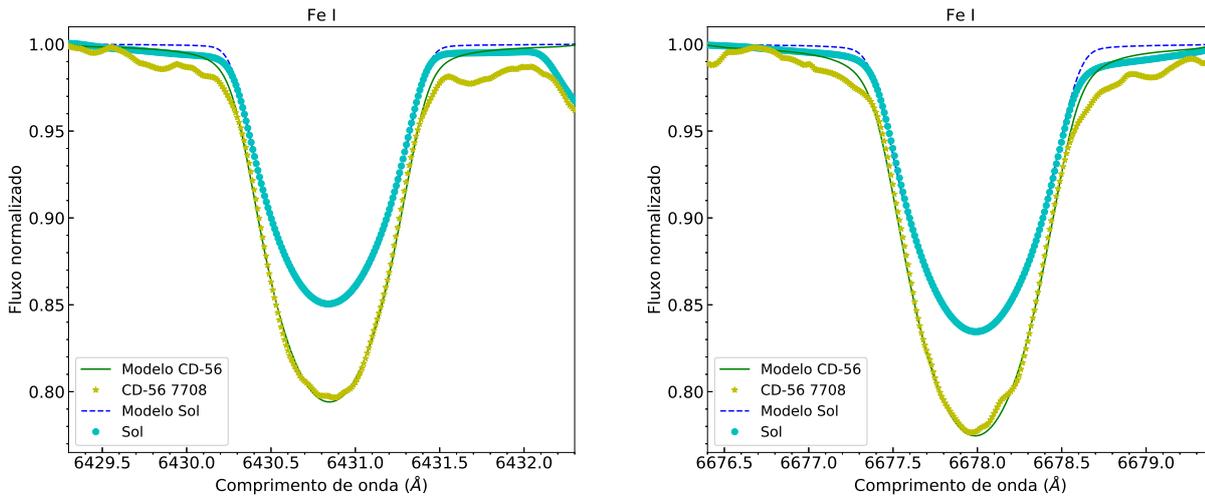


Figura 3.8: Síntese espectral das 10 linhas de Fe e comparação com as observações do Sol e a CD-56 7708.

3.4 Estudo da rotação das estrelas HD 2133 e CD-56 7708

Como as estrelas HD 2133 e CD-56 7708 são estrelas com alta rotação, o espectro solar foi modificado de forma a ter um alargamento das linhas similar ao dos objetos de estudo para haver um bom padrão comparativo. Desta forma, para fins práticos foi utilizado um espectro solar com alteração de $v \text{sen } i$ para 25 km/s . Com o ajuste fino nas medições com o MOOG foi possível estimar o $v \text{sen } i$ de cada objeto, onde HD 2133 gira a $24,4 \pm 0,9 \text{ km/s}$ e CD-56 7708 gira a $24,9 \pm 0,6 \text{ km/s}$; em contraste com HD 114174 que gira a $1,71 \pm 0,09 \text{ km/s}$.

A alta rotação das estrelas primárias dos sistemas HD 2133 e CD-56 7708, que não são consideradas jovens, pode ser explicada pela transferência de massa recente em sistemas binários. Sabendo o raio (R) das estrelas HD 2133 e CD-56 7708, calculado com os parâmetros determinados neste trabalho (tabelas 3.7 e 3.8) e a velocidade de rotação ($v \text{ sen } i$), que foi estimada durante a síntese espectral, podemos inferir o período de rotação em termos da inclinação da órbita (tabela 3.11) dos sistemas pela relação:

$$P = \frac{2\pi R}{v}. \quad (3.15)$$

As estrelas HD 2133 e CD-56 7708 possuem uma velocidade de rotação muito alta se comparada a HD 114174 ($v \text{ sen } i \sim 2 \text{ km/s}$), portanto, esse aumento significativo na

Tabela 3.11 - Parâmetros de rotação

	R (R_{\odot})	$v \text{ seni}$ (km/s)	P / seni (dias)
HD 2133	$1,29 \pm 0,02$	$24,37 \pm 0,93$	$2,7 \pm 0,2$
CD-56 7708	$1,01 \pm 0,02$	$24,90 \pm 0,61$	$2,1 \pm 0,1$

rotação deve ser explicado pela transferência de momento angular. A atividade estelar está relacionada diretamente à idade das estrelas (Lorenzo-Oliveira et al., 2018), e estrelas podem ser “rejuvenescidas” pela transferência de momento angular, e aumentar sua atividade magnética. Este fato foi comprovado pelas medidas das linhas H & K (figura 3.9) do Ca para a estrela HD 2133 e CD-56 7708 (Lorenzo-Oliveira, comunicação pessoal).

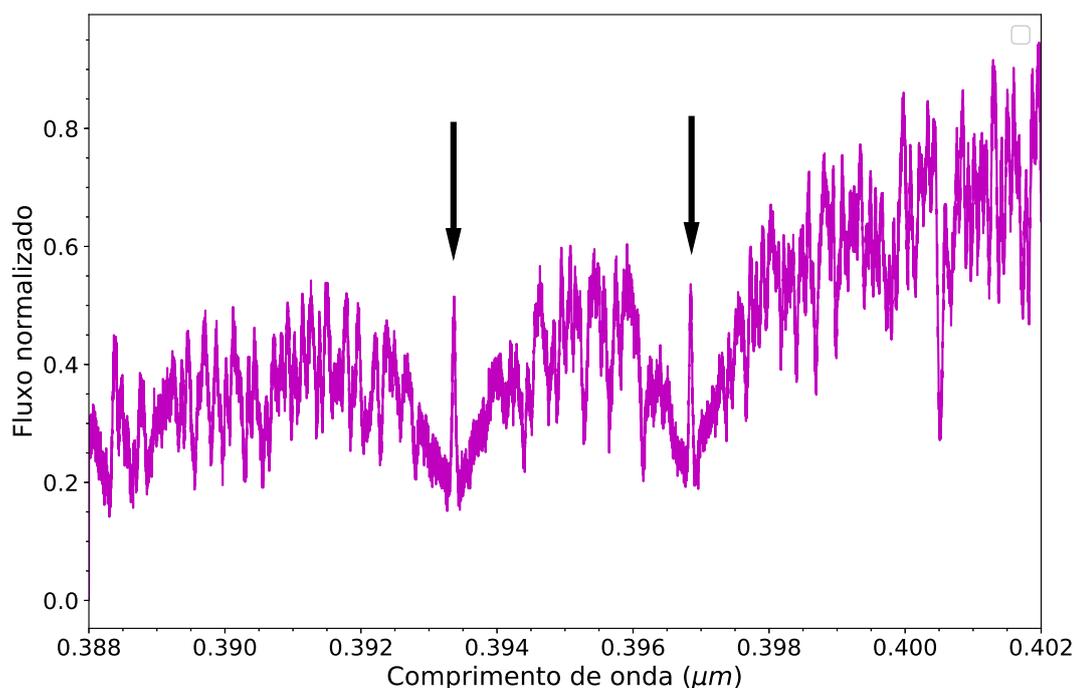


Figura 3.9: Linhas H e K do Ca, mostrando forte emissão no centro das linhas, o que indica um alto nível de atividade para a estrela HD 2133.

Estrelas com baixa atividade não apresentam linhas de emissão tão pronunciadas quanto as observadas na figura 3.9.

A análise das observações da estrela HD 2133 com o telescópio espacial TESS (*Transiting Exoplanet Survey Satellite*) confirmou um período de $P_{TESS} = 2,3 \pm 0,1$ dias (John

Yana-Galarza, comunicação pessoal), e isso significa que $\sin i = 0,85^2$, portanto o ângulo de inclinação da órbita é de $58,4^\circ$. Os dados do TESS para a estrela CD-56 7708 ainda não estão disponíveis, mas assim que estes se tornarem públicos, serão importantes para a determinação do período desta estrela.

A sobreabundância dos elementos do processo-s, a observação de uma estrela anã branca, que é o remanescente de uma estrela AGB, assim como a rotação e alto nível de atividade cromosférica nas estrelas HD 2133 e CD-56 7708, são fortes evidências de que estes sistemas estudados sofreram transferência de massa em um passado recente.

3.5 Anomalias em sistema binário com anã vermelha: HD 120690

Inicialmente tínhamos a suspeita que a gêmea solar HD120690 possuísse uma companheira anã branca, devido ao excesso de elementos do processo-s (Tucci-Maia et al., 2016). Porém, como descrito no capítulo 2, nossas observações com o GPI sugerem que, na verdade, a companheira é uma anã vermelha da sequência principal. Exploramos a hipótese de que anã vermelha pudesse contaminar o espectro da gêmea solar, introduzindo talvez um excesso espúrio.

O espectro da estrela HD 120690 foi analisado por síntese espectral e percebeu-se que as linhas de absorção da companheira anã vermelha (para a qual usamos os parâmetros atmosféricos determinados no capítulo anterior) têm pouca contribuição no espectro da estrela primária. Os resultados obtidos não explicam as anomalias químicas observadas, então é provável que este sistema tenha sido formado em uma nuvem primordial com excesso dos elementos produzidos pelo processo-s e, assim, justificaria a sobreabundância encontrada.

² $\sin i = P_{TESS}/P$

Análise química

Com a análise dos parâmetros físicos no capítulo anterior, é possível agora determinar o padrão de abundâncias das estrelas do tipo solar. Em particular o carbono (C) e o excesso dos elementos produzidos pelo processo-s auxiliaram na estimativa da massa da estrela progenitora da anã branca. Por fim, utilizando a massa obtida para a anã branca e sua progenitora AGB, inferi a perda de massa total durante as fases de gigantes.

4.1 Síntese espectral de Ba, Y e C

A síntese espectral do Ba, Y e C foi realizada da mesma forma como descrito na seção de determinação da metalicidade do capítulo anterior. Esta análise é importante para comparar as abundâncias dos elementos do processo-s aos modelos de *yields*¹ de estrelas AGB, que será apresentada na seção seguinte.

Como no capítulo anterior, realizamos as estimativas de abundâncias usando a síntese espectral. O erro referente à medida (σ_{obs}) é o erro do ajuste dos espectros sintéticos aos espectros observados, e também estimamos as incertezas nas abundâncias químicas devidas aos erros nos parâmetros atmosféricos determinados no capítulo anterior ($\sigma_{T_{eff}}$, σ_{logg} , $\sigma_{Fe/H}$, σ_{v_t}), e o erro total (σ_{total}) como sendo a soma quadrática de todos os erros:

$$\sigma_{total} = \sqrt{\sigma_{obs}^2 + \sigma_{T_{eff}}^2 + \sigma_{logg}^2 + \sigma_{Fe/H}^2 + \sigma_{v_t}^2}. \quad (4.1)$$

A lista de linhas de interesse utilizadas no programa MOOG (Snedden, 1973) para realizar a síntese espectral de Ba e Y, com seus respectivos *blends*, estão listadas nas tabelas 4.1 e 4.2.

¹ Fração de massa ejetada durante os pulsos térmicos de uma AGB para o meio interestelar

Tabela 4.1 - Lista de linha de Ba com *blends*

$\lambda[\text{\AA}]$	Espécie	Potencial de excitação [eV]	$\log gf$
5853,696	56,1	0,604	-2,915
5853,697	56,1	0,604	-2,857
5853,697	56,1	0,604	-3,148
5853,698	56,1	0,604	-3,090
5853,699	56,1	0,604	-3,295
5853,699	56,1	0,604	-3,061
5853,700	56,1	0,604	-2,760
5853,700	56,1	0,604	-3,693
5853,700	56,1	0,604	-2,546
5853,700	56,1	0,604	-2,530
5853,700	56,1	0,604	-3,459
5853,700	56,1	0,604	-2,313
5853,700	56,1	0,604	-1,054
5853,700	56,1	0,604	-2,012
5853,700	56,1	0,604	-2,994
5853,701	56,1	0,604	-3,295
5853,702	56,1	0,604	-3,061
5853,703	56,1	0,604	-2,857
5853,703	56,1	0,604	-3,090
5853,704	56,1	0,604	-3,148
5853,704	56,1	0,604	-2,915

Tabela 4.2 - Lista de linha de Y com *blends*

$\lambda[\text{\AA}]$	Espécie	Potencial de excitação [eV]	$\log gf$
4899,929	56,1	2,722	-0,080
4899,909	22,0	1,879	0,363
4900,110	39,1	1,0326	-0,488
4900,110	39,1	1,0326	-1,634
4900,110	39,1	1,0326	-0,333

4.1.1 A gêmea solar de baixa rotação HD 114174

Foram medidas as linhas de BaII em 5853,7 \AA e YII em 4900,1 \AA da estrela HD 114174, para verificar a sobre abundância desses elementos, e também para fins comparativos com os outros sistemas de alta rotação que serão apresentados a seguir. Na síntese espectral, levamos em conta a estrutura hiperfina das linhas, como mostrado nas tabelas 4.1 e 4.2.

Como resultados foram obtidas $A(\text{Ba})_{\odot} = 2,15$, $A(\text{Ba})_{\text{HD114174}} = 2,37$, $A(\text{Y})_{\odot} = 2,290$ e $A(\text{Y})_{\text{HD114174}} = 2,660$, resultando em abundância diferencial de $[\text{Ba}/\text{H}] = 0,220 \pm 0,087$ e $[\text{Y}/\text{H}] = 0,370 \pm 0,108$. Considerando a abundância de ferro determinada também por síntese espectral, obtivemos $[\text{Ba}/\text{Fe}] = 0,204 \pm 0,095$ e $[\text{Y}/\text{Fe}] = 0,354 \pm 0,114$.

Nas figuras 4.1 e 4.2 são apresentados os ajustes da síntese espectral da estrela HD 114174 comparada ao Sol, e como essa estrela é uma gêmea solar, percebe-se claramente uma sobreabundância de Ba e Y, respectivamente. Nessa análise, primeiro foi realizado o ajuste da abundância de Ba na linha em $5853,7\text{\AA}$. Com este valor fixo modelamos a linha $4899,8\text{\AA}$ (linha à esquerda na figura 4.2), e com a linha $4900,1\text{\AA}$ (linha à direita da figura 4.2) foi determinada a abundância de Y.

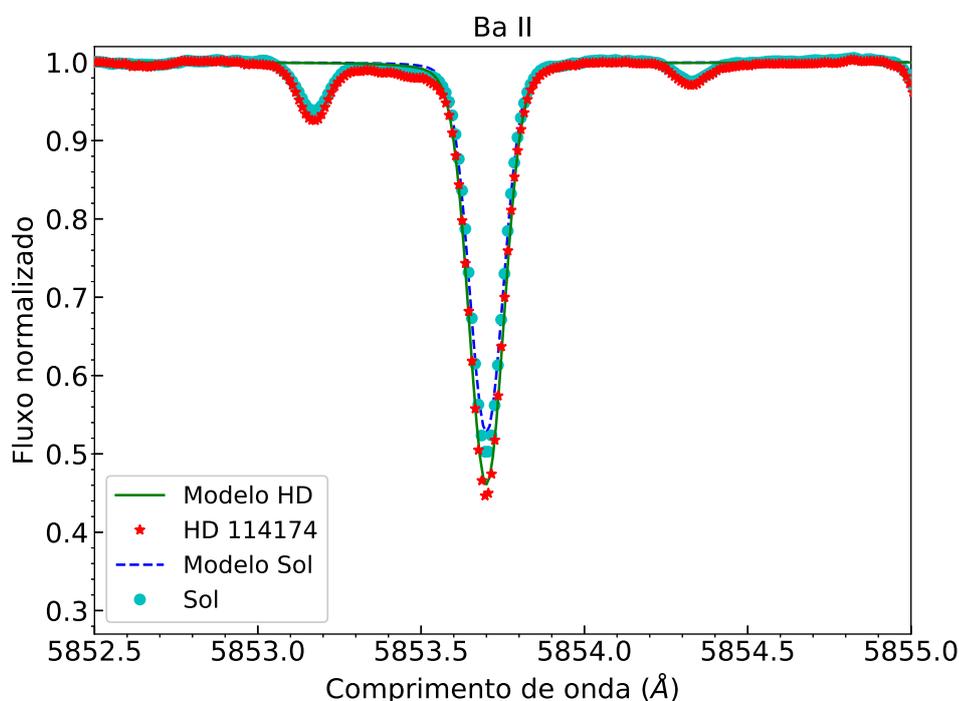


Figura 4.1: Síntese espectral da linha de Ba e comparação com as observações do Sol e a estrela HD 114174.

A medida da abundância do carbono foi realizada com o objetivo de saber se as estrelas possuem uma sobreabundância ou deficiência de C. Por exemplo, estrelas de CH possuem excesso de carbono e geralmente excesso de elementos do processo-s, porém preferencialmente pobres em metais (Purandardas et al., 2019; Karinkuzhi e Goswami, 2014), podem ser explicadas pela binariedade do sistema com transferência de massa (Jorissen et al., 2016; McClure, 1997; McClure e Woodsworth, 1990).

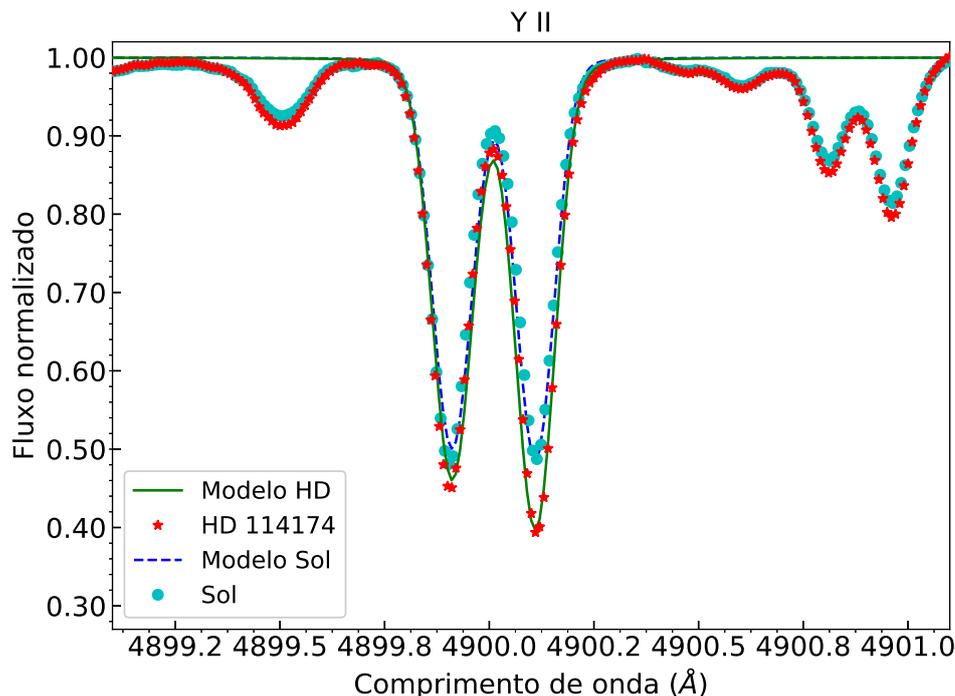


Figura 4.2: Síntese espectral da linha de Y e comparação com as observações do Sol e a estrela HD 114174. A linha mais azul (à esquerda) é uma mistura de Ba e Ti, e a mais vermelha (à direita) é devida ao Y.

Essa análise também foi importante para ajustar melhor a poluição química de uma companheira AGB, de acordo com o que será apresentado na seção seguinte. As linhas atômicas de C não mostravam sinal ruído suficiente para realizar as medições, portanto foi utilizada uma região molecular com linhas de CH em torno de $4323,2\text{Å}$ (figura 4.3) para determinar a abundância de C^{12} . Neste caso, como a lista de linhas possuía informações das posições de linhas referentes tanto ao C^{12} quanto ao C^{13} , foi necessário especificar a razão C^{12}/C^{13} nos parâmetros iniciais de entrada do MOOG; adotamos a razão observada no Sol, $C^{12}/C^{13} = 87$ (Scott et al., 2006).

Foram obtidos $A(C)_{\odot} = 8,60$ e $A(C)_{HD114174} = 8,63$, resultando em abundância diferencial de $[C/H] = 0,030 \pm 0,065$, e em relação ao ferro de $[C/Fe] = 0,014 \pm 0,075$.

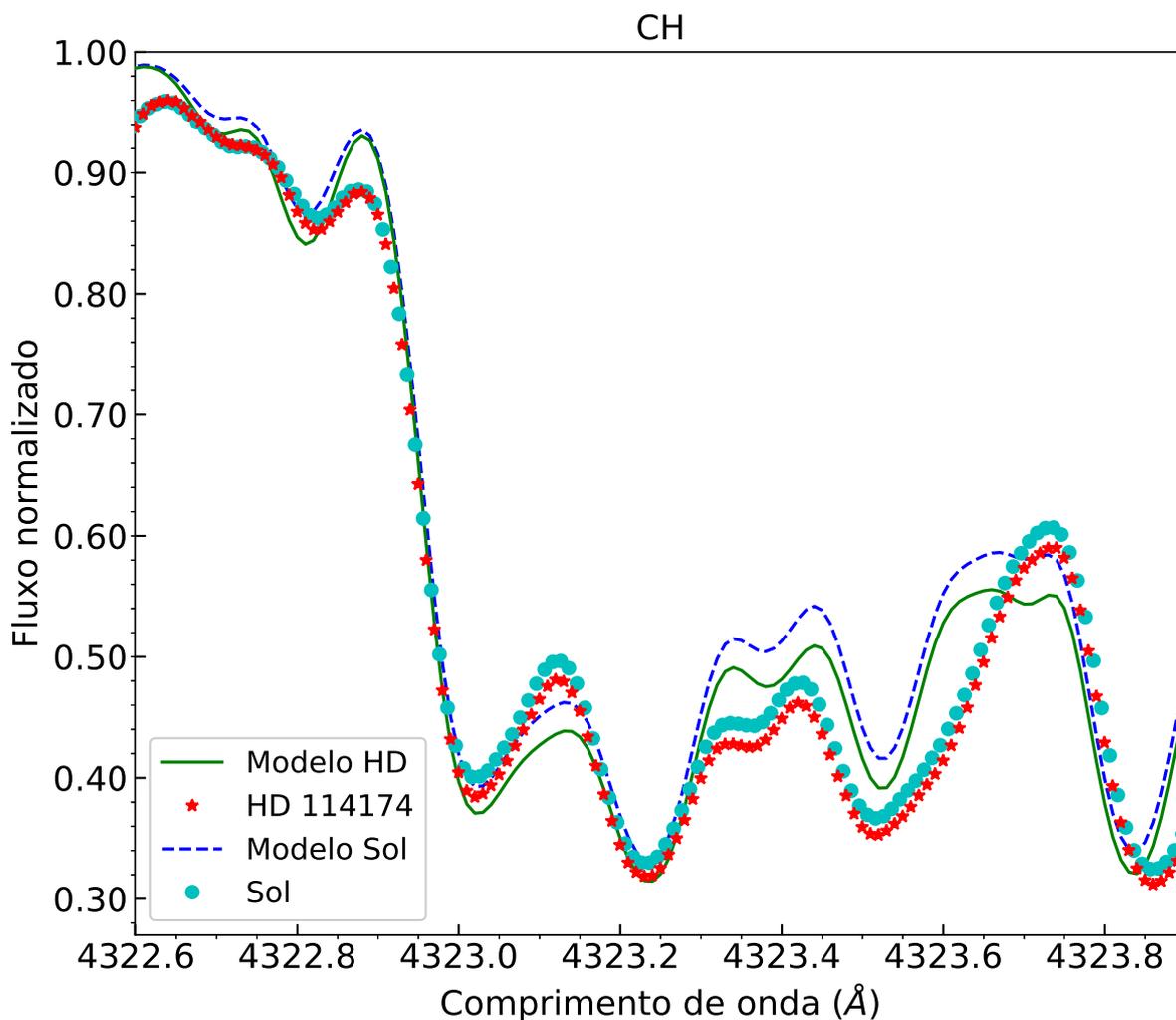


Figura 4.3: Síntese espectral da linha de CH e comparação com as observações do Sol e a estrela HD 114174.

4.1.2 A estrela de alta rotação HD 2133

Para a estrela de alta rotação HD 2133, foram medidas as mesmas linhas de Ba e Y do caso anterior, como apresentado nas figuras 4.4 e 4.5. Porém, como mencionado no capítulo anterior, o espectro solar de comparação para as estrelas de alta rotação foi alargado para um $\text{FWHM} = 25\text{km/s}$, sendo possível dessa maneira obter valores de abundância diferencial mais confiáveis. Os resultados obtidos indicam sobreabundância desses elementos, pois $A(\text{Ba})_{\odot} = 2,26$, $A(\text{Ba})_{\text{HD}2133} = 2,45$, $A(\text{Y})_{\odot} = 1,950$ e $A(\text{Y})_{\text{HD}2133} = 2,050$, resultando em abundância diferencial de $[\text{Ba}/\text{H}] = 0,190 \pm 0,093$ e $[\text{Y}/\text{H}] = 0,100 \pm 0,127$. As determinações de abundância desses elementos do processo-s em função ao ferro, para HD 2133 em relação ao Sol, resultam em $[\text{Ba}/\text{Fe}] = 0,11 \pm 0,11$ e $[\text{Y}/\text{Fe}] = 0,02 \pm 0,14$.

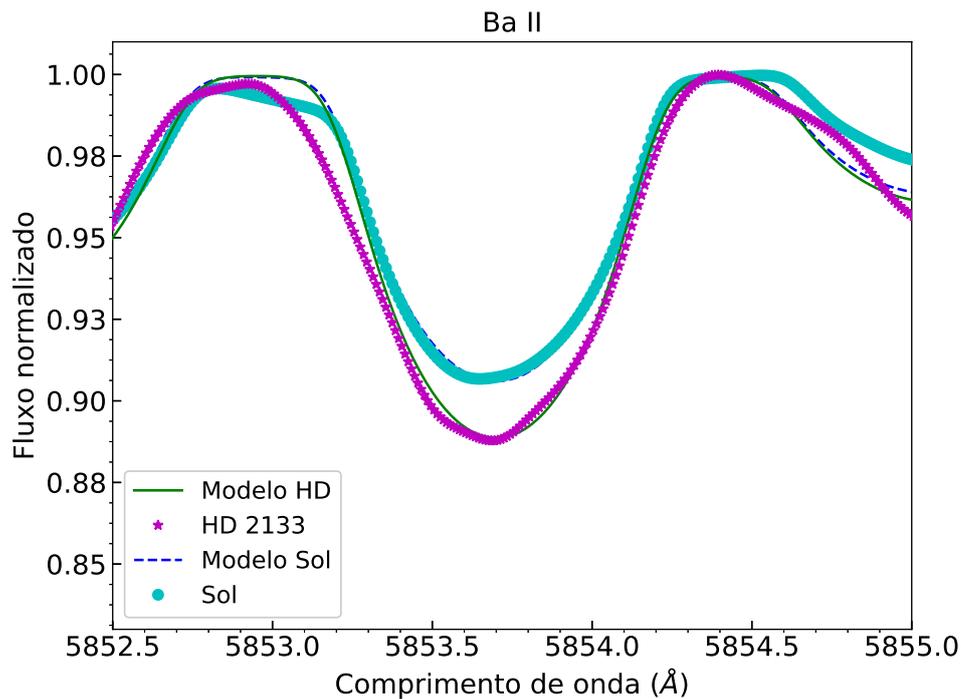


Figura 4.4: Síntese espectral da linha de Ba e comparação com as observações do Sol e a estrela HD 2133.

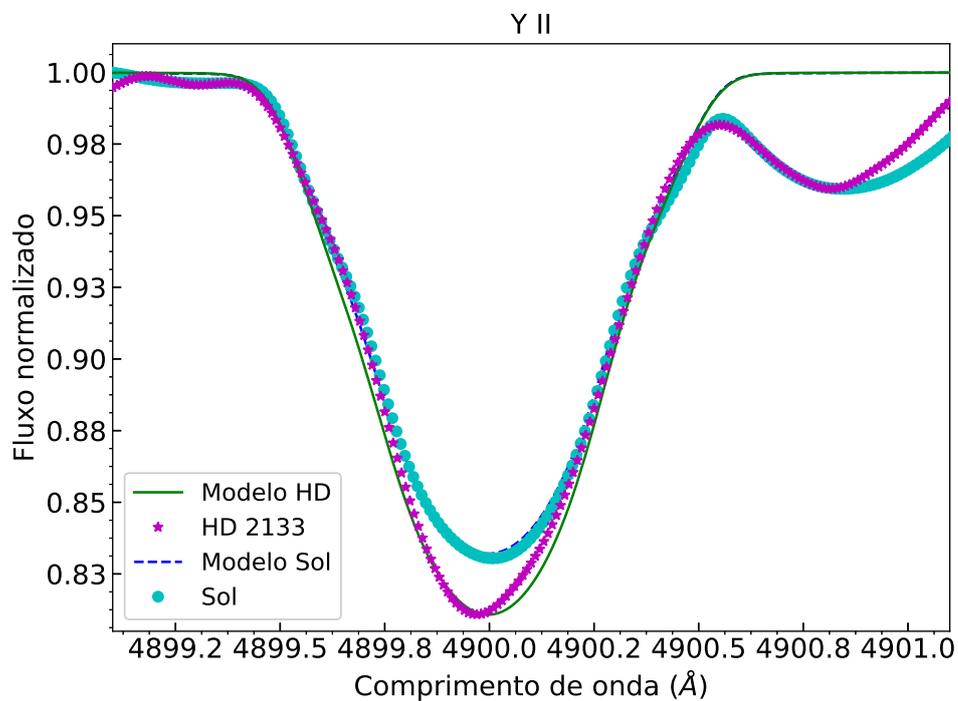


Figura 4.5: Síntese espectral da linha de Y e comparação com as observações do Sol e a estrela HD 2133.

Da figura 4.5 observa-se que para HD 2133 onde deveriam existir duas linhas em torno de 4900Å, uma de bário e outra de ítrio, apenas observamos uma grande e larga linha. Esse efeito é provocado pela alta rotação desse objeto, que é cerca de 10 vezes maior do que a do Sol, o que alarga as linhas de absorção (neste caso particular) observadas e resulta em uma mistura de linhas próximas entre si. O mesmo efeito ocorre no caso das linhas de CH mostrada na figura 4.6 e também para o próximo objeto a ser apresentado, a estrela CD-56 7708.

Como resultados da análise de HD 2133, foram obtidos $A(C)_{\odot} = 8,64$ e $A(C)_{HD2133} = 8,59$, resultando em abundância diferencial de $[C/H] = -0,050 \pm 0,149$, ou seja $[C/Fe] = -0,13 \pm 0,16$.

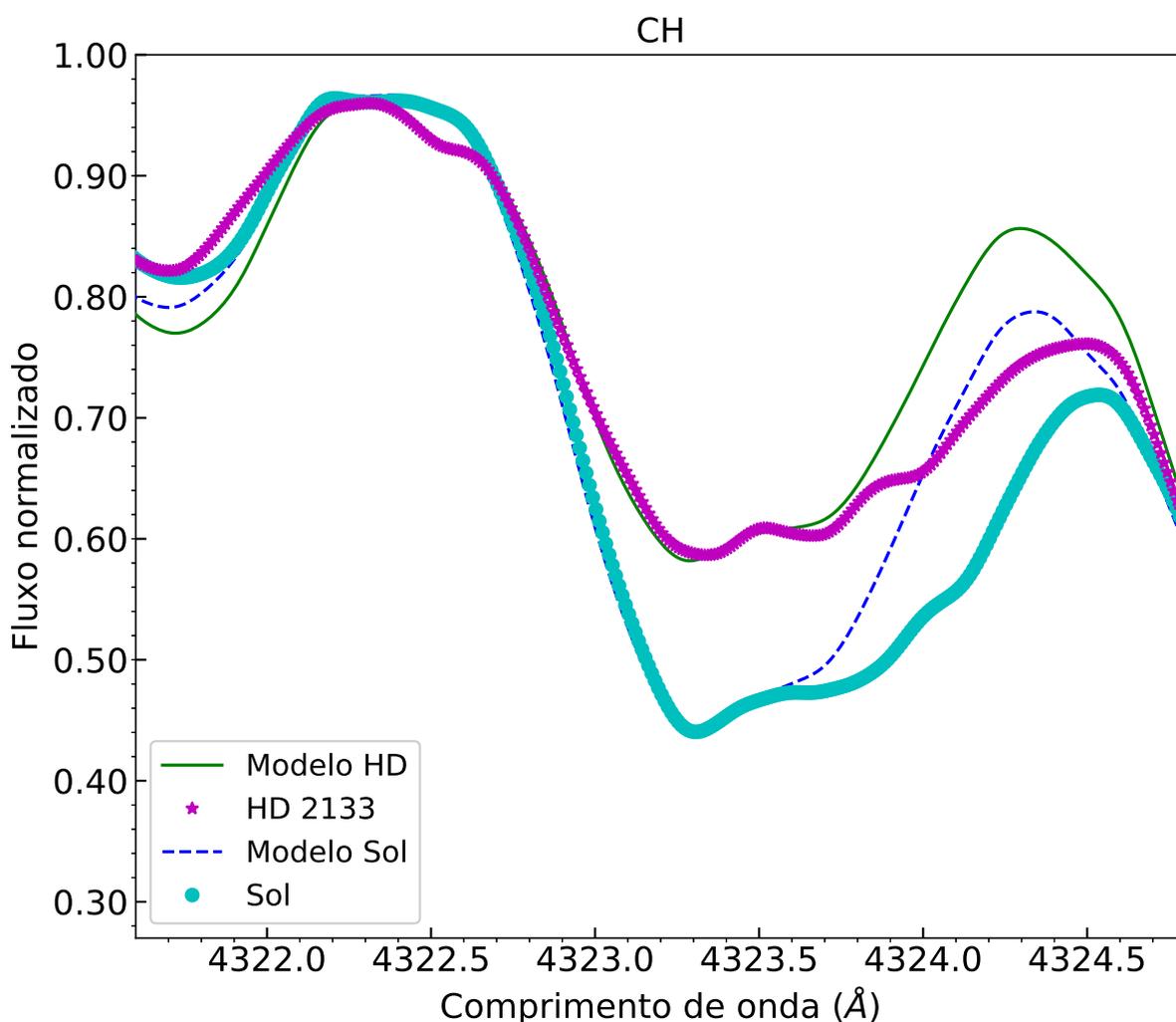


Figura 4.6: Síntese espectral da linha de CH e comparação com as observações do Sol e a estrela HD 2133.

4.1.3 A estrela de alta rotação CD-56 7708

Os resultados obtidos para bário e ítrio na estrela CD-56 7708, como apresentado nas figuras 4.7 e 4.8, também indicam sobreabundância desses elementos, pois $A(\text{Ba})_{\text{CD-567708}} = 3,17$ e $A(\text{Y})_{\text{CD-567708}} = 3,21$, resultando em abundância diferencial de $[\text{Ba}/\text{H}] = 0,910 \pm 0,115$ e $[\text{Y}/\text{H}] = 1,260 \pm 0,126$. As abundâncias químicas em relação ao ferro resultaram em $[\text{Ba}/\text{Fe}] = 0,53 \pm 0,13$ e $[\text{Y}/\text{Fe}] = 0,88 \pm 0,14$.

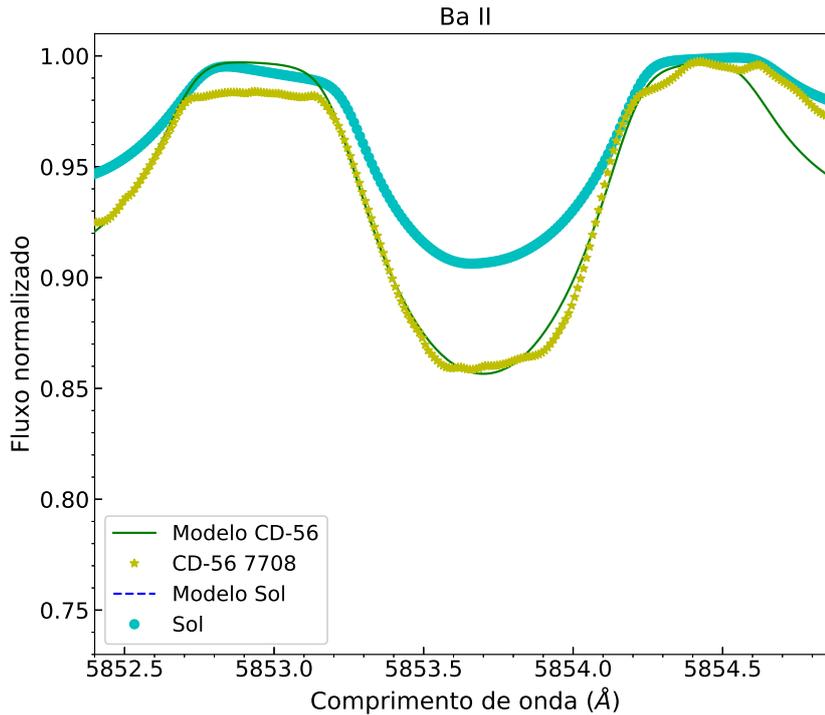


Figura 4.7: Síntese espectral da linha de Ba e comparação com as observações do Sol e a estrela CD-56 7708.

Da análise de CD-56 7708 foi obtido $A(\text{C})_{\text{CD-567708}} = 8,88$, resultando em abundância diferencial de $[\text{C}/\text{H}] = 0,24 \pm 0,15$, e em relação ao ferro $[\text{C}/\text{Fe}] = -0,14 \pm 0,16$. A subabundância de C descarta a possibilidade dos sistemas estudados serem considerados estrelas de Ba, pois um estudo comparativo determinou que estrelas de Ba também possuem sobreabundância de C (Allen e Barbuy, 2006a,b).

As abundâncias químicas absolutas e diferenciais das estrelas primárias dos sistemas HD 114174, HD 2133 e CD-56 7708, estão dispostas nas tabelas 4.3, 4.4 e 4.5, assim pode-se comparar os valores obtidos para cada estrela e identificar o padrão de sobreabundância de Ba e Y. Mena et al. (2018) apresentaram a abundância de elementos do processo-s em função da metalicidade e apontaram uma diminuição de Ba e Y para valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$

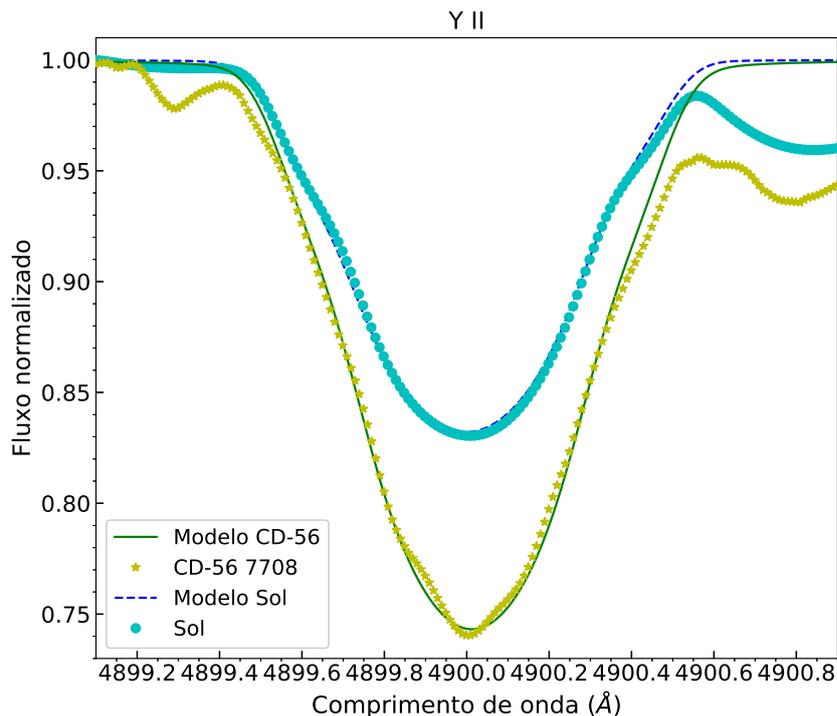


Figura 4.8: Síntese espectral da linha de Y e comparação com as observações do Sol e a estrela CD-56 7708.

sobressolar.

Tabela 4.3 - Abundâncias absolutas para o Sol e HD 114174, incertezas referentes a cada variável de medida e a incerteza total da determinação de $[X/H]$.

Elemento	$A(X)_{\odot}$	$A(X)_{*}$	$[X/H]$	σ_{obs}	$\sigma_{T_{eff}}$	σ_{logg}	$\sigma_{Fe/H}$	σ_{v_t}	σ_{total}
Fe	7,549	7,656	0,016	0,015	0,021	0,001	0,001	0,027	0,037
C	8,600	8,630	0,030	0,057	0,012	0,008	0,027	0,010	0,065
Y	2,290	2,660	0,370	0,085	0,001	0,005	0,007	0,067	0,108
Ba	2,150	2,370	0,220	0,071	0,006	0,003	0,009	0,049	0,087

A figura 4.10 é um comparativo entre as medidas derivadas da figura 2 de Mena et al. (2018) e as medidas de Ba e Y das estrelas primárias HD 114174, HD 2133 e CD-56 7708. Com esta análise, podemos perceber uma clara sobreabundância de $[Ba/Fe]$ e $[Y/Fe]$ para as estrelas HD 114174, HD 2133 e CD-56 7708 em comparação a estrelas de tipo solar que

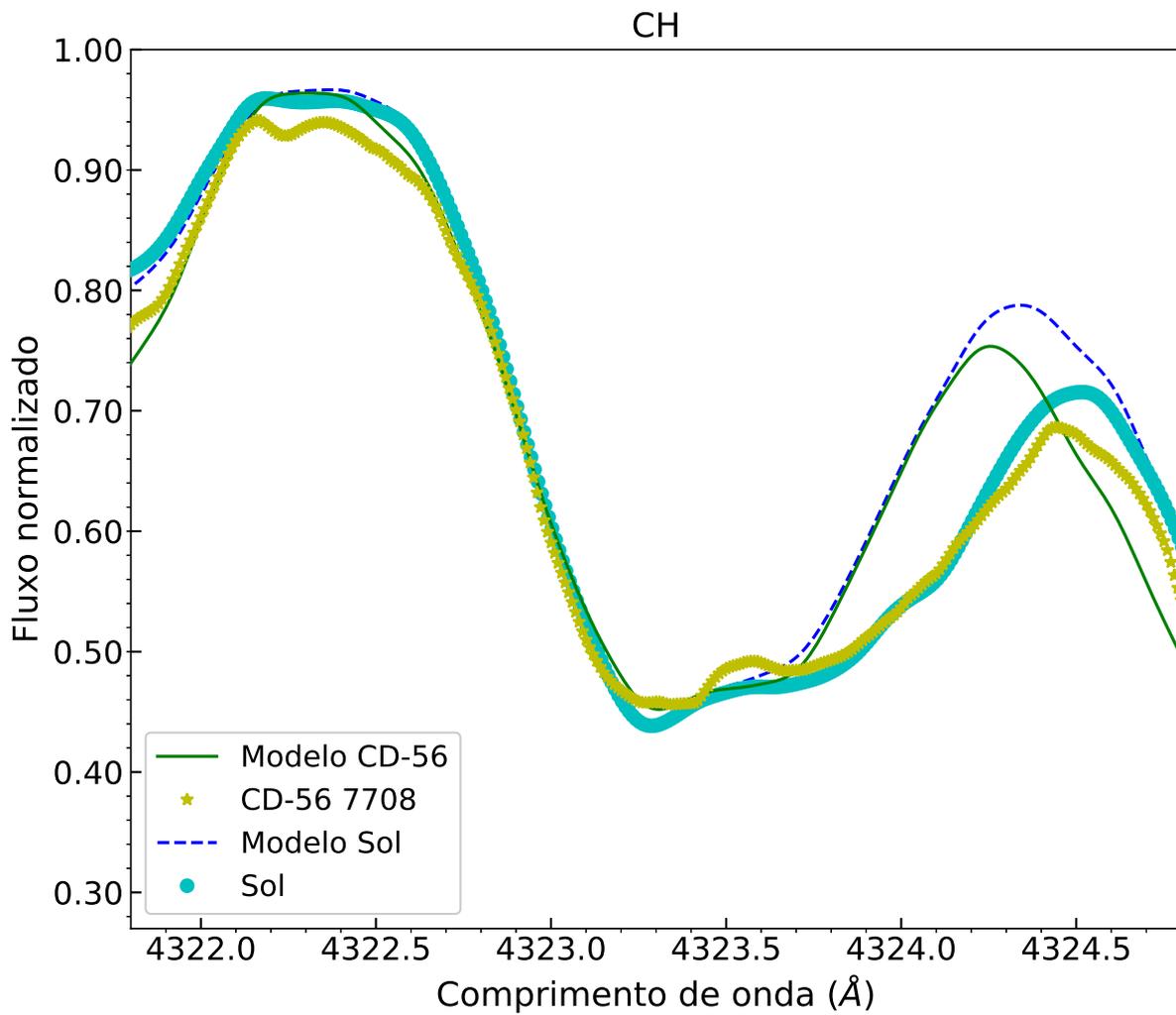


Figura 4.9: Síntese espectral da linha de CH e comparação com as observações do Sol e a estrela CD-56 7708.

Tabela 4.4 - Abundâncias absolutas para o Sol com $v_{\text{seni}} = 25$ km/s e HD 2133, incertezas referentes a cada variável de medida e a incerteza total da determinação de $[X/H]$.

Elemento	$A(X)_{\odot Rot}$	$A(X)_*$	$[X/H]$	σ_{obs}	$\sigma_{T_{eff}}$	σ_{logg}	$\sigma_{Fe/H}$	σ_{v_t}	σ_{total}
Fe	7,570	7,650	0,080	0,041	0,031	0,006	0,005	0,033	0,062
C	8,640	8,590	-0,050	0,141	0,017	0,016	0,040	0,010	0,149
Y	1,950	2,050	0,100	0,113	0,006	0,015	0,026	0,050	0,127
Ba	2,260	2,450	0,190	0,071	0,015	0,002	0,044	0,039	0,093

seguem a evolução química da nossa galáxia de forma normal, como estudado em Mena et al. (2018).

Tabela 4.5 - Abundâncias absolutas para o Sol com $v_{\text{seni}} = 25$ km/s e CD-56 7708, incertezas referentes a cada variável de medida e a incerteza total da determinação de $[X/H]$.

Elemento	$A(X)_{\odot Rot}$	$A(X)_*$	$[X/H]$	σ_{obs}	$\sigma_{T_{eff}}$	σ_{logg}	$\sigma_{Fe/H}$	σ_{v_t}	σ_{total}
Fe	7,57	7,97	0,38	0,04	0,03	0,01	0,02	0,03	0,06
C	8,64	8,88	0,24	0,14	0,018	0,02	0,04	0,01	0,15
Y	1,95	3,21	1,26	0,11	0,01	0,00	0,05	0,01	0,13
Ba	2,26	3,17	0,91	0,11	0,01	0,00	0,01	0,02	0,12

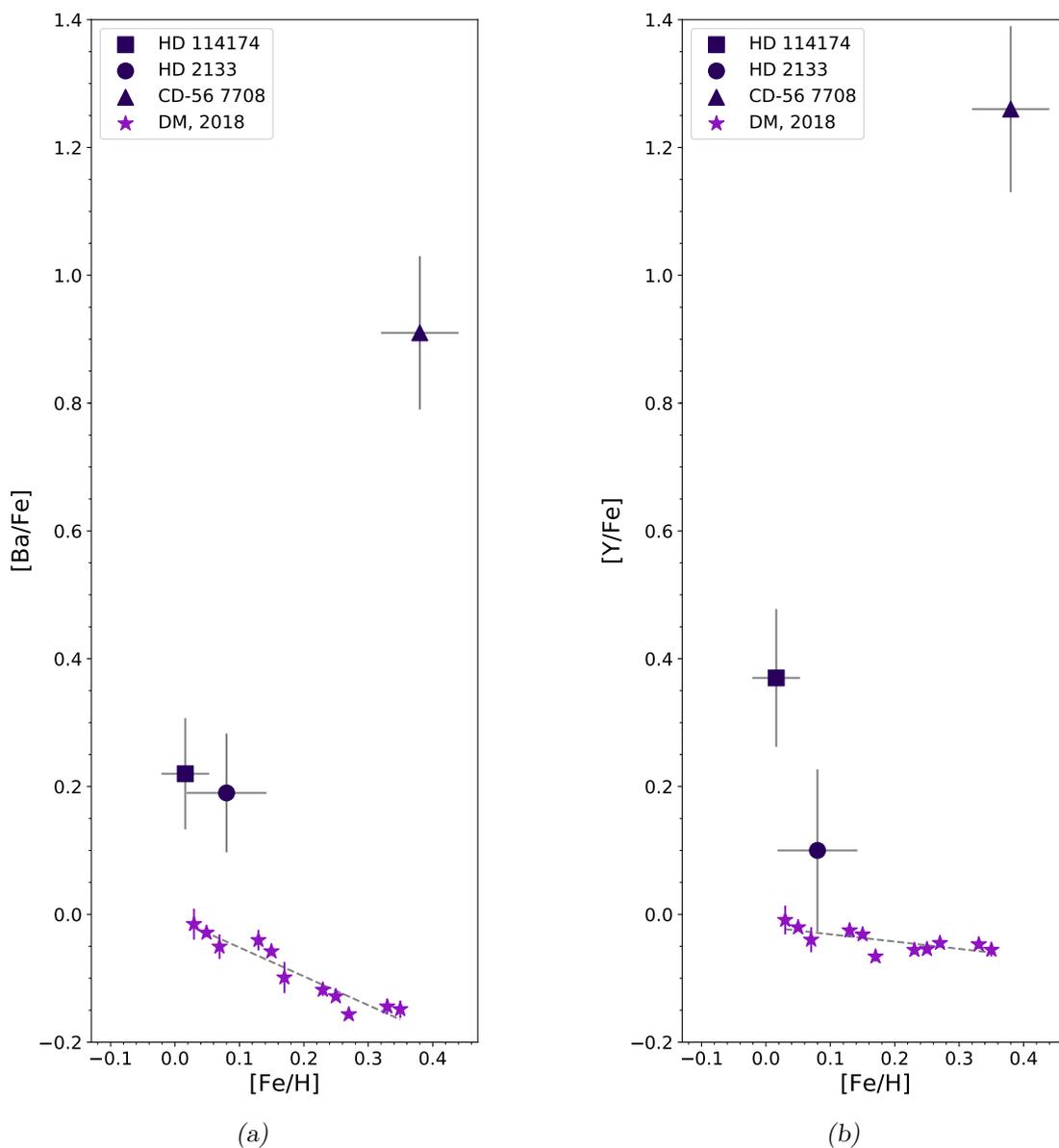


Figura 4.10: Abundância de Ba (esquerda) e Y (direita) em relação ao Fe em função da metalicidade $[Fe/H]$, comparadas às abundâncias determinadas em Mena et al. (2018).

4.2 Comparação de abundâncias químicas com modelos de AGB

Os sistemas analisados neste trabalho com uma companheira anã branca são as estrelas análogas solares HD 114174, HD 2133 e CD-56 7708, para as quais obtivemos medidas que indicam anomalias químicas que sugerem poluição por uma companheira, e portanto são importantes para o estudo da interação e evolução de sistemas binários.

Para a análise da interação química por transferência de massa, foram utilizados os modelos de nucleossíntese de estrelas no AGB, calculados com o código *Stromlo* (Karakas, 2014). Os modelos com a abundância solar ($Z = 0,014$) foram comparados aos sistemas HD 114174 e HD 2133. Como pode ser observado nos gráficos da figura 3.8, a abundância de ferro na estrela CD-56 7708 é maior do que a solar, portanto, na análise da estrela CD-56 7708 foram utilizados modelos de alta metalicidade ($Z = 0,03$).

O método de cálculo empregado nos modelos é a inserção de prótons na camada mais profunda da zona convectiva da estrela em cada episódio de dragagem (conhecido como terceiro *Dredge-Up* ou TDU), durante a etapa de pulsos térmicos. Estes prótons, por sua vez, são parcialmente misturados à camada entre o envelope rico em hidrogênio e a base do TDU. Então os prótons são capturados por ^{12}C para produzir uma região rica em bolsões de ^{13}C (Karakas e Lugaro, 2016), que é fundamental para ativar a principal fonte de nêutrons pela reação $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ em estrelas com massa inicial de até $5M_{\odot}$. Nos modelos foi considerado o cálculo completo de todos os pulsos térmicos, fator importantíssimo para a estimativa da relação de massa inicial-final, bem como a determinação correta dos *yields*, que são as frações de elementos químicos ejetados pela estrela AGB para ao meio interestelar.

A inclusão dos bolsões de ^{13}C em modelos de AGB é o método mais autoconsistente para a produção e distribuição de elementos mais pesados do que o ferro (*Fe*). Nos resultados obtidos para metalicidade solar, são observados dois picos de abundâncias dominados por elementos produzidos pelo processo-s, para comparar com o padrão de abundâncias devido à poluição por estrelas gigantes AGB: o primeiro com Sr, Y e Zr ($Z = 38, 39$ e 40) e o segundo com Ba, La e Ce ($Z = 56, 57$ e 58) (Karakas e Lugaro, 2016). Foram comparados cerca de 35 modelos de abundâncias químicas com massas iniciais entre 1 e $5M_{\odot}$ e com diferentes frações de prótons ($0 \leq M_{mix} \leq 2 \cdot 10^{-3}$; Amanda Karakas, comunicação pessoal) inseridas na base da zona convectiva, portanto com tamanhos distintos de bolsões de ^{13}C ,

que são catalizadores na produção dos elementos do processo-s. Os modelos de AGB que melhor ajustaram às medidas, de acordo com os testes, foram os com valor $M_{mix} = 2 \cdot 10^{-3}$ para a fração de prótons inseridos na base da zona convectiva.

Para modelar o efeito da poluição da estrela AGB na atmosfera da gêmea solar, escrevi um programa na linguagem *Python 3* baseado em um programa da colaboradora Amanda Karakas. O programa lê os arquivos de cada modelo com os *yields* ejetados pela estrela AGB e as medidas de abundâncias químicas de C, Y e Ba da gêmea solar. Por consequência, o valor encontrado foi utilizado como a abundância final para ajustar a fração de massa do modelo que foi acreta e diluída. Consideramos que uma fração (f) dos *yields* ejetados ($[Z/H]_*$) pela estrela evoluída foi acreta e diluída (ΔM) na massa da zona convectiva (M_{CZ}) da estrela primária análoga solar, usando a fórmula a seguir (Ramírez et al., 2011):

$$\Delta M = \frac{M_{CZ} \cdot [Z/H]_{\odot} + f \cdot [Z/H]_*}{M_{CZ} + f \cdot (M_f - M_i)} \quad (4.2)$$

O fator ($M_f - M_i$) é a diferença entre a massa final e a inicial, ou seja, a massa ejetada durante as etapas de perda de massa, principalmente os pulsos térmicos. As massas dos envelopes convectivos (M_{CZ}) das estrelas foram calculadas utilizando as isócronas de Yonsei-Potsdam² (Spada et al., 2017), que cobrem o intervalo $-1,5 < [Fe/H] < 0,3$. O cálculo foi realizado interpolando a massa convectiva em função da massa total e metalicidade da estrela, usando um código de nosso grupo (John Yana-Galarza e Marília Carlos, comunicação particular). Os resultados obtidos estão descritos na tabela 4.6.

Tabela 4.6 - Parâmetros para cálculo da massa convectiva M_{CZ} das estrelas.

Nome	Massa [M_{\odot}]	[Fe/H]	M_{CZ} [M_{\odot}]
HD 114174	$0,97 \pm 0,02$	$0,02 \pm 0,04$	0,030
HD 2133	$1,12 \pm 0,04$	$0,08 \pm 0,13$	0,013
CD-56 7708	$1,02 \pm 0,06$	$0,38 \pm 0,14$	0,048

Os valores dos modelos foram comparados às abundâncias de todos os elementos químicos disponíveis, foram realizadas diversas transformações para termos as abundâncias logarítmicas por número de átomos, e foi verificado o melhor ajuste ao padrão de abundâncias. Também

² <http://www.astro.yale.edu/yapsi/>

a abundância acretada e diluída (ΔM) em escala linear por massa foi obtida para cada elemento de número de massa (A) pela relação:

$$[X/H]_{acc} = 10^{\Delta M/A} + 12. \quad (4.3)$$

A razão de abundância relativa ao Fe de C e dos elementos produzidos pela captura de nêutrons de forma lenta Y e Ba, em função do número atômico, está apresentada na figura 4.11. As abundâncias da gêmea solar HD 114174 estão representadas pelas estrelas em vermelho e os modelos de *yields* de AGBs de $1,5M_{\odot}$, $2,0M_{\odot}$, $2,5M_{\odot}$ e $3,0M_{\odot}$, estão mostrados nos pontos triangulares, triangulares invertidos, circulares e quadrados em ciano, respectivamente. Com estas comparações é possível perceber que o melhor ajuste corresponde ao modelo de uma progenitora com massa inicial próxima de $2,5M_{\odot}$, que resulta em uma anã branca com núcleo de C e O com massa de $0,68M_{\odot}$, com idade de progenitora de cerca de 1 bilhão de anos. Como esta anã branca é fria, temos indícios de que a idade de resfriamento é da ordem de bilhões de anos.

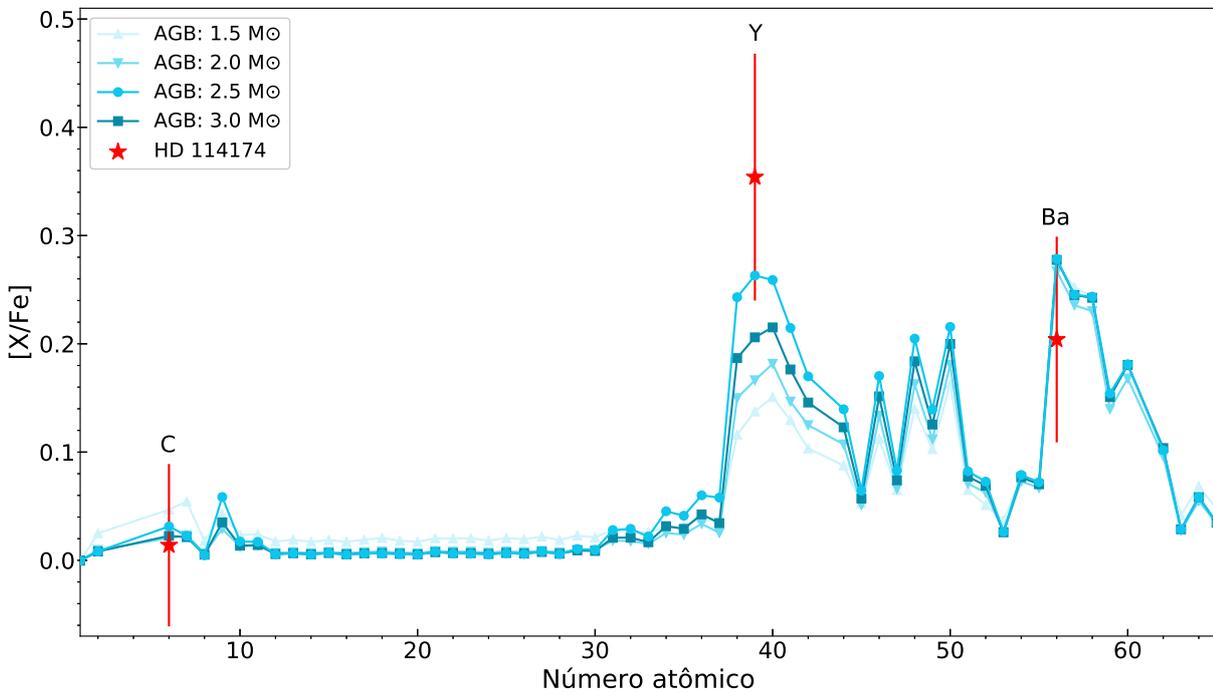


Figura 4.11: Abundância de C, Y e Ba em função do número atômico para a estrela primária HD 114174 (estrelas em vermelho). As curvas em ciano correspondem à poluição devida aos modelos de AGBs resultantes de progenitoras com $1,5M_{\odot}$, $2,0M_{\odot}$, $2,5M_{\odot}$ e $3,0M_{\odot}$.

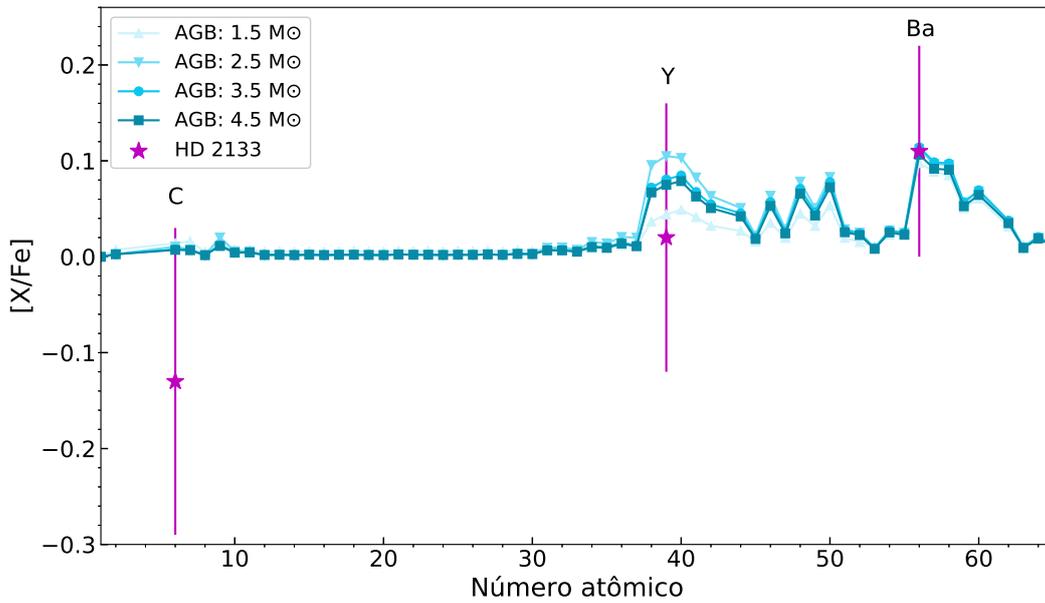


Figura 4.12: Abundância de C, Y e Ba em função do número atômico para a estrela primária HD 2133 (estrelas em magenta). As curvas em ciano correspondem à poluição devida aos modelos de AGBs resultantes de progenitoras com $1,5M_{\odot}$, $2,5M_{\odot}$, $3,5M_{\odot}$ e $4,5M_{\odot}$.

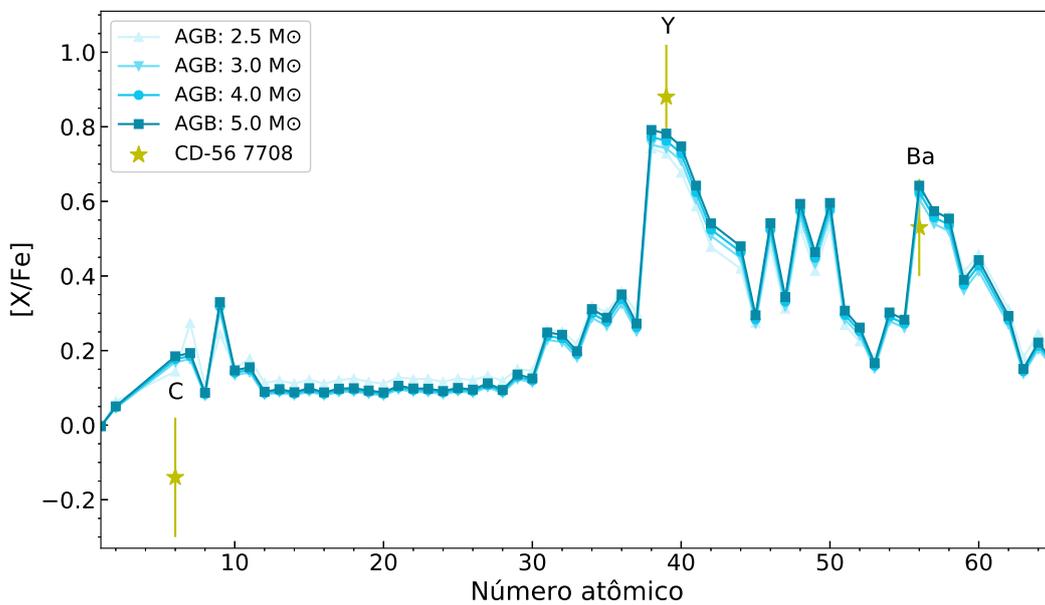


Figura 4.13: Abundância de C, Y e Ba em função do número atômico para a estrela primária CD-56 7708 (estrelas em amarelo). As curvas em ciano correspondem à poluição devida aos modelos de AGBs resultantes de progenitoras com $2,5M_{\odot}$, $3,0M_{\odot}$, $4,0M_{\odot}$ e $5,0M_{\odot}$.

As abundâncias de C, Y e Ba em função do número atômico para a análoga solar HD 2133, estão apresentadas na figura 4.12 pelas estrelas em magenta, e os modelos de *yields* de AGBs de $1,5M_{\odot}$, $2,5M_{\odot}$, $3,5M_{\odot}$ e $4,5M_{\odot}$, estão mostrados nos pontos triangulares, triangulares invertidos, circulares e quadrados em ciano, respectivamente. Com este ajuste é possível perceber que qualquer dos modelos se ajusta ao padrão de excesso de abundância química, resultando em uma anã branca com núcleo de C e O com idade compatível com a determinação da idade de estrela primária, que pode ir de 2,6 à 7,1 bilhões de anos. Neste caso, a massa mínima estimada para a estrela anã branca é de $0,62M_{\odot}$, a massa resultante de uma progenitora de $1,5M_{\odot}$, que é a massa mínima para produzir elementos do processo-s em estrelas de metalicidade solar.

Para a análoga solar CD-56 7708, são apresentadas na figura 4.13 as abundâncias de C, Y e Ba em função do número atômico, representadas pelas estrelas em amarelo, e os modelos de *yields* de AGBs de $2,5M_{\odot}$, $3,0M_{\odot}$, $4,0M_{\odot}$ e $5,0M_{\odot}$, estão mostrados nos pontos triangulares, triangulares invertidos, circulares e quadrados em ciano, respectivamente. Vale ressaltar que a estrela CD-56 7708 possui uma metalicidade suprassolar, portanto foram utilizados modelos de alta metalicidade ($Z=0,03$) para comparar a estas medidas. Neste caso, os elementos do processo-s são produzidos por estrelas com massas progenitoras superiores a $2,5M_{\odot}$, portanto, a estrela anã branca companheira deve ter uma massa mínima de $0,65M_{\odot}$. Este valor de massa é compatível com a idade estimada de 800 milhões à 10 bilhões de anos para o sistema. Também, podemos concluir que este sistema é jovem pois a estrela anã branca é quente.

Com os modelos de AGBs ajustados às observações, pudemos estimar a relação inicial e final de massa da anã branca, comparando diferentes modelos de evolução estelar. Os valores de massa inicial e massa final derivados dos ajustes aos modelos de AGB (Karakas e Lugaro, 2016) estão comparados à relação inicial-final de massa publicada em Romero et al. (2015) na figura 4.14. As linhas teóricas da relação inicial-final de massa, são mostradas para sequências evolutivas com metalicidade de $Z = 0,004$ (círculos pretos), $Z = 0,008$ (quadrados vermelhos), $Z = 0,02$ (triângulos verdes para cima), $Z = 0,04$ (triângulos azuis para baixo). Os símbolos abertos correspondem aos resultados de Weiss e Ferguson (2009) e os símbolos fechados são de Romero et al. (2015). Os meus resultados semiempíricos são os símbolos grandes para HD 114174, HD 2133 e CD-56 7708 na figura 4.14, e estão em bom acordo com os modelos, reforçando assim resultados anteriores sobre o assunto.

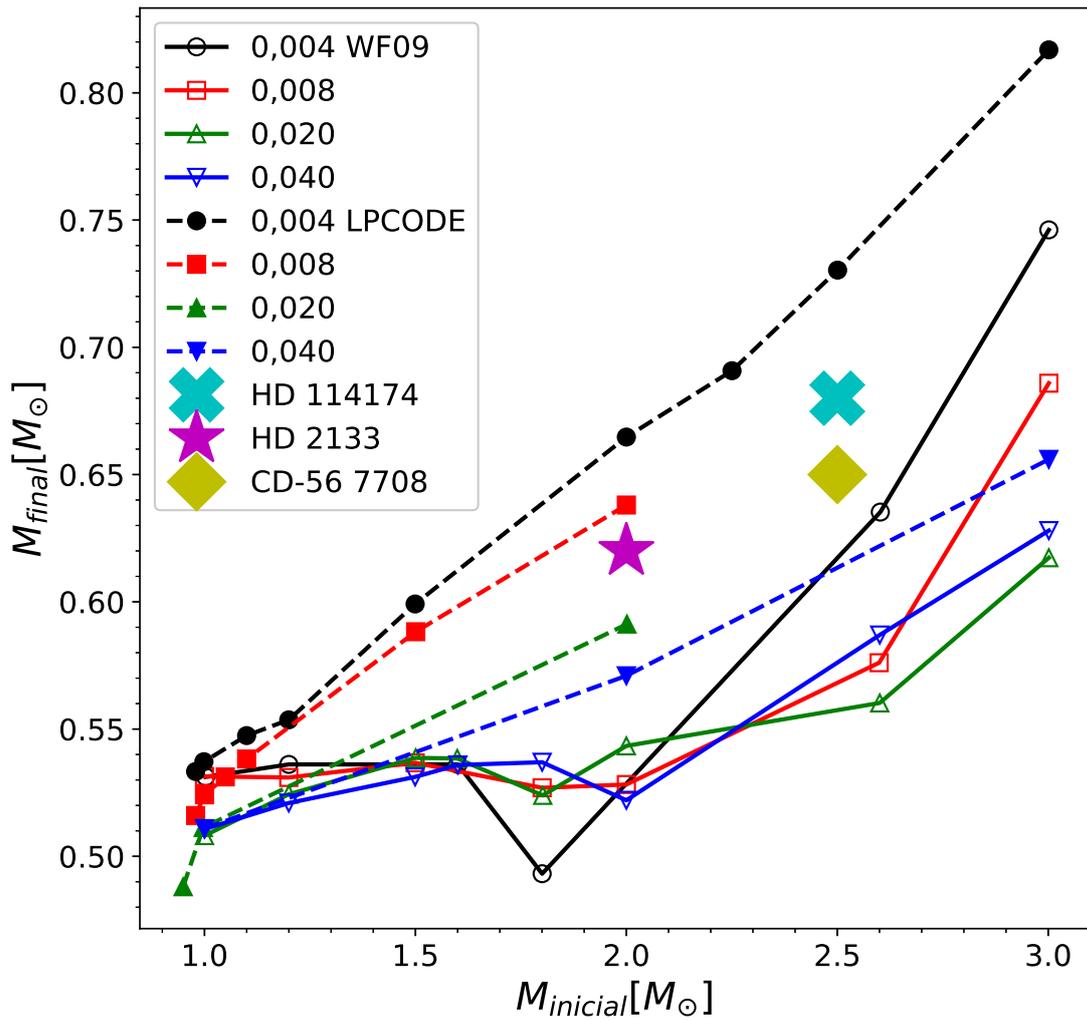


Figura 4.14: Relação inicial final de massa de anã branca comparando minhas determinações semiempíricas (símbolos grandes) às sequências teóricas de Weiss e Ferguson (2009) (símbolos abertos) e Romero et al. (2015) (símbolos fechados).

Conclusões e perspectivas

O estudo dos sistemas binários HD 120690, HD 114174, HD 2133 e CD-56 7708, que possuem excesso dos elementos produzidos pelo processo-s, foi importante para impor vínculos entre os parâmetros determinados para cada componente independentemente. Em particular, sistemas binários com uma companheira anã branca são fundamentais para o entendimento da evolução estelar, bem como determinar a sua idade através de isócronas e compará-las às estimativas para a análoga solar.

Embora as observações com os instrumentos GPI/Gemini e SPHERE/VLT para analisarmos as componentes secundárias dos sistemas tenham sido incompletas, elas foram importantes para a caracterização da anã branca e anã vermelha, companheiras de HD 114174 e HD 120690, respectivamente.

No caso da estrela HD 120690, comparando o resultado fotométrico aos modelos de atmosferas de estrelas frias *Phoenix*, concluímos que a temperatura efetiva da anã vermelha companheira está entre 3300 e 3600 K. Também, a gravidade superficial determinada ($\log g = 5,0$) é compatível com uma estrela anã de sequência principal. Embora nossos resultados já determinaram a natureza da estrela secundária, para melhor estimar a sua temperatura efetiva seria importante obter observações com coronógrafo na região azul do espectro ($\lambda < 0,6\mu m$). Para essa estrela exploramos a possibilidade de seu excesso de elementos do processo-s ser devido a contaminação do espectro pela anã vermelha companheira, porém nossos cálculos via síntese espectral sugerem que a contaminação é muito pequena para poder alterar significativamente as abundâncias químicas da estrela primária. Portanto, a sua nuvem proto-estelar deve ter sofrido alguma contaminação por uma estrela AGB, que não foi suficientemente diluída no meio interestelar, causando as anomalias observadas na gêmea solar.

Na observação da estrela HD 114174 foi revelada uma fraca companheira anã branca ($1,3 \cdot 10^{-16} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$) na banda J, com uma separação angular de $0,57''$, que segue a linha de tendência da literatura. Nossas observações com o GPI, junto com prévias observações da literatura, permitem inferir que o período orbital deste sistema é superior a 2500 dias. Também, ainda não foi observado ponto de inflexão nas velocidades radiais, para poder caracterizar os parâmetros orbitais. O nosso valor de fotometria, junto a dados publicados na literatura, foram comparados a modelos de anãs brancas com atmosfera pura de H e de He e concluímos que o melhor ajuste é compatível a uma estrela fria rica em H.

Sabemos que a HD 114174B é uma anã branca com núcleo de C e O, com atmosfera rica em H pelo padrão de abundâncias químicas observadas. Também é necessário que a anã branca tenha uma massa superior a $0,51M_{\odot}$ para ter experienciado pulsos térmicos (Kong et al., 2018), assim, as duas soluções possíveis de ajuste de distribuição espectral de energia indica que esta companheira tenha temperatura efetiva entre 4500 e 5500 K, $\log g$ entre 8,0 e 8,5 e massa entre 0,58 e $0,91M_{\odot}$. A estrela progenitora dessa anã branca deve ter tido entre 1,5 e $3,5 M_{\odot}$, valor compatível com a comparação da poluição química aos modelos de AGB. Neste caso também é necessário observar abaixo de $1\mu\text{m}$, na região azul e ultravioleta próximo, pois é onde existe maior dependência com a temperatura da anã branca e, assim, a estimativa dos parâmetros atmosféricos terá maior precisão.

As calibrações fotométricas foram importantes para a determinação dos parâmetros físicos dos 4 sistemas estudados, permitindo a determinação da temperatura efetiva, gravidade superficial, microturbulência e macroturbulência. Via síntese espectral determinamos a metalicidade de cada estrela, e a seguir a massa e raio delas. Iterativamente, determinamos consistentemente todos os parâmetros físicos estelares até atingir convergência. Também, via a síntese espectral, foi possível estimar a velocidade de rotação projetada ($v \sin i$) dos objetos, que resultou em altos valores para as estrelas HD 2133 e CD-56 7708.

Como as estrelas HD 2133 e CD-56 7708 possuem elevada rotação, ($v \sin i = 24,37 \pm 0,93 \text{ km s}^{-1}$ e $v \sin i = 24,90 \pm 0,61 \text{ km s}^{-1}$, respectivamente), foi realizado um estudo mais detalhado desses sistemas. Foi verificado que as linhas H & K do Ca, indicadores de atividade estelar, possuem uma forte emissão. No caso da estrela HD 2133, para a qual está disponível o período de rotação observado pela missão espacial TESS, foi determinada a inclinação de $58,4^{\circ}$ para o ângulo entre o eixo polar da estrela e a linha de visada do

observador na Terra.

A análise química das estrelas primárias foi focada no C e nos elementos produzidos pelo processo-s Y e Ba, que possuem uma sobreabundância se comparadas a outras análogas solares. Os valores obtidos de $[C/Fe]$; $[Y/Fe]$; $[Ba/Fe]$ foram de $0,014\pm 0,075$; $0,354\pm 0,114$; $0,204\pm 0,095$ para HD 114174, $-0,13\pm 0,16$; $0,02\pm 0,14$; $0,11\pm 0,11$ para HD 2133 e $-0,14\pm 0,16$; $0,88\pm 0,14$; $0,53\pm 0,13$ para CD-56 7708, o que revela um excesso de Y e Ba, quando comparado a estrelas de tipo solar da mesma metalicidade estudadas por Mena et al. (2018).

Esse padrão de abundâncias químicas foi adotado na comparação às *yields* dos modelos de AGB, para estimar a massa da estrela companheira anã branca. O principal interesse deste trabalho foi determinar a massa das estrelas companheiras e, com as medidas existentes, as nossas novas medições foram importantes para essa determinação. Pelo método de comparação da abundância de elementos produzidos pelo processo-s com os modelos de AGB, foi estimada uma distribuição de massas de progenitoras de companheiras de $0,68M_{\odot}$, $0,62M_{\odot}$ e $0,65M_{\odot}$, respectivamente, para HD 114174B, HD 2133B e CD-56 7708B. Nossos resultados para a relação massa inicial-final, estão em certo acordo com resultados da literatura, o que traz importantes vínculos observacionais para a modelagem de perda de massa.

Para aprimorar a modelagem é possível extrair a abundância química de mais elementos do processo-s utilizando espectros de alta resolução obtidos com o HARPS/ESO. No caso dos sistemas HD 2133 e CD-56 7708, não foi possível medir as abundâncias de outras linhas, pois a alta rotação fez as linhas se misturarem a outras próximas, impossibilitando a identificação das linhas. No entanto, espectros de maior S/N podem ser úteis para identificar outros elementos do processo-s nessas estrelas.

Além disso, esse estudo foi relevante para determinar as idades dos sistemas, que estão em certo acordo comparando as idades obtidas para a anã branca e a estrela primária em outros trabalhos da literatura. Estes raros objetos, sistemas como Sírius, são laboratórios únicos para o estudo da evolução estelar de forma que com a detecção de anãs brancas companheiras foi possível determinar idades. Estas são medidas independentes e permitiram verificar a idade das estrelas primárias obtidas via isócronas, fornecendo assim uma base mais sólida para estudos de evolução química baseado em idades isocronais.

Referências Bibliográficas

- Allen D. M., Barbuy B., Analysis of 26 barium stars, *Astronomy & Astrophysics*, 2006a, vol. 454, p. 895
- Allen D. M., Barbuy B., Analysis of 26 barium stars, *Astronomy & Astrophysics*, 2006b, vol. 454, p. 917
- Alves-Brito A., Karakas A. I., Yong D., Meléndez J., Vásquez S., CNO and F abundances in the barium star HD 123396, *Astronomy & Astrophysics*, 2011, vol. 536, p. A40
- Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., The Chemical Composition of the Sun, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 2009, vol. 47, p. 481
- Bacchus E., Parry I. R., Oppenheimer R., Aguilar J., Beichman C., Brenner D., Burruss R., Cady E., Luszcz-Cook S., Crepp J., Dekany R., Gianninas A., Hillenbrand L., Kilic M., King D., Lockhart T. G., et al *Project 1640 observations of the white dwarf HD 114174 B*, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2017, vol. 469, p. 4796
- Bergeron P., Wesemael F., Dufour P., Beauchamp A., Hunter C., Saffer R. A., Gianninas A., Ruiz M. T., Limoges M.-M., Dufour P., Fontaine G., Liebert J., *A comprehensive spectroscopic analysis of DB white dwarfs*, *The Astrophysical Journal*, 2011, vol. 737, p. 28
- Bildsten L., Paxton B., Moore K., Macias P., Acoustic signatures of the helium core flash, *The Astrophysical Journal*, 2011, vol. 744, p. 1
- Bouvier A., Wadhwa M., *The age of the Solar System redefined by the oldest Pb age of a meteoritic inclusion*, *Nature Geoscience*, 2010, vol. 3, p. 637

- Capitanio L., Lallement R., Vergely J. L., Elyajouri M., Monreal-Ibero A., Three-dimensional mapping of the local interstellar medium with composite data, *Astronomy & Astrophysics*, 2017, vol. 606, p. A65
- Casagrande L., Ramírez I., Meléndez J., Bessell M., Asplund M., An absolutely calibrated T_{eff} scale from the infrared flux method, *Astronomy and Astrophysics*, 2010, vol. 512, p. A54
- Castelli F., Kurucz R. L., New grids of ATLAS9 model atmospheres, arXiv preprint astro-ph/0405087, 2004
- Claudi R., Gratton R., Desidera S., Maire A. L., Mesa D., Turatto M., Baruffolo A., Cascone E., de Caprio V., D’Orazi V., Fantinel D., Giro E., Salasnich B., Scuderi S., Sissa E., Beuzit J. L., Moullet D., *First science with SPHERE*, *Mem. S.A.It.*, 2016, vol. 87, p. 9
- Coelho P. R. T., A new library of theoretical stellar spectra with scaled-solar and α -enhanced mixtures, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2014, vol. 440, p. 1027
- Crepp J. R., Johnson J. A., Howard A. W., Marcy G. W., Gianninas A., Kilic M., Wright J. T., *The trends high-contrast imaging survey. III. A faint white dwarf companion orbiting HD 114174*, *The Astrophysical Journal*, 2013, vol. 774, p. 1
- Desidera S., D’Orazi V., Lugaro M., *Is beryllium ultra-depletion in solar-type stars linked to the presence of a white dwarf companion?*, *Astronomy & Astrophysics*, 2016, vol. 587, p. A46
- dos Santos L. A., Meléndez J., Bedell M., Bean J. L., Spina L., Alves-Brito A., Dreizler S., Ramírez I., Asplund M., *Spectroscopic binaries in the Solar Twin Planet Search program: from substellar-mass to M dwarf companions*, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2017, vol. 472, p. 3425
- dos Santos L. A., Meléndez J., do Nascimento J.-D., Bedell M., Ramírez 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*, 2016, vol. 592, p. A156

-
- Fuhrmann K., Chini R., On ancient solar-type stars, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2018
- Gaia-Collaboration The Gaia mission, *Astronomy & Astrophysics*, 2016, vol. 595, p. A1
- Gaia-Collaboration Gaia Data Release 2, *Astronomy & Astrophysics*, 2018, vol. 616, p. A1
- Ghezzi L., Cunha K., Smith V. V., de Araújo F. X., Schuler S. C., de la Reza R., Stellar parameters and metallicities of stars hosting jovian and neptunian mass planets: a possible dependence of planetary mass on metallicity, *The Astrophysical Journal*, 2010, vol. 720, p. 1290
- Hartkopf W. I., Tokovinin A., Mason B. D., *Speckle Interferometry at SOAR in 2010 and 2011: Measures, orbits and rectilinear fits*, *The Astronomical Journal*, 2012, vol. 143, p. 42
- Holberg J. B., Oswalt T. D., Sion E. M., Barstow M. A., Burleigh M. R., Where are all the Sirius-like binary systems?, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2013, vol. 435, p. 2077
- Husser T.-O., von Berg S. W., Dreizler S., Homeier D., Reiners A., Barman T., Hauschildt P. H., A new extensive library of PHOENIX stellar atmospheres and synthetic spectra, *Astronomy & Astrophysics*, 2013, vol. 553, p. A6
- Iben I. J., Stellar evolution. VI. Evolution from the main sequence to the red-giant branch for stars of mass $1M_{\odot}$, $1,25M_{\odot}$ e $1,5M_{\odot}$, *The Astrophysical Journal*, 1967, vol. 147, p. 624
- Jeffries R. D., Stevens I. R., *Wind-accretion induced rapid rotation and a new class of active star*, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1996, vol. 279, p. 180
- Jørgensen B. R., Lindegren L., *Determination of stellar ages from isochrones: Bayesian estimation versus isochrone fitting*, *Astronomy & Astrophysics*, 2005, vol. 436, p. 127
- Jorissen A., Eck S. V., Winckel H. V., Merle T., Boffin H. M. J., Andersen J., Nordström B., Udry S., Masseron T., Lenaerts L., Waelkens C., Binary properties of CH and carbon-enhanced metal-poor stars, *Astronomy & Astrophysics*, 2016, vol. 586, p. A158

- Joyce S. R. G., Barstow M. A., Casewell S. L., Burleigh M. R., Holberg J. B., Bond H. E., Testing the white dwarf mass-radius relation and comparing optical and far-UV spectroscopic results with Gaia DR2, HST and FUSE, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2018
- Karakas A. I., *Helium enrichment and carbon-star production in metal-rich populations*, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2014, vol. 445, p. 347
- Karakas A. I., Lugaro M., *Stellar yields from metal-rich asymptotic giant branch models*, *The Astrophysical Journal*, 2016, vol. 825, p. 26
- Karinkuzhi D., Goswami A., Chemical analysis of CH stars II. Atmospheric parameters and elemental abundances, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2014, vol. 446, p. 2348
- Kim Y.-C., Demarque P., Yi S. K., Alexander D. R., TheY2Isochrones for α -Element Enhanced Mixtures, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 2002, vol. 143, p. 499
- Kippenhahn R., Weigert A., *Stellar Structure and Evolution* 1 edição edn. Springer-Verlag, 1990
- Kong X. M., Zhao G., Zhao J. K., Shi J. R., Kumar Y. B., Wang L., Zhang J. B., Wang Y., Zhou Y. T., *Chemical abundances of primary stars in the Sirius-like binary systems*, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2018, vol. 476, p. 724
- Lallement R., Vergely J.-L., Valette B., Puspitarini L., Eyer L., Casagrande L., 3D maps of the local ISM from inversion of individual color excess measurements, *Astronomy & Astrophysics*, 2014, vol. 561, p. A91
- Lorenzo-Oliveira D., Freitas F. C., Meléndez J., Bedell M., Ramírez I., Bean J. L., Asplund M., Spina L., Dreizler S., Alves-Brito A., Casagrande L., *The Solar Twin Planet Search*, *Astronomy & Astrophysics*, 2018, vol. 619, p. A73
- McClure R. D., *The Binary Nature of the Subgiant CH Stars*, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 1997, vol. 109, p. 536

- McClure R. D., Woodsworth A. W., The binary nature of the barium and CH stars. III - Orbital parameters, *The Astrophysical Journal*, 1990, vol. 352, p. 709
- Martinez C. F., Cunha K., Ghezzi L., Smith V. V., A Spectroscopic Analysis of the California-Kepler Survey Sample. I. Stellar Parameters, Planetary Radii, and a Slope in the Radius Gap, *The Astrophysical Journal*, 2019, vol. 875, p. 29
- Masana E., Jordi C., Ribas I., Effective temperature scale and bolometric corrections from 2MASS photometry, *Astronomy & Astrophysics*, 2006, vol. 450, p. 735
- Matthews C. T., Crepp J. R., Skemer A., Hinz P. M., Gianninas A., Kilic M., Skrutskie M., Bailey V. P., Defrere D., Leisenring J., Esposito S., Puglisi A., *Mid-Infrared high-contrast imaging of HD 114174 B: an apparent age discrepancy in a Sirius-like binary system*, *The Astrophysical Journal*, 2014, vol. 783, p. L25
- Meléndez J., Bedell M., Bean J. L., Ramírez I., Asplund M., Dreizler S., Yan H.-L., Shi J.-R., Lind K., Ferraz-Mello S., Galarza J. Y., dos Santos L., Spina L., Maia M. T., Alves-Brito A., Monroe T., Casagrande L., *The Solar Twin Planet Search V. Close-in, low-mass planet candidates and evidence of planet accretion in the solar twin HIP 68468*, *Astronomy & Astrophysics*, 2017, vol. 597, p. A34
- Meléndez J., Bergemann M., Cohen J. G., Endl M., Karakas A. I., Ramírez I., Cochran W. D., Yong D., MacQueen P. J., Kobayashi C., Asplund M., The remarkable solar twin HIP 56948: a prime target in the quest for other Earths, *Astronomy & Astrophysics*, 2012, vol. 543, p. A29
- Meléndez J., Ramírez I., Karakas A. I., Yong D., Monroe T. R., Bedell M., Bergemann M., Asplund M., Maia M. T., Bean J., do Nascimento J.-D., Bazot M., Alves-Brito A., Freitas F. C., Castro M., *18 Sco: A solar twin rich in refractory and neutron-capture elements: Implications for chemical tagging*, *The Astrophysical Journal*, 2014, vol. 791, p. 14
- Mena E. D., Adibekyan V. Z., Figueira P., Hernández J. I. G., Santos N. C., Tsantaki M., Sousa S. G., Faria J. P., Suárez-Andrés L., Israelian G., Chemical Abundances of Neutron-capture Elements in Exoplanet-hosting Stars, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 2018, vol. 130, p. 094202

- Oliveira K. S., Saraiva M. F. O., *Astronomia e Astrofísica* 3^a edição edn. Livraria da Física, 2013
- Parthasarathy M., Branch D., Jeffery D. J., Baron E., Progenitors of type Ia supernovae: Binary stars with white dwarf companions, *New Astronomy Reviews*, 2007, vol. 51, p. 524
- Perrin M. D., Maire J., Ingraham P., Savransky D., Millar-Blanchaer M., Wolff S. G., Ruffio J.-B., Wang J. J., Draper Z. H., Sadakuni N., et al., Gemini Planet Imager observational calibrations I: Overview of the GPI data reduction pipeline. In *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy V*, vol. 9147, 2014, p. 91473J
- Purandardas M., Goswami A., Goswami P. P., Shejeelammal J., Masseron T., Chemical analysis of CH stars III. Atmospheric parameters and elemental abundances, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2019, vol. 486, p. 3266
- Ramirez I., Melendez J., The Effective Temperature Scale of FGK Stars. II. Teff: Color : [Fe/H] Calibrations, *The Astrophysical Journal*, 2005, vol. 626, p. 465
- 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*, 2014, vol. 572, p. A48
- Ramírez I., Meléndez J., Cornejo D., Roederer I. U., Fish J. R., Elemental abundance differences in the 16 Cygni binary system: a signature of gas giant planet formation?, *The Astrophysical Journal*, 2011, vol. 740, p. 76
- Ramírez I., Prieto C. A., Lambert D. L., Oxygen abundances in nearby FGK stars and galactic chemical evolution of the local disk and halo, *The Astrophysical Journal*, 2013, vol. 764, p. 78
- Romero A. D., Campos F., Kepler S. O., *The age-metallicity dependence for white dwarf stars*, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2015, vol. 450, p. 3708
- Salaris M., Cassisi S., Chemical element transport in stellar evolution models, *The Royal Society open science*, 2017, vol. 4, p. 1

- Sandage A. R., *The color-magnitude diagram for the globular cluster M 3*, The Astronomical Journal, 1953, vol. 58, p. 61
- Schirbel L., Meléndez J., Karakas A. I., Ramírez I., Castro M., Faria M. A., Lugaro M., Asplund M., Maia M. T., Yong D., Howes L., do Nascimento J. D., *HIP 10725: The first solar twin/analogue field blue straggler*, Astronomy & Astrophysics, 2015, vol. 584, p. A116
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., *Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds*, The Astrophysical Journal, 1998, vol. 500, p. 525:553
- Scott P. C., Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., *Line formation in solar granulation*, Astronomy & Astrophysics, 2006, vol. 456, p. 675
- Snedden C., *Carbon and nitrogen abundances in metal-poor stars.*, The Astrophysical Journal, 1973, vol. 189, p. 493
- Soderblom D. R., *The Ages of Stars*, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 2010, vol. 48, p. 581
- Spada F., Demarque P., Kim Y.-C., Boyajian T. S., Brewer J. M., *The Yale–Potsdam Stellar Isochrones*, The Astrophysical Journal, 2017, vol. 838, p. 161
- Spina L., Meléndez J., Karakas A. I., dos Santos L., Bedell M., Asplund M., Ramírez 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, 2018, vol. 474, p. 2580
- Takeda Y., Tajitsu A., Honda S., Kawanomoto S., Ando H., Sakurai T., *Beryllium Abundances of Solar-Analog Stars*, Publications of the Astronomical Society of Japan, 2011, vol. 63, p. 697
- Tremblay P.-E., Gianninas A., Kilic M., Ludwig H.-G., Steffen M., Freytag B., Hermes J. J., *3D model atmospheres for extremely low-mass white dwarfs*, The Astrophysical Journal, 2015, vol. 809, p. 148

Tucci-Maia M., Ramírez 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*, 2016, vol. 590, p. A32

Weiss A., Ferguson J. W., *New asymptotic giant branch models for a range of metallicities*, *Astronomy & Astrophysics*, 2009, vol. 508, p. 1343

Zurlo A., Vigan A., Hagelberg J., Desidera S., Chauvin G., Almenara J. M., Biazzo K., Bonnefoy M., Carson J. C., Covino E., Delorme P., D'Orazi V., Gratton R., Mesa D., Messina S., Moutou C., Segransan D., Turatto M., Udry S., Wildi F., *Astrophysical false positives in direct imaging for exoplanets: a white dwarf close to a rejuvenated star*, *Astronomy & Astrophysics*, 2013, vol. 554, p. A21