



Universidade Federal do Rio de Janeiro
Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza
Observatório do Valongo
Programa de Pós-Graduação em Astronomia



Novos candidatos a objetos cromosfericamente jovens e
cinematicamente antigos

Eduardo Machado Pereira

Rio de Janeiro
Novembro de 2020

Novos candidatos a objetos cromosfericamente jovens e cinematicamente antigos

Eduardo Machado Pereira

Dissertação de Mestrado submetida ao Programa de Pós-Graduação em Astronomia do Observatório do Valongo, Universidade Federal do Rio de Janeiro, como requisito necessário para a obtenção do título de Mestre em Ciências em Astronomia.

Orientador: Helio Jaques Rocha Pinto

Rio de Janeiro
Novembro de 2020

CIP - Catalogação na Publicação

P24n Pereira, Eduardo Machado
 Novos candidatos a objetos cromosfericamente
 jovens e cinematicamente antigos / Eduardo Machado
 Pereira. -- Rio de Janeiro, 2020.
 130 f.

 Orientador: Helio Jaques Rocha Pinto.
 Dissertação (mestrado) - Universidade Federal do
 Rio de Janeiro, Observatório do Valongo, Programa de
 Pós-Graduação em Astronomia, 2020.

 1. Astrofísica Estelar. 2. Espectroscopia. 3.
 Atividade cromosférica. 4. Astrofísica Galáctica. I.
 Rocha Pinto, Helio Jaques, orient. II. Título.

Novos candidatos a objetos cromosfericamente novos e
cinematicamente antigos

Eduardo Machado Pereira

Dr. Helio Jaques Rocha Pinto (Orientador)

Dissertação de Mestrado submetida ao Programa de Pós-Graduação em
Astronomia, Observatório do Valongo, da Universidade Federal do Rio de Janeiro -
UFRJ, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de Mestre em
Ciências - Astronomia.

Aprovada por:

Dr^a. Jane Cristina Gregorio Castilho de Souza – (Avaliador Externo) – IAG/USP

Dr. Bruno Vaz Castilho de Souza – (Avaliador Externo) – LNA

Dr. Luan Ghezzi Ferreira Pinho – (Avaliador Interno) – OV/UFRJ



Presidente, Dr. Helio Jaques Rocha Pinto (Orientador) – OV/UFRJ

Esta defesa realizou-se através de videoconferência, completamente remota, em
conformidade com as Resoluções do CEPG n.º 1 de 16 de março de 2020 e n.º 2 de 24 de
abril de 2020.

Novembro de 2020

O presente trabalho foi realizado com apoio da
Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de
Nível Superior – (Brasil) CAPES – Código de
Financiamento 001.

*Dedico este trabalho a toda a linha de frente de profissionais da
saúde enfrentando esse complicado momento,
e à minha avó,
cujo possivelmente maior anseio era presenciar agora este momento.*

Agradecimentos

Antes de tudo, agradeço à minha família, que sempre me deu todo apoio e estrutura: minha mãe, minha avó e meu pai foram e são fundamentais desde sempre em todos os empreendimentos da minha vida, e com esse não poderia ser diferente. Agradeço também à querida Marilene por todo o suporte fenomenal.

Deixo registrado todo meu apreço pela mais importante de todas as profissões. Encaro ensinar e aprender como a razão de toda edificação da raça humana, e professoras e professores são a voz por trás de todo progresso. Agradeço a educadoras e educadores incríveis que passaram pelo meu caminho, inclusive desde bem antes mesmo da graduação, e me permitiram alcançar qualquer mérito. Agradeço especialmente ao meu orientador Helio Jaques Rocha Pinto por todos os ensinamentos, a paciência, as conversas.

Amizades são sempre fundamentais, e cada uma das minhas colaborou incomensuravelmente comigo aqui. Sinto-me na obrigação, no entanto, de agradecer individualmente a alguns nomes que contribuíram de maneira central para a construção deste trabalho: Felipe Gallo, pelo enorme auxílio na construção da regressão que nos permitiu chegar às nossas conclusões; Ellen Almeida, por todas as horas investidas em matar o IRAF; Diego Lorenzo, por incontáveis sessões de conversas sobre atividade estelar e espectros HARPS; Geisa Ponte, por todos os conselhos e direcionamentos envolvendo próximos passos da carreira, essenciais para manter o brio; e Felipe Fernandes, por toda a consultoria sobre dinâmica galáctica e pelo cálculo das idades cinemáticas das nossas estrelas.

Sou imensamente grato à minha namorada e melhor amiga, Giovanna Liberato, por todo incentivo, amor e carinho que certamente me ajudaram a encarar essa tarefa árdua da melhor maneira possível. Obrigado por ser minha companheira e meu farol.

Agradecemos à equipe do Observatório Pico dos Dias pelo incrível apoio que nos foi prestado em nossas missões.

*“O método da ciência,
por mais enfadonho que pareça,
é muito mais importante do que as descobertas dela.”*

— Carl Sagan,
O mundo assombrado pelos demônios

Resumo

Novos candidatos a objetos cromosfericamente jovens e cinematicamente antigos

Eduardo Machado Pereira

Orientador: Helio Jaques Rocha Pinto

RESUMO DA DISSERTAÇÃO DE MESTRADO SUBMETIDA AO PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA DO OBSERVATÓRIO DO VALONGO, UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO DE JANEIRO, COMO REQUISITO NECESSÁRIO PARA A OBTENÇÃO DO TÍTULO DE MESTRE EM CIÊNCIAS EM ASTRONOMIA.

Por não ser possível acompanhar efetivamente a escala evolutiva de uma estrela, idades estelares são estimadas de variadas formas, e tentamos chegar à melhor resposta possível comparando os resultados de diferentes métodos. Um deles é baseado na chamada atividade cromosférica, segundo o qual podemos inferir que objetos isolados cromosfericamente ativos devem ser jovens. Ao mesmo tempo, as órbitas estelares na Galáxia dão origem a uma relação estatística segundo a qual velocidades anômalas provavelmente estão associadas a estrelas velhas. Este trabalho foi construído em função de objetos com alta atividade cromosférica (supostamente jovens) que apresentam altas componentes de velocidades espaciais (supostamente velhos); chamamos esses objetos de cromosfericamente jovens e cinematicamente antigos, ou CroJoCAs. Construímos uma amostra de 4401 estrelas com atividade cromosférica conhecida e velocidades espaciais disponíveis utilizando dados da missão Gaia. Através de um formalismo proposto em um trabalho que revisitamos aqui, selecionamos 84 objetos CroJoCAs para analisar sua quantidade de lítio, que é sensível a idades por ser consumido nos interiores estelares com o tempo. Com base na ausência desse elemento nesses objetos, testamos se um cenário de coalescência suave entre as componentes de uma binária de curto período é viável para explicar sua formação. O resultado desse processo seria uma estrela isolada que já orbitou o centro galáctico o suficiente para apresentar velocidades típicas de um objeto velho, mas ainda ativa por conta da interação entre as componentes do sistema. Explorando observações espectroscópicas e espectros de arquivos, encontramos 14 estrelas cuja quantidade de lítio atesta esse cenário, dobrando o número previamente apresentado na literatura. Além disso, um outro cenário de formação também é preliminarmente abordado, e encontramos 2 objetos CroJoCAs da nossa amostra que são companheiros de uma anã branca. Ambas hipóteses exploram a ideia de essas estrelas terem tido sua atividade cromosférica alimentada enquanto envelheciam.

palavras chave: *Astrofísica Estelar, Espectroscopia, Atividade Cromosférica, Astrofísica Galáctica*

Rio de Janeiro
Novembro de 2020

Abstract

New Candidates for Chromospherically Young, Kinematically Old objects

Eduardo Machado Pereira

Advisor: Helio Jaques Rocha Pinto

MASTERS DISSERTATION ABSTRACT SUBMITTED TO THE POSTGRADUATE ASTRONOMY PROGRAM OF THE VALONGO OBSERVATORY, FEDERAL UNIVERSITY OF RIO DE JANEIRO, IN FULFILLMENT OF THE REQUIREMENTS FOR THE DEGREE OF MASTER OF SCIENCE, ASTRONOMY.

Since it is not possible to effectively track the evolutionary scale of a star, stellar ages are estimated in various ways, and we try to arrive at the best possible answer by comparing the results of different methods. One of them is based on the so-called chromospheric activity, according to which we can infer that chromospherically active isolated objects must be young. At the same time, stellar orbits in the Galaxy give rise to a statistical relationship according to which anomalous velocities are probably associated with old stars. This work was built in function of objects with high AC (supposedly young) that present high components of space velocities (supposedly old); we call these objects chromospherically young and kinematically old, or CYKOs. We built a sample with 4401 stars with known chromospheric activity and space velocities available through data from the Gaia mission. Through a formalism proposed in a work that we revisit here, we selected 84 CYKOs objects in order to analyze their amount of lithium, which is sensitive to ages since it is consumed in the stellar interiors over time. Through the absence of this element in these objects, we tested whether a scenario of smooth coalescence between the components of a short-period binary is feasible to explain its formation. The result of this process would be an isolated star that has already orbited the galactic center enough to present velocities typical of an old object, but still active due to the interaction between the components of the system. Through spectroscopic observations and archive spectra, we found 14 stars whose amount of lithium attests to this scenario, doubling the number previously presented in the literature. In addition, another formation scenario is also preliminarily addressed, and we found 2 CYKOs objects from our sample that are actually companions of white dwarfs. Both hypotheses explore the idea that these stars had their chromospheric activity fueled as they aged.

keywords: *Stellar Astrophysics, Spectroscopy, Chromosphere Activity, Galactic Astrophysics*

Rio de Janeiro

November 2020

Lista de Figuras

1.1	Eclipse solar total de 2019, exibindo coroa e cromosfera solares; foto por Jorge Meléndez.	20
1.2	Excesso do UV observado no Sol; Figura 1 de Krivova et al. (2006)	21
1.3	Esquema de um modelo estratificado da atmosfera solar; Figura 3 de Hall (2008)	22
1.4	Atmosferas do Sol e de uma anã M em modelo para alta e baixa cromosferas; Figura 3 de Linsky (2017)	23
1.5	Simulação de seção transversal da cromosfera solar. Figura 3 de Carlsson et al. (2019).	24
1.6	Esquema resumido ilustrativo do mecanismo de dínamo que atua no interior de estrelas de tipo solar; Figura 1 de Sanchez et al. (2014)	26
1.7	Região espectral das linhas H e K e os pseudocontínuos de referência; Figura 3 de Schröder et al. (2009)	28
1.8	Comportamento da emissão do CaII rotação e abundância de lítio; Figura 1 de Skumanich (1972).	31
1.9	Histograma simples de $\log R'_{HK}$	33
1.10	Via Láctea em foto de longa exposição por Thiago S. Gonçalves	34
1.11	Sistema de coordenadas galáctico; Figura 24.17 de Carroll & Ostlie (2017)	35
1.12	Sistema de coordenadas cilíndrico e respectivas velocidades para objetos na Galáxia; Figura 24.19 de Carroll & Ostlie (2017)	36
1.13	Esquema ilustrativo da velocidade e do movimento próprio de uma estrela	38
1.14	Esquema para ilustrar a construção das velocidades espaciais (U, V, W); ©Bruce MacEvoy, 2014	39
1.15	Estrelas num espaço de velocidades discriminadas por idade; Figura 57 de Rocha-Pinto (2000)	40
1.16	Componentes de velocidades (u, v, w) em função da idade estelar; Figura 55 de Rocha-Pinto (2000)	41
1.17	Variação da dispersão de velocidades em função da idade estelar; Figura 1 de Almeida-Fernandes & Rocha-Pinto (2018) (adaptada)	42
1.18	Curvas isocronais para ilustração; Figura 12 de Nordström et al. (2004) (adaptada)	44
2.1	Cenário de coalescência para formação de CroJoCAs; ilustração por NASA/ESA	47
2.2	Diagrama cor–magnitude do aglomerado 47 Tucanae exibindo estrelas <i>blue stragglers</i> ; Figura 6 de Sills et al. (2000)	48
2.3	Algumas funcionalidades básicas do TOPCAT.	52
2.3	Algumas funcionalidades básicas do TOPCAT.	53
2.4	Regressão linear utilizada para deixar índices de AC na mesma escala . .	54

2.5	Histogramas de velocidades peculiares da amostra usada neste trabalho	55
2.6	Índice de AC $\log R'_{\text{HK}} = -4.75$ em função do índice de cor $(B - V)$ para amostra deste trabalho	56
2.7	Histogramas de velocidades peculiares da amostra ativa deste trabalho	57
2.8	Objetos CroJoCAs selecionados nos espaços de velocidades $u \times v$ e $w \times v$	58
3.1	Platô de Spite; Figura 5 de Spite & Spite (1982)	61
3.2	Poço de Boesgaard-Tripicco; Figura 2 de Boesgaard & Tripicco (1986)	63
3.3	Distribuição de abundância de lítio em função da temperatura efetiva para compilação de estrelas da literatura; Figura 2 de Aguilera-Gómez et al. (2018)	64
3.4	Curvas isócronas para abundância de lítio contra temperatura efetiva; Figura 3 de Xiong & Deng (2009)	65
3.5	Isócronas para diversos aglomerados jovens; Figuras 5 e 6 de Xiong & Deng (2009)	65
3.6	Isócronas para os aglomerados NGC 752 e M67; Figuras 7 e 8 de Xiong & Deng (2009)	66
3.7	Estrelas ativas normais ordenadas por AC	70
3.8	Espectros de estrelas CroJocAs observadas por nós no OPD, ordenados por AC	71
3.9	Espectros de estrelas CroJocAs do arquivo do HARPS ordenados por AC	73
3.10	Visualização da definição de largura equivalente.	74
3.11	Regressões lineares das estrelas usadas na construção da nossa amostra calibradora	75
3.12	Abundâncias de lítio em função da largura equivalente	76
3.13	Abundâncias de lítio em função da temperatura efetiva	76
3.14	Comparação do modelo com dados da amostra calibradora para $A(\text{Li})$	77
3.15	Resultados da nossa regressão para duas amostras externas	78
4.1	Histogramas de largura equivalente e abundância de lítio	80
4.2	Isócronas de 0 a 4 Ga e trajetória evolutiva de uma estrela com 1 massa solar; Figura 3 de Soderblom (1983)	82
4.3	Objetos CroJoCAs no espaço $A(\text{Li})$ vs. T_{ef} com dados deste trabalho	83
4.4	Objetos CroJoCAs no espaço $A(\text{Li})$ vs. T_{ef} com dados de Aguilera-Gómez et al. (2018)	87
4.5	Comparações de nossas T_{ef} e $A(\text{Li})$ com as de Aguilera-Gómez et al. (2018)	90
4.6	Objetos que seriam selecionados com os valores de dispersões de Rocha-Pinto et al. (2002)	91
4.7	Espaço de cor-temperatura para dados dos catálogos GALEX, RAVE e LAMOST; Figuras 1 e 2 de Parsons et al. (2016)	94
4.8	Temperatura contra índice de cor $(FUV - NUV)$ para nossa amostra	95
B.1	Ajuste das temperaturas efetivas T_{ef} em função do índice de cor $(B - V)$	127

Lista de Tabelas

3.1	Valores canônicos de $A(\text{Li})$ estimados para a nucleossíntese primordial, o platô de Spite e o meio interestelar na Galáxia	61
4.1	Características relevantes de objetos CroJoCAs observados	81
4.2	Estrelas CroJoCAs com valores de $A(\text{Li})$ estimados nesse trabalho e $T_{\text{ef}} > 4500$ K	84
4.3	Estrelas CroJoCAs selecionadas pelo critério do lítio com valores de $A(\text{Li})$ estimados nesse trabalho	85
4.4	Estrelas CroJoCAs com dados de Aguilera-Gómez et al. (2018)	88
4.5	Estrelas CroJoCAs selecionadas pelo critério do lítio, com dados de Aguilera-Gómez et al. (2018) e $T_{\text{ef}} > 5000$ K	89
A.1	Tabela com todos os 84 objetos CroJoCAs selecionados neste trabalho . .	123
A.1	Tabela com todos os 84 objetos CroJoCAs selecionados neste trabalho . .	124
A.1	Tabela com todos os 84 objetos CroJoCAs selecionados neste trabalho . .	125
A.1	Tabela com todos os 84 objetos CroJoCAs selecionados neste trabalho . .	126

Abreviações

AC	A tividade C romsférica
AGB	A symptotic G iant B ranch (Ramo Assintótico das Gigantes)
CCD	C harge- C oupled D evice (Dispositivo de carga acoplada)
CroJoCA	C romosfericamente J ovem, C inematicamente A ntigo(a)
ESO	E uropean S outhern O bservatory (Observatório Europeu do Sul)
FGK	Tipos espectrais de estrelas F , G e K
HARPS	H igh A ccuracy R adial velocity P lanet S earcher (Buscador de planetas de alta acurácia em velocidade radial)
IRAF	I mage R eduction and A nalysis F acility (Instalação de redução e análise de imagens)
LNA	L aboratório N acional de A strofísica
OPD	O bservatório P ico dos D ias
RLR	R eferencial L ocal de R epouso
SP	S equência P rincipal
SPIZ	S equência P rincipal de I dade Z ero

TOPCAT	T ool for O perations on C atalogues A nd T ables (Ferramenta para operações sobre catálogos e tabelas)
UA	U nidades A stronômicas
UV	U ltra V ioleta
WIRRings	W ind-accretion I nduced R apidly R otating stars (Estrelas de alta rotação induzida por acreção de vento)
ZC	Z ona C onectiva

Nomenclatura

Símbolo	Grandeza	Unidade
$A(\text{Li})$	Abundância de lítio na escala em que $A(\text{H}) = 12$	dex
$(B - V)$	Índice de cor (diferença entre as magnitudes Johnson B e V)	mag
$(FUV - NUV)$	Índice de cor (diferença entre as magnitudes GALEX FUV e NUV)	mag
$\log g$	Logaritmo da gravidade superficial	dex
M	Massa	M_{\odot}
P	Período orbital de um sistema	dias
R'_{HK}	Índice de atividade cromosférica Mount Wilson corrigido por cor	dex
S	Índice de atividade cromosférica Mount Wilson	-
T_{ef}	Temperatura efetiva	K
U, V, W	Componentes de velocidades espaciais heliocêntricas apontando nas direções do centro galáctico, rotação e polo norte galáctico, respectivamente	km/s
u, v, w	Componentes de velocidades espaciais com relação ao RLR apontando nas direções do centro galáctico, rotação e polo norte galáctico, respectivamente	km/s
W_{Li}	Largura equivalente da linha do lítio ($\lambda \sim 6708$)	m
$\log Z$	Logaritmo da fração de massa de todos os elementos exceto hidrogênio e hélio	dex
β	Razão entre as pressões de plasma e magnética	-
λ	Comprimento de onda	
μ	Movimento próprio	" / ano

π	Paralaxe	" (arcsec)
$\sigma_{u,v,w}$	Dispersões associadas às velocidades u, v, w	km/s

Sumário

1	Cromosfera e cinemática como relógios estelares	19
1.1	Atividade cromosférica	20
1.1.1	O que é uma cromosfera	20
1.1.2	O índice $\log R'_{HK}$	27
1.1.3	O relógio cromosférico	30
1.2	Difusão de órbitas estelares	34
1.2.1	Velocidades espaciais u, v, w	35
1.2.2	O relógio cinemático	39
2	Estrelas cromosfericamente jovens, cinematicamente antigas – CroJoCAs	45
2.1	Origem de CroJoCAs isoladas	46
2.1.1	Coalescência de binárias de curto período e baixa massa	46
2.1.2	Alta rotação por acreção de vento	49
2.2	Amostra: atividade cromosférica e velocidades	50
2.3	Seleção de objetos CroJoCAs	57
3	Observações de lítio	60
3.1	A depleção do lítio	62
3.2	Lítio em estrelas CroJoCAs	67
3.2.1	Observações e redução dos dados	67
3.2.2	Espectros de arquivos	69
3.2.3	Regressão para obtenção de abundâncias de lítio	72
4	Resultados e discussão	79
4.1	Lítio em CroJoCAs	80
4.1.1	Abundâncias deste trabalho	80
4.1.2	Abundâncias de Aguilera-Gómez et al. (2018)	86
4.1.3	Comparação com resultados de Rocha-Pinto et al. (2002)	90
4.2	Companheiras anãs brancas?	93
4.3	Comentários individuais sobre objetos CroJoCAs	97
5	Conclusões e perspectivas	105
	Referências Bibliográficas	109
A	Lista de estrelas CroJoCAs FGK	122
B	Correlação entre $(B - V)$ e T_{ef}	127

Capítulo 1

Cromosfera e cinemática como relógios estelares

Apesar de se tratar de um dos atributos mais fundamentais para compreensão de fenômenos astronômicos em geral, a idade de uma estrela não pode ser medida diretamente. Dessa forma, não havendo exatamente uma “certidão de nascimento”, faz-se necessário traçar características que sejam sensíveis à evolução do tempo para que idades estelares possam ser estimadas. Há uma ampla variedade de métodos que servem a esse propósito (ver Soderblom, 2010, para uma revisão sobre o tópico), sendo dois deles fundamentais aqui.

Nas próximas seções, discutimos os métodos que fornecem as idades estelares relevantes nesse trabalho: atividade cromosférica e velocidades espaciais, contextualizando suas respectivas evoluções temporais e como eles fornecem idades, por fim mostrando por que surge uma inconsistência para determinados objetos; no Capítulo 2, falaremos especificamente desses objetos excêntricos que buscamos e a nossa metodologia de seleção; no Capítulo 3, expomos o importante papel que o lítio desempenha aqui como um terceiro discriminador de idade; os capítulos finais (4 e 5) foram nomeados de forma autoexplicativa, concentrando nossos resultados, e conclusões e perspectivas, respectivamente.

1.1 Atividade cromosférica

1.1.1 O que é uma cromosfera

Nesta seção, além de abordarmos a chamada atividade cromosférica como indicador de idade, achamos válido contextualizar um pouco mais especificamente a origem desse vasto conjunto de fenômenos: afinal, o que é uma cromosfera e do que se trata esse tipo de atividade que ocorre lá?

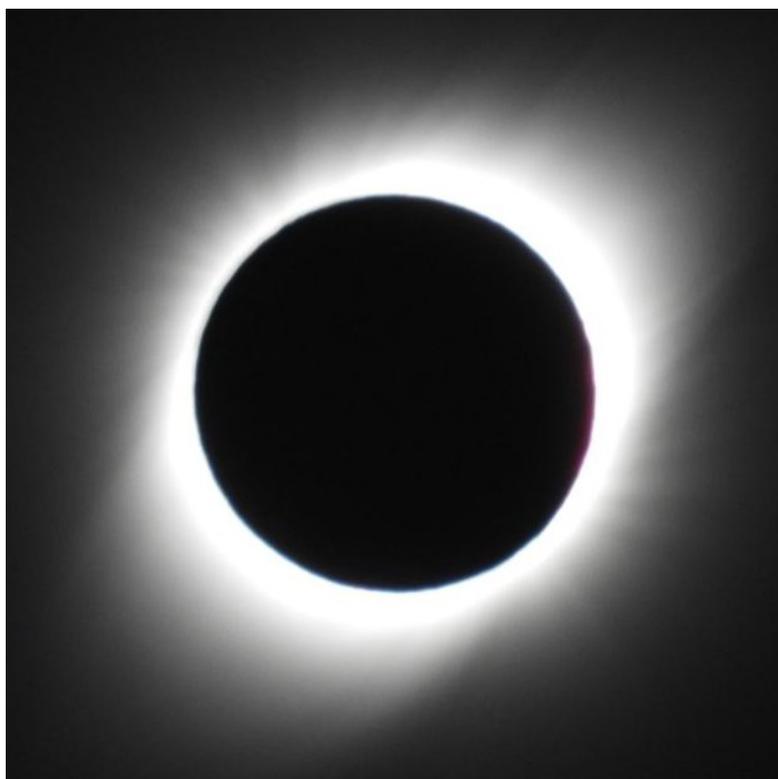


FIGURA 1.1. Disco solar encoberto pela Lua, evidenciando a coroa e, muito levemente, a cromosfera, como uma sombra rosada à direita no disco. Foto tirada durante eclipse solar total de 2019, por Jorge Meléndez, no deserto do Atacama, Chile.

Conforme eclipses solares totais foram sendo sistematicamente estudados, foram constatadas no Sol regiões externas à fotosfera, evidenciadas pela semelhança entre os diâmetros aparentes da Lua e do Sol, em uma proporção tal como exibido na Figura 1.1. A ocultação decorrente do eclipse nos permite enxergar duas características: o branco que domina grande parte da foto é a componente da região externa chamada de coroa; à direita do disco, nota-se um pequeno reflexo rosado, representativo da camada chamada cromosfera, vista nessa coloração pelos olhos humanos graças à manifestação da série de Balmer que ocorre na parte óptica vermelha do espectro eletromagnético, com a emissão da linha $H\alpha$ ($\lambda \sim 6563$).

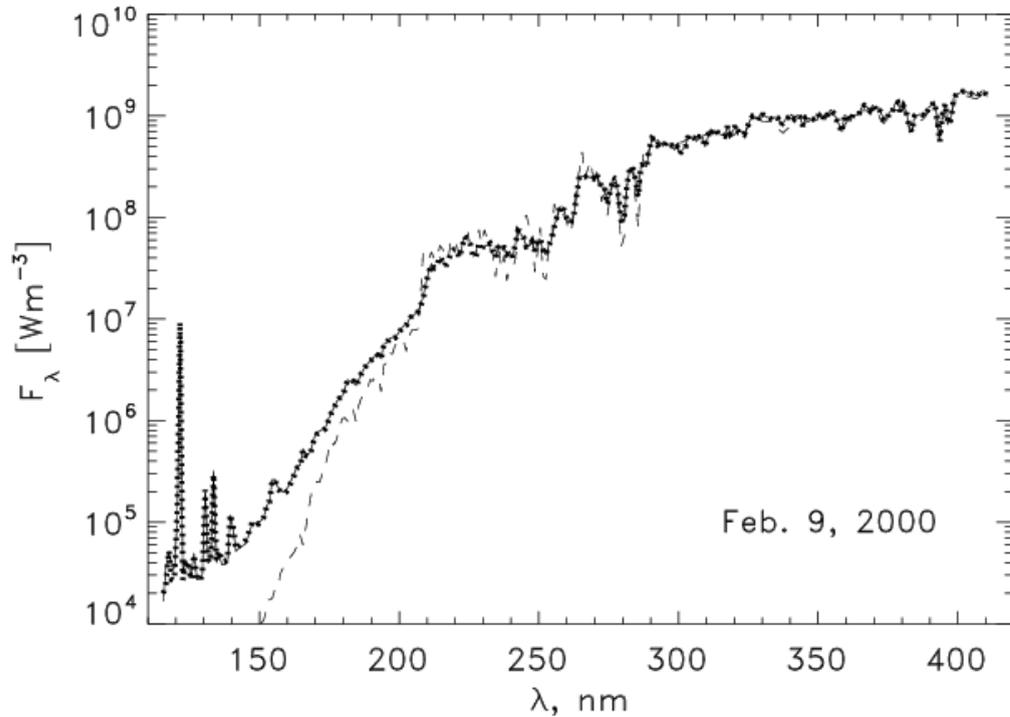


FIGURA 1.2. Fluxo (linha pontilhada) em função do comprimento de onda, evidenciando o excesso na faixa UV do espectro observado no Sol, comparado a espectro sintético (linha tracejada) de Krivova et al. (2006), baseado em modelo de Krivova et al. (2003). Figura 1 de Krivova et al. (2006).

Por falar em olhos humanos, a fotosfera recebeu esse nome por emitir a radiação que nossa percepção visual é capaz de captar do Sol, então dominando a região do espectro que nos é visível. Assim, para estudarmos a cromosfera e a coroa solares, precisamos acessar regimes de comprimento de onda que apresentem maior contraste entre as emissões fotosférica e cromosférica/coronal, i.e. fora da faixa do óptico. Analisando o espectro do Sol, por exemplo na região UV, constatou-se um excesso de emissão, exibido pela linha tracejada na Figura 1.2, que não pode ser justificado pelo bem estabelecido transporte radiativo que opera nos interiores estelares. As camadas externas, então, deveriam ser mais quentes do que a fotosfera (Athay, 1970), que tem temperaturas na faixa de ~ 4500 K a ~ 6000 K (Aschwanden, 2014). Em síntese, outros processos — não-radiativos — precisam ser invocados para explicar o aumento súbito de temperatura apontado nessas regiões, que chega a até ~ 25000 K na cromosfera e mais de 10^6 K na coroa. Esse comportamento está exposto na Figura 1.3, onde mostramos um exemplo de modelo esquemático das camadas externas do Sol, desenvolvido por Vernazza et al. (1981, imagem reproduzida de Hall, 2008). A fotosfera solar termina no mínimo de temperatura, em ~ 500 km de altitude, onde começa a cromosfera, que por sua vez se estende até o pico de temperatura em ~ 2300 km, quando começa a chamada região de transição entre a cromosfera e a coroa. Formações de diversas linhas que servem de

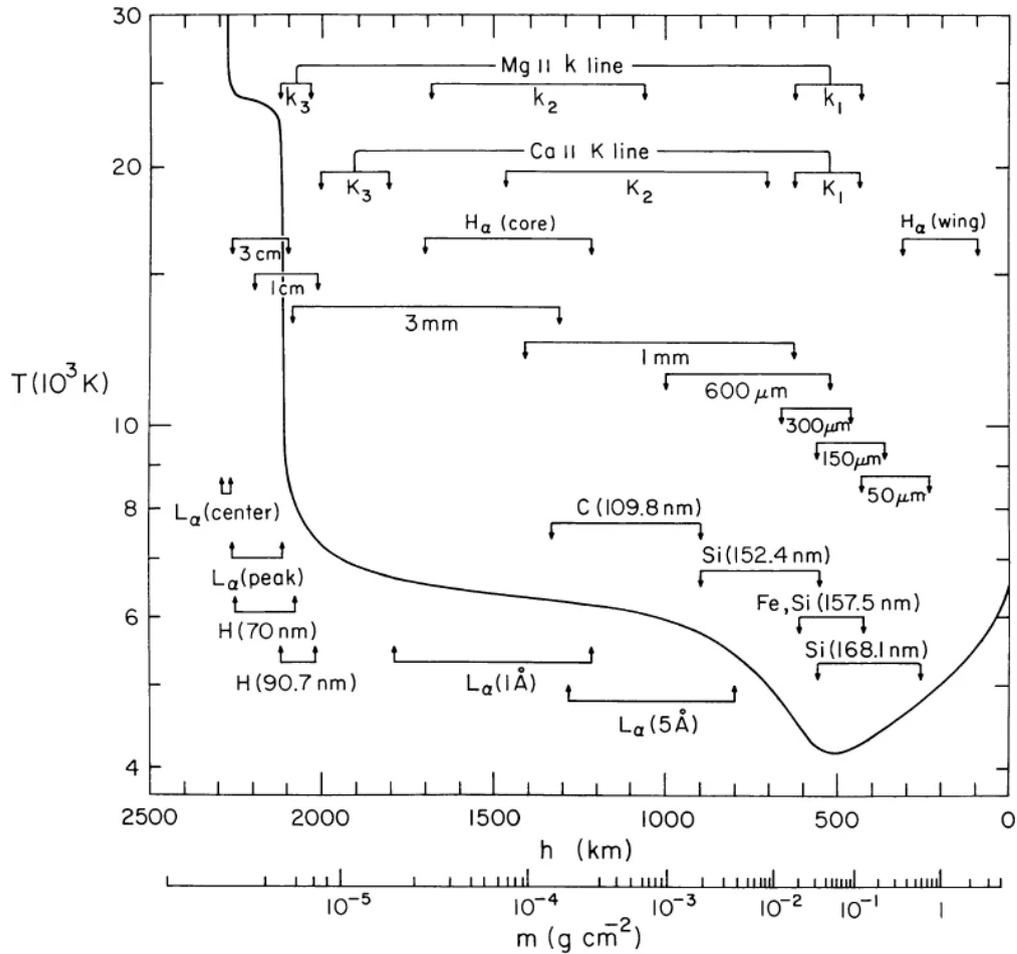


FIGURA 1.3. Modelo da visão estratificada da atmosfera solar, refletindo camadas esféricas homogêneas. São ilustradas condições de formação das linhas indicadas. O eixo vertical mostra temperatura e o horizontal, altitude com a respectiva densidade de massa associada. Figura 3 de Hall (2008), reproduzindo modelo de Vernazza et al. (1981, Figura 1).

diagnóstico para a presença de uma cromosfera estão indicadas. Esse modelo resume razoavelmente bem o cenário observado, mas traz a limitação de dispor a atmosfera solar em camadas esféricas e homogêneas. Sabe-se hoje que a realidade — de atmosferas estelares, como um todo — é muito mais turbulenta e dinâmica do que é possível se interpretar pela figura.

A descrição de uma cromosfera necessariamente passa por conclusões tiradas a partir da vantagem da proximidade do Sol, que desempenha um papel diferenciado em quaisquer investigações sobre estrelas semelhantes devido à sua natureza *sui generis* para nós. Dessa forma, vale ressaltar que quando escrevemos *atmosfera*, estamos nos referindo a atmosferas estelares de uma forma geral; usaremos *atmosfera solar* explicitamente quando se tratar do Sol — o mesmo vale para as demais camadas em específico. Particularmente, como nosso interesse se concentra em explorar a evolução temporal

de fenômenos associados à cromosfera, referir-nos-emos à coroa e à região de transição apenas de forma esporádica daqui em diante.

Não parece haver uma única definição rigorosamente estabelecida na literatura sobre a região que compreende uma cromosfera, mas revisões recentes já tomam como consenso abordar uma descrição física em vez de geométrica. Hall (2008) mostra a evolução do conceito de uma camada esférica de plasma que envolve a fotosfera, passando pela clássica estratificação mais detalhada da Figura 1.3, até o conhecimento atual da imensa contribuição magnética para o aquecimento cromosférico, por fim especulando sobre o uso de modelos 3D magneto-hidrodinâmicos que, de fato, são explorados atualmente.

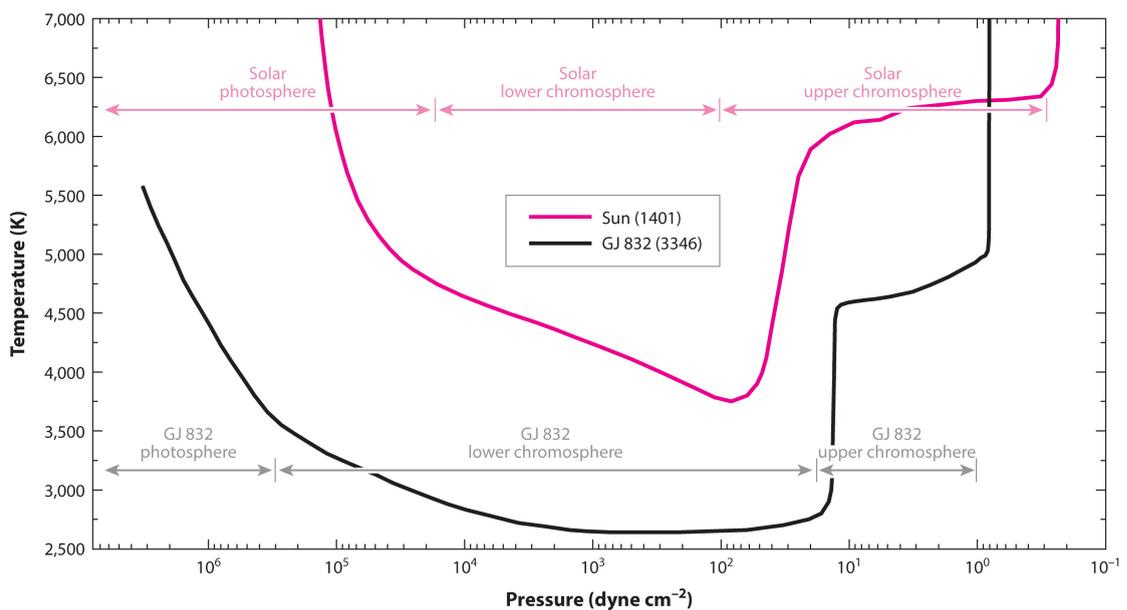


FIGURA 1.4. Temperatura em função da pressão de atmosferas do Sol e de uma anã M modeladas por Fontenla et al. (2016). Da esquerda para a direita, fotosfera e baixa e alta cromosferas estão indicadas, cujos limites estão descritos no texto. Figura 3 de Linsky (2017), reproduzindo adaptação de Fontenla et al. (2016)

Linsky (2017) revisita seu próprio trabalho de revisão (Linsky, 1980) em que usou a mudança de sinal no gradiente térmico de atmosferas para definir o início da cromosfera, que se estende até depois de um platô de temperatura. No trabalho mais recente, Linsky (2017) explora o conceito de profundidade óptica para concluir que a chamada baixa cromosfera começa onde emissões ópticas aparecem no limbo estelar, enquanto a alta cromosfera começa no primeiro aumento súbito de temperatura e se estende até um segundo, onde se inicia a região de transição. Essa definição está ilustrada na Figura 1.4, que exhibe as cromosferas do Sol e de uma anã M. A designação de alta/baixa cromosfera é bastante útil por serem duas regiões fisicamente distintas, assim oferecendo diferentes condições para formação de linhas espectrais. Na baixa cromosfera, o equilíbrio radiativo

não é mais válido, mas a injeção extra de energia ainda não é suficiente para aumentar a temperatura, sendo justamente essa a distinção (física e conceitual) para a alta cromosfera, onde o hidrogênio já está consideravelmente ionizado. Além dessa segmentação, as principais diferenças da Figura 1.4 para a 1.3 são mostrar a temperatura em função da pressão, ao invés de altitude e densidade de massa, e considerar o mínimo de temperatura, que antes representava o limite superior da fotosfera, como parte da cromosfera — mais especificamente o ponto de transição entre alta e baixa cromosferas.

Carlsson et al. (2019) descrevem a cromosfera como um local de transição, cuja dinâmica passa a ser governada pela ação magnética em lugar da ação do plasma. Em poucas palavras, esses autores definem essa como uma região (fora do equilíbrio radiativo) onde o hidrogênio está predominantemente neutro, fato relacionado a um mecanismo de resfriamento que a impede de atingir as temperaturas observadas na região de transição e na coroa. Esse mecanismo tem relação com o nível de ionização do hidrogênio e está resumido em Ayres (2019, ver Seção 2.4), que aliás descreve todo o cenário envolvendo a cromosfera solar de forma bastante didática nos dois primeiros capítulos, mas não entrega uma definição própria. Mais à frente, falaremos brevemente um pouco melhor sobre o papel do hidrogênio.

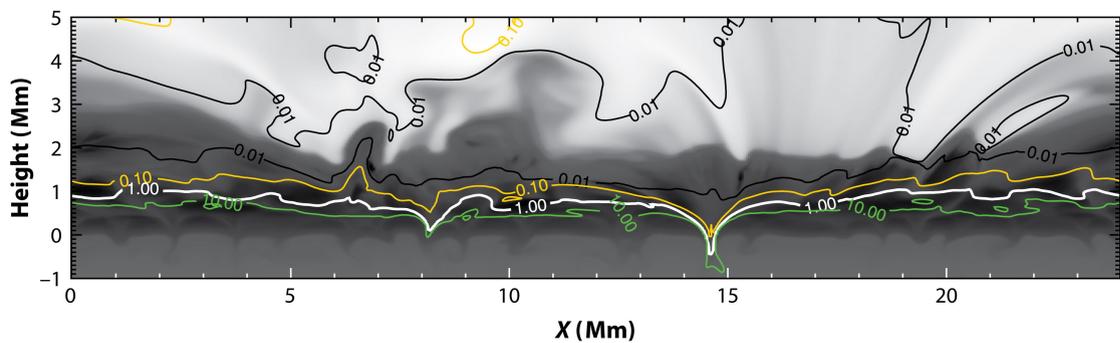


FIGURA 1.5. Simulação de seção transversal da cromosfera solar, com altura no eixo vertical. São exibidos contornos que delimitam o regime dominante em cada região através da razão plasma β , evidenciando a natureza dinâmica não homogênea da cromosfera. Figura 3 de Carlsson et al. (2019).

Tanto Linsky (2017) quanto Carlsson et al. (2019) abordam em detalhes os modelos magneto-hidrodinâmicos 3D explorados hoje em dia, e um produto de simulações recentes de cromosfera pode ser visto na Figura 1.5. As linhas de contorno indicam as superfícies chamadas plasma β , uma razão definida pela pressão do gás sobre a pressão magnética. Valores de $\beta > 1$ mostram que a pressão do gás domina sobre a magnética, enquanto $\beta = 1$ representa equilíbrio entre as pressões. Dessa forma, as regiões onde plasma $\beta < 1$ (domínio da pressão magnética) refletem a mudança de regime à que

Carlsson et al. (2019) se referem quando descrevem a cromosfera como um local de transição, evidenciando a natureza dinâmica e não homogênea dessa região.

Para fins de praticidade e diante do que foi argumentado acima, vamos considerar a cromosfera uma região onde [label=]

o equilíbrio radiativo não vale mais,

a ação magnética domina sobre a ação do plasma, e

a população atômica predominante de hidrogênio se encontra em transição de neutra para ionizada. Essas características remetem a camadas externas à fotosfera e têm como uma consequência física as emissões ópticas a que Linsky (2017) se refere.

Uma questão relevante a ser abordada é como essa região é formada, e sobre este assunto Ayres (2019, Seção 2.1) afirma: “a história da cromosfera começa com a convecção”. A existência da cromosfera é viabilizada pela presença de uma zona convectiva (ZC) sub-fotosférica, que estabelece uma série de interações complexas responsáveis por alocar energia além da fotosfera. Essa é uma forma extremamente simplificada porém direta de resumir um conjunto de fenômenos chamados coletivamente de atividade cromosférica (AC), que resultam em perda radiativa, i.e. emissões. As origens da AC, apesar de alicerçadas na ZC, têm íntima ligação com o campo magnético de uma estrela, que parece ser globalmente governado pelo chamado mecanismo de dínamo (ver Cameron et al., 2017, para uma revisão recente sobre o dínamo solar) no caso de estrelas de tipo solar na sequência principal (SP). Contextualizando rapidamente, na Figura 1.6 (Figura 1 de Sanchez et al., 2014) exibimos um esquema ilustrativo do que atualmente se acredita ocorrer no interior do Sol e estrelas semelhantes. De forma geral, quando as linhas do campo magnético inicialmente poloidal (meridional) da estrela sofrem a rotação diferencial característica dos interiores estelares, o resultado é um campo magnético toroidal (azimutal) criado na interface chamada *tacoclina*, que divide a zona radiativa central e a ZC. Esse é o efeito Ω , visto na parte esquerda da imagem. A partir de um campo toroidal, movimentos turbulentos recriam o primeiro campo por meio de dois cenários: o efeito α cria campos magnéticos poloidais de menor escala a partir da turbulência convectiva, sendo portanto poloidal o campo magnético médio resultante; e o mecanismo de Babcock-Leighton (Babcock, 1961; Leighton, 1969) é o que faz emergirem linhas do campo toroidal interno através de instabilidades convectivas, de maneira que o

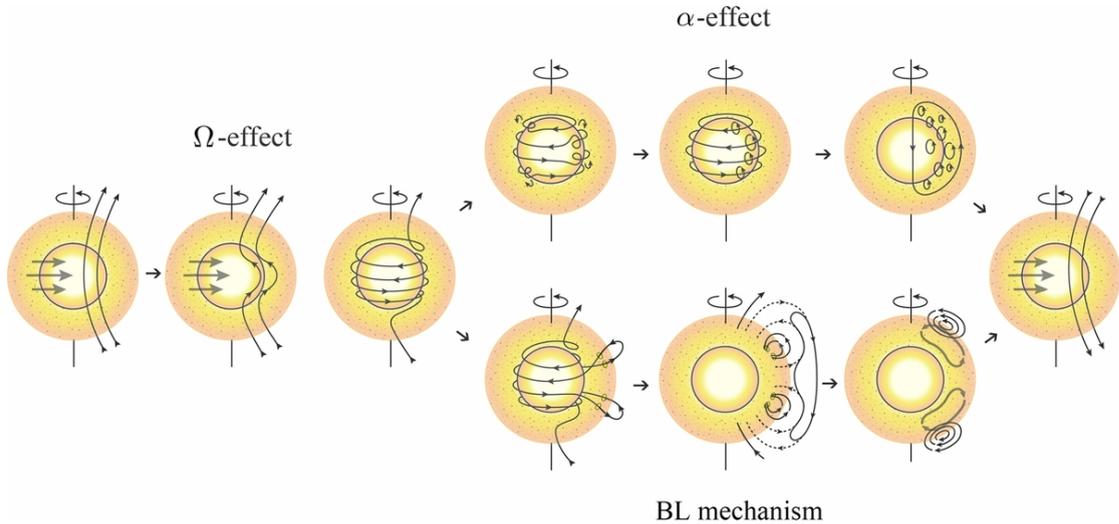


FIGURA 1.6. Esquema ilustrativo do comportamento das linhas de campo magnético no Sol. O efeito Ω (esquerda) torce o campo inicialmente poloidal (meridional), transformando-o em toroidal (azimutal), com dois cenários subsequentes propostos, responsáveis por recriar a geometria poloidal inicial, mas com polaridade invertida, por instabilidades convectivas: o efeito α cria campos poloidais de menor escala; o mecanismo de Babcock-Leighton força a emergência de linhas de campo além da fotosfera, dando origem às manchas solares. Ciclos de atividade que invertem a polaridade do campo do Sol (e de estrelas semelhantes) são observados como consequência desse mecanismo de dínamo. Figura 1 de Sanchez et al. (2014).

campo resultante seja também poloidal. Esses cenários dão origem ao ciclo de inversão dos polos magnéticos observado no Sol, sobre o qual não comentaremos aqui (Cameron et al., 2017, naturalmente também aborda o tópico dos ciclos). Assim tem origem um cenário de campo magnético autossustentável, intimamente ligado à AC, mantido às custas do plasma e da rotação.

Origens alternativas do aquecimento acusado na cromosfera também foram propostas antes da relação com a atividade magnética ser estabelecida (ver Hall, 2008, e referências contidas). Hall (2008) argumenta que Biermann (1948) e Schwarzschild (1948) propuseram um cenário que credita o transporte de energia ao movimento das células convectivas em direção à fotosfera solar sem associá-lo ao campo magnético. Essas células são vistas como grânulos quando atingem a superfície e geram ondas acústicas que se propagam às camadas superiores, aquecendo-as mecanicamente de forma contínua. Este aquecimento mecânico é por vezes referido como aquecimento basal, que se pensava ser independente da ação magnética global. Além disso, um padrão de supergranulação se manifesta na superfície aquecendo a cromosfera — literalmente manifestações em maior escala da granulação, porém possivelmente associadas à criação de campos magnéticos de menor escala (e.g. Frazier, 1970; Schrijver, 1992; Meunier et al., 2008; Rincon & Rieutord,

2018, sendo este último uma ampla revisão sobre o assunto supergranulação). Possivelmente, os (super)grânulos que chegam à superfície devem induzir campos magnéticos locais, gerando um mecanismo de dínamo sub-fotosférico e depositando energia na cromosfera (e.g. Amari et al., 2015). Apesar desses cenários, exatamente como a energia é transportada e como a cromosfera é aquecida ainda são questões em aberto.

Resumindo, vamos aqui sintetizar AC como fenômenos que aquecem a cromosfera ao ponto de oferecer condições para a formação de linhas de emissão nessa região, através da alocação de energia para além do equilíbrio radiativo. Além disso, diante da interação entre a ZC e campos magnéticos em rotação diferencial, a AC é essencialmente governada pela imensa contribuição magnética que mencionamos anteriormente (ver e.g. Hall, 2008; Linsky, 2017; Carlsson et al., 2019, para revisões sobre cromosferas e atividade).

Uma série de observáveis servem como indicadores de AC, alguns deles expostos na Figura 1.3; ver por exemplo Gershberg (2005, Seção 1.3) e Linsky (2017, Seção 4), que descrevem os principais. Vamos aqui nos limitar a destacar a emissão observada em fortes linhas de ressonância¹ como as do cálcio e as do magnésio uma vez ionizados (Ca II e Mg II, respectivamente): são linhas proeminentes de absorção cujos centros podem ser vistos como reversões (ver Figura 1.7, um sinal de que alguma perda radiativa se manifesta através desses metais. As linhas de Ca II desempenham um papel especial nas investigações sobre AC por se manifestarem na faixa visível do espectro, enquanto as emissões do Mg II aparecem no UV, em comprimentos de onda observáveis apenas apenas fora da influência da nossa atmosfera. A literatura, portanto, está muito mais recheada com dados das linhas de Ca II, que pode ser observado por telescópios terrestres — inclusive sua reversão central, se houver — sem maiores esforços práticos. Por essa razão foi esse indicador que usamos nesse trabalho para ter acesso à AC das nossas estrelas.

1.1.2 O índice $\log R'_{\text{HK}}$

O Ca II se manifesta principalmente em duas regiões ópticas: no azul com as linhas H e K², e no vermelho com o tripleto de linhas I, R e T³. Em suma, essas são intensas

¹Linhas de ressonância são aquelas formadas por interações que envolvem o estado fundamental de energia de um átomo/íon.

²Respectivamente, $\lambda \sim 3968$ e $\lambda \sim 3934$

³Respectivamente, $\lambda \sim 8498$, $\lambda \sim 8542$, $\lambda \sim 8662$

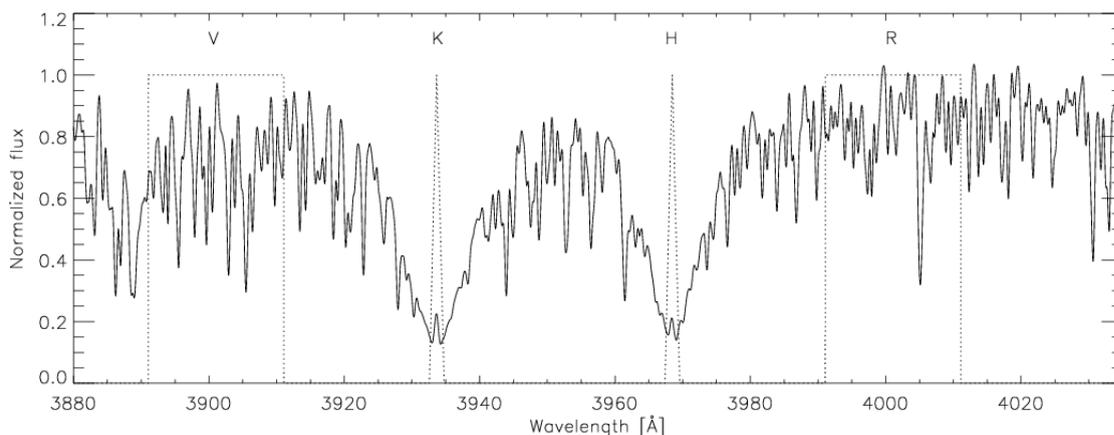


FIGURA 1.7. Região espectral que compreende as linhas H e K do Ca II e pseudocontínuos de referência usados para definição do famoso índice S . As letras V e R são referentes aos lados azul (*violet*) e vermelho (*red*). Figura 3 de Schröder et al. (2009).

linhas de absorção, de origem fotosférica, que exibem reversões em seus centros (para uma estrela ativa) e assim servem como um ótimo diagnóstico de AC. Ilustramos este comportamento na Figura 1.7, que mostra a região espectral onde se formam as linhas de absorção H e K. No centro de cada, notam-se as reversões associadas à AC: quanto mais proeminente a emissão, mais ativa é a cromosfera de uma estrela. A cada lado da dupla de linhas, são exibidos pseudocontínuos de referência, V à esquerda (*violet*) e R à direita (*red*), usados para definir o amplamente utilizado índice de Mount Wilson, S , sobre o qual comentaremos um pouco mais à frente.

Para dar uma breve descrição física sobre a formação dessas linhas, o aumento da temperatura na alta cromosfera possibilita a ionização do hidrogênio (H), o que libera uma grande quantidade de elétrons na região, podendo interagir com as outras espécies presentes ali. Nas condições oferecidas pela cromosfera (alta temperatura e baixa densidade), a função fonte de metais ionizados é dominada por termos colisionais (Thomas, 1957), o que significa que a formação de linhas espectrais fica mais sensível a interações de choque, e portanto à temperatura. Na prática, as colisões entre os elétrons livres e os metais ionizados resultam em perda substancial de energia cinética para os elétrons livres e ganho para os elétrons ligados aos metais ionizados, que passam a ocupar um estado excitado. Esse tipo de interação resulta na formação da emissão no centro das linhas de ressonância que mencionamos acima: a exigência energética desses metais é baixa o suficiente para que eles facilmente atinjam um estado excitado, situação que é normalmente sucedida por uma emissão espontânea decorrente do decaimento de volta para o estado fundamental (ver Ayres, 2019, Seção 2.4, por exemplo). O fóton

produzido nesse processo naturalmente carrega a energia da transição a partir da qual ele foi produzido, e a assinatura dessa emissão pode ser vista em espectros de estrelas cujas cromosferas ofereçam tais condições. Enquanto houver hidrogênio a ser ionizado, este processo de resfriamento é eficaz, e isso ajuda justamente a definir a região da cromosfera; por outro lado, quando todo o hidrogênio se encontra ionizado, não há mecanismos eficazes para contrabalancear o excesso de energia, e começa o que chamamos de região de transição, onde a temperatura aumenta ainda mais e eventualmente ultrapassa os 10^6 K na coroa, como comentamos anteriormente.

No nosso trabalho, não calculamos quaisquer índices de atividade, apenas exploramos dados já existentes com o objetivo de selecionar estrelas consideradas ativas⁴. Para isso, escolhemos um indicador originado a partir das linhas H e K pela disponibilidade abundante na literatura, em grande parte graças ao chamado Projeto HK do Observatório Mount Wilson⁵, iniciado por Wilson (1968)⁶ em 1966 e finalizado em 2002. Em quase 40 anos de observações sistemáticas, o projeto reuniu dados de AC e variabilidade de ~ 2300 estrelas, resultando em várias publicações associadas (e.g. Wilson, 1968, 1978; Vaughan et al., 1978; Noyes et al., 1984; Duncan et al., 1991; Baliunas et al., 1995).

Em especial, o trabalho de Vaughan et al. (1978) introduziu o famoso índice de Mount Wilson S , proporcional à razão entre os fluxos cromo e fotosférico:

$$S = \alpha \frac{N_H + N_K}{N_V + N_R}, \quad (1.1)$$

onde α é uma constante normalizada; N_H e N_K são as contagens acusadas nas emissões das linhas H e K, através de filtros estreitos nelas centrados; N_V e N_R são as contagens acusadas em pseudocontínuos medidos nas vizinhanças de H e K, através de filtros mais largos centrados a uma distância fixa do par de linhas. Voltando à Figura 1.7, é possível ver a configuração usada para derivação do índice. Além do projeto HK, há vários outros levantamentos de AC (ver por exemplo Boro Saikia et al., 2018, Seção 2) baseados nesse índice, que naturalmente preencheu um grande espaço nos estudos sobre o tema.

Até hoje, o índice S é amplamente utilizado, especialmente em trabalhos sobre ciclos de atividade (e.g. Endl et al., 2016; Lorenzo-Oliveira et al., 2018; Reinhold et al., 2019; Garg et al., 2019; Coffaro et al., 2020), mas não é a melhor opção para investigações

⁴Explicaremos adiante o critério de seleção.

⁵<https://www.nso.edu/data/historical-data/mount-wilson-observatory-hk-project/>

⁶A equivalência dos nomes é mero acaso.

sobre AC para diferentes estrelas. A contribuição dos pseudocontínuos vizinhos acaba por enviesar os resultados em função da temperatura efetiva (T_{ef}) e da cor (usualmente $B - V$) de cada estrela (e.g. Middelkoop, 1982), tornando inviável uma comparação apropriada entre objetos de diferentes tipos espectrais. Middelkoop (1982) e Noyes et al. (1984) atualizaram este índice para o que hoje é a principal ferramenta quando se tem por objetivo comparar AC de várias estrelas entre si: o índice $\log R'_{\text{HK}}$, cujos valores variam tipicamente entre ~ -3.8 dex (muito ativas) e ~ -5.2 dex (muito inativas). O primeiro trabalho removeu a dependência de cor corrigindo o índice pelo fluxo bolométrico estelar, enquanto o segundo subtraiu a fração fotosférica, obtida empiricamente, que inevitavelmente contamina as reversões centrais. Matematicamente (Noyes et al., 1984),

$$R'_{\text{HK}} = R_{\text{HK}} - R_{\text{phot}} = C_{cf}(B - V) \times S - R_{\text{phot}}, \quad (1.2)$$

onde C_{cf} é um fator de correção dependente da cor ($B - V$), S é o índice de Mount Wilson (Equação 1.1) e R_{phot} é o fluxo associado às asas das linhas H e K — que também depende da cor ($B - V$) — e representa a contaminação fotosférica mencionada por Noyes et al. (1984).

Vale ressaltar a introdução do índice R_{HK} (sem linha) por Linsky et al. (1979), livre da dependência de cor e descontado da contribuição fotométrica com o uso de modelos. No entanto, a derivação deste indicador não utilizou a instrumentação do projeto HK, e por isso a atualização do índice S é comumente creditada a Middelkoop (1982) e Noyes et al. (1984) — que, no entanto, possivelmente se inspiraram nessa nomenclatura para estabelecer $\log R'_{\text{HK}}$.

1.1.3 O relógio cromosférico

Ao analisar dados reunidos por um período de 9-11 anos pelo projeto HK, Wilson (1978) concluiu não somente que era improvável que cromosferas não variassem com o tempo, mas que devem também estar submetidas a variações periódicas, em analogia à atividade cíclica que vemos ocorrer no Sol. No nosso trabalho, apesar de não abordarmos especificamente os ciclos de atividade, estes servem como uma nota de lembrança da variabilidade da AC, de modo que o índice $\log R'_{\text{HK}}$ nos fornece um valor representativo do nível médio (ou mediano) da atividade de uma estrela.

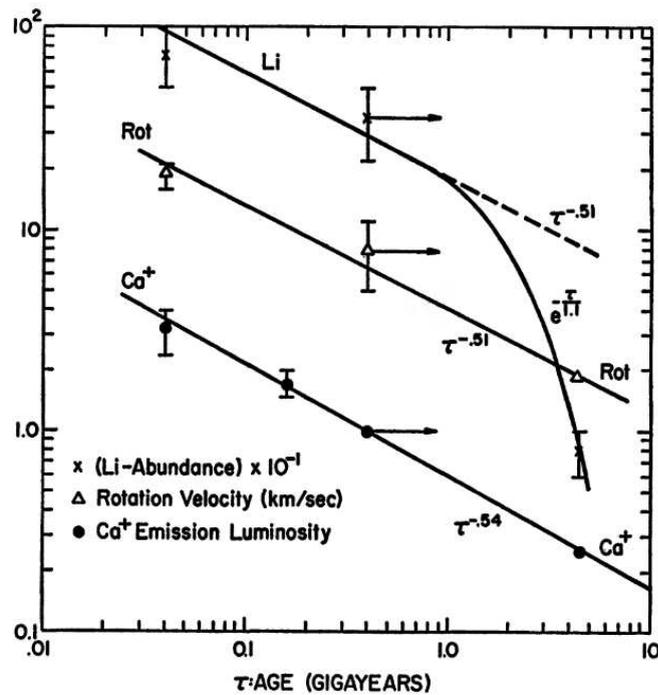


FIGURA 1.8. Comportamento da emissão do Ca II (em uma escala em que a luminosidade das Híades equivale à unidade), rotação e abundância de lítio (em uma escala em que a abundância do hidrogênio é de 10^{12}), mostrando empiricamente que os dois primeiros seguem aproximadamente a mesma lei de potências, enquanto o último se encontra depletado. Figura 1 de Skumanich (1972).

A relação da AC com idade começou a ser investigada por Wilson (1963), que destarte associou a evolução temporal da AC ao campo magnético estelar e apontou este como o cenário mais provável, baseado na relação íntima entre estes fenômenos atestada por observações feitas para o Sol. Em um trabalho seminal, Skumanich (1972) mostrou que a intensidade da emissão do Ca II (em unidades de luminosidade de são das Híades) cai com a idade estelar seguindo a lei de potência $AC \propto t^{-\frac{1}{2}}$, como mostramos na Figura 1.8. Além de apresentar como a AC varia com o tempo, a figura mostra que a rotação (equatorial) obedece a essa mesma lei. Assim, sabendo que a emissão do Ca II varia linearmente com o campo magnético superficial médio (Frazier, 1970), Skumanich pôde concluir que este é proporcional à velocidade de rotação.

Dessa forma, o cenário físico que parece reger a evolução temporal da AC está alicerçado em um mecanismo que havia sido introduzido por Schatzman (1962): perda de momento angular por ventos magnetizados, ou frenagem magnética, que o autor de fato associou a uma atividade superficial, mas sem mencionar explicitamente AC. A rotação estelar dá origem ao efeito de dínamo responsável por gerar um campo magnético autossustentável que por sua vez se manifesta na atmosfera da estrela e aquece (não só)

a cromosfera. No entanto, os laços magnéticos não necessariamente ficam confinados a essa região, alcançando altitudes muito além, compatíveis com a coroa. Nesse novo “braço rotacional” mais longo, material preso nos laços eventualmente escapa do domínio magnético e da estrela, carregando consigo momento angular e assim reduzindo a taxa de rotação estelar. Como o dínamo depende diretamente da rotação, acaba sentindo essa redução, e portanto o campo magnético superficial também acaba sendo afetado. Subsequentemente, o aquecimento magnético é comprometido e assim a AC também é reduzida.

Valendo-se do cenário acima, diversos autores derivaram empiricamente relações idade–AC, especialmente explorando aglomerados abertos jovens para calibração, dada a confiabilidade das idades já conhecidas (e.g. Soderblom et al., 1991; Lachaume et al., 1999; Mamajek & Hillenbrand, 2008). No entanto, a chamada falha de Vaughan-Preston (Vaughan & Preston, 1980) é uma escassez de estrelas de AC intermediária ($\log R'_{\text{HK}} \sim -4.75$ dex) que abre espaço para questionamento de idades cromosféricas. Exibimos esse comportamento na Figura 1.9 com dados que utilizamos neste trabalho e comentaremos melhor no Capítulo 2.

Diferentes explicações já foram invocadas para desvendar a existência dessa falha (ver introdução de Boro Saikia et al., 2018, e referências contidas, para mais detalhes sobre as explicações): pode se tratar de uma consequência da desaceleração da rotação estelar; talvez seja a ação de fenômenos físicos distintos agindo em cada pico; ou poderia simplesmente refletir uma estatística de pequenos números, assim como Vaughan & Preston (1980) também mencionaram. Essa última não parece tão provável, já que a falha foi notada mesmo com a maior amostra compilada da literatura atualmente (Boro Saikia et al., 2018), ainda que este trabalho tenha mostrado não ser um comportamento tão proeminente quanto se pensava.

O ponto é que essa suposta bimodalidade questiona a validação da AC como indicador de idades maiores que ~ 2 Ga (Pace, 2013), idade aproximada referente à faixa de AC para a qual foi acusada a falha. Sob esse aspecto vale mencionar que outros trabalhos paralelamente colaboraram para constatação de efeitos que provavelmente enviam as relações empíricas encontradas (e.g. Rocha-Pinto & Maciel, 1998; Lorenzo-Oliveira et al., 2016), como massa e metalicidade. Especificamente, Lorenzo-Oliveira et al. (2016, 2018) mostraram que levando em conta ambos parâmetros, a evolução

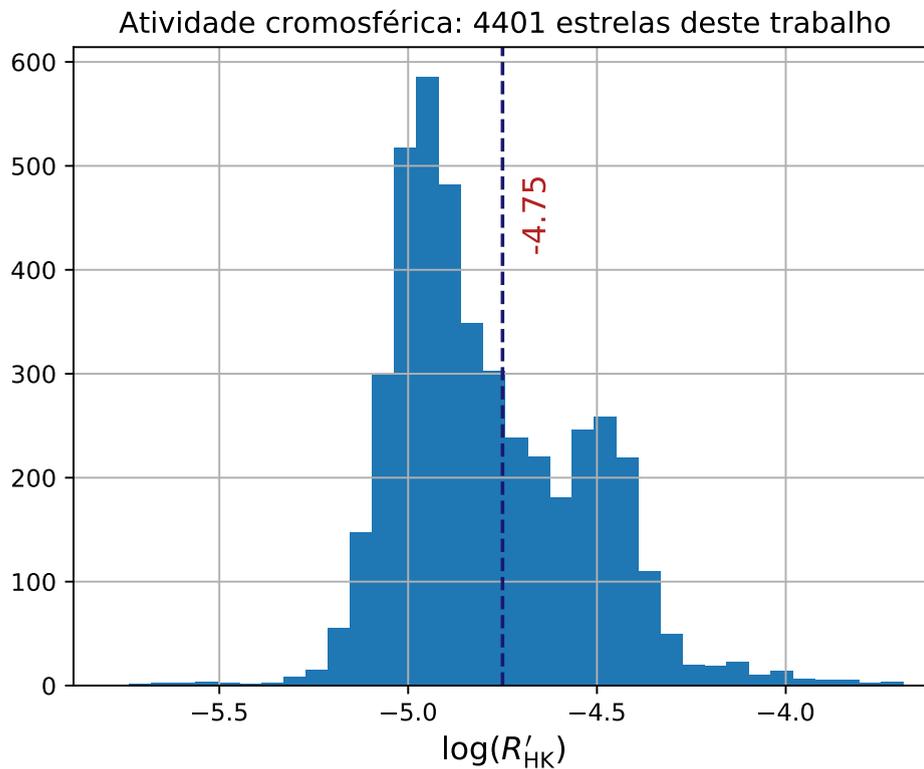


FIGURA 1.9. Histograma simples mostrando a distribuição dos valores do índice $\log R'_{HK}$ da amostra usada neste trabalho. A separação entre as estrelas ativas e as inativas, baseada na falha acusada no trabalho de Vaughan & Preston (1980), ajuda a discriminar objetos jovens de velhos.

temporal da AC em estrelas de tipo solar pode sustentar-se a até ~ 6 Ga. Os autores argumentam que a estagnação observada em trabalhos anteriores (e.g. Pace & Pasquini, 2004; Lyra & G. F. Porto de Mello, 2005; Pace, 2013) deve ser fruto de efeitos de metalicidade e massa/temperatura, que afetam os fluxos nas linhas H e K, além de vieses sistemáticos introduzidos pelos métodos de datação usados em calibrações de relações idade–AC.

O vínculo do qual nos valemos no escopo desse trabalho pode ser descrito como qualitativo, no sentido de associarmos intensa AC a objetos jovens. Apesar dessa discussão recente sobre a validade da evolução rotacional de uma estrela — e portanto de sua AC —, essa conclusão ainda se sustenta para qualquer relação idade–AC, inclusive as que consideram metalicidade e/ou massa/temperatura.



FIGURA 1.10. Na diagonal, o brilhante e empoeirado plano do disco da Via Láctea, dividindo a foto com a cúpula do telescópio Blanco no Chile. Fotografia de Thiago S. Gonçalves.

1.2 Difusão de órbitas estelares

A outra parte principal da caracterização dos objetos que procuramos diz respeito a propriedades cinemáticas de estrelas. Mais especificamente, fazemos uso de uma relação estatística entre envelhecimento e movimento em torno do centro galáctico, conhecida como difusão de órbitas estelares (Wielen, 1977), ou relação idade–dispersão de velocidades.

Para entendê-la e explorar seu uso, é importante mencionarmos as componentes galácticas usuais: bojo, barra, halo e discos fino e espesso. Em particular, o Sistema Solar se encontra numa região do disco entre os braços espirais, a uma pequena distância vertical do plano galáctico (Bland-Hawthorn & Gerhard, 2016). Nosso objetivo nessa seção é apenas contextualizar como, da nossa localização na Galáxia, é possível concluir que estrelas do disco cujas órbitas se desviam muito da média local, i.e. que têm velocidades espaciais discrepantes das demais, provavelmente são mais velhas.

Em poucas palavras, a matéria primordial que deu origem à Galáxia eventualmente ficou sujeita ao chamado sustento rotacional⁷, sendo majoritariamente acomodada em um disco determinado pelo plano perpendicular ao eixo da rotação inicial. Por conta disso, a região do disco concentra a maior parte das estrelas da Galáxia, e pode ser

⁷Tradução livre para *rotational support*.

facilmente identificada a olho nu numa noite com pouca interferência luminosa (faixa diagonal na Figura 1.10). Embora não percebamos, devido à distância a que se encontram, todas as estrelas estão viajando no espaço em torno do centro galáctico. A dinâmica e simetria envolvidas na formação do disco acabaram por arranjar a maioria das órbitas estelares praticamente em círculos, preferencialmente limitados à região do disco, a partir do momento angular herdado das suas respectivas nuvens moleculares de origem.

1.2.1 Velocidades espaciais u, v, w

Para visualizar as localizações e os movimentos das estrelas na Galáxia, é conveniente deixar um pouco de lado as tradicionais coordenadas equatoriais de ascensão reta (α) e declinação (δ), pois dependem do equador celeste. Estudos galácticos tipicamente utilizam o chamado sistema de coordenadas galáctico, cujo grande círculo é escolhido para coincidir com o disco, de forma que o equador galáctico seja aproximadamente alinhado ao plano da Via Láctea. A Figura 1.11 deixa mais clara a construção de latitude (b) e longitude (l) galácticas em função da posição do Sol, aproveitando-se do fato do Sistema Solar se encontrar praticamente no plano do disco. É possível fazer conversões entre sistemas de coordenadas sem maiores complicações (ver Seção 24.3 de Carroll & Ostlie, 2017).

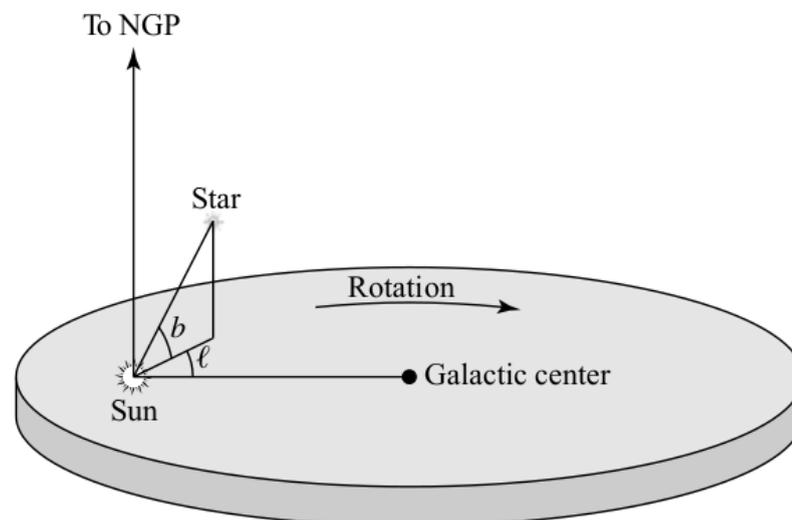


FIGURA 1.11. Sistema de coordenadas galáctico: a latitude b é medida a partir do disco, ao sul ou ao norte, enquanto a longitude l começa na direção do centro da Galáxia, crescendo no sentido anti-horário olhando o disco de cima. Figura 24.17 de Carroll & Ostlie (2017).

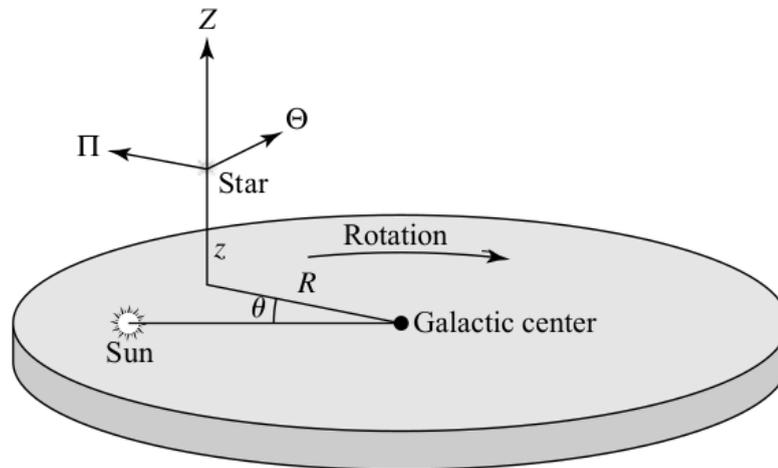


FIGURA 1.12. Sistema de coordenadas cilíndrico: o raio R cresce para longe do centro, o ângulo θ a partir da posição do Sistema Solar e a altura z a partir do disco, aproveitando a vantagem observacional do Sol estar praticamente contido nele. Figura 24.19 de Carroll & Ostlie (2017).

Apesar de (l, b) serem bastante úteis para localizarmos estrelas a partir do nosso ponto de observação, usamos essas coordenadas aqui como um caminho para proporcionar uma visualização mais natural de um sistema mais conveniente para estudos cinemáticos: coordenadas cilíndricas. Na Figura 1.12, fica claro como uma estrela pode ser localizada a uma distância R projetada no disco a partir do centro galáctico, fazendo um ângulo θ com a linha que passa pelo centro e pela posição do Sol, a uma altura z do plano da Galáxia. Além de descrever a localização de estrelas explorando a simetria da Via Láctea, a figura também mostra como o sistema cilíndrico oferece uma visualização de velocidades a partir da variação temporal de (R, θ, z) , produzindo as componentes (Π, Θ, Z) , que apontam nas direções do anticentro, da rotação e do polo norte galácticos, respectivamente.

Com esses conceitos de velocidades em mãos, é fundamental lembrar que o próprio Sol também se encontra em órbita do centro galáctico. Como fazemos observações apenas a partir do Sistema Solar, precisamos saber como nos movimentamos para compreender esse movimento, e assim foi convencionado o chamado Referencial Local de Repouso (RLR): um ponto abstrato, idealizado em um espaço de velocidades, que segue uma órbita perfeitamente circular com velocidade Θ_0 e tem raio determinado pela posição do Sol (Carroll & Ostlie, 2017). Partindo do pressuposto de que a maioria das estrelas seguem órbitas praticamente circulares, a importância dessa convenção é nos fornecer um referencial inercial em relação à vizinhança solar, mas é importante lembrar que o

próprio Sol tem uma diferença de velocidade em relação ao RLR, já que não orbita o centro galáctico num círculo perfeito.

Escrever as velocidades $(\Pi, \Theta, Z)_{RLR}$, i.e. em relação ao RLR, dá origem ao conjunto de velocidades cartesianas chamadas peculiares, expressas pelo vetor $\vec{V} \equiv (u, v, w)$, onde

$$u = \Pi - \Pi_{RLR} = \Pi, \quad (1.3a)$$

$$v = \Theta - \Theta_{RLR} = \Theta - \Theta_0, \quad (1.3b)$$

$$w = Z - Z_{RLR} = Z. \quad (1.3c)$$

Construídas a partir de (Π, Θ, Z) , as componentes (u, v, w) acima apontam, respectivamente, nas direções do centro galáctico⁸, de rotação, e na direção perpendicular ao plano da Galáxia com relação ao polo norte galáctico. Por definição, o RLR não tem componentes nas direções radial e do polo norte galáctico, e portanto as respectivas velocidades peculiares são dadas pelas espaciais anteriores; no caso da componente azimutal, naturalmente a diferença na Equação 1.3b precisa ser considerada.

Aqui, apresentamos essa breve descrição para fins de visualização da construção do sistema comumente explorado em estudos sobre dinâmica e cinemática galácticas, mas não exploraremos a fundo a matemática envolvida. Na prática, as quantidades mensuráveis que podem ser observadas para a obtenção de velocidades espaciais, além de coordenadas no céu, são velocidade radial V_{rad} , movimento próprio μ e paralaxe π . Usualmente, o movimento próprio é dado em segundos de arco por ano ($''/\text{ano}$) para coordenadas equatoriais (α, δ) — μ_α e μ_δ , respectivamente —, mas a aplicação para coordenadas galácticas (l, b) é tão direta quanto. No esquema ilustrado na Figura 1.13, chamamos atenção para a construção do vetor \vec{V}_* através de \vec{V}_{rad} , normalmente obtida via observações espectroscópicas, e a intensidade velocidade da transversal V_t , essa justamente a que pode ser encontrada através do movimento próprio usando a equação:

$$|\vec{V}_t| = 4.74 \frac{\mu}{\pi}, \quad (1.4)$$

onde 4.74 é uma constante conveniente dada em km ano s^{-1} para que o lado esquerdo seja dado em km s^{-1} , $\mu = (\mu_\alpha^2 + \mu_\delta^2)^{1/2}$ é o movimento próprio em segundos de arco por

⁸Apenas por convenção, escolhemos usar U_\odot crescendo para o centro ao invés do anticentro.

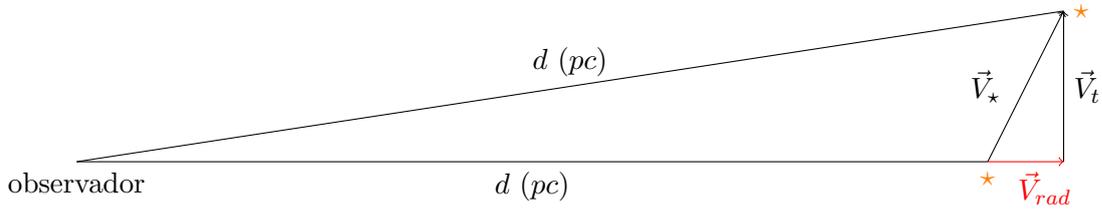


FIGURA 1.13. Esquema ilustrativo do deslocamento de uma estrela apresentado em termos da velocidade \vec{V}_* e do movimento próprio μ . Pela escala de distância envolvida, o ângulo é pequeno o suficiente e d praticamente não muda (escala exagerada para visualização).

ano e π é a paralaxe em segundos de arco, que por sua vez pode ser escrita como $1/d$ para uma distância d escrita em parsecs. Devido à escala de distância quase sempre muito maior do que o deslocamento da estrela em um ano, pode-se adotar que a distância após o movimento ainda é praticamente a mesma, como sugerido pela Figura 1.13. Apesar dessa visualização relativamente simples, a decomposição de \vec{V}_* nas componentes de velocidades espaciais, sejam (Π, Θ, Z) ou (u, v, w) , requer extensas operações algébricas, as quais não nos propomos a detalhar aqui, mas podem ser consultadas explicitamente nos trabalhos de Johnson & Soderblom (1987); ademais, as documentações dos catálogos Hipparcos&Tycho⁹ e Gaia DR2¹⁰ abordam um ferramental matemático mais pesado das transformações usadas nos respectivos levantamentos.

Talvez não seja trivial visualizar que quaisquer componentes encontradas vêm somadas ao movimento solar, $\vec{V}_\odot \equiv (u, v, w)_\odot$, mas é preciso descontá-lo por estarmos observando a partir desse referencial. Ainda, apesar da aparente obviedade desse fato, vale lembrar que observamos da Terra (ou satélites), e não do Sol; no entanto, consideramos-lo como local dessas observações, deixando a análise convenientemente centrada no Sol, por dois motivos: as transformações entre os referenciais são conhecidas, e as escalas de distâncias galácticas são muito maiores do que a distância Terra–Sol (Carroll & Ostlie, 2017). A velocidade \vec{V}_\odot , por sua vez, é obtida a partir do movimento médio das estrelas da vizinhança solar — maiores detalhes podem ser encontrados em Carroll & Ostlie (2017, Seção 24.3) — e, quando considerada, fornece o conjunto de velocidades

⁹<https://www.cosmos.esa.int/web/hipparcos/catalogues>, (Volume 1, Seção 1.5).

¹⁰<https://gea.esac.esa.int/archive/documentation/GDR2/>, (Seção 3.1.7)

peculiares que usamos ao longo deste trabalho:

$$u = U + u_{\odot}, \quad (1.5a)$$

$$v = V + v_{\odot}, \quad (1.5b)$$

$$w = W + w_{\odot}. \quad (1.5c)$$

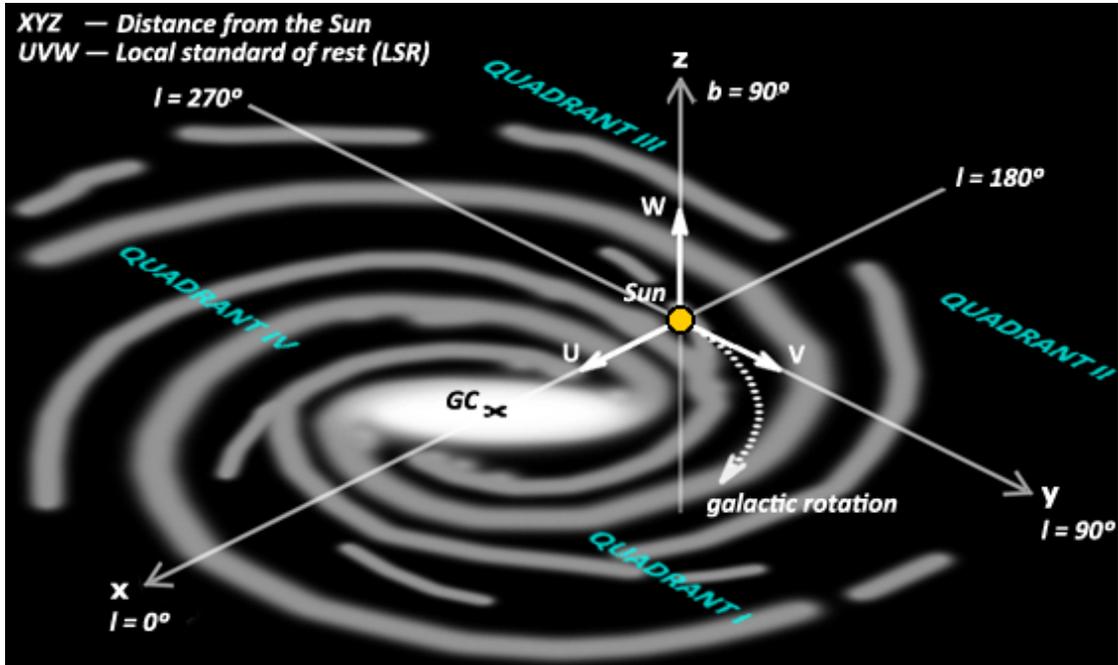


FIGURA 1.14. Esquema para ilustrar a construção cartesiana das velocidades espaciais (U, V, W), exibindo também as coordenadas galácticas (l, b) referentes aos eixos de distâncias (x, y, z) e indicando a direção de rotação da Galáxia e a posição do Sol. © Bruce MacEvoy, 2014. Imagem retirada de <https://www.handprint.com/ASTRO/galaxy.html> em 29/6/2020.

Para que não haja confusão sobre as equações acima: velocidades representadas por letras minúsculas são dadas em relação ao RLR, enquanto as em letras maiúsculas são dadas em relação ao Sol. Em outras palavras, as velocidades heliocêntricas (U, V, W) são equivalentes às velocidades peculiares (u, v, w) descontadas do movimento solar peculiar (u, v, w) $_{\odot}$, e estão ilustradas na Figura 1.14.

1.2.2 O relógio cinemático

É bem estabelecido que as propriedades cinemáticas de estrelas, em geral, evoluem com o tempo (e.g. Mayor, 1974). Focamos na evolução temporal das velocidades

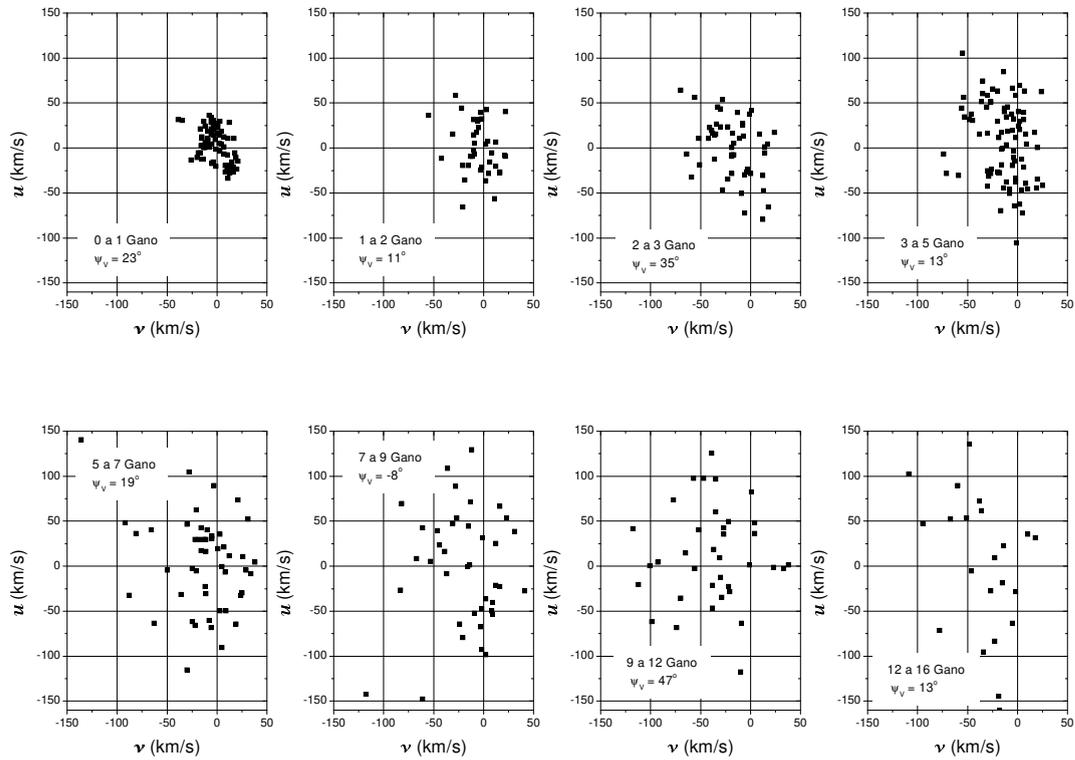


FIGURA 1.15. Estrelas num espaço de velocidades discriminadas por idade cromosférica. É notável o aumento do espalhamento entre os objetos à medida que a idade cresce. Figura 57 de Rocha-Pinto (2000).

espaciais (u, v, w) , intrinsecamente ligada às suas respectivas dispersões $(\sigma_u, \sigma_v, \sigma_w)$ (Wielen, 1977): em um espaço de velocidades, observa-se um espalhamento maior conforme a idade estelar aumenta, dando origem a uma relação idade–dispersão de velocidades. Destacamos esse comportamento na Figura 1.15 para as componentes u e v , exibindo oito grupos de idades, crescendo da esquerda para a direita, e o claro espalhamento que se intensifica na direção de estrelas mais velhas. Uma outra forma de visualizar o aumento da dispersão é colocando as velocidades em função da idade estelar, e a Figura 1.16 mostra como a tendência se mantém para as três componentes.

Em um trabalho já tido como referência clássica no assunto, Wielen (1977) conclui que flutuações gravitacionais locais devem ser a causa mais provável para os desvios observados nas órbitas de estrelas do disco da Galáxia. Este autor cunhou a expressão difusão de órbitas estelares, que usamos aqui, para descrever o aquecimento cinemático do disco, estabelecendo uma tendência associada às velocidades espaciais (u, v, w) , resumida na Figura 1.16.

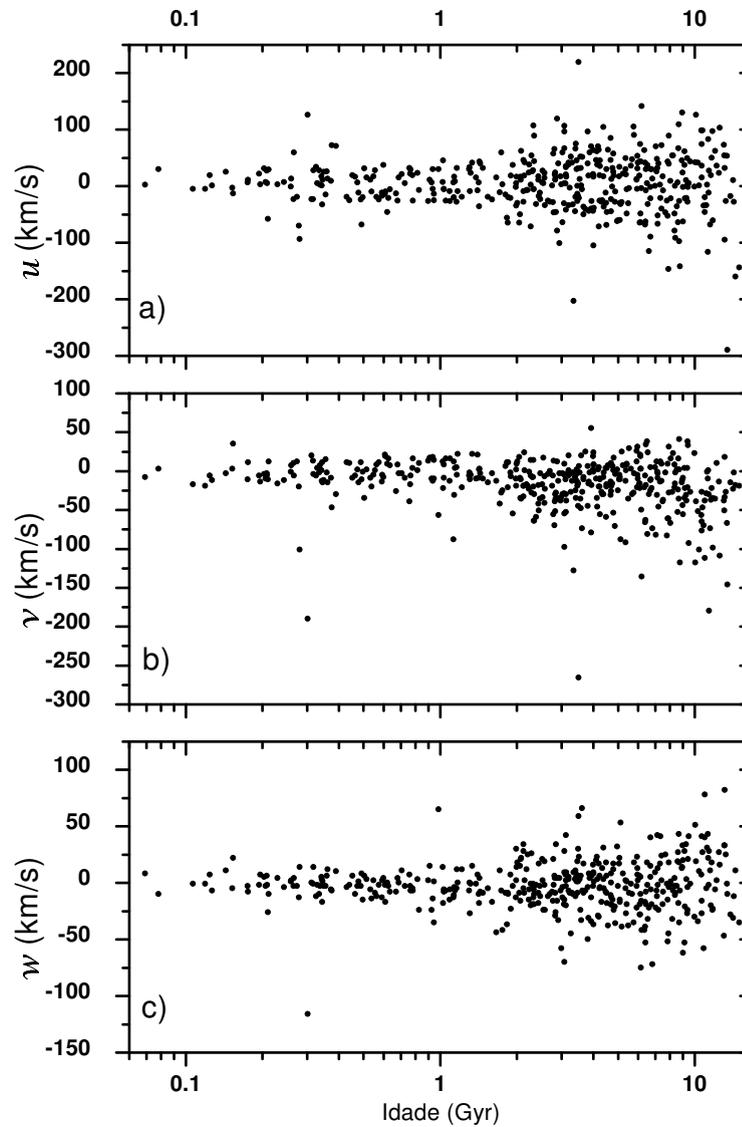


FIGURA 1.16. Velocidades (u, v, w) em função de idade cromosférica, evidenciando o aumento temporal da dispersão nas três componentes. Figura 55 de Rocha-Pinto (2000).

Almeida-Fernandes & Rocha-Pinto (2018, ver referências contidas) revisam a literatura brevemente para argumentar como duas linhas de raciocínio podem explicar esse comportamento: [label=)]

as estrelas antes nasciam sujeitas a dispersões de velocidades iniciais maiores do que atualmente, o que poderia ser explicado por um disco mais rico em gás e turbulento no passado, como inclusive sugerem observações de galáxias distantes; ou

algum mecanismo tem sido responsável por “aquecer” um sistema dinamicamente “frio”, provavelmente interações com nuvens moleculares gigantes, estruturas galácticas como braços e/ou barra, ou galáxias satélites. A Figura 1.17 resume o comportamento das dispersões de velocidades (u, v, w) em função de idade, via de regra seguindo uma lei de potência na forma $\sigma = Ct^\beta$, onde β é um parâmetro sensível ao aquecimento do disco e C uma constante, ambos empiricamente ajustados (e.g. Aumer & Binney, 2009).

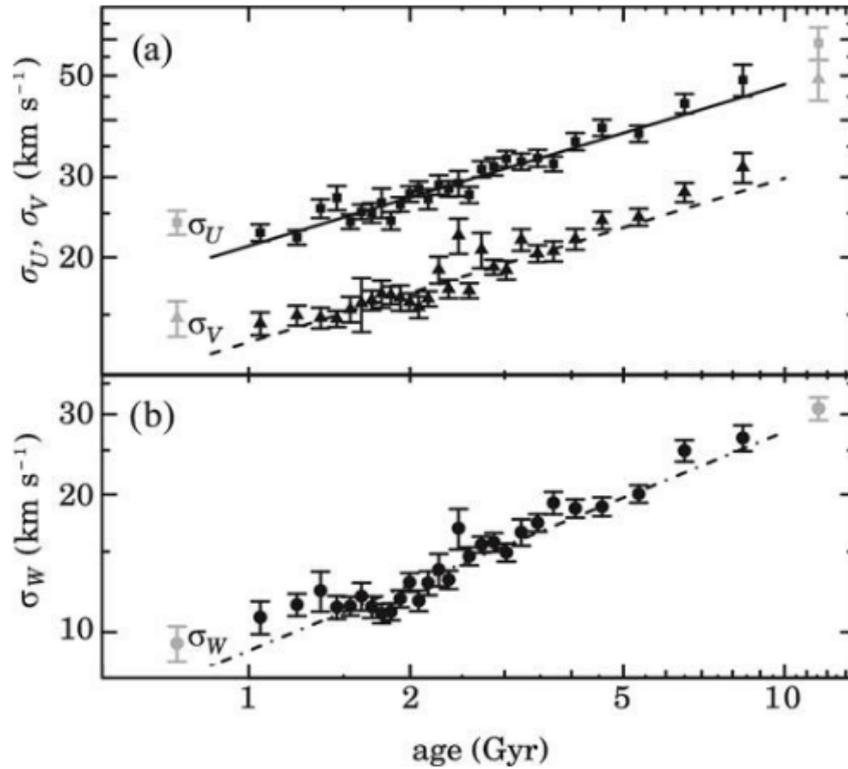


FIGURA 1.17. Variação da dispersão de velocidades em função da idade estelar. Figura 1 de Almeida-Fernandes & Rocha-Pinto (2018) (adaptada).

Vale mencionar uma importante limitação em tentar encontrar uma relação determinística entre parâmetros cinemáticos e idade a partir da relação idade–dispersão de velocidades. Usando (u, v, w) , por exemplo, enquanto estrelas mais jovens se concentram em uma faixa curta de velocidades próximas de zero, estrelas mais velhas podem possuir efetivamente qualquer velocidade (ver Figura 1.15). Isso significa que objetos velhos não poderiam ter uma idade bem determinada apenas usando essas componentes.

Por outro lado, a relação idade–dispersão de velocidades tem seu valor na determinação da *probabilidade* de uma estrela ter certa idade a partir de suas propriedades cinemáticas. Almeida-Fernandes & Rocha-Pinto (2018) aplicam essa abordagem estatística para produzir funções de densidade de probabilidade de idades estelares, dados

certos parâmetros cinemáticos, como (u, v, w) , ou mesmo orbitais, como excentricidade. A parametrização utilizada por esses autores produz idades cinemáticas, i.e. que podem ser determinadas a partir apenas das velocidades, utilizando curvas chamadas isócronas para calibração. Uma grande vantagem do método cinemático de Almeida-Fernandes & Rocha-Pinto (2018) é justamente poder ser aplicado a estrelas cujas idades isocronais não são bem determinadas. No próximo parágrafo, fugiremos rapidamente do tópico da seção para introduzir brevemente essas curvas, fundamentais no nosso trabalho.

Isócronas são curvas traçadas em um espaço de fase ao longo das quais todos os objetos têm a mesma idade. O exemplo mais tradicional é o famoso diagrama de Hertzsprung-Russel, com magnitude vs. temperatura efetiva, conforme mostramos na Figura 1.18 para idades 0, 2, 4, 6, 8, 10, e 15 Ga. Tais curvas são construídas a partir de modelos teóricos de evolução estelar e constituem um dos principais métodos de datação estelar, pois pode ser aplicado à maioria dos tipos espectrais e se baseia em dados obtidos sem grandes complicações (cor, magnitude absoluta, e metalicidade). Vale destacar que a Figura 1.18 ilustra isócronas naquele espaço de fase específico, mas a importância dessas curvas no nosso trabalho surge em um espaço diferente, no Capítulo 3.

Voltando ao tópico desta seção, Soderblom (2010, Seção 3.2) menciona um método cinemático aplicável a grupos e aglomerados jovens, que oferece as chamadas idades de expansão. Neste caso, a ideia é tentar reconstruir as órbitas de objetos que supostamente nasceram juntos e foram separados por interações gravitacionais — deixamos claro que não é o cenário que exploramos aqui.

A explicação física por trás das relações idade–dispersão de velocidades ainda não está elucidada, mas podemos com segurança esperar que estrelas com componentes (u, v, w) altas sejam sistematicamente mais velhas. Apoiando-nos nesse comportamento e traçando um paralelo com a Seção 1.1, é também esperado que AC intensa indique juventude (e.g. Wilson, 1963; Soderblom et al., 1990; Jenkins et al., 2011; Lehtinen et al., 2016), o que torna inusitada a presença de objetos cinematicamente aquecidos isolados em uma amostra de estrelas ativas. Logo no próximo capítulo, justificamos por que o caso de binárias cromosfericamente ativas não é visto com tal estranheza.

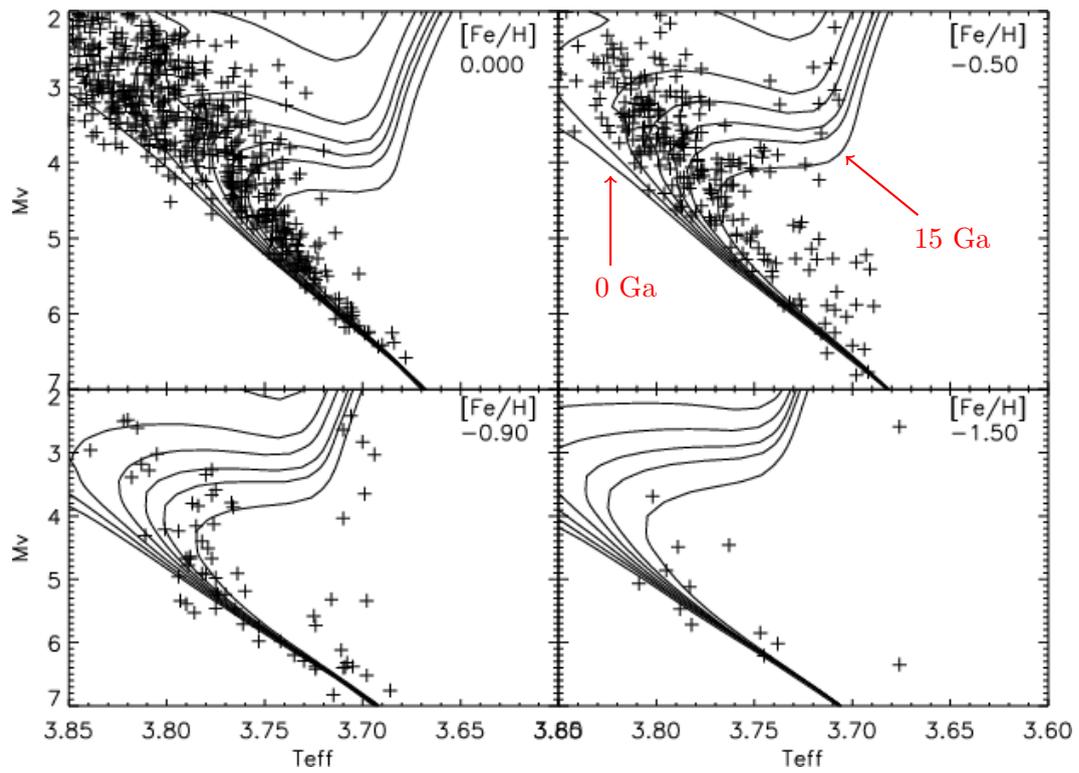


FIGURA 1.18. Curvas isocronais de variadas idades e metalicidades comparadas a dados observacionais de Nordström et al. (2004), marcados com sinais ; em cada painel, as metalicidades estão indicadas, e as linhas representam idades de 0, 2, 4, 6, 8, 10, e 15 Ga (a primeira e a última indicadas em vermelho no painel de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$, mas o mesmo raciocínio vale para os demais). Figura 12 de Nordström et al. (2004) (adaptada).

Capítulo 2

Estrelas cromosfericamente jovens, cinematicamente antigas – CroJoCAs

Como comentamos no início do Capítulo 1, diversos métodos podem ser explorados na obtenção de idades estelares. A razão pela qual escolhemos comentar sobre apenas dois deles vem de uma inconsistência qualitativa apontada por Soderblom (1990) em alguns casos isolados, ao investigar as características cinemáticas de estrelas ativas na vizinhança solar. Para a maior parte de sua amostra, a AC se mostrou compatível com as velocidades (U, V, W) , com objetos ativos exibindo componentes baixas, e inativos, componentes altas. No entanto, algumas (poucas) estrelas chamaram atenção por não seguirem essa relação, exibindo intensa atividade e altas velocidades. Porém, o autor se limitou a apenas sugerir que poderiam se tratar de estrelas catapultadas, i.e. ejetadas gravitacionalmente de suas associações de origem.

Rocha-Pinto et al. (2002, doravante RP02) dedicaram um artigo apenas a objetos ativos com altas componentes de velocidades, aos quais se referiram como cromosfericamente jovens e cinematicamente antigos, cunhando o acrônimo **CroJoCA** (CYKO, em inglês, para *chromospherically young, kinematically old*). Nosso trabalho revisita o desses autores no sentido de buscar por estrelas CroJoCAs e catalogá-las, visando facilitar e abrir caminho para investigações futuras acerca de possíveis cenários de formação, taxa de ocorrência na Galáxia, análise química mais detalhada, etc.

A exemplo de RP02, chamamos CroJoCAs quaisquer objetos ativos que apresentem componentes de velocidades maiores do que as esperadas para sua idade, sem fazer qualquer referência a que tipo de mecanismo os originou — sejam eles estrelas cata-pultadas, binárias resolvidas ou não, ou formados por quaisquer outros processos. Vale apontar que no caso de binariedade, a taxa de rotação não segue a relação estabelecida para estrelas isoladas, decaindo substancialmente mais devagar (e.g. Eker et al., 2008, e referências contidas), conforme explicaremos na Seção 2.1.1.

2.1 Origem de CroJoCAs isoladas

Consideramos que há dois cenários razoáveis para explicar a ocorrência de estrelas ativas isoladas com altas velocidades: ou [label=()]

algum mecanismo é responsável por rejuvenescer a atmosfera de estrelas que, de fato, são velhas, e portanto mais propensas a velocidades desviantes; ou

objetos genuinamente jovens têm suas órbitas alteradas bruscamente, como pontualmente sugerido por Soderblom (1990), seguindo uma evolução cinemática fora do padrão esperado.

Em especial, nosso trabalho explora o cenário 2.1, e portanto atribuímos ao 2.1 apenas eventuais casos que não puderem ser explicados pelo primeiro, por razões que serão comentadas mais oportunamente. Com isso em mente, detalhamos a seguir um pouco melhor duas formas pelas quais o processo de rejuvenescimento de uma atmosfera estelar pode ocorrer, ambos a partir da interação entre as componentes de sistemas binários.

2.1.1 Coalescência de binárias de curto período e baixa massa

Em um sistema binário, se as componentes estiverem muito distantes uma da outra — ou seja, se o conjunto possui um período orbital P longo —, não exercem uma influência significativa sobre a companheira; noutras palavras, cada estrela evolui como se estivesse isolada (e.g. Hurley et al., 2002). No caso de binárias de curto período, a proximidade entre as componentes não permite essa evolução individual, inclusive dando

origem a toda uma área de investigação na física estelar (Maceroni, 1999). Para contextualização, quando nos referimos a curtos períodos, estamos falando de $P \lesssim 10$ dias (e.g. Soderblom, 1990).

Uma das consequências dessa proximidade pode ser a sincronização dos períodos orbital e rotacional, o que resulta na aproximação entre as componentes do par. Conforme comentamos no capítulo anterior, a taxa de rotação estelar para um objeto isolado deve diminuir com o tempo via ventos magnetizados. Porém, no caso de binárias próximas sincronizadas, o momento angular rotacional perdido é, na verdade, mantido às custas do momento angular orbital. Em outras palavras, ao invés de girarem mais devagar com o tempo, as componentes desses sistemas se aproximam até uma fase de contato e eventual coalescência (Huang, 1966), o que parece ser um cenário bem aceito na literatura (e.g. Soderblom, 1990; Stepień, 1995; Poveda et al., 1996b; Rocha-Pinto et al., 2002). Este mecanismo está ilustrado na Figura 2.1.

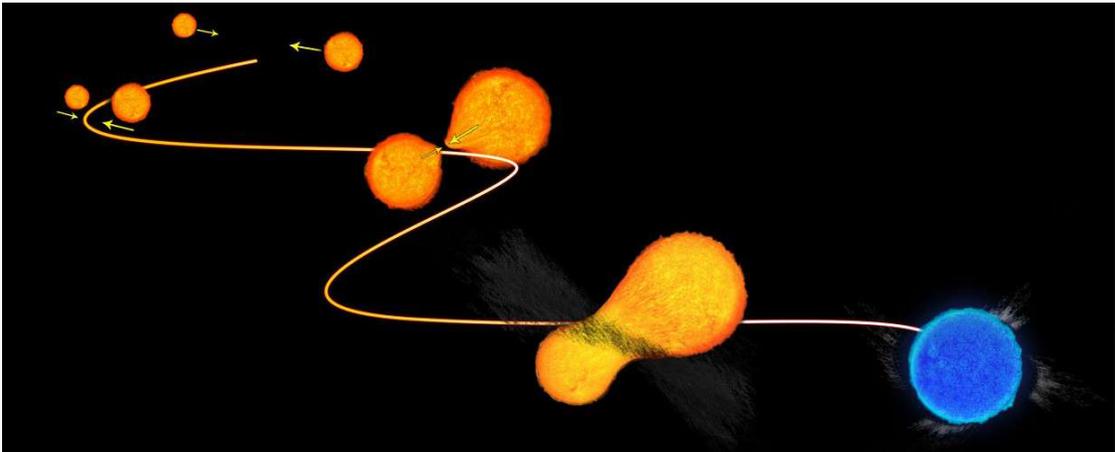


FIGURA 2.1. Impressão artística que ilustra o cenário de coalescência para formação de CroJoCAs. A cor azul final é apenas para representar que a nova estrela é mais quente do que suas predecessoras. Ilustração por NASA/ESA.

Poveda et al. (1995) deram atenção a objetos semelhantes aos CroJoCAs que buscamos analisando os mesmos critérios — atividade e velocidades espaciais — identificando-os por ocuparem posições inesperadas em um diagrama de velocidades. Os autores sugeriram que a coalescência de binárias de curto período seria um cenário que poderia ser explorado para explicar sua formação, e concluíram ser uma real possibilidade em trabalhos subsequentes (Poveda et al., 1996a,b, 1997). Em especial, Poveda et al. (1996a) sugeriram chamar tais objetos de *red stragglers*, em alusão às mais conhecidas *blue stragglers*. Resumidamente, *blue stragglers* também podem ser formadas via coalescência, apesar de usualmente em regimes de massas mais altas (e.g. Leonard & Livio,

1995; Ryan et al., 2001; Schneider et al., 2020), e também ocupam posições inesperadas — nesse caso em um diagrama cor–magnitude de aglomerados (ver Figura 2.2). A analogia de Poveda et al. (1996a) foi feita em cima desse caráter incomum de ambas as classes, mesmo que em espaços de fase distintos, e na adaptação do termo para objetos mais frios (vermelhos).

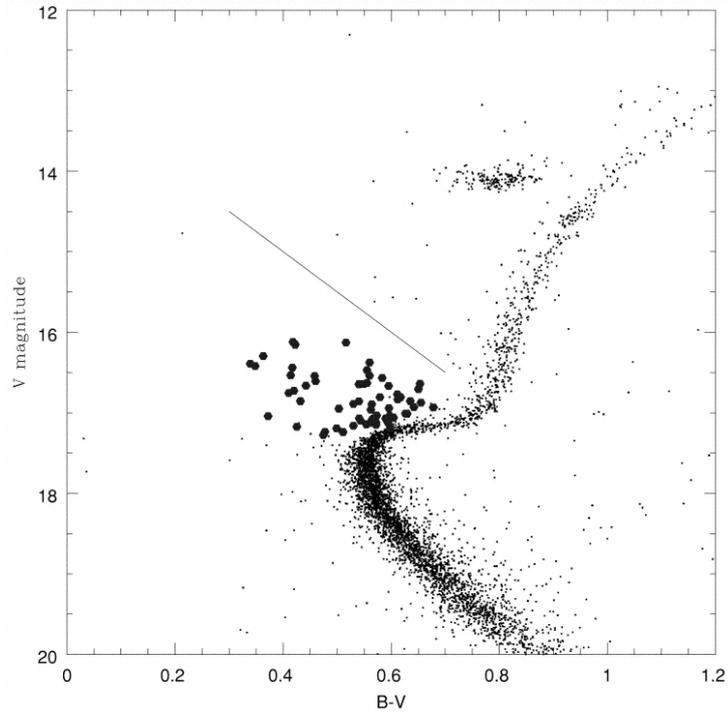


FIGURA 2.2. Diagrama cor–magnitude do aglomerado 47 Tucanae, com estrelas em fases evolutivas claras (círculos menores), como a sequência principal, o ramo das gigantes vermelhas e o ramo horizontal. *Blue stragglers* (círculos maiores) estão abaixo linha diagonal sólida, acima do ponto de desligamento da sequência principal. Figura 6 de Sills et al. (2000).

Apesar de *red stragglers* serem de fato CroJoCAs, preferimos não seguir com essa denominação pois ela pode remeter a essas estrelas se destacarem em um diagrama cor–magnitude, onde na verdade se mantêm completamente indistinguíveis de outras de mesma massa. Além disso, o termo foi concebido sob a premissa da coalescência, que não é único cenário que abordamos para formação de objetos CroJoCAs.

Em termos de escalas de tempo, Poveda et al. (1996b) argumentam que sistemas binários com $P < 10$ d podem ser bons candidatos a serem rejuvenescidos via coalescência. Porém, essa conclusão pareceu-nos uma extrapolação do resultado de van't Veer & Maceroni (1989), que não mencionaram explicitamente esta projeção, apenas que a escala de tempo até a coalescência em um sistema com $P < 4$ d é da ordem de menos de 1 Ga.

Os cálculos de Stepień (1995), por outro lado, sugerem que um período inicial de 5 d é o máximo possível para que um sistema antes composto por duas anãs de massas $0.6 M_{\odot}$ seja visto hoje como uma estrela isolada ($M \sim 1.2 M_{\odot}$), após uma escala de tempo de 12 Ga, com maiores massas demorando ainda mais. O mesmo trabalho estima também serem necessários 2.5 Ga para que um sistema com $P = 2$ d coalesça, e 6 Ga para um com $P = 3.4$ d.

Seguindo RP02, a ausência do lítio, acusado na linha espectral ~ 6708 , pode atestar idades mais velhas, e assim a possibilidade de formação via coalescência de objetos que evoluíram individualmente. Para essas estrelas, podemos esperar que o lítio já tenha sido depletado em razão de processos internos, o que discutimos em mais detalhes no próximo capítulo (Seção 3.1).

2.1.2 Alta rotação por acreção de vento

Outro cenário que pode explicar a ocorrência de objetos CroJoCAs é dado através da interação entre as componentes de sistemas binários que hoje são vistos como uma anã K e uma anã branca. Jeffries & Stevens (1996) propuseram que, durante a evolução do par, a anã K poderia ter sua taxa de rotação aumentada a partir da acreção de massa e momento angular da progenitora da anã branca — uma estrela do ramo assintótico das gigantes (AGB)¹. O estudo conclui que essa interação poderia influenciar binárias separadas por distâncias de até ~ 100 UA, e que os parâmetros mais relevantes na definição da taxa de rotação da anã K são a separação orbital, a velocidade do vento, e a massa inicial da estrela AGB.

Jeffries & Stevens (1996) basearam-se em catálogos dedicados à região do ultravioleta extremo. A escala de tempo para que anãs brancas atinjam temperaturas que as tornam não mais observáveis nessa faixa de comprimento de onda provavelmente é da ordem de 100 Ma, de forma que suas companheiras nesses sistemas ainda devem apresentar alta rotação mesmo com a frenagem magnética a que ficam submetidas. Vale especificar que o trabalho menciona períodos rotacionais da ordem de poucas horas (< 10 h) para a anã K companheira, para os casos mais extremos.

¹Em inglês, *asymptotic giant branch*; escolhemos usar esta sigla assim por entendermos ser uma alusão mais direta ao estágio evolutivo.

Reconhecemos que este cenário está, a princípio, limitado a explicar a formação de objetos CroJoCAs apenas de tipo K. Apesar disso, estrelas de tipo G também já foram detectadas em sistemas que podem ter se formado a partir deste mecanismo (Matthews et al., 2014; Leiner et al., 2018). Já estrelas de tipo F têm massas mais próximas às típicas de *blue stragglers* clássicas, de forma que esta hipótese aplicada a este tipo espectral pode ajudar a explicar a ocorrência desses objetos (e.g. Leiner et al., 2018).

Por outro lado, este cenário parece ser mais favorável a ser testado do que a coalescência entre binárias, já que as assinaturas de transferência de massa podem ser ainda reforçadas pela presença de uma anã branca. Além disso, os objetos resultantes apresentariam os mesmos indícios de idade avançada que as binárias coalescidas (comportamento cinemático anômalo e ausência de lítio). No entanto, testar esta hipótese mais a fundo acabou ficando de fora do escopo deste trabalho, e apenas uma breve análise preliminar foi feita. Concentramo-nos em buscar mais indícios que, através da ausência de lítio, apontem a possibilidade de estrelas CroJoCAs se tratarem de binárias coalescidas.

Por fim, como Jeffries & Stevens (1996) sugerem, a análise química focada em elementos químicos específicos pode ser mais uma forte evidência a favor desse cenário de formação. Estrelas AGB exibem assinaturas de nucleossíntese características desse estágio evolutivo e que não devem estar presentes em anãs de sequência principal. Abundâncias em excesso de elementos associados ao processo de captura lenta de nêutrons (processo *s*), como ítrio (Y), bário (Ba) e lantânio (La), que podem estar associadas à transferência de massa — bem como, naturalmente, uma eficiência notável no mecanismo de dragagem da estrela AGB, que transportaria esses elementos do núcleo para a atmosfera. Enquanto estrelas ricas em Ba já foram detectadas e associadas a este mecanismo (e.g. Jeffries & Smalley, 1996; Desidera et al., 2016), Zurlo et al. (2013) não detectaram excessos desses elementos no sistema HD 8049, argumentando que a acreção não resultou em uma transferência significativa desses elementos, ou a massa inicial pode não ter favorecido a sua produção na componente AGB.

2.2 Amostra: atividade cromosférica e velocidades

Nossa amostra partiu de três levantamentos que disponibilizam valores de $\log R'_{\text{HK}}$:

- Boro Saikia et al. (2018, doravante BS18) compilaram um catálogo com 6962 entradas, resultando em 4454 estrelas únicas com AC conhecida, a partir de diversos levantamentos, incluindo o de Mount Wilson e espectros de arquivo.
- Murgas et al. (2013, doravante M13) também apresentaram um catálogo compilado da literatura com 2529 entradas, inclusive usando algumas fontes em comum com BS18. Os autores analisaram a relação entre atividade estelar e cinemática em grupos co-móveis, um conjunto de objetos vistos concentrados no espaço de velocidades.
- Rocha-Pinto (doravante RP) iniciou um trabalho de compilação de AC paralelamente enquanto se dedicava a assuntos que abarcavam o tema (e.g. Rocha-Pinto & Maciel, 1998; Rocha-Pinto et al., 2000, 2004), incluindo RP02, artigo que inspira o conteúdo desta dissertação. Apesar de não haver publicado um catálogo, uma lista com 1235 entradas chegou a ser produzida, a qual também aproveitamos aqui.

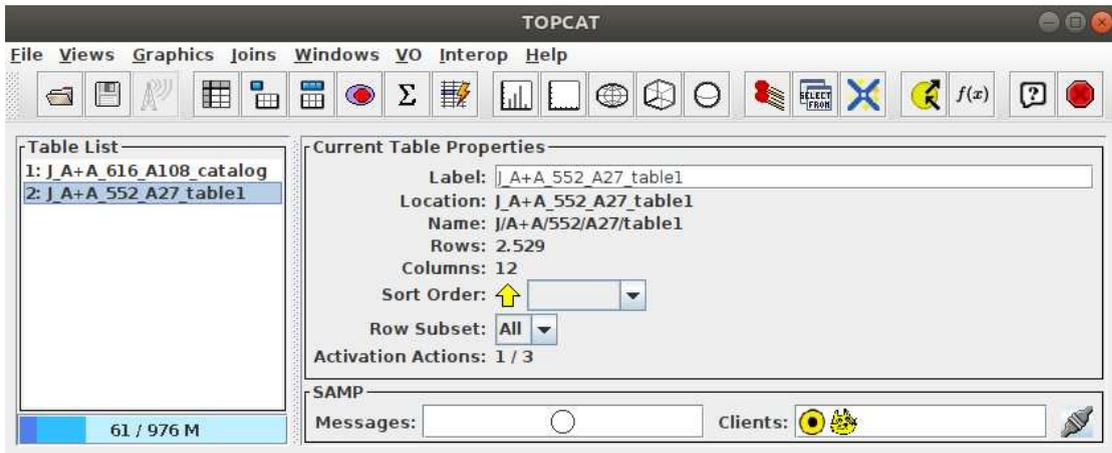
Vale ressaltar que utilizamos o termo “entradas” acima referindo-nos às estrelas disponíveis pois alguma delas apresentam mais de uma medida — o que não é surpreendente tendo em mente a natureza cíclica da AC. A seguir, detalhamos como compilamos esses 3 levantamentos em um final e o utilizamos para a seleção de CroJoCAs.

Os dados de BS18 e M13 estão disponíveis na base VizieR², e os acessamos através da plataforma TOPCAT³, um programa com interface amigável de manipulação de tabelas pensado especialmente para a astronomia — capaz de ler inclusive arquivos em formatos FITS e VOTable. Para ilustração, a Figura 2.3a mostra a interface inicial do programa carregada com tabelas que usamos servindo de exemplo, enquanto a 2.3b mostra como são exibidos os detalhes de uma delas. Na Figura 2.3c, exemplificamos uma funcionalidade fundamental do TOPCAT, que é acessar e carregar qualquer conteúdo do VizieR.

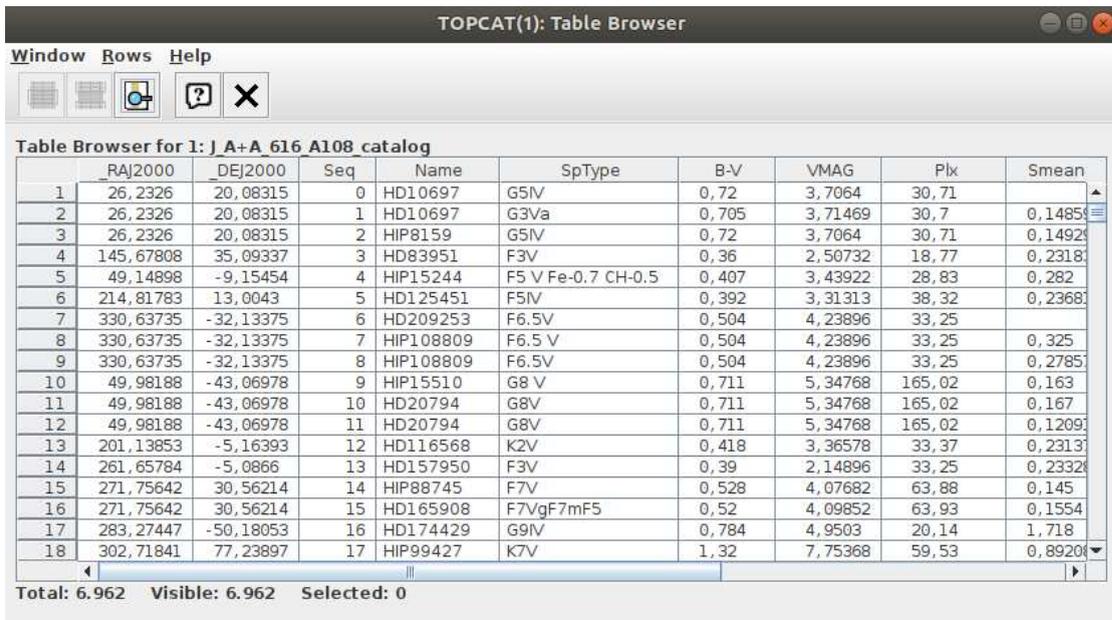
A partir desses três levantamentos iniciais, primeiramente selecionamos as estrelas com mais de uma ocorrência dentro de um mesmo catálogo a fim de lidarmos com medidas únicas. Como cada lista internamente apresenta índices de AC estimados de maneira consistente, calculamos as médias de cada caso repetido. Esse processo acabou

²<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>.

³*Tool for OPERations on Catalogues And Tables*: <http://www.star.bris.ac.uk/~mbt/topcat/>.



(A) Interface inicial do TOPCAT, com uma ampla gama de ferramentas que podem ser acessadas rapidamente.

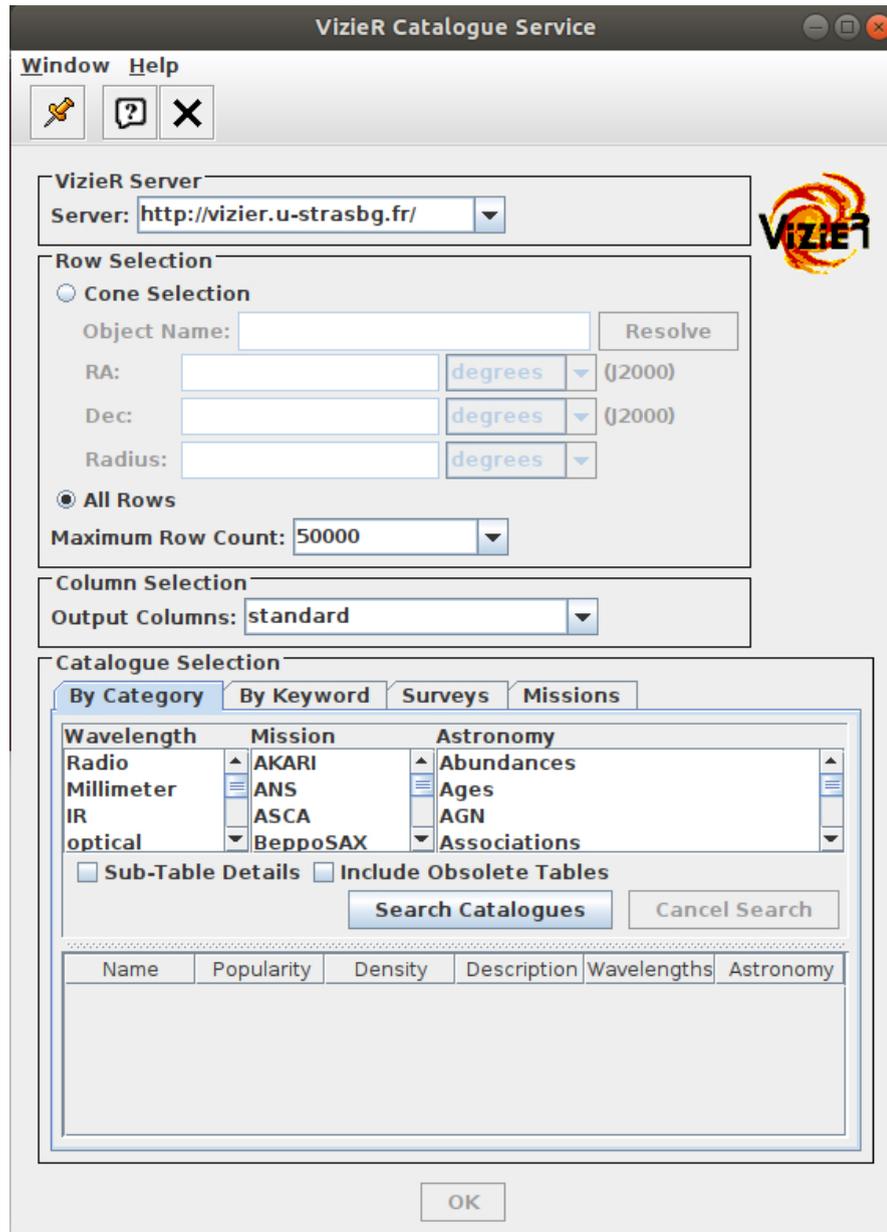


(B) Aparência de uma tabela no TOPCAT.

FIGURA 2.3. Algumas funcionalidades básicas do TOPCAT.

sendo mais relevante apenas no levantamento de BS18, que passou de 6962 para 4314 estrelas; M13 e RP tiveram apenas uma repetição cada, passando para 2528 e 1234 estrelas, respectivamente. Assim, construímos uma lista compilada com 8076 entradas, mas ainda com repetições devidas às estrelas em comum entre os catálogos.

Antes de repetirmos o processo para obtenção de ocorrências únicas, cruzamos essa lista com o catálogo da solução astrométrica do Gaia (Lindgren et al., 2018) para obtermos as velocidades especiais que usamos como critério de seleção de objetos CroJoCAs. Filtrando as estrelas que têm as informações necessárias para o cálculo de (u, v, w) (ver



(c) Interface da janela no TOPCAT que permite acessar catálogos disponíveis no Vizier.

FIGURA 2.3. Algumas funcionalidades básicas do TOPCAT.

Seção 1.2), este processo nos rendeu uma lista com 7242 estrelas, contando repetições.

Para evitarmos efeitos sistemáticos devidos a eventuais instrumentações distintas, escolhemos escrever os índices $\log R'_{\text{HK}}$ dos levantamentos de RP e M13 em função dos valores de BS18. Na Figura 2.4, mostramos a regressão executada para deixar todos os valores na escala referida; a incerteza σ indicada, da ordem de 0.01 dex, é proveniente apenas da transformação. Para uma estimativa mais apropriada, precisaríamos também das incertezas de cada valor (tipicamente < 0.1 dex), às quais não tivemos acesso para

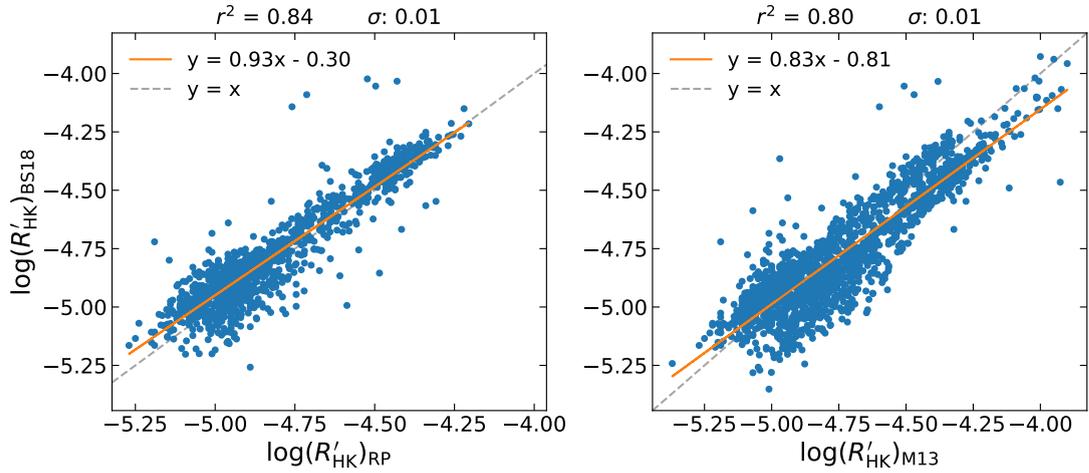


FIGURA 2.4. Regressão linear utilizada para deixar os índices $\log R'_{\text{HK}}$ todos na mesma escala, a saber, do levantamento de BS18. Na esquerda, o processo para transformar dados de RP; na direita, para dados de M13. A incerteza σ indicada, da ordem de 0.01 dex, é proveniente da transformação.

a totalidade das estrelas. Em cada caso, as equações de melhor ajuste estão indicadas, comparadas às respectivas retas 1:1.

Finalmente, com os valores de $\log R'_{\text{HK}}$ na mesma escala, eliminamos as repetições calculando novamente os valores médios. A compilação final de objetos com $\log R'_{\text{HK}}$ e (u, v, w) conhecidos tem 4401 objetos e pode ser fornecida a quem a solicitar; as velocidades foram obtidas com uma função embutida no TOPCAT e corrigidas pelos valores solares de Almeida-Fernandes & Rocha-Pinto (2018): $(u, v, w)_{\odot} = (9.8, 12.5, 7.2)$ km/s. Além dessas propriedades, disponibilizamos também vários índices potencialmente úteis, como cor, temperatura efetiva, movimentos próprios, velocidade radial, paralaxe, etc. Informação cinemática e temperatura são do próprio Gaia, e as cores foram obtidas do catálogo de BS18, que constitui grande maioria da nossa compilação ($\sim 84\%$). Para o restante, buscamos cores disponíveis no SIMBAD⁴ e no catálogo Hipparcos (ESA, 1997). Em especial, chamamos atenção para as colunas onde mostramos as idades segundo os métodos que apresentamos no primeiro capítulo.

Escolhemos a relação apresentada no trabalho de Mamajek & Hillenbrand (2008, doravante MH08) para estimarmos nossas idades cromosféricas, que foi a que usou a maior quantidade de dados para uma calibração em comparação com outras disponíveis na literatura (c.f. Soderblom et al., 1991; Lorenzo-Oliveira et al., 2016). Com ela, encontramos que a idade correspondente a $\log R'_{\text{HK}} = -4.75$ dex é de 2.55 Ga. Além disso,

⁴<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-fid>

idades cinemáticas foram gentilmente calculadas e cedidas a nós por Felipe Almeida Fernandes, seguindo o procedimento descrito em trabalho publicado (Almeida-Fernandes & Rocha-Pinto, 2018).

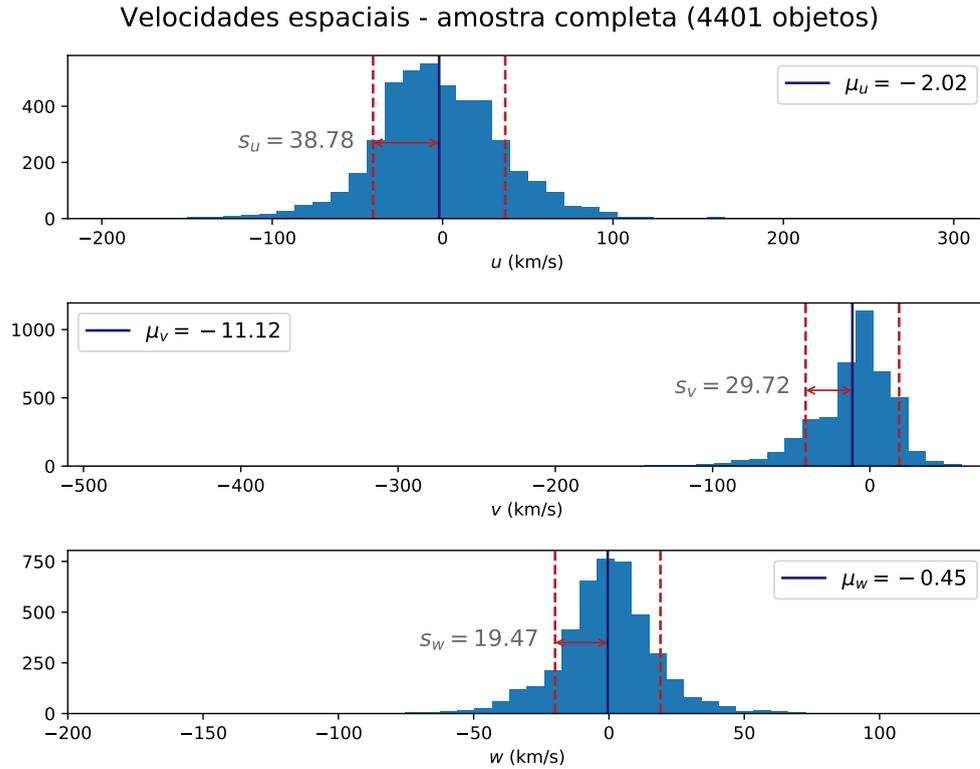


FIGURA 2.5. Histogramas de velocidades peculiares da amostra completa usada neste trabalho. Os eixos horizontais cobrem valores altos de algumas poucas estrelas. As médias $\mu_{u,v,w}$ e desvios-padrão $s_{u,v,w}$ estão indicados.

As distribuições das velocidades de nossa compilação estão expostas nos histogramas da Figura 2.5, onde deixamos indicados os valores médios e de desvio-padrão para cada componente, respectivamente $\mu_{u,v,w}$ e $s_{u,v,w}$ ⁵. Vale ressaltar que este valor s apenas representa o quanto esta distribuição se afasta da média, e não é igual à dispersão de velocidades que caracteriza a relação estatística com idade (para consulta sobre sua construção, ver e.g. Holmberg et al., 2009; Almeida-Fernandes & Rocha-Pinto, 2018).

Na Figura 2.6, mostramos a distribuição da AC na nossa amostra em função do índice de cor ($B - V$). A tendência aparentemente bimodal em $\log R'_{\text{HK}} = -4.75$ dex é comumente interpretada como uma mudança de regime no mecanismo de dínamo associado à atividade estelar e seus ciclos (e.g. Lorenzo-Oliveira et al., 2018; Boro Saikia et al., 2018), mas este assunto está além do nosso propósito aqui. A distribuição de cores

⁵É usual se usar σ para desvios-padrão, mas preferimos deixar essa letra para os valores de dispersões que serão apresentados em breve.

sugere que, de fato, a maior parte da amostra é composta por anãs FGK da sequência principal. A linha em vermelho representa o nível de atividade que separa as estrelas ativas (acima) e inativas (abaixo).

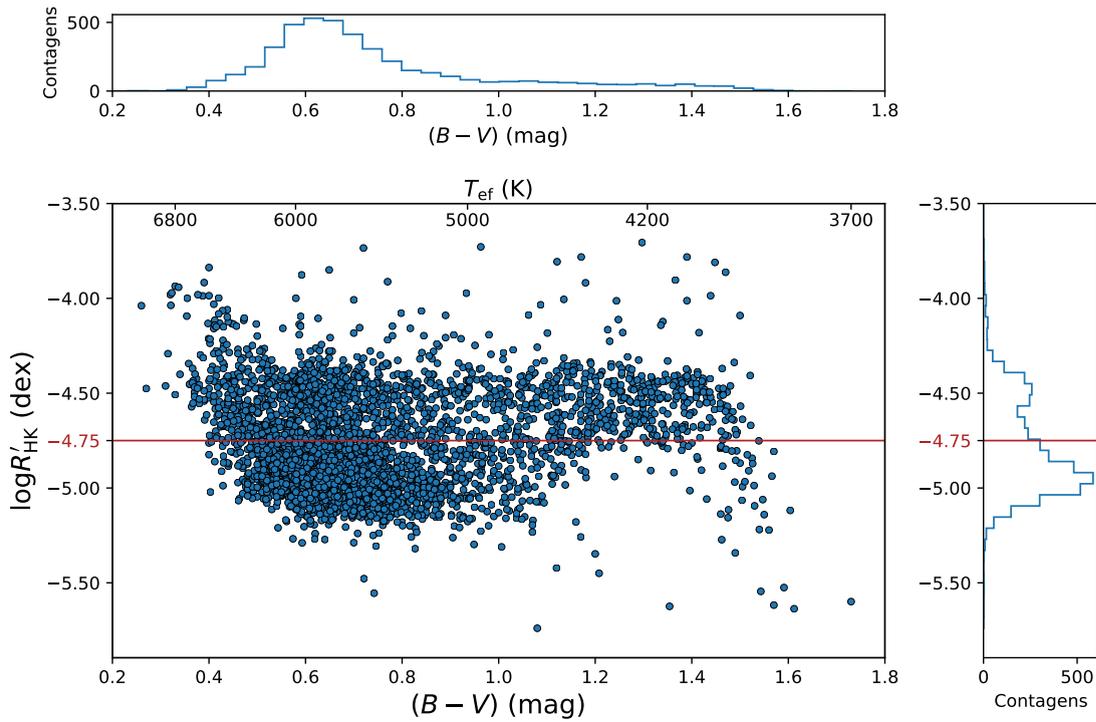


FIGURA 2.6. Índice de AC $\log R'_{\text{HK}} = -4.75$ em função do índice de cor $(B - V)$ para amostra deste trabalho. A linha vermelha marca a divisão entre estrelas que consideramos ativas (acima) e inativas (abaixo). Os histogramas no topo e à direita mostram as distribuições de cor e AC, respectivamente.

Como grande parte da nossa amostra é proveniente de BS18, é natural que a discussão sobre a Figura 2.6 seja similar à desses autores para sua Figura 3, onde os autores notaram a mesma concentração de estrelas ativas na faixa de $(B - V) \leq 0.5$ mag que pode ser vista na nossa figura. Assim como BS18, não identificamos tendência clara no comportamento da atividade no intervalo $0.5 \text{ mag} \leq B - V \lesssim 1.1 \text{ mag}$. Ainda assim, lacunas próximas à falha de Vaughan-Preston ficam mais perceptíveis em função da grande quantidade de estrelas nessa região. A escassez de estrelas inativas com cores $1.1 \text{ mag} \leq (B - V) \leq 1.4 \text{ mag}$ pode ser devida ao fato de estrelas desses tipos espectrais experimentarem uma queda menos acentuada na taxa de rotação do que tipos mais anteriores (e.g. Mohanty & Basri, 2003). Por fim, para tipos mais tardios do que $B - V \gtrsim 1.4 \text{ mag}$, valores mais baixos de AC podem ser explicados por atmosferas mais frias, e assim talvez majoritariamente neutras em razão de suas baixas massas (e.g. Mohanty & Basri, 2003).

2.3 Seleção de objetos CroJoCAs

Nosso critério de seleção segue o mesmo proposto por RP02: com os objetos considerados ativos ($\log R'_{\text{HK}} \geq -4.75$ dex), selecionamos em um diagrama de velocidades os que mais se desviam do comportamento cinemático médio. Por isso, daqui em diante, referir-nos-emos a uma amostra ativa que é sugestivamente composta pelas 1663 estrelas ativas do nosso total de 4401 objetos. Para ilustração, a Figura 2.7 mostra como a distribuição de velocidades passou a exibir desvios-padrão menores. Apesar de este valor não representar a rigor as dispersões de velocidades, é coerente que grupos de estrelas mais ativas exibam desvios menores.

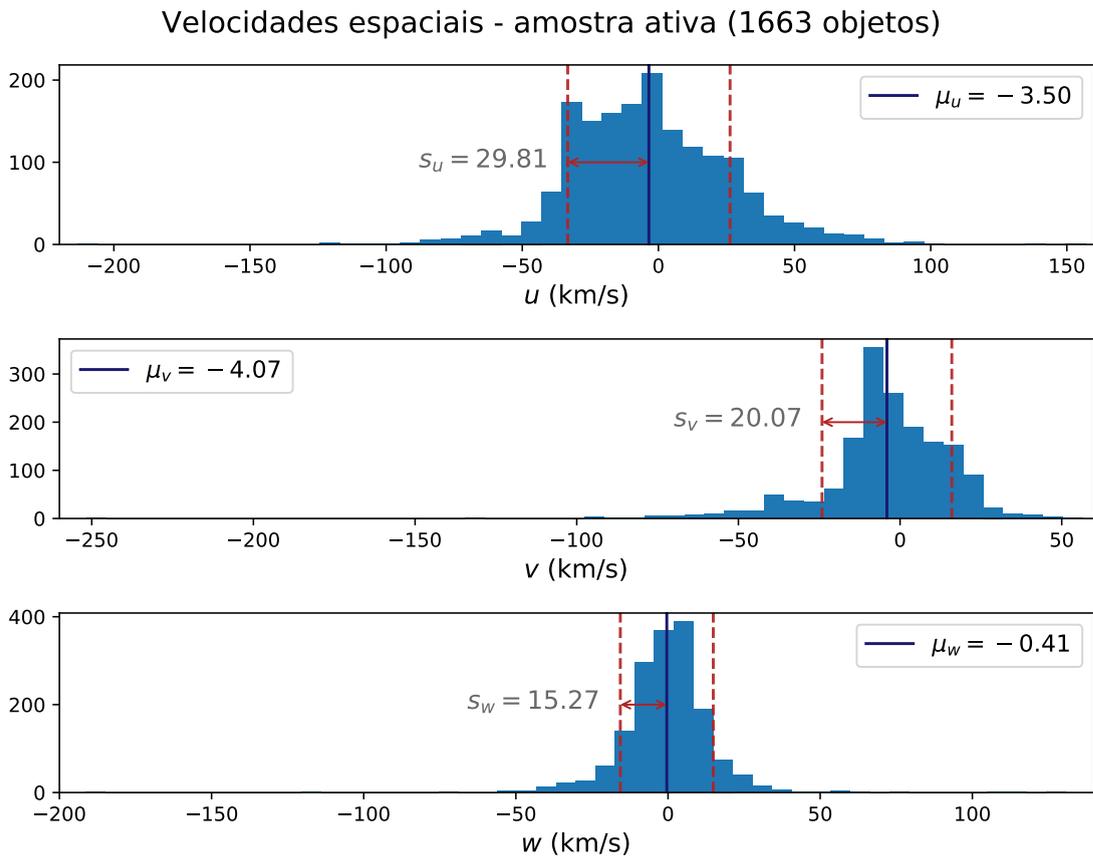


FIGURA 2.7. Histogramas de velocidades peculiares da amostra ativa usada neste trabalho. As médias $\mu_{u,v,w}$ e desvios-padrão $s_{u,v,w}$ estão indicados. Note que estes são significativamente menores do que os da amostra completa, como esperado para uma grupo de estrelas mais ativas.

A importância da amostra ativa definida acima é podermos representá-la em um espaço de velocidades. Supostamente, segundo sua AC, essas estrelas são jovens, e aquelas com velocidades muito discrepantes do grupo podem ser facilmente reconhecidas. Utilizamos, então, os valores das dispersões em cada velocidade, $\sigma_{u,v,w}$, para identificar

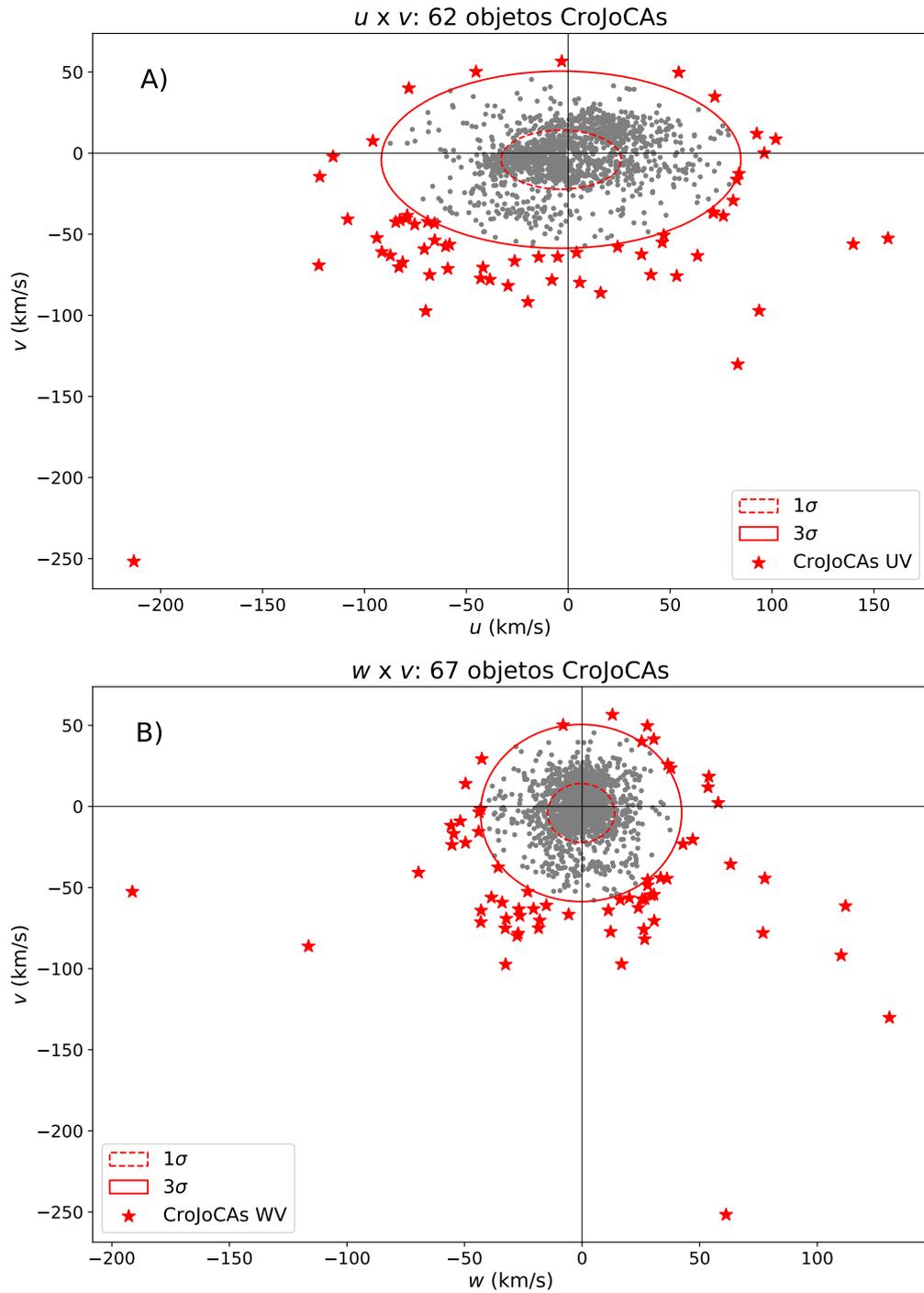


FIGURA 2.8. Nossas estrelas ativas no espaço de velocidades $u \times v$ e $w \times v$. Os pontos em cinza são a parte da amostra não selecionada, as estrelas em vermelho representam os objetos CroJoCAs, as elipses foram construídas com base nas dispersões em cada componente, conforme comentado no texto.

quantitativamente objetos CroJoCAs — note que são valores diferentes do desvio-padrão de cada distribuição.

No painel A da Figura 2.8, exibimos a amostra ativa no espaço de velocidades $u \times v$, onde acusamos 62 objetos CroJoCAs. As elipses estão centradas nas médias de cada

distribuição e foram construídas com os valores de $\sigma_{u,v,w} = (29, 18, 14)$ km/s, encontrados utilizando da relação disponível em Almeida-Fernandes & Rocha-Pinto (2018), para a qual aplicamos a idade de 2.55 Ga mencionada anteriormente, relativa à falha de Vaughan-Preston. Os semi-eixos da elipse interna representam 1σ em cada componente, ao passo que os da externa representam 3σ . As linhas paralelas aos eixos estão posicionadas no ponto $(0, 0)$, deixando claro um leve deslocamento da média. Por fim, a elipse maior caracteriza o nosso critério para seleção de objetos CroJoCAs, representados pelas estrelas em vermelho que se encontram na região externa; naturalmente, os pequenos pontos em cinza são o restante da amostra ativa, os quais não foram selecionados nesse critério uv . O painel B da Figura 2.8 foi construído exatamente da mesma maneira, apenas mudando o espaço para $w \times v$, onde acusamos 67 objetos CroJoCAs.

No total, considerando a interseção entre as listas, encontramos 92 objetos CroJoCAs. Em outras palavras, várias ocorrências ($\sim 40\%$) são comuns aos dois critérios, o que, para esses objetos, realça sua natureza fora do padrão. As estrelas selecionadas são de tipos espectrais desde M0 até F5, com cores $(B - V)$ entre 0.38 e 1.40 mag (temperaturas efetivas entre 4000 K e 6470 K), e metalicidades $[\text{Fe}/\text{H}]$ entre -1.57 e 0.71 dex — nesse último caso para 51 dessas estrelas, retornadas pelo catálogo Geneva-Copenhagen (Casagrande et al., 2011). Como estamos interessados em estrelas de tipo solar, filtramos essa lista para conter apenas tipos F, G e K consultando a base de dados SIMBAD — voltaremos a ela no início do Capítulo 4.

Capítulo 3

Observações de lítio

No capítulo anterior, mostramos dois cenários de formação de estrelas CroJo-CAs que sugerem um rejuvenescimento da cromosfera, e apresentamos nossa amostra e critérios de seleção. Agora, exploramos uma outra característica que pode atestar a idade avançada que acreditamos que esses objetos tenham: ausência de lítio. Nas seções que se seguem, contextualizamos brevemente o mecanismo por trás dessa ausência e descrevemos como obtivemos espectros das nossas candidatas na região da linha de absorção mais intensa referente a este elemento, em ~ 6708 .

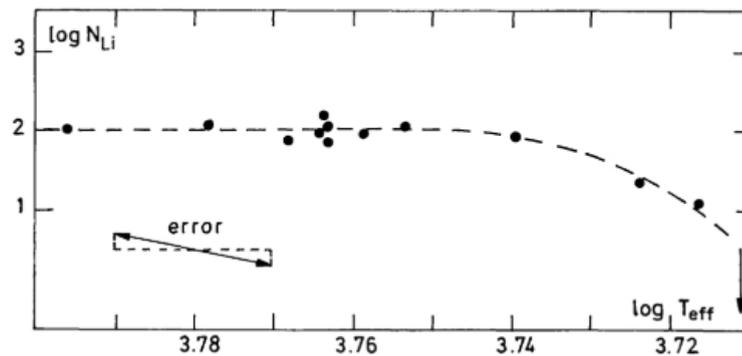
O lítio (Li) é um dos elementos leves originados na nucleossíntese primordial e é tido como um grande enigma na astronomia. Vale deixar claro que aqui nos referimos sempre ao lítio neutro, i.e. Li I, e ao isótopo ${}^7\text{Li}$, por ser muito mais relevante no contexto da astrofísica do que o mais leve e mais frágil ${}^6\text{Li}$ (e.g. Lind et al., 2013). Para contextualização, o mistério por trás do Li, na verdade, remete ao desacordo entre dados observacionais e a quantidade que se estima ter sido produzida pelo *Big Bang*, o que dá origem ao chamado “problema cosmológico do lítio”: a previsão teórica é de 3 a 4 vezes maior do que a abundância observada (Fields, 2011). Uma discussão acerca das possíveis soluções para o problema cosmológico do lítio estão fora do escopo do nosso trabalho, e Fields (2011) oferece um trabalho de revisão sobre este assunto.

Estimativas para um determinado elemento químico em atmosferas estelares são usualmente feitas de forma comparativa através da notação de abundância (em dex) $A(\text{Li}) \equiv \log(N_{\text{Li}}/N_{\text{H}})+12$, onde N_{Li} e N_{H} são as densidades numéricas dos átomos de lítio e hidrogênio, respectivamente. Nessa escala, a produção de Li prevista teoricamente para

TABELA 3.1. Resumo dos valores indicados de abundância do lítio e suas respectivas referências.

	$A(\text{Li})$ (dex)	Referência
Nucleossíntese primordial	2.75 ± 0.02	Pitrou et al. (2018)
Platô de Spite	2.20 ± 0.06	Spite et al. (2012)
Estrelas jovens / meio interestelar	3.28 ± 0.06	Balachandran et al. (2011)

a nucleossíntese primordial é de $A(\text{Li}) = 2.75 \pm 0.02$ dex (Pitrou et al., 2018), enquanto as observações apontam para $A(\text{Li}) \approx 2.20 \pm 0.06$ dex como um valor primordial (Spite et al., 2012) associado às estrelas mais velhas da Galáxia, um limite conhecido como platô de Spite (Spite & Spite, 1982), exposto na Figura 3.1. Ao mesmo tempo, as estrelas mais jovens observadas — que ainda nem adentraram a sequência principal — apresentam abundâncias muito mais elevadas, com valores típicos chegando a $A(\text{Li}) = 3.28 \pm 0.06$ dex (Balachandran et al., 2011), apontando para um enriquecimento do meio interestelar. Mostramos esses valores de abundâncias na tabela 3.1.

FIGURA 3.1. Representação do platô de Spite no espaço $A(\text{Li})$ vs. T_{ef} para as estrelas mais pobres em metais da Galáxia. Figura 5 de Spite & Spite (1982).

Os processos envolvidos nesse enriquecimento são alvos de amplos debates e investigações atualmente. Lyubimkov (2016), em uma revisão onde apresenta aspectos teóricos e observacionais sobre o lítio em atmosferas estelares, resume as principais hipóteses apresentadas na literatura e as ordena por importância de contribuição: produção em gigantes vermelhas, espalação¹ por raios cósmicos, explosões de novas e supernovas e produção em estrelas AGB.

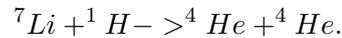
Aqui, nosso interesse no lítio não está no enriquecimento do meio interestelar, mas sim na redução gradativa da quantidade observada deste elemento em atmosferas de

¹Tradução de *spallation*, um processo de fragmentação devida a um impacto.

estrelas de tipo solar enquanto estão na sequência principal. Descrevemos esse processo de depleção na seção a seguir.

3.1 A depleção do lítio

O Li é um elemento relativamente frágil presente em atmosferas estelares e que pode ser destruído quando submetido a temperaturas não tão altas, da ordem de 2.5×10^6 K (Fields, 2011). Dessa forma, as regiões mais internas de estrelas podem oferecer condições sob as quais o Li não sobrevive. Se submetido a esse regime de temperaturas, este elemento é rapidamente consumido em uma interação com um próton, produzindo hélio conforme a reação abaixo:



Se a quantidade de Li atmosférico estiver diminuindo com a idade, mecanismos de mistura de material devem estar agindo. Herbig (1965) parece ter sido o primeiro a sugerir uma correlação entre idade e abundâncias de Li, ao notar uma variação nas razões Li/Ca em uma amostra de ~ 100 estrelas de tipos espectrais F5–G8. O autor tinha por objetivo entender se o lítio presente nas atmosferas estelares estaria sendo transportado via convecção para regiões mais internas, onde estaria sujeito a maiores temperaturas, e concluiu que este cenário parecia viável. O mesmo trabalho mostrou que objetos mais frios, os quais apresentam ZCs mais profundas, depletam o lítio mais rapidamente do que os mais quentes, ajudando a estabelecer o papel central da convecção no processo de depleção. O autor sugeriu ainda uma ligação com a rotação estelar, constatada também por Conti (1968) e Skumanich (1972). A partir desses trabalhos, a rotação também se estabeleceu como bastante relevante entre os processos que devem estar misturando o material dentro de estrelas, sendo alvo recorrente de investigações até hoje (e.g. Arancibia-Silva et al., 2020, e referências contidas).

Além da investigação de Herbig, a abundância solar também evidencia que o lítio deve variar com o tempo nas atmosferas estelares. Enquanto o valor medido para o Sol atualmente é de $A(\text{Li}) = 1.07^{+0.03}_{-0.02}$ dex (Carlos et al., 2019, cf. Wang et al. (2020), que encontraram $A(\text{Li}) = 0.96 \pm 0.05$ dex), a estimativa feita através da análise de meteoritos é de $A(\text{Li}) = 3.26$ dex (Lodders et al., 2009), mais de 100 vezes maior. Esta abundância

está em bom acordo com as das estrelas de pré-sequência principal, reforçando que este parece ser um valor representativo da Galáxia.

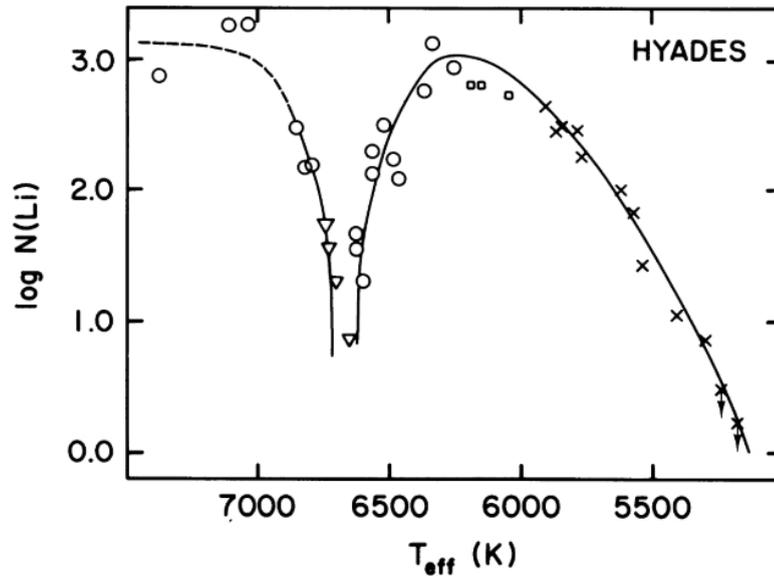


FIGURA 3.2. Detalhe do poço de Boesgaard-Tripicco, identificado em um espaço $A(\text{Li})$ vs. T_{ef} , com símbolos representando dados de diferentes fontes. Figura 2 de Boesgaard & Tripicco (1986).

Uma particularidade marcante na análise do lítio é a presença de uma descontinuidade no espaço $A(\text{Li})$ vs. T_{ef} em uma faixa de temperaturas de 300 K em torno de 6600 K, conhecida como poço de Boesgaard-Tripicco (Boesgaard & Tripicco, 1986). No aglomerado das Híades, um comportamento de sobredepleção pode ser visto como mostramos na Figura 3.2 para estrelas de tipo F, as quais possuem uma camada convectiva mais rasa do que as de tipo mais tardio. O mesmo ocorre para aglomerados mais velhos (e.g. Balachandran, 1995) e até estrelas de campo (e.g. Lambert & Reddy, 2004), apesar de menos proeminente nesses casos. Em aglomerados mais jovens, no entanto, não foi possível constatar a mesma estrutura (e.g. Boesgaard et al., 1988), indicando que esta deve se desenvolver com o tempo. Ademais, Delgado-Mena et al. (2015) argumentam ser necessário levar em conta as correlações entre idade, massa e metalicidade para elucidar as razões da existência do poço de Boesgaard-Tripicco, além de sua própria morfologia.

Também chama atenção o fato de uma estrutura bimodal tomar forma na distribuição de estrelas de campo da sequência principal, inicialmente acusada por Chen et al. (2001) e posteriormente encontrada também por Ramírez et al. (2012) e Aguilera-Gómez et al. (2018). A Figura 3.3 evidencia dois ramos no plano $A(\text{Li})$ vs. T_{ef} em temperaturas acima de ~ 6000 K, e segregados por uma região que Ramírez et al. (2012) chamaram

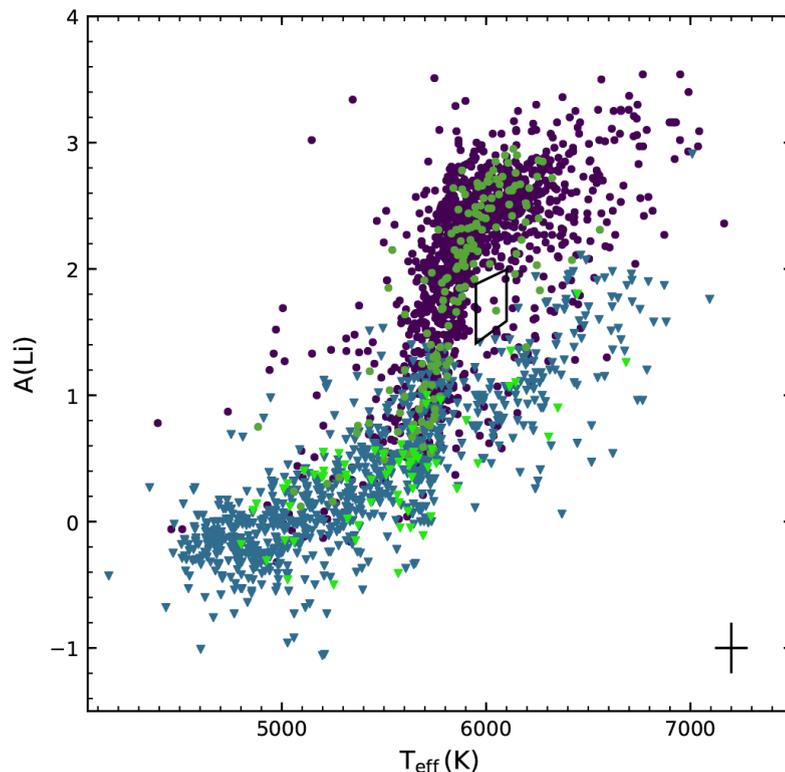


FIGURA 3.3. Distribuição de abundância de lítio em função da temperatura efetiva para estrelas da maior amostra compilada que encontramos na literatura, onde triângulos representam limites superiores e as cores representam diferentes referências e informações sobre hospedarem planetas ou não, enquanto o quadrilátero central representa a região do deserto de lítio. Figura 2 de Aguilera-Gómez et al. (2018).

de deserto de lítio, indicado pelo quadrilátero marcado. É possível que estrelas na região de baixas abundâncias da estrutura bimodal, abaixo do deserto (Ramírez et al., 2012; Aguilera-Gómez et al., 2018), tenham evoluído a partir do poço de Boesgaard-Tripicco.

Para que todo o cenário envolvendo o lítio seja bem compreendido, é necessário deixar bem estabelecidas as relações entre as seguintes quantidades: abundância, temperatura efetiva, metalicidade, massa e idade. Aguilera-Gómez et al. (2018) oferecem relevantes discussões levando em conta essas variáveis, mas focamos aqui na correlação entre abundância e idade para argumentar que, para temperaturas similares, estrelas de sequência principal com menos lítio devem ser sistematicamente mais velhas.

Sustentamos esse ponto com base na Figura 3.4, onde Xiong & Deng (2009) mostram curvas isocronais no espaço $A(\text{Li})$ vs. T_{eff} . O modelo prevê idades, nesse caso de 0.1 a 5 Ga conforme indicado, considerando mistura de material via *overshooting* convectivo (linhas pontilhadas em ambos painéis), comparando com o efeito de assentamento gravitacional (linhas contínuas no painel *b*, à direita). Em poucas palavras, tal assentamento trata de elementos mais pesados vencendo efeitos de difusão e se concentrando mais

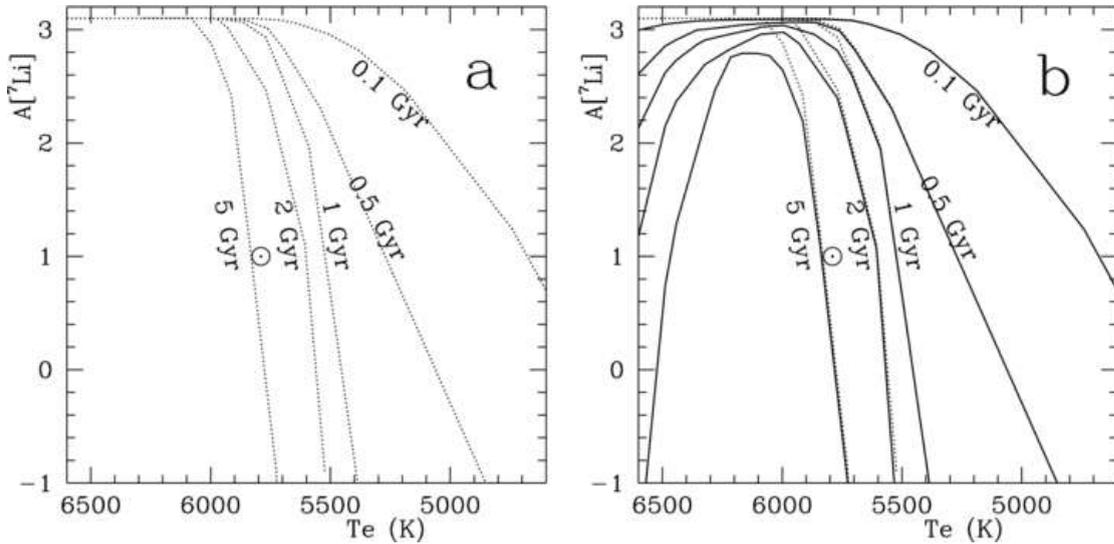


FIGURA 3.4. Curvas isócronas no plano $A(\text{Li})$ vs. T_{ef} ; o painel *a* mostra previsões teóricas considerando apenas mistura por *overshooting* convectivo (linhas pontilhadas), enquanto o painel *b* inclui também efeitos de assentamento gravitacional (linhas contínuas). Figura 3 de Xiong & Deng (2009).

próximos do centro, operando apenas abaixo da zona de *overshooting* convectivo (Xiong & Deng, 2009), justamente onde a destruição do lítio é favorecida. Quando comparadas a dados observados, as isócronas da Figura 3.4 parecem representar razoavelmente bem os casos de aglomerados de variadas idades.

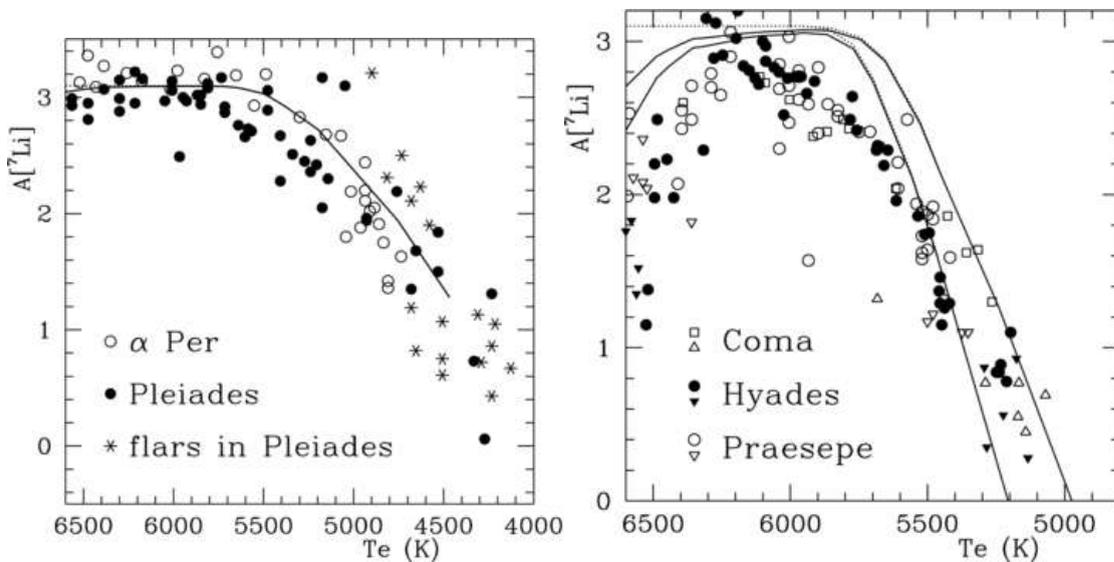


FIGURA 3.5. Curvas isócronas de várias idades comparadas a dados de diferentes aglomerados. À esquerda: dados de α Per e Plêiades comparados à curva isócrona de 0.05 Ga; à direita: Coma, Híades e Presépio comparados às curvas de 0.4 (superior) e 0.6 (inferior) Ga. Figuras 5 (esquerda) e 6 (direita) de Xiong & Deng (2009).

Na Figura 3.5, são exibidos dados de dois grupos de aglomerados: à esquerda, α Per (0.05 Ga) e Plêiades (0.07–0.10 Ga) comparados à isócrona relativa a 0.05 Ga; à direita,

os aglomerados Coma Berenices (0.4–0.5 Ga), Híades (0.6–0.7 Ga) e Presépio (0.6–0.7 Ga) comparados às isócronas de 0.4 e 0.6 Ga² (superior e inferior, respectivamente). Nesse segundo caso, as abundâncias esperadas parecem ter sido superestimadas, como apontado pelos próprios autores.

A Figura 3.6 mostra casos de aglomerados mais velhos: do lado esquerdo, as isócronas superior e inferior são de idades de 1.5 e 2 Ga, respectivamente, para abundâncias do aglomerado NGC 752 (1.7 Ga), enquanto o lado direito da Figura 3.6 compara dados de M67 (5 Ga) com as isócronas de 4.5 Ga. Vale mencionar a reprodução do poço de Boesgaard-Tripicco em ~ 6600 K. Para todos os casos, novamente, linhas pontilhadas não consideram assentamento gravitacional, ao contrário das sólidas. Todas as idades mencionadas foram retiradas do próprio trabalho de Xiong & Deng (2009).

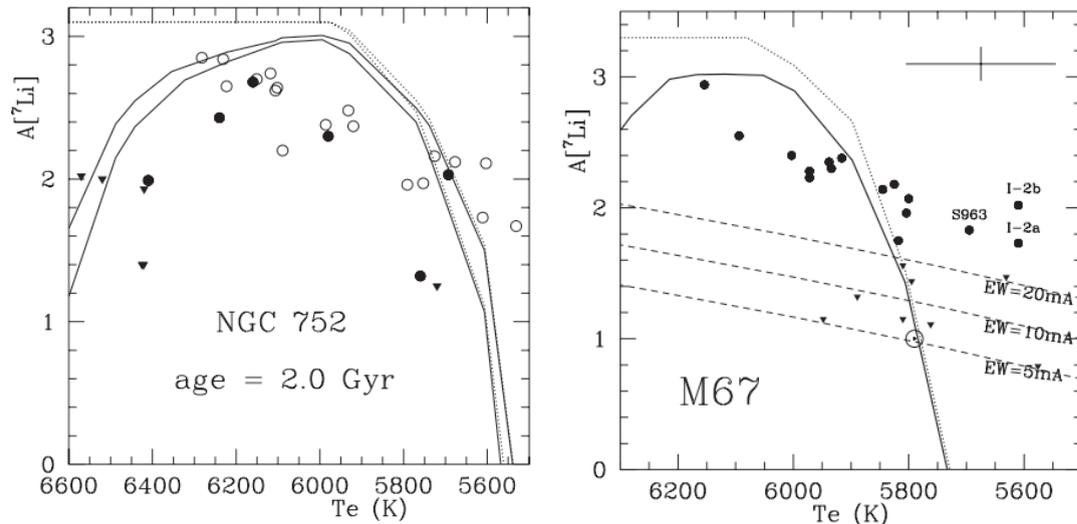


FIGURA 3.6. Curvas isócronas sem e com assentamento gravitacional considerado (respectivamente, curvas pontilhada e sólida) para aglomerados mais velhos que 1 Ga. À esquerda: dados de NGC 752 comparados às curvas isócronas de 1.5 e 2 Ga. Direita: curva isócrona de 4.5 Ga comparada a dados de M67. Figuras 7 (esquerda) e 8 (direita) de Xiong & Deng (2009).

Grande parte dos esforços realizados na direção de se estabelecer uma relação Li–idade explora objetos parecidos com o Sol, como os trabalhos de Do Nascimento et al. (2009), Monroe et al. (2013) e Carlos et al. (2020), que argumentam ser possível estimar idades estelares a partir do lítio se conhecidos outros parâmetros, como massa e/ou metalicidade.

Em suma, a depleção do Li é um fenômeno real, que parece ser verdadeiramente sensível a idades e cuja explicação física ainda precisar ser melhor estabelecida. Até

²Na referência, Xiong & Deng (2009) usam 0.6 Ga no texto, mas 0.7 Ga na legenda da figura em questão; prosseguimos aqui com o primeiro.

hoje, essa correlação segue sendo investigada, para variados grupos de estrelas, tanto de aglomerados (e.g. Carlos et al., 2020; Randich et al., 2020) quanto de campo (e.g. Gao et al., 2020). Outros mecanismos além da convecção devem ser levados em conta para que modelos reproduzam os valores observados de abundâncias de lítio. Esses modelos não convencionais incluem rotação influenciando mistura de material e difusão (Do Nascimento et al., 2009) — podendo esta ser turbulenta (Denissenkov, 2010) —, ondas gravitacionais internas (Charbonnel & Talon, 2005) e o próprio efeito de *overshooting* (Xiong & Deng, 2009; Baraffe et al., 2017). Nós escolhemos exibir as isócronas de Xiong & Deng (2009) pois este foi o único trabalho relativamente recente que encontramos a oferecê-las explicitamente.

Finalmente, este é o papel do lítio nosso trabalho: servir como outro indicador de juventude em estrelas CroJoCAs — além da AC — na tentativa de reforçar a conclusão de que esses objetos devem, de fato, ser velhos.

3.2 Lítio em estrelas CroJoCAs

O cenário exposto na seção anterior nos permite esperar que anãs de tipo solar velhas já tenham depletado uma quantidade substancial de seu lítio, se não todo. Com isso em mente, buscamos analisar a região espectral que compreendo a linha de absorção em ~ 6708 nas estrelas da nossa lista, esperando que elas já praticamente não exibam uma quantidade significativa de Li. Obtivemos espectros de algumas candidatas em observações realizadas por nós e exploramos espectros já observados e disponibilizados publicamente. A seguir, detalhamos rapidamente os processos de aquisição dos dados.

3.2.1 Observações e redução dos dados

Conseguimos tempo de observação para 4 missões utilizando o espectrógrafo Coudé montado no telescópio Perkin-Elmer de 1.6 m localizado no Observatório Pico dos Dias (OPD), entre os municípios sul-mineiros de Brazópolis e Piranguçu, sob administração do Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA)³. Os espectros foram adquiridos com o CCD iKon-L, fenda de 250 e rede de dispersão de 600 linhas/mm.

³<http://lnapadrao.lna.br/>

As reduções foram feitas através de tarefas usuais do IRAF⁴. Em cada noite, além das imagens de ciência, obtivemos as usuais imagens de calibração:

- *bias*:
imagens tomadas com o obturador fechado, com tempo de exposição mínimo, para identificação do quanto de ruído intrínseco o instrumento introduz em quaisquer imagens;
- *flat-field* interno:
imagens tomadas com o telescópio apontado para uma superfície uniformemente iluminada, com tempo de exposição moderado e tal que não haja saturação dos pixels, para quantificar as taxas de resposta de cada um deles;
- lâmpada de calibração de gás tório-argônio:
imagens tomadas a partir de uma lâmpada, localizada internamente, contendo um gás cujas linhas de emissão são bem determinadas, para que comprimentos de onda possam ser associados a pixels na imagem original.

Nessa ordem, seguimos as seguintes etapas de redução, de maneira semelhante à apresentada no trabalho de Costa-Almeida (2019, Capítulo 3):

1. corte de todas as imagens para evitar as extremidades, que recorrentemente apresentam pixels problemáticos;
2. combinação das imagens de *bias* — obtêm-se várias (e.g. 10) em cada noite para evitar eventuais flutuações, posteriormente unidas em uma única;
3. utilizando a imagem única de *bias*, correção de todas as demais imagens, inclusive as outras de calibração, através de uma operação de subtração pixel a pixel;
4. analogamente ao passo 2, combinação das outras imagens de calibração (*flat-field* e lâmpada de tório-argônio), resultando em uma única para cada, bem como das imagens de ciência, se houver mais de uma;
5. com a imagem final de *flat-field*, normalização da resposta pixel a pixel para correção das imagens de ciência e do gás de tório-argônio, através de uma operação de divisão;

⁴*Image Reduction and Analysis Facility*, <http://ast.nao.edu/data/software>

6. extração dos espectros, inicialmente em duas dimensões (dispersão e espaço), a partir das imagens de ciência e do gás de tório-argônio;
7. calibração em comprimento de onda das imagens de ciência a partir da identificação das linhas de emissão na imagem do gás de tório-argônio;
8. correção para deixar todos os espectros no mesmo referencial, uma vez que as estrelas observadas têm seus próprios movimentos em relação à Terra;
9. normalização dos espectros, com o contínuo sendo escrito por um fluxo arbitrário unitário.

No total, obtivemos espectros de 24 estrelas CroJoCAs, dos quais 22 puderam ser aproveitados, e 22 de estrelas ativas normais (não-CroJoCAs) para comparação, dos quais 18 puderam ser aproveitados, totalizando 46. A razão para descartarmos esses 6 espectros foi sua baixa qualidade, não sendo possível fazer uma distinção entre a linha de lítio e ruído. O poder resolutor na nossa região de interesse foi $R \sim 13000$.

Na Figura 3.7, mostramos espectros selecionados de estrelas ativas com temperaturas razoavelmente próximas ($T_{\text{ef}} \sim 5800\text{--}6200$ K), ordenados por AC decrescente, de cima para baixo (i.e. mais ativa no topo). Escolhemos objetos que representam idealmente a tendência de queda entre a proeminência da linha do lítio e AC, seguindo o raciocínio de associarmos alta atividade e linhas mais intensas a estrelas sistematicamente mais jovens; se considerarmos todos os objetos observados para comparação, existe uma variação devida aos parâmetros atmosféricos das estrelas, incluindo T_{ef} . Destacamos em verde e cinza as localizações das linhas de Li I ($\lambda \sim 6708$) e Ca I ($\lambda \sim 6718$, para referência), respectivamente.

Já na Figura 3.8, apresentamos todos objetos CroJoCAs observados por nós, também em ordem decrescente de AC. É bem claro que essas estrelas não exibem nenhuma tendência de AC com a linha de Li, que por sua vez se encontra ausente em praticamente todos os espectros, com exceção apenas da estrela HD 94340.

3.2.2 Espectros de arquivos

Além de dados observacionais próprios, também buscamos explorar a literatura à procura de espectros já observados na região da linha de ~ 6708 do lítio, essencialmente

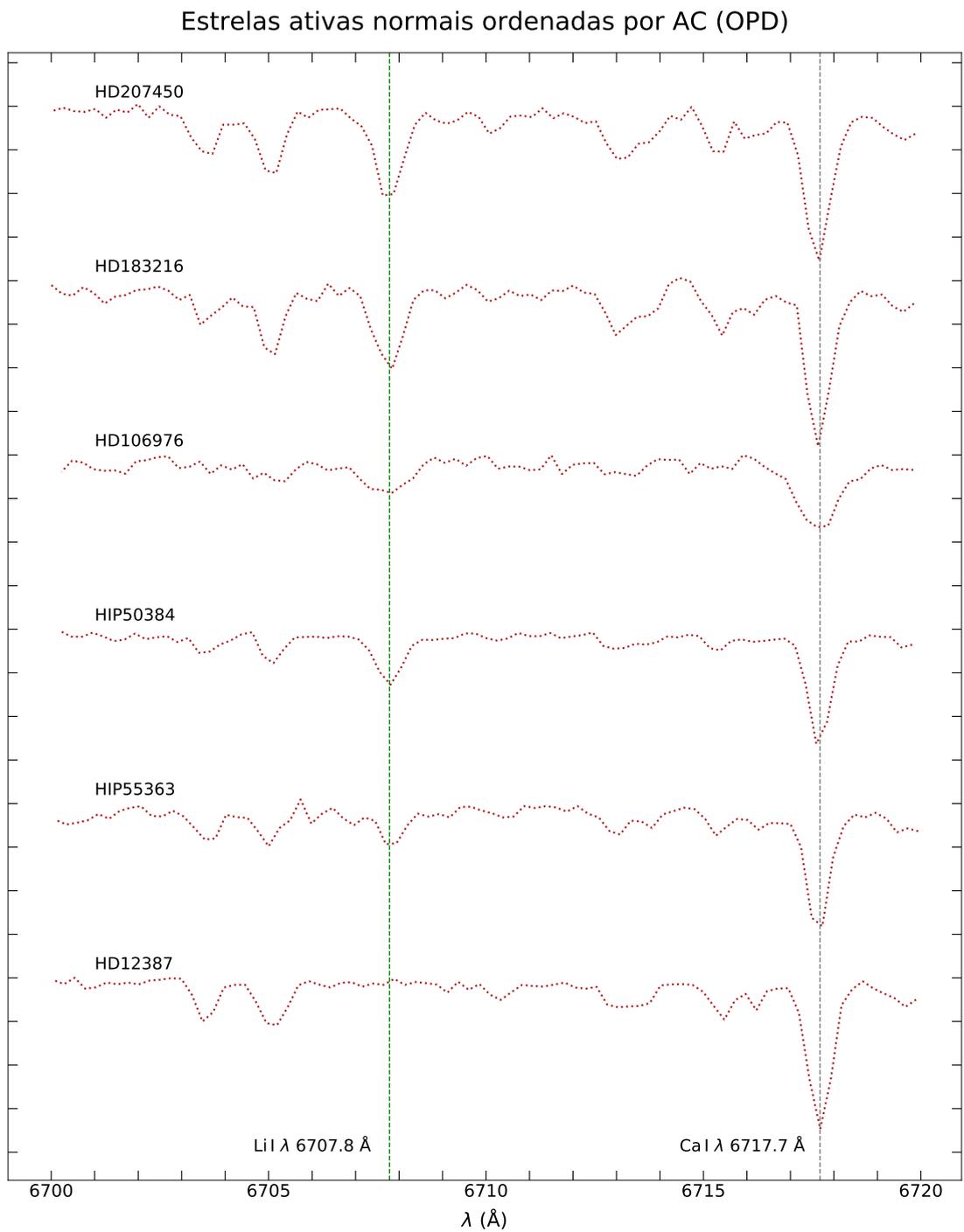


FIGURA 3.7. Espectros de estrelas ativas normais observadas por nós no OPD, ordenados de cima a baixo por AC. As linhas tracejadas verde e cinza indicam os comprimentos de onda das absorções do lítio e do cálcio, respectivamente.

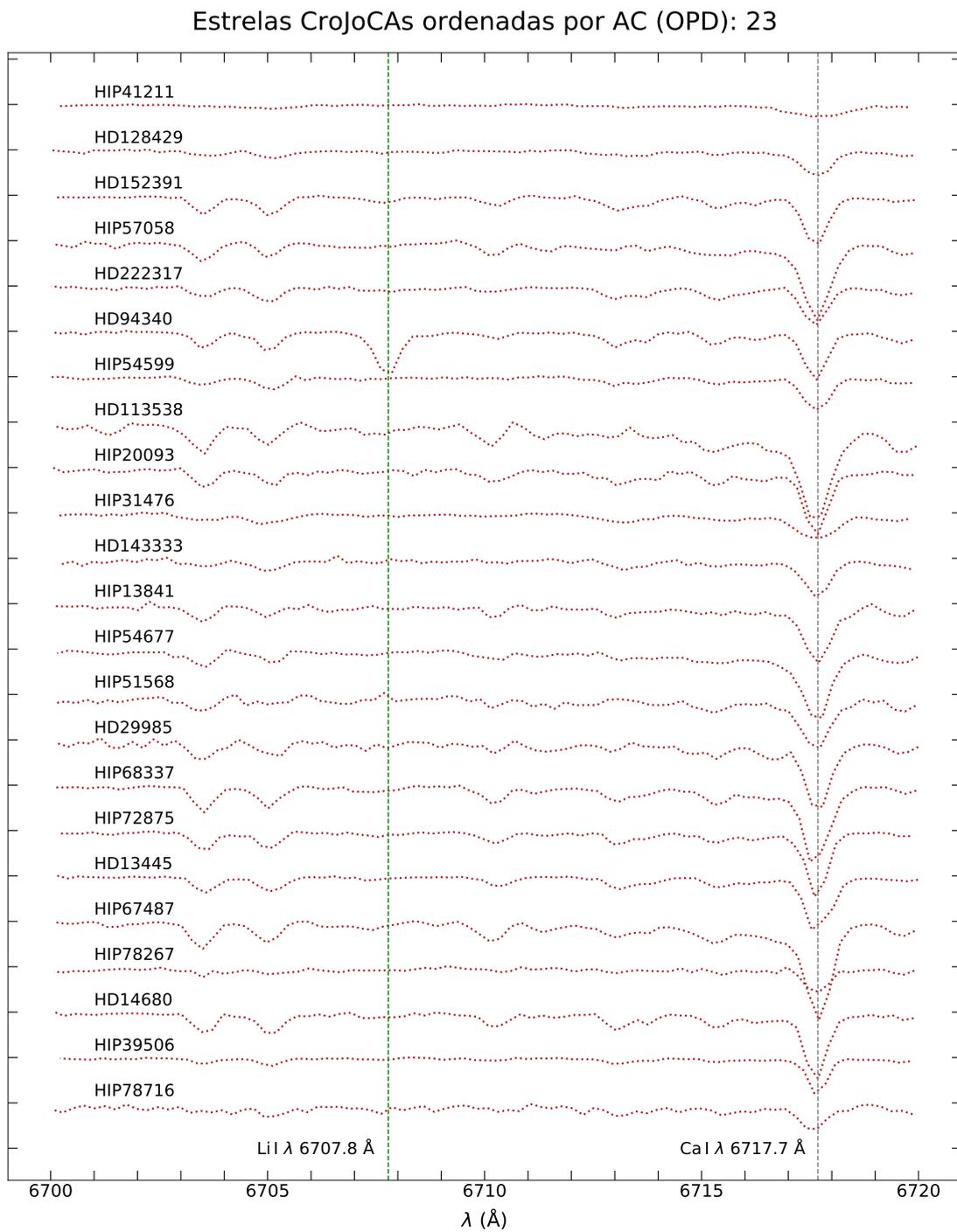


FIGURA 3.8. Espectros de estrelas CroJoCAs observados por nós no OPD, ordenados de cima a baixo por AC. As linhas tracejadas verde e cinza indicam os comprimentos de onda das absorções do lítio e do cálcio, respectivamente.

para procurar estrelas cujos espectros não observamos. Mais especificamente, exploramos espectros obtidos em missões do consórcio ESO⁵ com o instrumento HARPS⁶, disponibilizados online⁷. Vários instrumentos ESO podem ser aproveitados também, como UVES, FEROS, dentre outros; apenas escolhemos o HARPS para uma comparação inicial por uma questão de familiaridade.

Encontramos espectros de 19 estrelas CroJoCAs disponíveis no HARPS que não observamos no OPD, dos quais apenas 1 não pôde ser aproveitado. Com isso, totalizam-se 40 espectros desses objetos para os quais pudemos medir larguras equivalentes (22 do OPD e 18 do HARPS); vale mencionar que não encontramos nos arquivos do HARPS as estrelas com baixa razão sinal-ruído que observamos no OPD.

Os arquivos baixados já estavam parcialmente reduzidos, necessitando apenas de correção de velocidade radial e normalização do contínuo. Ademais, para uma comparação uniforme, os espectros HARPS foram degradados à resolução média dos que observamos. Um código gentilmente fornecido a nós por Lorenzo-Oliveira em comunicação pessoal foi fundamental no tratamento desses espectros, tendo sido responsável por tornar os arquivos legíveis ao IRAF⁸ e devidamente degradados.

Sob os mesmos moldes das Figuras 3.7 e 3.8, mostramos os espectros obtidos através dos arquivos do HARPS na Figura 3.9. Novamente, não há padrão entre AC e a linha de lítio, que também está praticamente ausente em quase todos os objetos. Nesse caso, as exceções são as estrelas HIP 105858 e HIP 87062.

3.2.3 Regressão para obtenção de abundâncias de lítio

Abundâncias de elementos a partir de espectros são geralmente obtidas através de uma análise detalhada da composição química da estrela, atestada pelas suas linhas espectrais. Este processo pode ser realizado via síntese espectral, que é baseada na comparação entre espectros observados e teóricos. Nesse caso, algumas suposições são feitas inicialmente, e.g. presença ou ausência de equilíbrio termodinâmico local e aproximações

⁵European Southern Observatory, <https://www.eso.org/public/>

⁶High Accuracy Radial velocity Planet Searcher, <https://www.eso.org/sci/facilities/lasilla/instruments/harps.html>

⁷<http://archive.eso.org/scienceportal/home>

⁸Os arquivos baixados originalmente do HARPS não podem ser propriamente lidos pelo IRAF.

Estrelas CroJoCAs ordenadas por AC (HARPS): 18

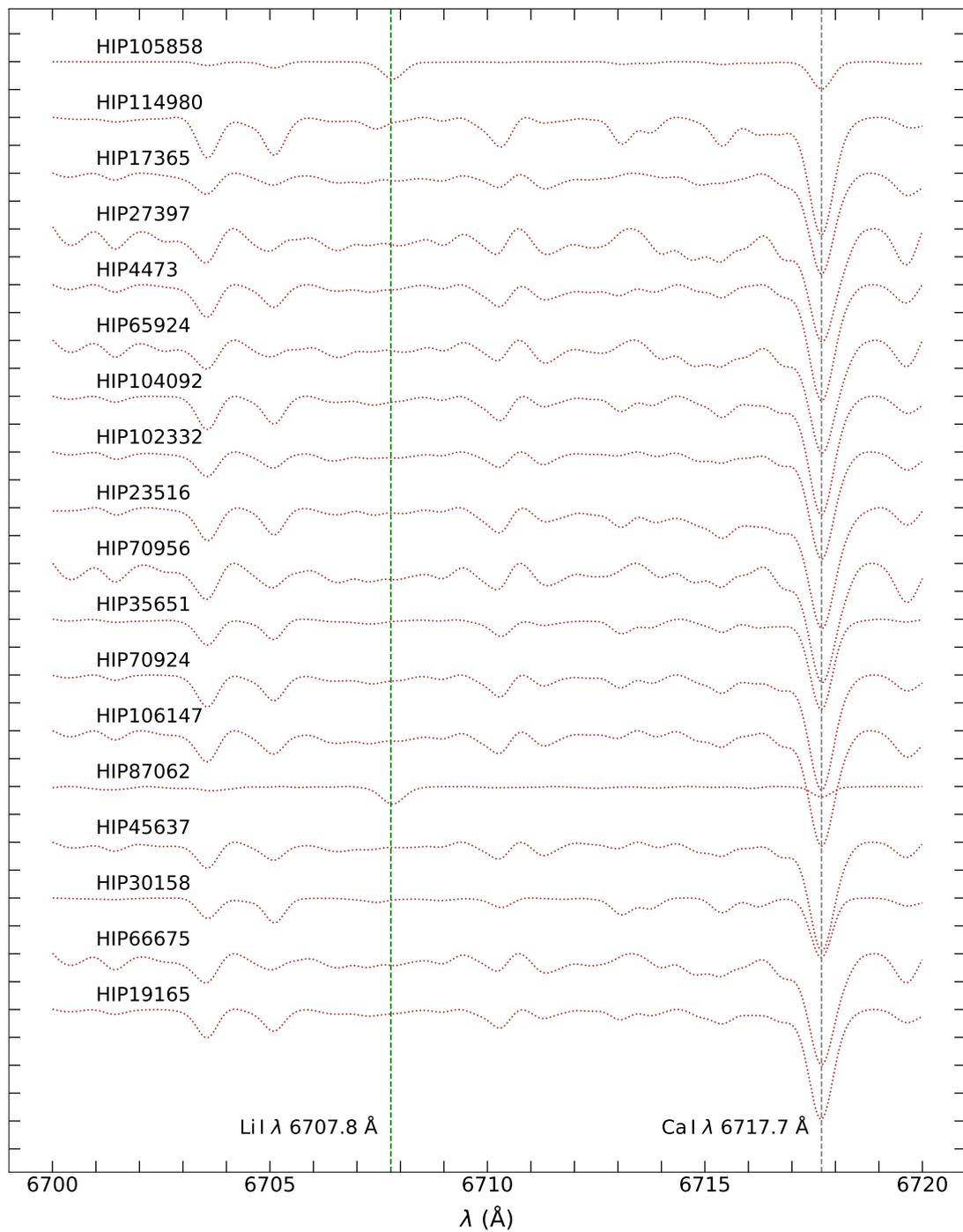


FIGURA 3.9. Espectros de estrelas CroJoCAs do arquivo do HARPS, ordenados de cima a baixo por AC. As linhas tracejadas verde e cinza indicam os comprimentos de onda das absorções do lítio e do cálcio, respectivamente.

em 1 ou 3 dimensões para reproduzir a atmosfera da estrela. Outra forma de se estimarem abundâncias é por meio da chamada largura equivalente (W), que é definida como a largura de um retângulo que contém a mesma área compreendida pela linha espectral e tem altura unitária (referente ao contínuo), conforme mostramos na Figura 3.10.

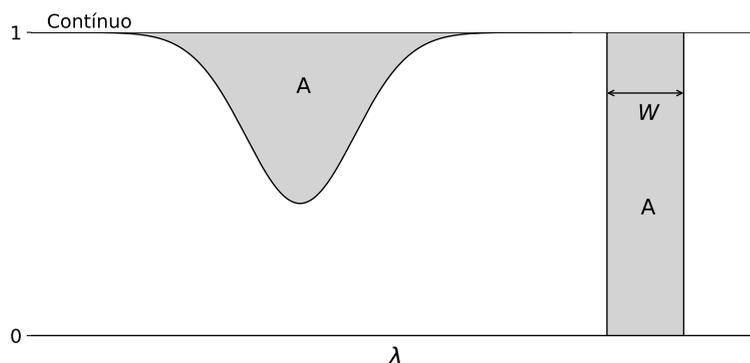


FIGURA 3.10. Visualização simples da definição de largura equivalente, onde o contínuo é unitário, a letra A indica a área das regiões sombreadas e W representa a largura equivalente.

Neste trabalho, não temos o propósito de fornecer valores precisos de abundâncias, os quais poderiam ser alcançados através da síntese espectral, mas sim explorar a depleção do lítio em objetos CroJoCAs como uma propriedade que atesta uma idade elevada. Segundo sua AC, nossas estrelas devem ter no máximo 2.55 Ga, enquanto sua baixa quantidade de lítio parece apontar para objetos com idades mais avançadas. Para fazer uma abordagem quantitativa, obtivemos $A(\text{Li})$ através de uma regressão simples que utiliza larguras equivalentes W_{Li} da linha do lítio, e temperaturas efetivas T_{ef} das estrelas, em especial procurando também testar se a W_{Li} pode vir a ser tratada como um índice espectral para obtenção de abundâncias para, por exemplo, grandes levantamentos espectroscópicos.

Construímos uma amostra de calibração buscando na literatura estrelas de campo com quantidades $A(\text{Li})$, W_{Li} e T_{ef} conhecidas. Os trabalhos de Chen et al. (2001, doravante C01) e Takeda & Kawonomoto (2005, doravante TK05) oferecem essas quantidades, além de outras que acabamos não reunindo na construção de nossa amostra, como massa e metalicidade. Enquanto C01 reuniram dados de 185 estrelas de sequência principal, com temperaturas entre 5600 K e 6600 K, a amostra de TK05 conta com 160 anãs do disco, com temperaturas entre 5000 K e 7000 K. Cruzando as duas amostras, ficamos com uma lista com 287 objetos únicos. Para nos certificarmos de não haver nenhuma variação sistemática entre as estimativas desses dois trabalhos, analisamos os objetos em comum entre eles e construímos nossa amostra calibradora na escala de TK05, cujas

temperaturas se aproximam mais às da nossa amostra de AC e velocidades espaciais. As comparações estão expostas na Figura 3.11 com os respectivos índices de correlação, que mostram haver um bom acordo entre os valores de cada amostra ($r^2 > 0.88$ em todos os três casos). Destacamos, no entanto, que a faixa de valores em T_{ef} da amostra calibradora se limita a 5500 K, assim não cobrindo a totalidade dos nossos dados, de maneira que os resultados devem ser interpretados com esta limitação em mente. Ademais, limites superiores foram mantidos.

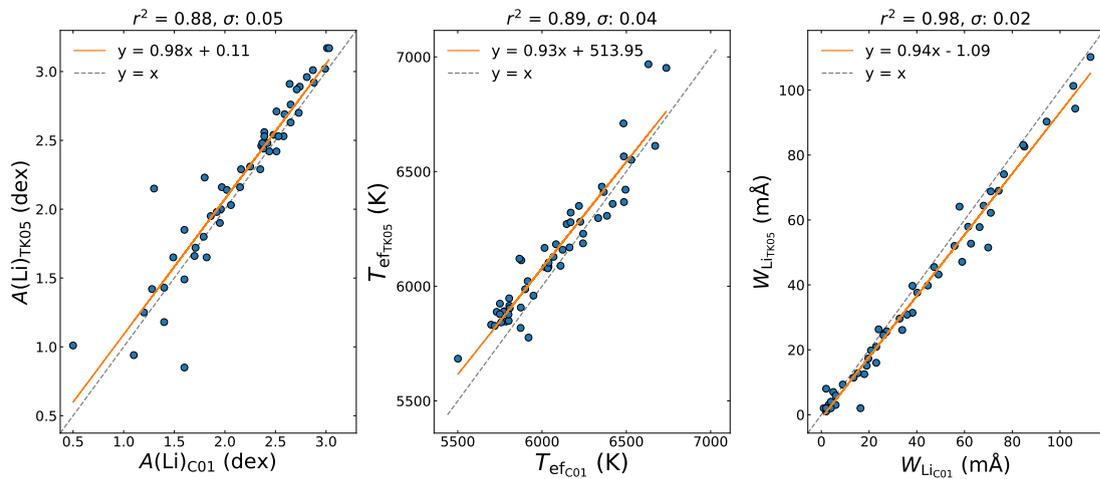


FIGURA 3.11. Resultados das regressões lineares realizadas para abundância de lítio, temperatura e largura equivalente, da esquerda para a direita, para as estrelas em comum nos trabalhos de Chen et al. (2001, C01 na figura) e Takeda & Kawanomoto (2005, T05 na figura).

Através de um código (ver Apêndice C) que realiza uma regressão multivariacional, interagimos com o programa sugerindo funções que se adequem ao comportamento dos resíduos⁹ até que fiquem em torno de zero, começando tipicamente com uma função linear e variando até que este objetivo seja atingido. A relação encontrada com melhor significância estatística foi a seguinte, para T_{ef} dada em K e W_{Li} em :

$$A(\text{Li}) = c_1 + c_2 T_{\text{ef}} + c_3 T_{\text{ef}}^2 + c_4 W_{\text{Li}} + c_5 \log W_{\text{Li}}, \quad (3.1)$$

onde $c_1 = -12.00 \pm 0.85$, $c_2 = (3.53 \pm 0.29) \times 10^{-3}$, $c_3 = (-2.29 \pm 0.24) \times 10^{-7}$, $c_4 = (2.56 \pm 0.26) \times 10^{-3}$, $c_5 = 0.87 \pm 0.01$; o índice de correlação encontrado para este modelo foi $> 99\%$ e a incerteza residual foi de ~ 0.06 dex.

⁹A diferença entre os valores fornecidos e os calculados pela regressão.

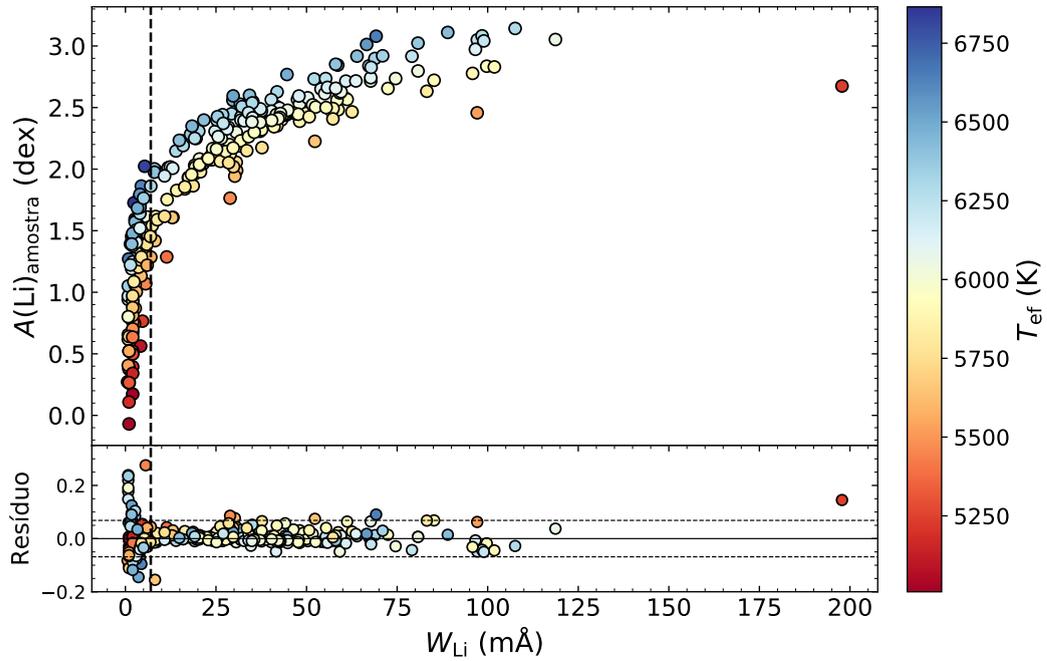


FIGURA 3.12. Comportamento das abundâncias em função da largura equivalente e respectivos resíduos, com a barra de cor indicando temperatura efetiva.

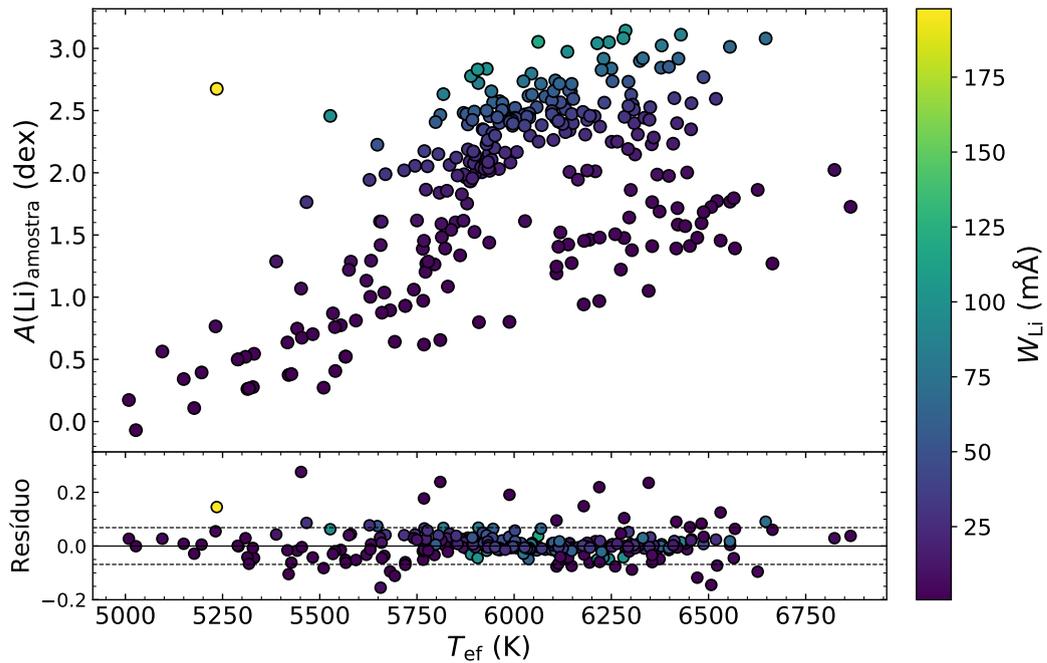


FIGURA 3.13. Comportamento das abundâncias em função da temperatura efetiva e respectivos resíduos, com a barra de cor indicando largura equivalente.

A Figura 3.12 mostra o comportamento dos valores de abundância em função das larguras equivalentes e os respectivos resíduos, enquanto a barra de cor compara os valores de temperaturas. Chamamos atenção para os pontos na região onde $W_{\text{Li}} \lesssim 10$, cujos resíduos indicam que nossa regressão não é sensível às menores larguras equivalentes. A Figura 3.13 mostra o comportamento dos valores de abundância em função das

temperaturas e dos respectivos resíduos, enquanto a barra de cor compara os valores de larguras equivalentes. Nesse caso, a dispersão dos resíduos das abundâncias para diferentes temperaturas é notável, indicando que esta deve ser a principal fonte de incerteza da regressão. Em ambas as figuras, as linhas horizontais pontilhadas representam o intervalo de $\pm 1 \sigma$.

Em suma, exibimos na Figura 3.14 como o modelo reproduz os valores de *input*. Considerando o índice de correlação ($r^2 = 0.99$) e a incerteza média em $A(\text{Li})$ (~ 0.25 , barra à direita próxima ao eixo horizontal), calculada a partir da propagação do erro típico na temperatura (324 K), a regressão mostrou em geral uma boa concordância. A incerteza nas larguras equivalentes não foi estimada.

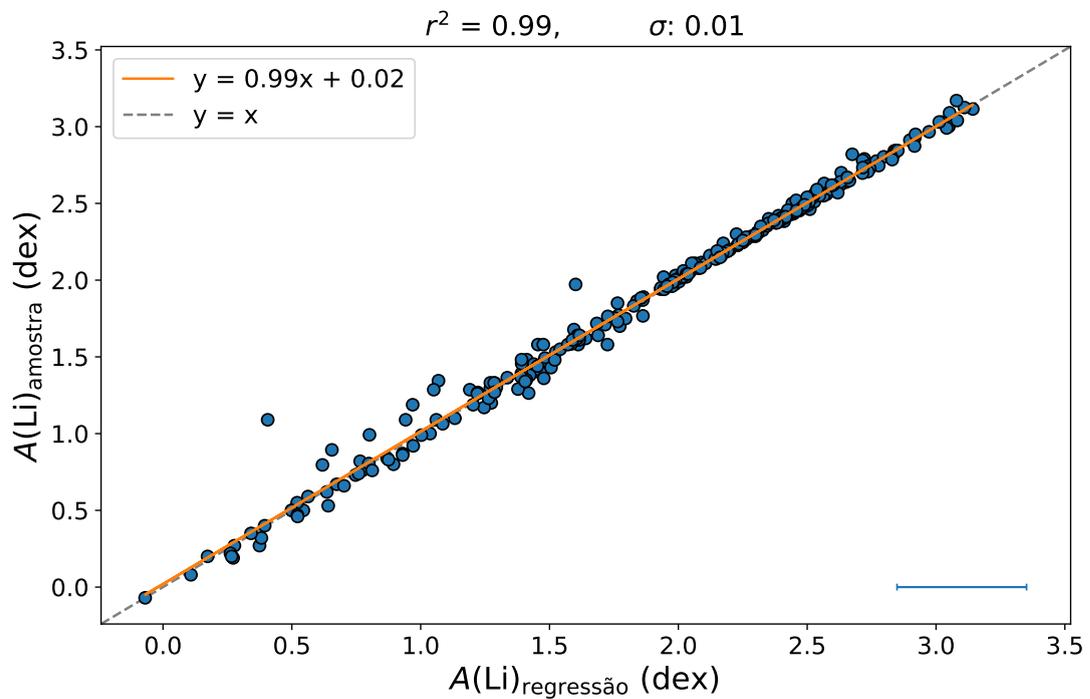


FIGURA 3.14. Comparação do modelo com dados da amostra calibradora para $A(\text{Li})$, com a linha sólida laranja representando o melhor ajuste.

Finalmente, na Figura 3.15 mostramos uma comparação dos valores encontrados pela regressão para outras duas amostras que encontramos na literatura contendo W_{Li} e T_{ef} . No painel A, círculos preenchidos em azul representam estrelas da amostra do trabalho de Cummings et al. (2017), dos aglomerados Híades e Presépio. No painel B, dados do trabalho de Bouvier et al. (2018), do aglomerado Plêiades, seguindo o mesmo padrão da primeira imagem exceto por alguns pontos muito desviantes que foram representados com marcadores em 'x' em vermelho. Essas estrelas apresentam temperatura

muito inferior às que usamos na regressão, da ordem de ~ 3000 K, e portanto as descartamos. Em ambos os casos, a linha cinza pontilhada mostra a proporção 1:1 e o coeficiente de correlação r^2 supera 0.97, o que ajuda a mostrar que os resultados da nossa regressão refletem bem os dados – excluindo-se, é claro, os *outliers* em vermelho na comparação com os dados de Bouvier et al. (2018).

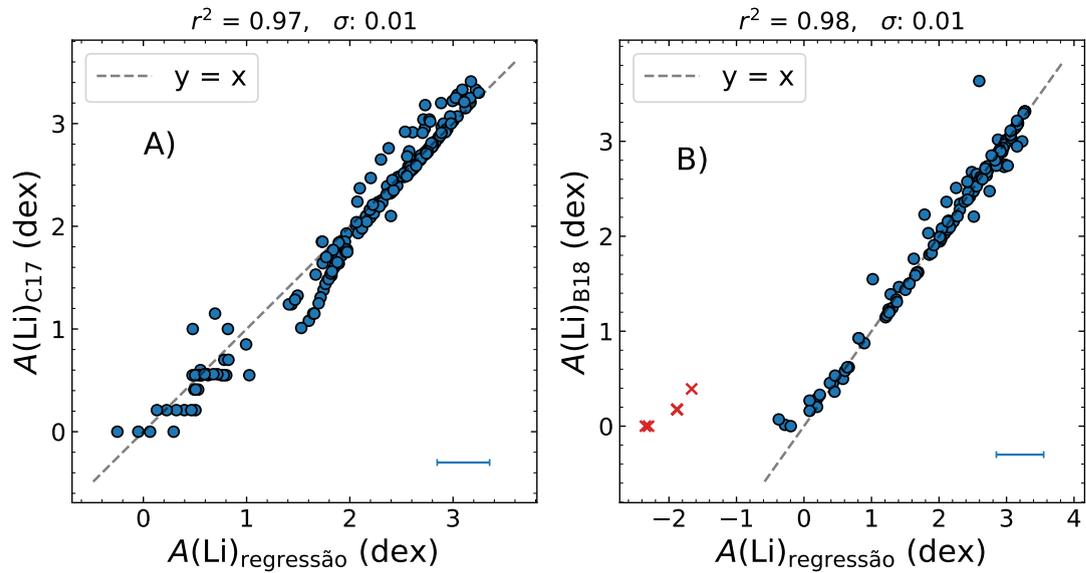


FIGURA 3.15. Resultados da nossa regressão para duas amostras externas: no painel A, estrelas de Cummings et al. (2017, C17 na figura); no painel B, estrelas de Bouvier et al. (2018, B18 na figura). Os marcadores 'x' em vermelho no painel B representam *outliers*.

Agora, com a regressão multivariacional em mãos, podemos estimar $A(\text{Li})$ de objetos CroJoCAs e responder se o teste do lítio pode apontar a possibilidade da coalescência ser um cenário viável de formação.

Capítulo 4

Resultados e discussão

Para resumir de maneira organizada o que apresentamos nesse capítulo, dividimos os resultados em três seções. Antes de tudo, filtramos a lista de 92 estrelas CroJoCAs encontrada no Capítulo 2 para que contivesse apenas as de tipos espectrais F, G e K¹ (FGK) — a amostra inicial que utilizamos, apesar de conter majoritariamente esses tipos, também apresenta algumas estrelas de tipos A e M. Nossa lista com 92 CroJoCAs foi produzida com essas contaminações, que resultaram em 8 estrelas de tipo M (nenhuma de tipo A), e portanto a reduzimos para 84 selecionando apenas FGK, conforme mostramos no apêndice A.

Na Seção 4.1, apresentamos e discutimos os resultados que encontramos com a regressão tendo em mente testar a hipótese da coalescência, usando também valores de abundâncias da literatura, além de oferecermos uma breve comparação com os resultados de RP02. Na Seção 4.2, descrevemos como buscamos por estrelas com excesso no UV como uma forma preliminar de testar a hipótese de formação de objetos CroJoCAs via acreção de vento (Jeffries & Stevens, 1996) que mencionamos no capítulo anterior. Por fim, na Seção 4.3 tecemos rápidos comentários individuais sobre algumas das nossas estrelas CroJoCAs.

¹Baseamo-nos na classificação espectral fornecida pelo SIMBAD.

4.1 Lítio em CroJoCAs

4.1.1 Abundâncias deste trabalho

Nossas larguras equivalentes foram medidas no IRAF utilizando a tarefa *splot* para ajustar um perfil gaussiano à linha. Os valores que encontramos, tanto para larguras quanto para aplicação da regressão descrita no capítulo anterior, estão expostos na Tabela 4.1. As duas primeiras colunas mostram, respectivamente, as identificações HIP e HD (ou alternativa conforme retornado pelo banco do SIMBAD quando solicitado o nome HD: BD, CD ou L) — destacamos em negrito as estrelas para as quais utilizamos a identificação HD nas Figuras 3.8 e 3.9, onde mostramos os espectros; a coluna “Observações” descreve a disponibilidade dos espectros, sendo que, nos casos em que o HARPS também estava disponível (OPD+HARPS), demos preferência aos espectros observados por nós (OPD); a coluna “ T_{ef} ” mostra a temperatura efetiva em K, oferecida pelo levantamento do Gaia que exploramos (Andrae et al., 2018); a coluna “ W_{Li} ” mostra a largura equivalente em m; as duas últimas colunas mostram, em dex, respectivamente, abundância e incerteza associada, que por sua vez foi calculada via propagação do erro na temperatura.

A maioria dos nossos valores medidos de larguras equivalentes de objetos CroJoCAs são menores do que 50 m; as notáveis exceções são HD 94340, HIP 54677, HIP 57058 e HIP 70956. Para as abundâncias, a faixa de valores é bem mais extensa, indo de menos de 0 até quase 3 dex, apesar de a maioria apresentar $A(\text{Li}) < 1$ dex. Resumimos esse cenário nos histogramas da Figura 4.1, com o painel A mostrando larguras equivalentes e o B, abundâncias.

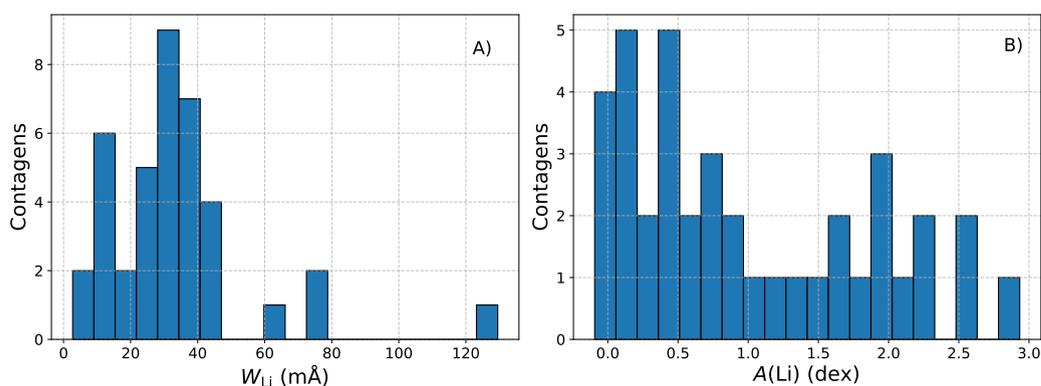


FIGURA 4.1. Histogramas mostrando as distribuições de largura equivalente (painel A) e abundância de lítio (painel B).

TABELA 4.1. Tabela com temperatura efetiva, largura equivalente e abundâncias de lítio para 39 objetos CroJoCAs observados e com abundância estimada.

HIP	HD	Observações	T_{ef}	W_{Li}	A_{Li}
-	-	-	K	m	dex
HIP 4473	HD 5633	HARPS	4153	35.8	0.13 ± 0.53
HIP 10138	HD 13445	OPD+HARPS	5264	18.43	1.35 ± 0.36
HIP 10977	HD 14680	OPD+HARPS	4950	34.74	1.26 ± 0.41
HIP 13841	CD-37 1105	OPD	4574	24.4	0.60 ± 0.46
HIP 17365	BD-13 718	HARPS	4172	30.7	0.09 ± 0.52
HIP 19165	BD-21 784	HARPS	4371	31.7	0.42 ± 0.49
HIP 20093	BD-10 887	OPD	4738	27.8	0.88 ± 0.44
HIP 21865	HD 29985	OPD+HARPS	4372	23.4	0.28 ± 0.49
HIP 23516	CD-23 2363	HARPS	4157	39.2	0.18 ± 0.52
HIP 27397	L 810-58	HARPS	4106	37.9	0.08 ± 0.53
HIP 30158	HD 44665	HARPS	5726	12.6	1.66 ± 0.29
HIP 31476	HD 46872	OPD	6200	37.1	2.50 ± 0.22
HIP 35651	HD 57568	HARPS	4792	13.0	0.63 ± 0.43
HIP 39506	HD 66573	OPD	5823	11.35	1.70 ± 0.28
HIP 41211	HD 70958	OPD	6321	2.72	1.51 ± 0.20
HIP 45637	HD 80545	HARPS	4372	29.6	0.39 ± 0.49
HIP 53217	HD 94340	OPD	5837	129.5	2.93 ± 0.27
HIP 54599	HD 97089	OPD	6208	8.59	1.88 ± 0.22
HIP 54677	HD 97233	OPD	4351	61.3	0.71 ± 0.50
HIP 57058	BD+05 2529	OPD	4250	77.8	0.69 ± 0.51
HIP 63833	HD 113538	OPD+HARPS	4140	31.4	0.05 ± 0.53
HIP 65924	L 546-157	HARPS	4140	30.0	0.03 ± 0.53
HIP 66675	HD 118926	HARPS	4003	40.0	-0.07 ± 0.55
HIP 67487	HD 120467	OPD+HARPS	4386	32.35	0.45 ± 0.49
HIP 68337	HD 122120	OPD	4469	43.33	0.71 ± 0.48
HIP 70924	HD 126999	HARPS	4466	20.7	0.37 ± 0.48
HIP 70956	HD 127339	HARPS	4072	76.5	0.39 ± 0.54
HIP 71469	HD 128429	OPD+HARPS	6450	12.93	2.20 ± 0.18
HIP 72875	HD 131582	OPD	4803	28.24	0.98 ± 0.43
HIP 78400	HD 143333	OPD	6247	14.1	2.11 ± 0.21
HIP 78716	HD 143846	OPD	5856	21.81	2.00 ± 0.27
HIP 82588	HD 152391	OPD+HARPS	5461	33.58	1.83 ± 0.33
HIP 87062	BD-08 4501	HARPS	5479	42.4	1.96 ± 0.33
HIP 102332	BD-21 5811	HARPS	4258	22.5	0.09 ± 0.51
HIP 104092	HD 200779	HARPS	4276	13.7	-0.09 ± 0.51
HIP 105858	HD 203608	HARPS	6252	41.2	2.59 ± 0.21
HIP 106147	HD 204587	HARPS	4257	35.5	0.29 ± 0.51
HIP 114980	HD 219495	HARPS	4649	31.78	0.82 ± 0.45
HIP 116740	HD 222317	OPD	5693	44.52	2.19 ± 0.30

A forma como aplicamos o teste do lítio para nossos objetos foi por meio da comparação com curvas isócronas traçadas no plano $A(\text{Li})$ vs. T_{ef} , como as da Figura 3.4. Outro trabalho que encontramos que oferece essas curvas é o de Soderblom (1983), mas nesse caso o autor as construiu a partir da tendência observada nos aglomerados Híades

e Ursa Maior, descrita por curvas de segunda ordem, conforme a Figura 4.2, onde as cinco linhas sólidas em sequência representam idades de 0 a 4 Ga e a que as atravessa é a trajetória evolutiva de uma estrela de massa solar. Em especial, essas foram as isócronas que RP02 utilizaram para obter seus resultados, e faremos a comparação com os nossos mais adiante.

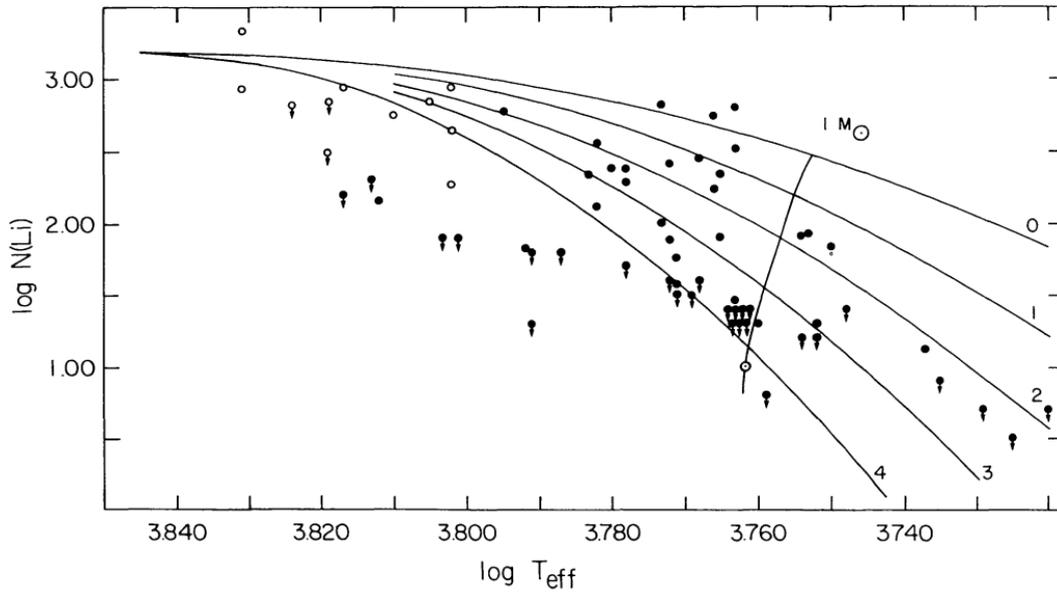


FIGURA 4.2. Curvas isócronas de 0 a 4 Ga indicadas no plano $A(\text{Li})$ vs. T_{eff} , com pontos variados representando dados de estrelas de campo. A curva sólida que atravessa as isócronas representa a trajetória evolutiva de uma estrela de massa solar. Figura 3 de Soderblom (1983).

Na Figura 4.3 mostramos as isócronas de ambos os trabalhos e os nossos dados. As linhas tracejadas são de Soderblom (1983) e as sólidas são de Xiong & Deng (2009), cada uma cuja idade está indicada na legenda; a sigla SPIZ, nas curvas de Soderblom (1983), significa sequência principal de idade zero. Os triângulos invertidos representam objetos cujas abundâncias devem se tratar de limites superiores, tendo em mente a concentração de pontos na Figura 3.12 para $A(\text{Li}) \lesssim 1.5$ dex, enquanto os preenchimentos representam idades cromosféricas conforme a barra de cor. Os numerais ao lado de algumas dessas estrelas são referências para características relevantes, exibidas na Tabela 4.2: número associado na Figura, identificações HIP e HD, tipo espectral, idade cromosférica, temperatura efetiva e abundância de lítio; assim como na Tabela 4.1, nomes HD em negrito representam os nomes apresentados nos espectros das Figuras 3.8 e 3.9 — para o restante foi apresentado o nome HIP. A incerteza típica na temperatura está indicada na parte inferior da Figura, à esquerda; as incertezas nos valores de $A(\text{Li})$ foram propagadas a partir da fórmula produzida pela regressão (Equação 3.1) e

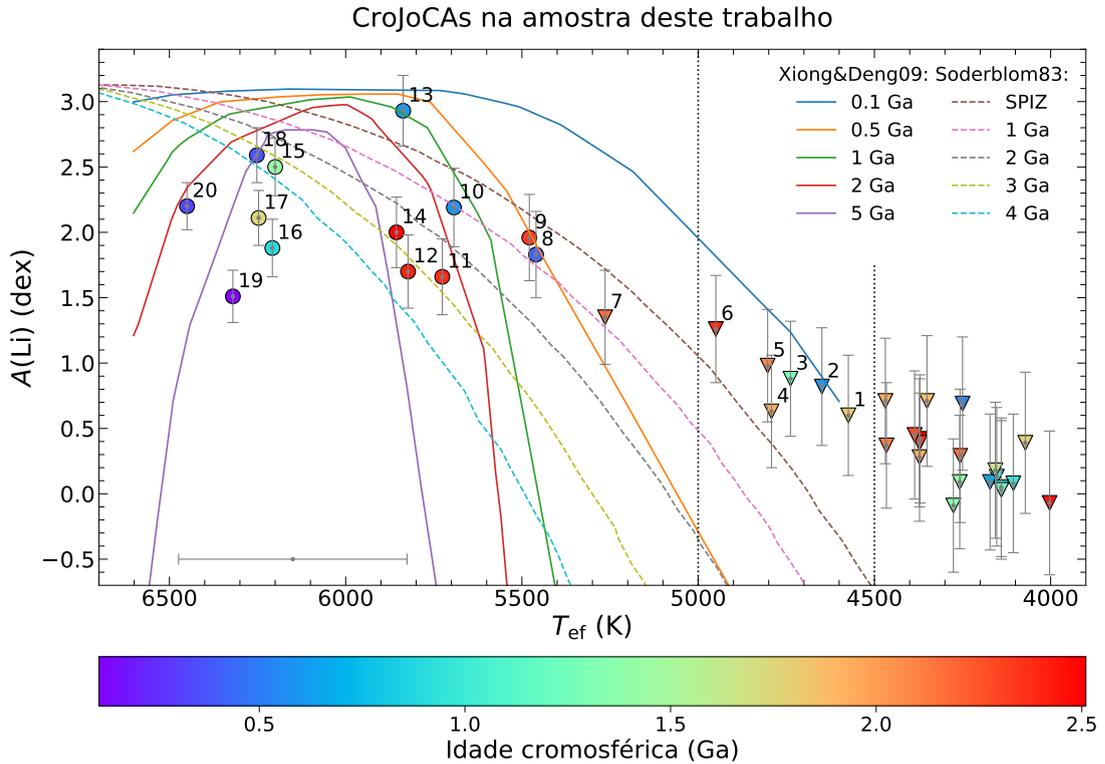


FIGURA 4.3. Estrelas CroJoCAs no espaço $A(\text{Li})$ vs. T_{ef} e curvas isócronas de Soderblom (1983) (tracejadas) e de Xiong & Deng (2009) (sólidas). Triângulos invertidos representam objetos cujas abundâncias devem se tratar de limites superiores, enquanto os preenchimentos indicam a idade cromosférica obedecendo à barra de cor. As linhas pontilhadas em cinza apenas dividem as regiões de temperatura mencionadas no texto. A sigla SPIZ, na parte legenda associada às curvas de Soderblom (1983) significa sequência principal de idade zero. A incerteza típica em T_{ef} está indicada na região inferior à esquerda.

dependem apenas da temperatura, pois não estimamos um valor associado a larguras equivalentes. Vale destacar como as barras de erro ficam maiores para estrelas mais frias, as quais concentram valores de $A(\text{Li}) < 1$ dex.

Dividimos a Figura 4.3 em três regiões, separadas por linhas pontilhadas pretas, para tecer alguns comentários sobre ela. O primeiro aspecto que destacamos é o fato das estrelas mais frias² ($T_{\text{ef}} < 4500$ K, região não coberta por nossa amostra calibradora, vale lembrar) não serem contempladas pelas previsões de isócronas. Xiong & Deng (2009) argumentam que esses objetos devem ter depletado o lítio — ao menos uma fração considerável — antes de atingirem a sequência principal, de modo que é coerente que suas isócronas não cheguem a alcançar esses objetos. Com relação às curvas de Soderblom (1983), a linha mais jovem (marrom tracejada, de idade zero) fica mais distante ainda, chegando a $A(\text{Li}) = 0$ dex em $T_{\text{ef}} \sim 4700$ K. Como, nesse caso, as

²A linha pontilhada preta traçada neste valor de temperatura não cobre a totalidade do eixo vertical para não atrapalhar a legenda.

TABELA 4.2. Tabela com informações relevantes de estrelas CroJoCAs, que aparecem enumeradas na Figura 4.3, com valores de $A(\text{Li})$ estimados nesse trabalho e $T_{\text{ef}} > 4500$ K.

#	HIP	HD/BD/CD	Tipo espectral (SIMBAD)	Idade cromosférica Ga	T_{ef} K	$A(\text{Li})$ dex
-	-	-	-	Ga	K	dex
1	HIP 13841	CD-37 1105	K5Vk: ^(a)	1.81	4574	0.60
2	HIP 114980	HD 219495	K4Vk: ^(a)	0.60	4649	0.82
3	HIP 20093	BD-10 887	K3.5Vk: ^(a)	1.28	4738	0.88
4	HIP 35651	HD 57568	K3V ^(b)	1.93	4792	0.63
5	HIP 72875	HD 131582	K3V ^(c)	2.08	4803	0.98
6	HIP 10977	HD 14680	K2+V ^(a)	2.37	4950	1.26
7	HIP 10138	HD 13445	K1.5V ^(d)	2.16	5264	1.35
8	HIP 82588	HD 152391	G8.5Vk: ^(a)	0.42	5460	1.83
9	HIP 87062	BD-08 4501	sdF8 ^{(e)*}	2.33	5479	1.96
10	HIP 116740	HD 222317	G8 ^(f)	0.59	5693	2.19
11	HIP 30158	HD 44665	G5V ^(g)	2.37	5726	1.66
12	HIP 39506	HD 66573	G5VFe-1.3CH-1 ^(a)	2.41	5823	1.70
13	HIP 53217	HD 94340	G4V ^(h)	0.60	5837	2.93
14	HIP 78716	HD 143846	G0V ^(a)	2.50	5856	2.00
15	HIP 31476	HD 46872	F7V ⁽ⁱ⁾	1.42	6200	2.50
16	HIP 54599	HD 97089	G0V ⁽ⁱ⁾	0.90	6208	1.88
17	HIP 78400	HD 143333	F8V ^(j)	1.74	6247	2.11
18	HIP 105858	HD 203608	F9VFe-1.4CH-0.7 ^(a)	0.38	6252	2.59
19	HIP 41211	HD 70958	F6V ^(j)	0.11	6320	1.51
20	HIP 71469	HD 128429	F6V ^(a)	0.33	6450	2.20

Referências para o tipo espectral: ^(a)Gray et al. (2006), ^(b)Houk & Smith-Moore (1988), ^(c)Koen et al. (2010), ^(d)Keenan & McNeil (1989), ^(e)Münch (1944), ^(f)Bidelman (1985), ^(g)Houk (1978), ^(h)Torres et al. (2006), ⁽ⁱ⁾Houk & Swift (1999), ^(j)Abt (2009).

*Seguindo publicação mais recente, a base do SIMBAD também registra essa estrela como F5 (Bidelman, 1985).

curvas são extrapoladas de uma relação empírica, isso também pode atestar o cenário de depleção pré-sequência principal para essas estrelas.

A segunda região é a das estrelas com $5000 \text{ K} > T_{\text{ef}} > 4500 \text{ K}$ (ainda com resultados extrapolados a partir da nossa amostra calibradora, que contava apenas com estrelas com $T_{\text{ef}} > 5000 \text{ K}$), que têm idades entre 0.1 Ga e 0.5 Ga segundo as isócronas de Xiong & Deng (2009), enquanto suas idades cromosféricas estão entre 0.5 Ga e 2.5 Ga — o menor desses valores está associado à estrela HIP 114980 (#2), que caiu sobre a curva de 0.1 Ga. Pelas curvas de Soderblom (1983), nenhum desses objetos parece ter atingido a sequência principal de idade zero. Assim, nessa região, nenhuma das estrelas apresentam idades cromosféricas menores do que idades de lítio, para qualquer conjunto de isócronas. Ademais, ainda se tratam de apenas objetos de tipo espectral K.

TABELA 4.3. Tabela com informações relevantes dos 12 objetos CroJoCAs da Figura 4.3 cujas idades de lítio são maiores do que as cromosféricas, qualquer que seja o conjunto de isócronas. As siglas S83 e X09 significam indicam os conjuntos de curvas para os quais isso acontece, Soderblom (1983) ou Xiong & Deng (2009), respectivamente, com os asteriscos apontando casos suspeitos; na última coluna, as idades estão indicadas entre colchetes para informar entre quais curvas cada ponto se encontra.

#	Identificação	Tipo espectral (SIMBAD)	Idade cromosférica Ga	T_{ef} K	$A(\text{Li})$ dex	Seleção	Idade isocronal (Li) Ga
8	HD 152391	G8.5Vk:	0.42	5460	1.83	S83*, X09	S83: [0, 1] X09: [0.5, 1]
10	HD 222317	G8	0.59	5693	2.19	S83, X09	S83: [1, 2] X09: [1, 2]
11	HIP 30158	G5V	2.37	5726	1.66	S83*, X09*	S83: [2, 3] X09: [2, 5]
12	HIP 39506	G5VFe-1.3CH-1	2.41	5823	1.70	S83, X09*	S83: [3, 4] X09: [2, 5]
13	HD 94340	G4V	0.60	5837	2.93	S83, X09*	S83: i_0 X09: [0.5, 1]
14	HIP 78716	G0V	2.50	5856	2.00	S83*, X09*	S83: [2, 3] X09: [2, 5]
15	HIP 31476	F7V	1.42	6200	2.50	S83, X09	S83: [3, 4] X09: i_5
16	HIP 54599	G0V	0.90	6208	1.88	S83, X09	S83: i_4 X09: i_5
17	HD 143333	F8V	1.74	6247	2.11	S83, X09	S83: i_4 X09: i_5
18	HIP 105858	F9VFe-1.4CH-0.7	0.38	6252	2.59	S83, X09	S83: [3, 4] X09: $\gtrsim 5$
19	HIP 41211	F6V	0.11	6320	1.51	S83, X09	S83: i_4 X09: i_5
20	HD 128429	F6V	0.33	6450	2.20	S83, X09	S83: i_4 X09: [2, 5]

Sobram 14 objetos na terceira região, onde $T_{\text{ef}} > 5000$ K. Nesse grupo, há apenas uma estrela K (HIP 10138, #7), não surpreendentemente a mais fria nessa faixa. No entanto, agora aparecem os casos que procuramos, para os quais as idades das isócronas são maiores do que as cromosféricas, assim podendo atestar um cenário de coalescência. Comparando primeiro com as curvas de Xiong & Deng (2009), as estrelas HIP 10138 (#7) e HIP 87062 (#9) não seguem este cenário, apresentando idades cromosféricas visivelmente maiores do que as indicadas pelas curvas. As estrelas HIP 30158 (#11), HIP 39506 (#12) e HIP 78716 (#14) se encontram entre as curvas de 2 Ga e 5 Ga, ao passo que suas idades cromosféricas são 2.37 Ga, 2.41 Ga e 2.5 Ga. Por uma estimativa grosseira visual, vemos que a estrela #11 parece estar mais próxima da isócrona de 2 Ga, e as outras duas parecem mais próximas da curva de 5 Ga, deixando essas como

suspeitas mais promissoras. Outra suspeita é a HD 94340 (#13), a mais rica em Li das que observamos, entre as linhas de 0.5 Ga e 1 Ga, com idade cromosférica de 0.6 Ga. Por fim, o restante das estrelas dessa região são os melhores candidatos a casos que buscamos com o teste do lítio, a saber: HD 152391 (#8), HD 222317 (#10), HIP 31476 (#15), HIP 54599 (#16), HD 143333 (#17), HIP 105858 (#18), HIP 41211 (#19) e HD 128429 (#20).

Com as curvas de Soderblom (1983), a maioria dos objetos mais quentes que 5000 K de fato apresentam idades cromosféricas menores do que as isócronas apontam. As estrelas HIP 10138 (#7) e HIP 87062 (#9), entre as curvas de idade zero e 1 Ga, não seguem esse cenário, assim como para o conjunto de Xiong & Deng (2009). Casos suspeitos incluem HD 152391 (#8), entre as curvas de SPIZ e de 1 Ga, com idade cromosférica de 0.42 Ga, além de HIP 30158 (#11) e HIP 78716 (#14), entre as curvas de 2 Ga e 3 Ga, com idades cromosféricas de 2.37 Ga e 2.5 Ga, respectivamente. Além dessas 3 suspeitas, totalizam-se em 9 as ocorrências apresentando uma quantidade de lítio que aponta para uma idade mais avançada do que a AC sugere: HD 222317 (#10), HIP 39506 (#12), HD 94340 (#13), HIP 31476 (#15), HIP 54599 (#16), HD 143333 (#17), HIP 105858 (#18), HIP 41211 (#19) e HD 128429 (#20).

Em suma, os objetos que procuramos, cuja abundância de lítio indica serem mais velhos do que a AC aponta, apenas aparecem na terceira região, onde $T_{\text{ef}} > 5000$ K. Eles estão listados na Tabela 4.3, que é basicamente a Tabela 4.2 filtrada e com as idades apontadas pelas isócronas. As estrelas de #15 a #20 apresentam idades cromosféricas bem mais jovens do que as de lítio.

4.1.2 Abundâncias de Aguilera-Gómez et al. (2018)

Buscamos dados da literatura para comparar com os nossos resultados, mais especificamente através do levantamento oferecido no trabalho de Aguilera-Gómez et al. (2018, doravante AG18), que compilaram a maior amostra de abundâncias de lítio que encontramos, com 2318 estrelas. O mesmo processo seguido na seção anterior resulta na Figura 4.4, com os respectivos rótulos de identificação referentes às informações apresentadas na Tabela 4.4.

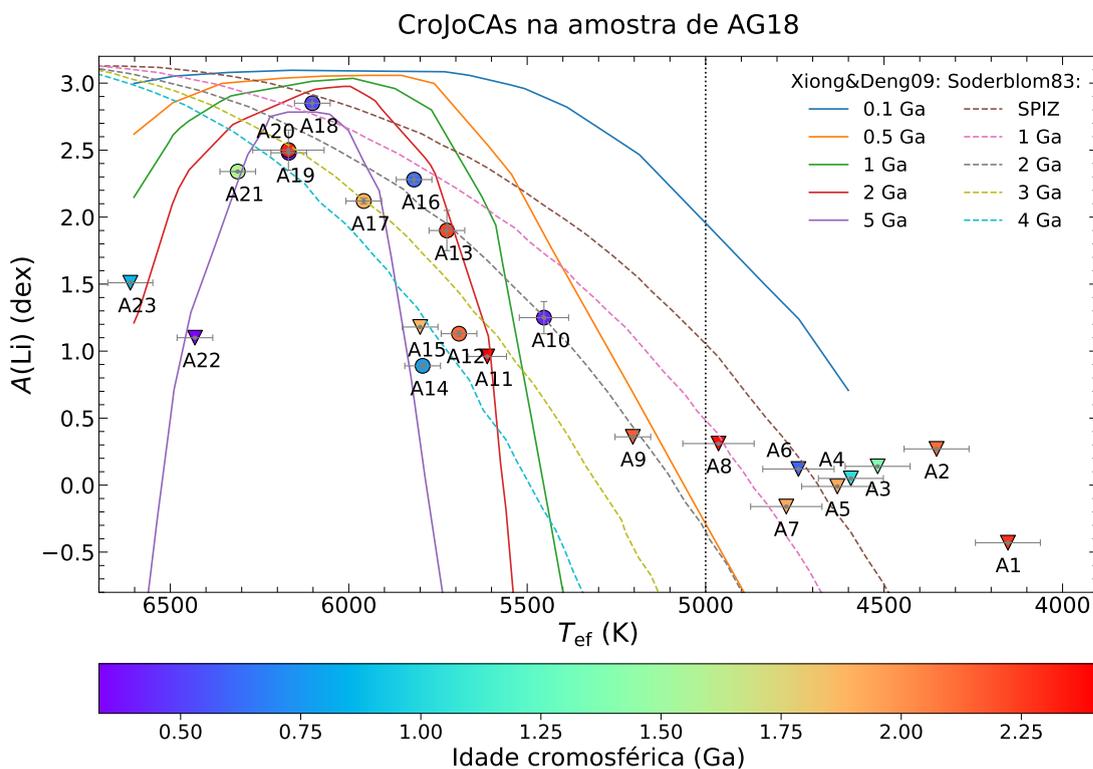


FIGURA 4.4. Estrelas CroJoCAs no espaço $A(\text{Li})$ vs. T_{ef} com dados de AG18. Símbolos, curvas e barra de cor seguem a legenda da Figura 4.3, exceto pela linha pontilhada em $T_{\text{ef}} = 4500$ K, não exibida aqui.

Não fizemos uma segregação para $T_{\text{ef}} < 4500$ K pois apenas dois objetos se enquadram nesse critério (#A1 e #A2). A exemplo do que ocorreu nos nossos resultados, as estrelas mais frias do que 5000 K não parecem ser sensíveis ao teste do lítio. De #A1 até #A8 são todas estrelas de tipo K e mais frias do que 5000 K, das quais o único caso suspeito é #A6 (HIP 114980), com idade cromosférica de 0.6 Ga e posicionado entre curvas de 0 e 1 Ga de Soderblom (1983).

Apenas uma estrela mais quente do que 5000 K é de tipo K (#A9), e também é um caso suspeito, novamente considerando as curvas de Soderblom (1983). Entre as demais, destacamos os casos #A11, #A12 e #A13 também como suspeitos considerando as curvas de Xiong & Deng (2009), mas cromosféricamente mais jovens do que idades de lítio de Soderblom (1983); o contrário vale para a suspeita #A18, entre as curvas de 0 e 1 Ga nas curvas pontilhadas e 2 e 5 Ga nas curvas sólidas, com idade cromosférica de 0.53 Ga. As 10 restantes parecem ser mais velhas segundo o lítio do que a AC em ambos conjuntos e as detalhamos, junto com as suspeitas, na Tabela 4.5.

A Figura 4.5 compara as temperaturas e abundâncias de AG18 com as nossas,

TABELA 4.4. Tabela com informações relevantes de CroJoCAs da amostra de Aguilera-Gómez et al. (2018) que aparecem enumeradas na Figura 4.4.

#	Identificação	Tipo espectral (SIMBAD)	Idade cromosférica Ga	T_{ef} (AG18) K	$A(\text{Li})$ (AG18) dex
A1	HIP 67487	K6Va ^(d)	2.28	4153 ± 91	-0.43
A2	HIP 104217	K7V ^(d)	2.11	4353 ± 91	0.27
A3	HIP 104092	K6V ^(c)	1.38	4518 ± 91	0.14
A4	HIP 104214	K5V ^(d)	1.03	4593 ± 91	0.05
A5	HIP 21865	K6V ^(a)	1.93	4631 ± 100	-0.01
A6	HIP 114980	K4Vk ^(a)	0.6	4740 ± 100	0.12
A7	HIP 35651	K3V ^(b)	1.93	4774 ± 100	-0.16
A8	HIP 10977	K2+V ^(a)	2.37	4964 ± 100	0.31
A9	HD 13445	K1.5V ^(d)	2.16	5204 ± 50	0.36
A10	HD 152391	G8.5Vk ^(a)	0.42	5453 ± 69	1.25 ± 0.12
A11	HIP 39506	G5VFe-1.3CH-1 ^(a)	2.41	5612 ± 54	0.96
A12	HIP 42575	G3V ^{(k)*}	2.13	5691 ± 50	1.13 ± 0.02
A13	HIP 57450	sdG0 ^{(l)**}	2.23	5725 ± 50	1.9 ± 0.15
A14	HIP 88622	G2V ⁽ⁱ⁾	0.78	5793 ± 50	0.89 ± 0.02
A15	HIP 6159	G3V ⁽ⁱ⁾	1.89	5800 ± 50	1.18
A16	HIP 87533	F8/G0V ⁽ⁱ⁾	0.63	5817 ± 50	2.28 ± 0.03
A17	HIP 44075	G2VFe-1.8CH-1 ^(a)	1.9	5958 ± 50	2.12 ± 0.02
A18	HIP 108056	G0 ^(m)	0.53	6102 ± 50	2.85 ± 0.04
A19	HIP 105858	F9VFe-1.4CH-0.7 ^(a)	0.38	6168 ± 50	2.48 ± 0.00
A20	HIP 87062	sdF8 ^{(e)***}	2.33	6169 ± 100	2.5 ± 0.15
A21	HIP 64583	F6VFe-0.4 ^(a)	1.57	6311 ± 50	2.34 ± 0.00
A22	HD 128429	F6V ^(a)	0.33	6431 ± 50	1.1
A23	HIP 89348	F5V ⁽ⁿ⁾	0.87	6612 ± 63	1.51

Referências para o tipo espectral seguindo mesmas letras utilizadas na Tabela 4.2, adicionando-se as abaixo, a partir da letra k : ^(k)Eggen (1962), ^(l)Roman (1955), ^(m)Turon et al. (1993), ⁽ⁿ⁾Cowley (1976).

*Seguindo publicação mais recente, a base do SIMBAD também registra essa estrela como G0V (Cannon & Pickering, 1993).

**Seguindo publicação mais recente, a base do SIMBAD também registra essa estrela como G0wl (Bidelman, 1985).

***Seguindo publicação mais recente, a base do SIMBAD também registra essa estrela como F5 (Bidelman, 1985).

identificando por escrito os objetos CroJoCAs. No painel A, as temperaturas concordam entre si dentro das incertezas, exceto por um ponto em que nosso valor é menor; alguns pontos parecem não ter barra de erro horizontal por conta da escala. No painel B, considerando as barras de erro, é visível como estamos sistematicamente superestimando a maioria dos valores de $A(\text{Li})$, mais especificamente por até ~ 1.1 dex; pontos sem barra de erro na horizontal representam limites superiores para $A(\text{Li})$ de AG18. Esse comportamento deve ser proveniente das nossas medidas de larguras equivalentes, especialmente pelo fato da nossa resolução não ser capaz de separar a linha de Fe I em

TABELA 4.5. Tabela com informações relevantes dos 16 objetos CroJoCAs da amostra de Aguilera-Gómez et al. (2018) com $A(\text{Li})$ com $T_{\text{ef}} > 5000$ K (+ HIP 114980) da Figura 4.4, cujas idades de lítio são maiores do que as cromosféricas em algum conjunto de isócronas. As colunas são as mesmas da Tabela 4.3.

#	Identificação	Tipo espectral (SIMBAD)	Idade cromosférica Ga	T_{ef} (AG18) K	$A(\text{Li})$ (AG18) dex	Seleção	Idade isocronal (Li) Ga
A6	HIP 114980	K4Vk	0.60	4740	0.12	S83*	S83: [0, 1] X09: [0.1, 0.5]
A9	HD 13445	K1.5V	2.16	5204	0.36	S83*	S83: [0, 1] X09: [0.1, 0.5]
A10	HD 152391	G8.5Vk:	0.42	5453	1.25	S83, X09	S83: [2, 3] X09: [0.5, 1]
A11	HIP 39506	G5VFe-1.3CH-1	2.41	5612	0.96	S83, X09*	S83: [3, 4] X09: [2, 5]
A12	HIP 42575	G3V	2.13	5691	1.13	S83, X09*	S83: [3, 4] X09: [2, 5]
A13	HIP 57450	sdG0	2.23	5725	1.90	S83*, X09*	S83: [2, 3] X09: [2, 5]
A14	HIP 88622	G2V	0.78	5793	0.89	S83, X09	S83: i^4 X09: [2, 5]
A15	HIP 6159	G3V	1.89	5800	1.18	S83, X09	S83: i^4 X09: [2, 5]
A16	HIP 87533	F8/G0V	0.63	5817	2.28	S83, X09	S83: [1, 2] X09: [2, 5]
A17	HIP 44075	G2VFe-1.8CH-1	1.90	5958	2.12	S83, X09	S83: [3, 4] X09: i^5
A18	HIP 108056	G0	0.53	6102	2.85	S83*, X09	S83: [0, 1] X09: [2, 5]
A19	HIP 105858	F9VFe-1.4CH-0.7	0.38	6168	2.48	S83, X09	S83: [3, 4] X09: i^5
A20	HIP 87062	sdF8	2.33	6169	2.50	S83, X09	S83: [3, 4] X09: i^5
A21	HIP 64583	F6VFe-0.4	1.57	6311	2.34	S83, X09	S83: i^4 X09: [2, 5]
A22	HD 128429	F6V	0.33	6431	1.10	S83, X09	S83: i^4 X09: i^5
A23	HIP 89348	F5V	0.87	6612	1.51	S83, X09	S83: i^4 X09:[1, 2]

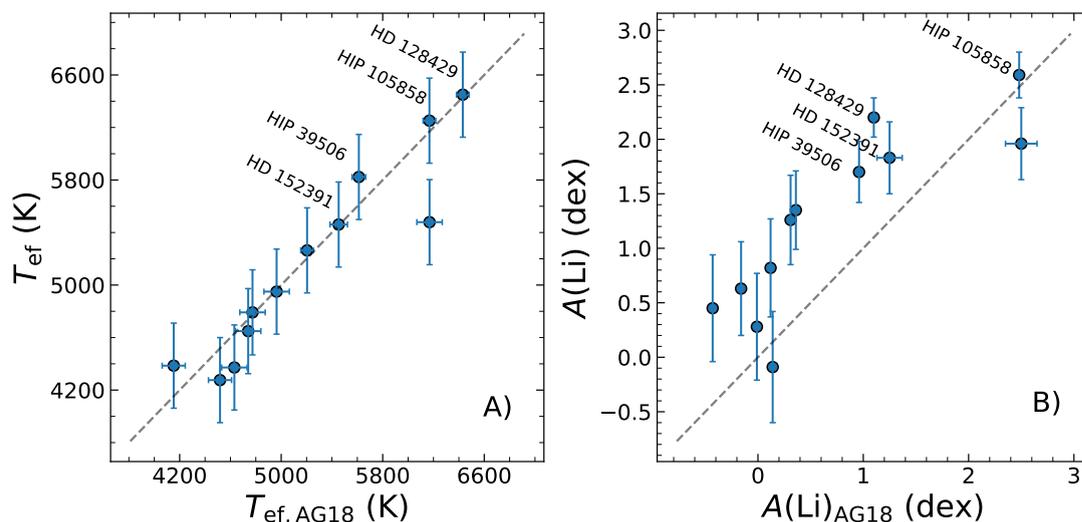


FIGURA 4.5. Comparações de nossas T_{ef} (painel A) e $A(\text{Li})$ (painel B), nos eixos verticais, com as de Aguilera-Gómez et al. (2018), nos eixos horizontais. A linha tracejada em cinza indica a proporção 1:1.

$\lambda \sim 6707.4$, de forma que acabamos incluindo essa contribuição na linha que associamos ao Li. Isso não representa um risco de identificarmos falsos potenciais coalescidos pois estes são, via de regra, objetos com menor $A(\text{Li})$, podendo estar até excluindo casos que talvez fossem selecionados com valores mais apropriados. Apenas em um ponto (não CroJoCA) a abundância foi subestimada.

Mesmo com esse comportamento em mente, registramos os 4 objetos selecionados tanto na nossa amostra quanto na de AG18, incluindo casos suspeitos: HD 152391 (#8, #A10), HIP 39506 (#12, #A11), HIP 105858 (#18, #A19) e HD 128429 (#20, #A22).

4.1.3 Comparação com resultados de Rocha-Pinto et al. (2002)

No trabalho de RP02, os autores selecionaram 29 estrelas CroJoCAs através do mesmo formalismo que usamos aqui, descrito na Seção 2.2, e apresentaram abundâncias de lítio para 10 delas. No entanto, dois aspectos centrais explicam a grande diferença numérica entre a lista desses autores e a nossa, com 84. A primeira delas é o tamanho de cada amostra: enquanto nossa amostra conta com dados mais recentes de 1663 estrelas ativas, a seleção de RP02 foi feita com 145 estrelas ativas.

Com isso em mente, é razoável esperar que o número de objetos selecionados também aumente por um fator de ~ 10 , mas o fato de apenas triplicar ajuda a evidenciar uma outra diferença fundamental. As elipses de seleção são construídas com semieixos

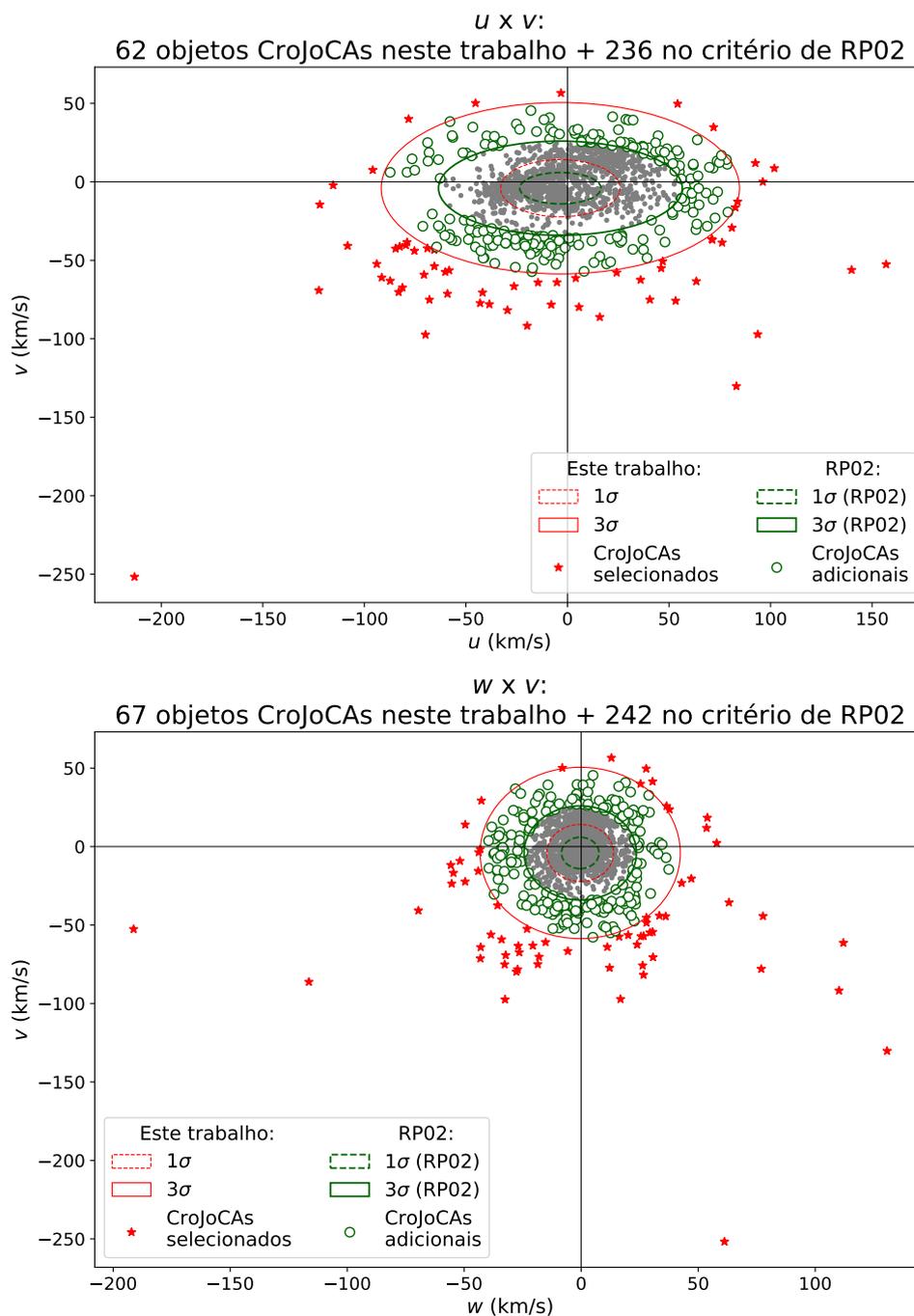


FIGURA 4.6. Estrelas da nossa amostra ativa nos espaços de velocidades uv (painel A) e wv (Painel B). Linhas sólidas representam os limites para seleção de objetos CroJoCAs: em verde para valores de dispersões de RP02 e em vermelho para os que utilizamos. Círculos em verde vazios são objetos adicionais que seriam selecionados enquanto estrelas vermelhas indicam a seleção feita neste trabalho.

representando as dispersões nas respectivas velocidades espaciais (u, v, w) . Os valores usados no trabalho de RP02 correspondem à dispersão da população estelar mais jovem de sua amostra, com idades de 0 a 1 Ga, resultando em $\sigma_{u,v,w} = (20, 10, 8)$ km/s. No nosso trabalho, por outro lado, segregamos estrelas ativas de inativas na falha de Vaughan-Preston (ativas apresentando $\log R'_{\text{HK}} \geq -4.75$ dex), associando uma idade de 2.55 Ga a essa descontinuidade através da relação idade-AC de Mamajek & Hillenbrand (2008); com isso, encontramos os respectivos valores de dispersão com a relação idade-dispersão de velocidades de Almeida-Fernandes & Rocha-Pinto (2018), resultando em $\sigma_{u,v,w} \approx (29, 18, 14)$ km/s. O resultado desse aumento nos eixos das elipses são mais de 200 objetos adicionais que também seriam selecionados como CroJoCAs, o que inclusive aumenta a lista de forma a atingir o fator de ~ 10 que mencionamos anteriormente. Isso pode ser visto na Figura 4.6, onde os círculos em verde vazios representam todos os objetos que seriam selecionados caso usássemos os valores de RP02.

Além dessas duas, eventuais diferenças entre os valores de AC das nossas amostras também poderiam ser uma fonte de divergência, de forma que algumas estrelas ativas poderiam aparecer como inativas, ou o contrário. Não analisamos a fundo essa possibilidade, mas constatamos que na lista de RP02 há apenas duas estrelas que na nossa amostra aparecem como inativas. Lembramos também da natureza cíclica da AC como uma possível explicação. Ademais, 5 das estrelas desses autores não constam na nossa amostra ativa, talvez por um problema durante a compilação dos três catálogos mencionados na Seção 2.2.

No fim das contas, nossa lista de objetos CroJoCAs contém apenas 6 dos objetos constantes na de RP02, dos quais apenas 2 tiveram $A(\text{Li})$ estimadas no nosso trabalho. São eles (entre parênteses a identificação HD e os números em referência à Tabela 4.1, nos casos em que calculamos abundâncias): HIP 6159 (HD 7983), HIP 10138 (HD 13445, #7), HIP 72875 (HD 131582), HIP 82588 (HD 152391, #8), HIP 88622 (HD 165401) e HIP 57450 (BD +51 1696). Nos dois casos em que abundâncias foram estimadas em ambos trabalhos (HIP 10138/HD 13445, #7, $A(\text{Li}) = 1.35$ dex, $A(\text{Li})_{\text{RP02}} = 0.50$ dex; HIP 82588/HD 152391, #8, $A(\text{Li}) = 1.83$ dex, $A(\text{Li})_{\text{RP02}} = 1.10$ dex), nossos valores estão superestimados, conforme esperado.

Como conclusão, RP02 comentam que 7 estrelas de sua lista se adequam ao teste do lítio: HD 20766, HD 106516, HD 131977, HD 149661, HD 152391, HD 165401, BD

+15 3364. Dessas, a única que também selecionamos foi HD 152391 (#8 na Tabela 4.2).

4.2 Companheiras anãs brancas?

Na Seção 2.1, oferecemos duas hipóteses de origem para estrelas CroJoCAs: coalescência de binárias de curto período e aumento de rotação por acreção de vento, às quais nos referiremos daqui pra frente apenas como coalescência e acreção, respectivamente. Independentemente do cenário de formação, a ausência de lítio deve ter o mesmo efeito de apontar idades avançadas. No entanto, um teste adicional pode ser feito na hipótese da acreção: atestar a presença de uma companheira anã branca. O resultado de uma fusão suave entre duas anãs da sequência principal muito provavelmente não deixa rastros evidentes de alterações em composição química, uma vez que as componentes, no mesmo estágio evolutivo, devem ser muito semelhantes nesse aspecto. A análise do lítio é uma alternativa a essa limitação; ainda que a binariedade afete as taxas de depleção em algum nível, sistemas binários parecem na verdade ter o efeito de abreviar este processo (e.g. Chen et al., 2001; Anthony-Twarog et al., 2009), de forma que estrelas com pouco lítio devem realmente ser objetos mais evoluídos.

A proposta de Jeffries & Stevens (1996) visa explicar a ocorrência de estrelas que eles chamaram WIRRings, do inglês *wind-accretion induced rapidly rotating stars*, para estrelas de alta rotação induzida por acreção de vento. Nesse caso, porém, devem estar presentes também assinaturas de uma composição química peculiar, como comentamos antes. Em especial, elementos do processo lento de captura de nêutrons (processo s) podem denunciar uma troca material entre uma estrela AGB e sua companheira. Este sistema seria visto hoje composto por uma anã branca (decorrente da evolução da AGB doadora de massa) e (no caso abordado por esses autores) uma anã K com alta taxa de rotação, após acreção também de momento angular. Este cenário tem grande potencial para produzir objetos que podemos chamar de CroJoCAs — talvez não obedecendo especificamente aos critérios que escolhemos utilizar aqui, e nem considerando apenas anãs K, mas sob o ponto de vista de que o sistema inclui uma anã de sequência principal mais velha do que seu nível de atividade sugere.

Parsons et al. (2016) propuseram uma metodologia para buscar anãs FGK acompanhadas de uma anã branca utilizando dados fotométricos providos pela missão GALEX

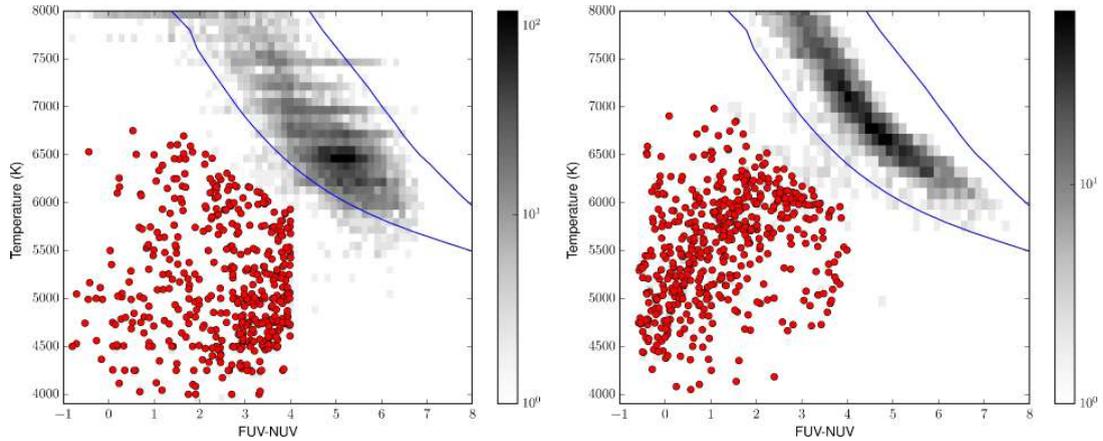


FIGURA 4.7. Espaço de cor–temperatura para dados dos catálogos GALEX, RAVE e LAMOST, mostrando a região que compreende a sequência principal entre as duas linhas azuis e candidatas a anãs FGK com companheiras anãs brancas (círculos vermelhos). Figuras 1 e 2 de Parsons et al. (2016).

(Martin et al., 2005), dedicada à região ultravioleta (UV) do espectro, em conjunto com os catálogos RAVE (DR4, Kordopatis et al., 2013) e LAMOST (DR1, Luo et al., 2015), que oferecem espectros de anãs FGK. Com o GALEX, os autores buscaram por objetos com magnitudes disponíveis nos filtros de UV próximo (NUV) e distante (FUV), enquanto os outros dois catálogos foram usados para obtenção de temperaturas.

A Figura 4.7 ilustra o critério de seleção utilizado para determinar as candidatas no espaço de cor ($FUV - NUV$) contra temperatura. As linhas em azul delimitam a população de sequência principal ($3.5 \text{ dex} < \log g < 5.0 \text{ dex}$, $-3.0 \text{ dex} < \log Z < 1.0 \text{ dex}$) segundo espectros sintéticos calculados com o código PHOENIX, e os pontos vermelhos representam as estrelas selecionadas. Para uma dada temperatura, as estrelas selecionadas devem ter o índice de cor ($FUV - NUV$) pelo menos 1.5 mag menor do que o limite mais azul da sequência principal, além de uma incerteza máxima de 0.2 mag em ambos filtros. Um corte em $(FUV - NUV) < 4 \text{ mag}$ também é utilizado para evitar uma potencial sobreposição de objetos suspeitos com os de sequência principal na amostra do RAVE.

Das 4401 estrelas da nossa amostra, encontramos 2584 em comum com o GALEX, das quais 50 são CroJoCAs. Com essa lista, tentamos reproduzir a metodologia de Parsons et al. (2016), cruzando esses dados com os do GALEX. Aplicando o limite de incerteza para as magnitudes FUV e NUV, os objetos em comum caem para 1030, sendo 10 CroJoCAs, conforme exibimos na Figura 4.8. As linhas em preto seguem

os mesmos critérios desses autores³; a linha cinza em $(FUV - NUV) = 4$ dex é o mesmo limite utilizado na Figura 4.7, dividindo a amostra em pontos amarelos e verdes, com índices $FUV - NUV$ maiores e menores que 4 dex, respectivamente. Círculos vermelhos representam estrelas ativas, independentemente do índice de cor, e losangos azuis indicam os objetos CroJoCAs. A incerteza típica das temperaturas usadas é de 324 K (Andrae et al., 2018) e está indicada à esquerda com uma barra marrom.

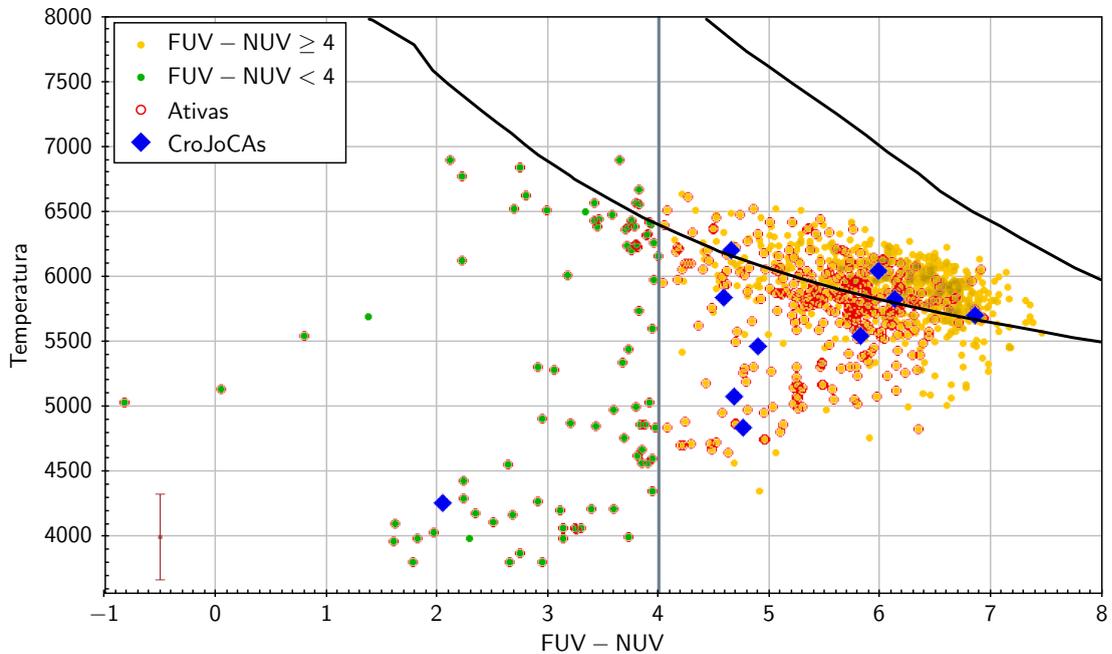


FIGURA 4.8. Temperatura contra índice de cor ($FUV - NUV$) para nossa amostra. A linha vertical cinza divide a Figura em estrelas com $(FUV - NUV) \geq 4$ mag, representadas em amarelo, ou $(FUV - NUV) < 4$ mag, representadas em verde; pontos com borda em vermelha indicam objetos ativos. As linhas pretas sólidas mostram a região que Parsons et al. (2016) consideraram a sequência principal. Losangos em azul são estrelas CroJoCAs. A incerteza típica em temperatura está indicada à esquerda pela barra de erro marrom.

Chamamos atenção para algumas situações. A primeira e mais evidente delas é o fato de nossas estrelas não se ajustarem aos limites referentes à sequência principal encontrados por Parsons et al. (2016) utilizando o PHOENIX. Isso indica que esta metodologia não parece aplicável para as temperaturas que temos, extraídas do Gaia (DR2, Andrae et al., 2018). Ademais, o procedimento não parece promissor para identificar sistematicamente objetos CroJoCAs acompanhadas de anãs brancas, mesmo com um eventual ajuste na escala de temperatura.

Destacamos também o fato de a maioria das estrelas com $(FUV - NUV) < 4$ mag serem ativas (círculos vermelhos em pontos verdes). É possível que a atividade

³Utilizamos uma ferramenta de extração de dados a partir da figura original de Parsons et al. (2016) de forma a reproduzir as curvas encontradas por eles, mas sem de fato explorarmos a biblioteca do PHOENIX.

desses objetos seja a real responsável pelo excesso no UV — ao menos na amostra que usamos aqui — ao invés da emissão por um componente quente no sistema. A presença de estrelas CroJoCAs (se notada) nessa região da Figura não necessariamente nos apontaria a presença de uma anã branca desconhecida.

Isso nos leva a um terceiro destaque: apenas um objeto CroJoCA (HIP 102119 / HD 196998) pode ser visto na região ($FUV - NUV$) < 4 mag, bastante isolado dos demais e em meio a várias estrelas ativas. Não encontramos qualquer indicativo de que esta estrela CroJoCA tenha uma companheira quente, mas mesmo se tivesse, nossos objetos não parecem se destacar através dessa metodologia, e esta ocorrência poderia ter ocorrido por puro acaso.

Além desse caminho, também consultamos o trabalho de Holberg et al. (2013), que apresentaram uma lista do que chamaram de sistemas tipo Sirius, formados por uma anã branca e uma estrela mais brilhante de tipo K ou mais anterior. Buscamos por nossos objetos CroJoCAs nessa lista, encontrando apenas uma ocorrência (HIP 10138 / HD 13445), com semi-eixo maior entre 28 e 70 U.A. (Farihi et al., 2013). A separação relatada se enquadra na dos sistemas previstos por Jeffries & Stevens (1996), apesar de Fuhrmann et al. (2014) não terem detectado excesso de Ba. Esses autores concluíram que a componente fria do sistema deve ter 10 Ga, um valor incompatível com sua AC a não ser que haja um mecanismo de rejuvenescimento. À época da publicação do trabalho de RP02, não se tinha conhecimento da companheira quente. Ademais, essa estrela possui um Júpiter-quente confirmado em sua órbita (Queloz et al., 2000).

Vale mencionar o trabalho de Bonavita et al. (2020), que recentemente detectaram uma companheira anã branca para a anã K CroJoCA HD 34865 / HIP 24874 analisando os movimentos próprios do par, separado por 85 U.A. e até então desassociado. Os autores não detectaram excesso de Ba nesse par e comentam que não puderam analisar outros elementos do processo s devido à qualidade do espectro disponível. No entanto, a ausência de lítio reportada pelo estudo — $A(\text{Li}) < 0$ dex — também indica ser uma estrela mais evoluída do que sua AC sugere. O estudo estima ainda uma idade para a anã K entre 4.3 e 6.5 Ga, e um tempo de resfriamento de ~ 700 Ma para a anã branca. Este, portanto, pode ser um caso canônico de objeto CroJoCA rejuvenescido pela interação da componente fria com a predecessora da componente quente.

Leiner et al. (2018) apresentaram uma amostra de estrelas *blue stragglers* de campo e do aglomerado NGC 188 que incluem alguns potenciais objetos CroJoCAs formados por este cenário de transferências de massa. Não temos nenhuma ocorrência em comum, mas tratam-se de sistemas com anãs FGK acompanhadas de uma anã branca, e portanto podem vir a ser alvos interessantes de investigações futuras. Uma conclusão desses autores bastante relevante no contexto do nosso trabalho é que não parece haver evidências de que a desaceleração rotacional da componente fria — posterior à acreção — seja afetada pela transferência de massa, de forma que a evolução rotacional (posterior à acreção) seria igual à de uma estrela isolada.

Por fim, Zurlo et al. (2013) apresentaram um trabalho em moldes parecidos para o sistema HD 8049 / HIP 6177, que por pouco não entrou na nossa lista de CroJoCAs, apresentando componentes $(u, v, w) \approx (27, -34, -21)$ km/s na nossa amostra; no estudo em questão, os autores encontraram velocidades heliocêntricas de $(18, -47, -28)$ km/s, que, levando em conta o movimento solar que adotamos — $(u, v, w)_{\odot} \approx (9, 13, 7)$ km/s (Almeida-Fernandes & Rocha-Pinto, 2018) —, concordam bem com os nossos valores. Se considerássemos os limites de RP02, essa estrela entraria na nossa lista.

4.3 Comentários individuais sobre objetos CroJoCAs

Nesta seção, apresentamos breves considerações sobre alguns dos nossos objetos CroJoCAs individualmente. Os que discriminamos aqui como suspeitos são os mesmos que apresentam asterisco na Tabela 4.3 para pelo menos um dos conjuntos de isócronas, enquanto os que chamamos de sobredepletados são aqueles cuja idade de lítio é maior do que cromosférica em ambos conjuntos. Evitamos comentar sobre objetos mais frios por não figurarem nem entre os casos suspeitos, e demos preferência a falar de casos que não foram abordados no decorrer do capítulo.

HIP 6159 / HD 7983: não observado.

Estrela identificada no trabalho de RP02, porém também não observada. Latham et al. (2002) não constataram variação na velocidade radial em um intervalo de 5451 dias. Com valores de AG18, é um objeto sobredepletado ($\#A15$, $A(\text{Li}) < 1.18$ dex, $T_{\text{ef}} = 5800$ K).

HIP 30158 / HD 44665: suspeito, $\#11$, $A(\text{Li}) = 1.66$ dex.

Gêmea solar de 7.8 Ga com $A(\text{Li}) = 0.72$ dex (Carlos et al., 2019). A discrepância

com nosso valor de abundância reforça que nossa regressão os estejam superestimando. Resultados de Nordström et al. (2004) indicam velocidade radial constante em um intervalo de 2164 dias. Porém uma companheira separada por $\sim 7''$ com período orbital da ordem de 5700 anos foi detectada mais recentemente por Tokovinin (2014a).

HIP 31476 / HD 46872: sobredepletado, #15, $A(\text{Li}) = 2.50$ dex.

Resultados de Nordström et al. (2004) indicam velocidade radial constante em um intervalo de 4091 dias.

HIP 31597 / BD+37 1545: não observado

Não encontramos informação de variabilidade na velocidade radial ou de presença de companheiras, nem abundância de lítio.

HIP 36165 / HD 59099: não observado.

Sistema binário (secundária HIP 36160 / HD 59099 B) com um período de ~ 9500 anos estimado por Tokovinin (2014a); os mesmos autores apontaram a suspeita de que cada componente seja, na verdade, uma binária espectroscópica não resolvida. Não encontramos estimativa de abundância de lítio.

HIP 39506 / HD 66573: suspeito, #12, $A(\text{Li}) = 1.70$ dex.

Potencialmente uma binária espectroscópica com separação de $0.012''$ e período de 83 dias (Tokovinin, 2014a). Fehrenbach et al. (1997) encontraram velocidade radial variando por até 20 km/s em um período de 690 dias; resultados de Nordström et al. (2004) também apontam variação em um intervalo de 3190 dias. Com valores de AG18, é um objeto sobredepletado nas curvas de Soderblom (1983) e suspeito nas de Xiong & Deng (2009) (#A11, $A(\text{Li}) = 0.96$ dex, $T_{\text{ef}} = 5612$ K).

HIP 41211 / HD 70958: sobredepletado, #19, $A(\text{Li}) = 1.51$ dex.

Sistema triplo (companheiras HD 70958B e HD 70958C) com períodos orbitais na casa de milhares de anos, sendo a primária uma binária espectroscópica (linha única, HD 70958A, observada neste trabalho) com período de 2.8 dias (Tokovinin, 2014b). Faz parte do grupo co-movente ζ Her.

HIP 42575 / HD 73393: não observado.

Estrela com velocidade radial constante segundo Soubiran et al. (2018) e Nordström et al. (2004), em intervalos de 1154 e 672 dias, respectivamente. Com valores de AG18 é um

objeto suspeito nas curvas de Xiong & Deng (2009) e sobredepletado nas de Soderblom (1983) (#A12, $A(\text{Li}) = 1.13$ dex, $T_{\text{ef}} = 5691$ K).

HIP 44075 / HD 76932: não observado.

Pequenas diferenças ($\lesssim 6$ km/s) podem ser vistas em um intervalo de ~ 2 meses no trabalho de Abt (1970), mas resultados de Nordström et al. (2004) não indicam variação. Além disso, publicações mais recentes (e.g. Maldonado et al., 2010; de Bruijne & Eilers, 2012; Anderson & Francis, 2012, e referências contidas) mostram valores consistentes entre si, medidos em variadas épocas, apontando para uma velocidade radial de fato constante. Com valores de AG18, é um objeto sobredepletado (#A17, $A(\text{Li}) = 2.12$ dex, $T_{\text{ef}} = 5958$ K).

HIP 45957 / HD 81044: não observado.

Binária espectroscópica (linha única) com período de ~ 13 d orbitada a cada ~ 5000 anos por uma terceira componente distante $8.2''$ Tokovinin et al. (2006). Não encontramos estimativa de abundância de lítio.

HIP 47174 / HD 237822: não observado.

Estrela G3 sem variação em velocidade radial em um intervalo de 3133 dias (Latham et al., 2002). Nissen & Schuster (2012) estimaram $A(\text{Li}) < 0.75$ dex.

HIP 50671 / HD 89707: não observado.

Binária espectroscópica (linha única) com período orbital da ordem de 300 dias e separação de $\sim 0.028''$ (Tokovinin, 2014a). Bensby & Lind (2018) estimaram $A(\text{Li}) = 2.15$ dex, bem próximo de Ramírez et al. (2012), com $A(\text{Li}) = 2.16$ dex.

HIP 52064 / HD 91948: não observado.

Binária espectroscópica (linha única) com período de ~ 3 dias orbitada a cada ~ 3600 anos por uma terceira componente (HD 91948B) distante $4.4''$ (Tokovinin et al., 2006). Não encontramos estimativa de abundância de lítio.

HIP 53217 / HD 94340: suspeito, #13, $A(\text{Li}) = 2.93$ dex.

Mais rica em lítio das nossas estrelas, Tokovinin (2014a) a classificam como binária espectroscópica (linha única) apresentando um período de ~ 7 dias. Esses mesmos autores apontam a presença de uma terceira componente distante $0.048''$ orbitando o par a cada ~ 3 anos.

HIP 54599 / HD 97089: sobredepletado, #16, $A(\text{Li}) = 1.88$ dex.

Nordström et al. (2004) não detectaram variação de velocidade radial em um intervalo de 1461 dias.

HIP 57450 / BD+51 1696: não observado.

Sub-anã G0 com velocidade radial variando menos de 1 km/s em um intervalo de 3892 dias (Latham et al., 2002). Faz parte do grupo co-movente G18-39 (Silva et al., 2012). Nissen & Schuster (2012) encontraram $A(\text{Li}) = 1.77$ dex; com os valores de AG18, é um objeto suspeito em ambos conjuntos de isócronas (#A13, $A(\text{Li}) = 1.90$ dex, $T_{\text{ef}} = 5725$ K).

HIP 63387 / HD 112608: não observado

Um par (HD 112608A + HD 112608B) separado $4.4''$ (Mason et al., 1998). Não encontramos informação de variação de velocidade radial ou de abundância de lítio.

HIP 64583 / HD 114837: não observado.

Componente primária de um sistema binário (secundária HD 114837B, porém, ausente no SIMBAD) com período orbital de 250 anos, distante $2.7''$ (Tokovinin, 2014a). Com os valores de AG18, é um objeto sobredepletado (#A21, $A(\text{Li}) = 2.34$ dex, $T_{\text{ef}} = 6311$ K).

HIP 71469 / HD 128429: sobredepletado, #20, $A(\text{Li})$ dex.

Nordström et al. (2004) apontam uma velocidade radial variável e indicam como uma suspeita de ser binária, mas não encontramos outras referências para multiplicidade. Com valores de AG18, é um objeto sobredepletado (#A22, $A(\text{Li}) = 1.1$ dex, $T_{\text{ef}} = 6431$ K).

HIP 78267 / HD 142945: observado com baixa razão sinal-ruído.

Apesar do espectro dessa estrela estar incluída Figura 3.8, não conseguimos medir sua largura equivalente; também não encontramos abundância de lítio na literatura. Tokovinin (2014a) apontam esta estrela como binária espectroscópica sem órbita conhecida.

HIP 78400 / HD 143333: sobredepletado, #17, $A(\text{Li}) = 2.11$ dex.

Binária espectroscópica (linha única) com período de ~ 3 anos separada por $0.07''$ (Tokovinin, 2014a). Balachandran (1990) e Ramírez et al. (2012) estimaram $A(\text{Li}) = 1.40$ e $A(\text{Li}) = 1.47$ dex, respectivamente.

HIP 78716 / HD 143846: suspeito, #14, $A(\text{Li}) = 2.00$.

Estrela G0 com velocidade radial constante em um intervalo de 1768 dias (Nordström et al., 2004).

HIP 81023 / HD 149162: não observado.

Binária espectroscópica (linha única) com período de 226 dias e semi-eixo maior ~ 0.5 U.A. (Latham et al., 2002). Não encontramos estimativas de abundância de lítio.

HIP 82588 / HD 152391: suspeito, #8, $A(\text{Li}) = 1.83$ dex.

Estrela variável rotacional (Baliunas et al., 1996) identificada e observada no trabalho de RP02, apresentando $A(\text{Li}) = 1.1$ dex, substancialmente menor do que o nosso. Este objeto chamou atenção de Soderblom et al. (1991) por não se adequar à sua relação idade-AC e aparentemente não se tratar de uma binária espectroscópica, característica também atestada por Nordström et al. (2004) após um intervalo de 5572 dias. Nos valores de AG18, é um objeto sobredepletado (#A10, $A(\text{Li}) = 1.25$ dex, $T_{\text{ef}} = 5453$ K).

HIP 86289 / HD 159656: não observado.

Binária espectroscópica (linha única) com período de 10 dias e separação de $0.003''$ (Tokovinin, 2014a). Faz parte do aglomerado aberto Alessi 9. Não encontramos estimativas de abundância de lítio.

HIP 87062 / BD-08 4501: não suspeito, #9, $A(\text{Li}) = 1.96$ dex.

A única estrela mais quente do que 5000 K que não é suspeita (tampouco depletada) em nenhum dos dois conjuntos de isócronas; com nossos valores, portanto, não é uma candidata a coalescida. Porém, apresenta velocidade radial constante por um período de 3184 dias Latham et al. (2002), e com valores de AG18, é um objeto sobredepletado (#A20, $A(\text{Li}) = 2.5$ dex, $T_{\text{ef}} = 6169$ K).

HIP 87533 / HD 162756: não observado.

Binária espectroscópica com período estimado de 260 anos por Tokovinin (2014a) e separação de $\sim 1''$ (Mason et al., 2001; Tokovinin, 2014a). Bensby et al. (2014) encontraram $A(\text{Li}) = 2.43$ dex. Com valores AG18 é um objeto sobredepletado (#A16, $A(\text{Li}) = 2.28$ dex, $T_{\text{ef}} = 5817$ K).

HIP 88622 / HD 165401: não observado.

Estrela identificada e observada por RP02, que encontraram $A(\text{Li}) = 0.50$ dex. Esses autores comentaram uma pequena variação na velocidade radial, mas investigações

recentes à época não puderam confirmar esse resultado (c.f. Abt & Willmarth, 1987; Duquennoy & Mayor, 1991). Baseados na variação acusada por Nordström et al. (2004), Tokovinin (2014a) registram essa estrela como uma binária espectroscópica, mas sem órbita conhecida. Encontramos uma separação estimada em $\sim 15''$ (Mason et al., 2001, observação mais recente em 2015), mas sem o período orbital. Com valores de AG18, é um objeto sobredepletado ($\#A14$, $A(\text{Li}) = 0.89$ dex, $T_{\text{ef}} = 5793$ K).

HIP 89348 / HD 168151: não observado.

Nordström et al. (2004) não encontraram variação na velocidade radial em um intervalo de 1513 dias. Com valores de AG18, é um objeto sobredepletado ($\#A23$, $A(\text{Li}) = 1.51$ dex, $T_{\text{ef}} = 6612$ K).

HIP 99423 / HD 345957: não observado.

Estrela binária conforme relatada por Mason et al. (2001, observação mais recente em 2001) com separação de $\sim 16''$, mas sem apresentar movimento próprio compatível entre as componentes. Há diversas estimativas na literatura para este abundância de lítio deste objeto, sendo o mais recente que encontramos $A(\text{Li}) = 2.62$ dex (Charbonnel & Primas, 2005). Ademais, King et al. (1996) estimaram $A(\text{Li}) = 2.56$ dex e trataram esta estrela como uma subgigante, em um trabalho dedicado a tentar explicar a razão dessa alta abundância para uma estrela do halo.

HIP 104660 / HD 201889: não observado.

Sistema binário afastado⁴ com período de ~ 500 anos e separação $\sim 1.4''$ (Tokovinin, 2014a). A exemplo do caso anterior, há diversas estimativas para abundância de lítio deste objeto, sendo o mais recente que encontramos $A(\text{Li}) = 1.10$ (Charbonnel & Primas, 2005), também tido como subgigante por Schaeuble & King (2012), mas dessa vez considerado anômalo por uma suposta baixa abundância de lítio ($A(\text{Li}) = 0.91$ dex estimada Pilachowski et al., 1993).

HIP 105858 / HD 203608: sobredepletado ($\#18$, $A(\text{Li}) = 2.59$ dex).

Resultados de Nordström et al. (2004) indicam velocidade radial constante em um intervalo de 649 dias. Com valores de AG18, também é um objeto sobredepletado ($\#A19$, $A(\text{Li}) = 2.48$ dex, $T_{\text{ef}} = 6168$ K).

HIP 108056 / BD+35 4669: não observado.

Latham et al. (2002) não detectaram variação na velocidade radial em um intervalo de

⁴Tradução livre para o termo *wide binary*.

3322 dias. Com valores de AG18, é um objeto sobredepletado ($\#A18$, $A(\text{Li}) = 2.85$ dex, $T_{\text{ef}} = 6102$ K).

HIP 114661 / BD+38 4955: não observado.

Binária espectroscópica (linha única) com período de 184 dias e semi-eixo maior projetado de 0.2 U.A. (Latham et al., 2002). Faz parte da corrente estelar AF06. Outra estrela do halo, novamente com diversas estimativas de abundância de lítio na literatura, sendo a mais recente que encontramos $A(\text{Li}) = 0.62$ dex (Ryan & Deliyannis, 1998).

HIP 116429 / HD 221818: não observado.

Binária espectroscópica (linha única) com período de ~ 12 dias e separação $\sim 0.03''$ (Tokovinin et al., 2006). Não encontramos estimativas para abundância de lítio.

HIP 116740 / HD 222317: sobredepletado ($\#10$, $A(\text{Li}) = 2.19$ dex).

Estrela variável do tipo RS Canum Venaticorum, binária espectroscópica de linha única, com período de ~ 6 dias e separação $< 0.002''$ (Tokovinin, 2014a); no entanto, Tokovinin et al. (2006) a haviam registrado como de linha dupla. Randich et al. (1994) estimaram $A(\text{Li}) \leq 0.6$ dex para a componente quente (com a fria fraca demais para ter uma estimativa), enquanto Bensby & Lind (2018) encontraram $A(\text{Li}) = 1.10$ dex sem distinção sobre qual componente.

Objetos sobredepletados que não compõem uma binária espectroscópica são os que consideramos os melhores candidatos a terem se formado via coalescência. Porém, também consideramos os que chamamos de suspeitos, em especial levando em conta o fato de provavelmente termos superestimado nossos valores de $A(\text{Li})$. Totalizando 14, listamo-los a seguir, distinguindo se foram selecionados pelo nosso trabalho (I) e/ou o de AG18 (II) e discriminando os suspeitos (“*“):

2

- HIP 6159 / HD 7983: II;
- HIP 30158 / HD 44665: I*;
- HIP 31476 / HD 46872: I;
- HIP 42575 / HD 73393: II*;

- HIP 44075 / HD 76932: II;
- HIP 54599 / HD 97089: I;
- HIP 57450 / BD+51 1696: II*;
- HIP 64583 / HD 114837: II;
- HIP 78716 / HD 143846: I*;
- HIP 82588 / HD 152391: I*, II;
- HIP 87062 / BD-08 4501: II;
- HIP 89348 / HD 168151: II;
- HIP 105858 / HD 203608: I, II;
- HIP 108056 / BD+35 4669: II.

Capítulo 5

Conclusões e perspectivas

No nosso trabalho, apresentamos uma lista de estrelas CroJoCAs, após compilar da literatura dados de atividade cromosférica e velocidades espaciais em uma amostra de 4401 estrelas que pode ser fornecida a quem a solicitar. Revisitando o trabalho de Rocha-Pinto et al. (2002), nosso objetivo principal foi atestar se um cenário de coalescência entre binárias de curto período, sugerido por Poveda et al. (1996b), é razoável para explicar a formação de objetos cromosféricamente jovens e cinematicamente antigos, aos quais chamamos CroJoCAs. Seguimos a metodologia apresentada por Rocha-Pinto et al. (2002) para selecionar 84 objetos ativos FGK *outliers* em um espaço de velocidades, através dos parâmetros $\log R'_{\text{HK}}$ e (u, v, w) . Pode ser consultada no apêndice A uma lista contendo essas (e outras 8 estrelas M adicionais selecionadas antes dessa filtragem), que reúne algumas outras informações astronômicas relevantes.

Encontramos 14 objetos que consideramos candidatos a coalescidos, dobrando o número apresentado por Rocha-Pinto et al. (2002), mas com apenas HD 152391 em comum e descartando a anteriormente selecionada HD 165401 por ser uma binária espectroscópica. Chegamos nesse número analisando a quantidade de lítio presente na atmosfera dessas estrelas, considerando que objetos evoluídos devem exibir lítio depletado. Essas estrelas não parecem ter uma companheira próxima que justifique sua atividade cromosférica, de forma que esta pode ser explicada pela interação entre as componentes de um sistema cerrado que manteve sua atividade e eventualmente coalesceu de forma suave.

Uma parte das abundâncias que utilizamos aqui foi calculada através de uma relação abundância–temperatura–largura equivalente construída neste trabalho e aplicada a dados observacionais nossos; outra parte veio da compilação oferecida por Aguilera-Gómez et al. (2018). Comparações com curvas isócronas no espaço $A(\text{Li})$ vs. T_{ef} , publicadas por Soderblom (1983) e Xiong & Deng (2009), permitiram-nos identificar esses objetos a partir de suas posições em tal diagrama. Vale ressaltar que a nossa relação entregou resultados razoavelmente consistentes com outros dados da literatura além dos utilizados para construí-la.

Paralelamente, percebemos que objetos com $T_{\text{ef}} \lesssim 5000$ K (estrelas de tipo K), em geral, não se mostraram sensíveis ao teste do lítio, com apenas uma exceção. No entanto, ressaltamos que nossa calibração não cobre devidamente essa faixa de temperaturas efetivas. Conforme Xiong & Deng (2009) argumentaram, essas estrelas frias depletam a maior parte do seu lítio — se não todo — antes de entrarem na sequência principal, de forma que não há variação temporal notável em $A(\text{Li})$ em comparação a estrelas mais quentes, que têm camadas convectivas mais rasas. Para esses objetos, não podemos concluir nada à luz da hipótese da coalescência, já que foi testada aqui através do lítio.

Também notamos que nossos valores de abundâncias são quase todos superiores aos de Aguilera-Gómez et al. (2018) para estrelas em comum. Esse comportamento provavelmente está associado ao fato de não termos resolução suficiente para resolver linhas adjacentes à do lítio que podem estar contribuindo de maneira não desprezível para nossas medidas de larguras equivalentes, como a do Fe I em $\lambda \sim 6707.4$. Podemos afirmar que isso não é um problema para o teste da coalescência pois esse feito se traduz em sistematicamente estimarmos limites superiores para $A(\text{Li})$, de forma que as 14 estrelas que encontramos provavelmente apresentam valores ainda menores, associados a estrelas anãs ainda mais velhas.

Outro cenário de formação que testamos aqui foi o descrito por Jeffries & Stevens (1996), em que uma anã K tem sua rotação acelerada por acreção de massa e momento angular a partir de uma companheira em estágio pós-AGB, que hoje seria vista como uma anã branca. Aplicamos uma metodologia proposta por Parsons et al. (2016) para identificar objetos com excesso no UV, o que poderia apontar a presença de uma componente quente. Para a única estrela CroJoCA selecionada dessa maneira (HIP 102119 / HD 196998), não encontramos indícios da presença de uma companheira. Além disso,

ela apareceu cercada de vários outros objetos ativos, de forma que não saberíamos se tratar de um objeto CroJoCA se já não tivéssemos essa informação de antemão. Esse método pode, então, ajudar a reforçar a natureza ativa desses objetos — o que não ocorreu aqui —, mas não se mostrou eficiente para destacá-los.

Apesar desse resultado, encontramos dois objetos CroJoCAs (HD 13445 / HIP 10138 e HD 34865 / HIP 24874) confirmados na literatura como sistemas compostos por uma anã K e uma anã branca, confirmando essa possibilidade para hipótese de formação alternativa à coalescência. Uma análise química mais detalhada do que as apresentadas aqui pode ajudar a corroborar esse cenário, buscando por elementos do processo s. Ademais, uma situação que nos chamou atenção usando essa metodologia foi o fato de nossas temperaturas não se adequarem aos espectros sintéticos da biblioteca PHOENIX, mostrando valores distintamente inferiores aos associados pelos autores à sequência principal.

Alguns pontos podem ser levantados quanto a futuros esforços na caracterização de objetos CroJoCAs, em especial no caso de objetos identificados aqui como potencialmente coalescidos. Deparamo-nos com o catálogo de Guiglion et al. (2016) apenas quando já tínhamos nossos resultados e este texto já estava sendo finalizado. O trabalho desses autores pode ser explorado por reunir mais de 7000 valores de abundâncias (com algumas repetições, da ordem de $\sim 10^3$) obtidos com vários outros instrumentos, incluindo ESO-FEROS e ESO-UVES, para estrelas anãs e gigantes. Ainda em relação ao lítio, novas observações com maiores poder resolutor e razão sinal-ruído podem ajudar a refinar os resultados que encontramos.

Destacamos também questões mais gerais, por exemplo quanto à atividade cromosférica: uma correlação com idade pode ser melhor descrita por relações com mais vínculos, como a de Lorenzo-Oliveira et al. (2016), que adiciona massa e metalicidade à equação. Temperaturas mais precisas também podem ser utilizadas consultando o trabalho de Bai et al. (2019), que oferece incertezas típicas $\sim 60\%$ menores do que as que utilizamos. Outro trabalho mais recente que também pode ser aproveitado é o de Birko et al. (2019), que reúne 27 mil candidatos a binárias espectroscópicas com dados dos catálogos Rave e Gaia. Por fim, a próxima leva de dados da missão Gaia (DR3), prevista para o final de 2020, apresentará dados astrométricos de 1.8 milhões de objetos da Galáxia, além de serem aperfeiçoados em relação ao DR2, utilizado aqui.

Apontados esses caminhos para aprimorar a análise feita neste trabalho, concluímos-lo reafirmando a real possibilidade de objetos CroJoCAs terem se formado via coalescência e destacando que a hipótese de formação por acreção de vento, não abordada nos trabalhos originais de Poveda et al. (1996b) e Rocha-Pinto et al. (2002), explica a ocorrência de pelo menos alguns deles com certa robustez.

Referências Bibliográficas

- Abt, H. A. 1970, *Astrophysical Journal Supplement*, 19, 387, doi: 10.1086/190215
- Abt, H. A. 2009, *The Astrophysical Journal Supplement*, 180, 117, doi: 10.1088/0067-0049/180/1/117
- Abt, H. A., & Willmarth, D. W. 1987, *The Astrophysical Journal*, 318, 786, doi: 10.1086/165411
- Aguilera-Gómez, C., Ramírez, I., & Chanamé, J. 2018, *Astronomy and Astrophysics*, 614, A55, doi: 10.1051/0004-6361/201732209
- Almeida-Fernandes, F., & Rocha-Pinto, H. J. 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 476, 184, doi: 10.1093/mnras/sty119
- Amari, T., Luciani, J. F., & Aly, J. J. 2015, *Nature*, 522, 188, doi: 10.1038/nature14478
- Anderson, E., & Francis, C. 2012, *Astronomy Letters*, 38, 331, doi: 10.1134/S1063773712050015
- Andrae, R., Fouesneau, M., Creevey, O., et al. 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 616, A8, doi: 10.1051/0004-6361/201732516
- Anthony-Twarog, B. J., Deliyannis, C. P., Twarog, B. A., Croxall, K. V., & Cummings, J. D. 2009, *Astron. J.*, 138, 1171, doi: 10.1088/0004-6256/138/4/1171
- Arancibia-Silva, J., Bouvier, J., Bayo, A., et al. 2020, *Astron. Astrophys.*, 635, L13, doi: 10.1051/0004-6361/201937137
- Aschwanden, M. J. 2014, in *Encyclopedia of the Solar System* (Elsevier), 235–259, doi: 10.1016/B978-0-12-415845-0.00011-6
- Athay, R. G. 1970, *The Astrophysical Journal*, 161, 713, doi: 10.1086/150573

- Aumer, M., & Binney, J. J. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 397, 1286, doi: 10.1111/j.1365-2966.2009.15053.x
- Ayres, T. R. 2019, in *The Sun as a Guide to Stellar Physics*, ed. O. Engvold, J.-C. Vial, & A. Skumanich (Elsevier), 27–57, doi: <https://doi.org/10.1016/B978-0-12-814334-6.00002-9>
- Babcock, H. W. 1961, *Astrophys. J.*, 133, 572, doi: 10.1086/147060
- Bai, Y., Liu, J., Bai, Z., Wang, S., & Fan, D. 2019, *The Astronomical Journal*, 158, 93, doi: 10.3847/1538-3881/ab3048
- Balachandran, S. 1990, *The Astrophysical Journal*, 354, 310, doi: 10.1086/168691
- Balachandran, S. 1995, *The Astrophysical Journal*, 446, 203, doi: 10.1086/175779
- Balachandran, S. C., Mallik, S. V., & Lambert, D. L. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society.*, 410, 2526, doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.17630.x
- Baliunas, S., Sokoloff, D., & Soon, W. 1996, *Astrophysical Journal Letters*, 457, L99, doi: 10.1086/309891
- Baliunas, S. L., Donahue, R. A., Soon, W. H., et al. 1995, *Astrophys. J.*, 438, 269, doi: 10.1086/175072
- Baraffe, I., Pratt, J., Goffrey, T., et al. 2017, *The Astrophysical Journal*, 845, L6, doi: 10.3847/2041-8213/aa82ff
- Bensby, T., Feltzing, S., & Oey, M. S. 2014, *Astronomy and Astrophysics*, 562, 71, doi: 10.1051/0004-6361/201322631
- Bensby, T., & Lind, K. 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 615, A151, doi: 10.1051/0004-6361/201833118
- Bidelman, W. P. 1985, *Astrophysical Journal*, 59, 197, doi: 10.1086/191069
- Biermann, L. 1948, *Zeitschrift für Astrophys.*, 25, 161
- Birko, D., Zwitter, T., Grebel, E. K., et al. 2019, *The Astronomical Journal*, 158, 155, doi: 10.3847/1538-3881/ab3cc1
- Bland-Hawthorn, J., & Gerhard, O. 2016, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 54, 529, doi: 10.1146/annurev-astro-081915-023441

- Boesgaard, A. M., Budge, K. G., & Ramsay, M. E. 1988, *Astrophys. J.*, 327, 389, doi: 10.1086/166201
- Boesgaard, A. M., & Tripicco, M. J. 1986, *The Astrophysical Journal*, 302, L49, doi: 10.1086/184635
- Bonavita, M., Fontanive, C., Desidera, S., et al. 2020, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 494, 3481, doi: 10.1093/mnras/staa590
- Boro Saikia, S., Marvin, C. J., Jeffers, S. V., et al. 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 616, A108, doi: 10.1051/0004-6361/201629518
- Bouvier, J., Barrado, D., Moraux, E., et al. 2018, *Astron. Astrophys.*, 613, A63, doi: 10.1051/0004-6361/201731881
- Cameron, R. H., Dikpati, M., & Brandenburg, A. 2017, *The Global Solar Dynamo*, doi: 10.1007/s11214-015-0230-3
- Cannon, A. J., & Pickering, E. C. 1993, *VizieR Online Data Catalog*, III/135A
- Carlos, M., Meléndez, J., Do Nascimento, J. D., & Castro, M. 2020, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society.*, 492, 245, doi: 10.1093/mnras/stz3504
- Carlos, M., Meléndez, J., Spina, L., et al. 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society.*, 485, 4052, doi: 10.1093/mnras/stz681
- Carlsson, M., De Pontieu, B., & Hansteen, V. H. 2019, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 57, 189, doi: 10.1146/annurev-astro-081817-052044
- Carroll, B. W., & Ostlie, D. A. 2017, *An Introduction to Modern Astrophysics*, 2nd edn. (Cambridge University Press), doi: 10.1017/9781108380980
- Casagrande, L., Schönrich, R., Asplund, M., et al. 2011, *Astronomy and Astrophysics*, 530, 138, doi: 10.1051/0004-6361/201016276
- Charbonnel, C., & Primas, F. 2005, *Astron. Astrophys.*, 442, 961, doi: 10.1051/0004-6361:20042491
- Charbonnel, C., & Talon, S. 2005, *Science (80-.)*, 309, 2189, doi: 10.1126/science.1116849

- Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Benoni, T., & Zhao, G. 2001, *Astronomy and Astrophysics*, 371, 943, doi: 10.1051/0004-6361:20010371
- Coffaro, M., Stelzer, B., Orlando, S., et al. 2020, *Astron. Astrophys.*, 636, A49, doi: 10.1051/0004-6361/201936479
- Conti, P. S. 1968, *The Astrophysical Journal*, 152, 657, doi: 10.1086/149581
- Costa-Almeida, E. 2019, *Parâmetros Atmosféricos de Anãs M da Vizinhança Solar*
- Cowley, A. P. 1976, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 88, 95, doi: 10.1086/129905
- Cummings, J. D., Deliyannis, C. P., Maderak, R. M., & Steinhauer, A. 2017, *Astron. J.*, 153, 128, doi: 10.3847/1538-3881/aa5b86
- de Bruijne, J. H. J., & Eilers, A. C. 2012, *Astronomy & Astrophysics*, 546, A61, doi: 10.1051/0004-6361/201219219
- Delgado-Mena, E., Bertrán de Lis, S., Adibekyan, V. Z., et al. 2015, *Astronomy and Astrophysics*, 576, A69, doi: 10.1051/0004-6361/201425433
- Denissenkov, P. A. 2010, *Astrophys. J.*, 719, 28, doi: 10.1088/0004-637X/719/1/28
- Desidera, S., D'Orazi, V., & Lugaro, M. 2016, *Astron. Astrophys.*, 587, A46, doi: 10.1051/0004-6361/201527410
- Do Nascimento, J. D., Castro, M., Meléndez, J., et al. 2009, *Astron. Astrophys.*, 501, 687, doi: 10.1051/0004-6361/200911935
- Duncan, D. K., Vaughan, A. H., Wilson, O. C., et al. 1991, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 76, 383, doi: 10.1086/191572
- Duquennoy, A., & Mayor, M. 1991, *Astronomy and Astrophysics*, 500, 337
- Eggen, O. J. 1962, *Royal Greenwich Observatory Bulletins*, 51, 79
- Eker, Z., Ak, N. F., Bilir, S., et al. 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 389, 1722, doi: 10.1111/j.1365-2966.2008.13670.x
- Endl, M., Brugamyer, E. J., Cochran, W. D., et al. 2016, *Astrophys. J.*, 818, 34, doi: 10.3847/0004-637x/818/1/34

- ESA. 1997, Eur. Sp. Agency, (Special Publ. ESA SP, Volume 1, ISBN: 9290923997)
- Farihi, J., Bond, H. E., Dufour, P., et al. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 430, 652, doi: 10.1093/mnras/sts677
- Fehrenbach, C., Dufhot, M., Mannone, C., Burnage, R., & Genty, V. 1997, *A & A Supplement series*, 124, 255
- Fields, B. D. 2011, *Annu. Rev. Nucl. Part. Sci.*, 61, 47, doi: 10.1146/annurev-nucl-102010-130445
- Fontenla, J. M., Linsky, J. L., Withbrod, J., et al. 2016, *Astrophys. J.*, 830, 154, doi: 10.3847/0004-637x/830/2/154
- Frazier, E. N. 1970, *Sol. Phys.*, 14, 89, doi: 10.1007/BF00240163
- Fuhrmann, K., Chini, R., Buda, L. S., & Pozo Nuñez, F. 2014, *The Astrophysical Journal*, 785, 68, doi: 10.1088/0004-637X/785/1/68
- Gao, X., Lind, K., Amarsi, A. M., et al. 2020, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society. Lett.*, 497, L30, doi: 10.1093/mnrasl/slaa109
- Garg, S., Karak, B. B., Egeland, R., Soon, W., & Baliunas, S. 2019, *Astrophys. J.*, 886, 132, doi: 10.3847/1538-4357/ab4a17
- Gershberg, R. E. 2005, *Solar-Type Activity in Main-Sequence Stars*, *Astronomy and Astrophysics Library* (Berlin/Heidelberg: Springer-Verlag), doi: 10.1007/3-540-28243-2
- Gray, R. O., Corbally, C. J., Garrison, R. F., et al. 2006, *The Astronomical Journal*, 132, 161, doi: 10.1086/504637
- Guigliion, G., De Laverny, P., Recio-Blanco, A., et al. 2016, *Astronomy and Astrophysics*, 595, A18, doi: 10.1051/0004-6361/201628919
- Hall, J. C. 2008, *Living Rev. Sol. Phys.*, 5, 53, doi: 10.12942/lrsp-2008-2
- Herbig, G. H. 1965, *The Astrophysical Journal*, 141, 588, doi: 10.1086/148147
- Holberg, J. B., Oswalt, T. D., Sion, E. M., Barstow, M. A., & Burleigh, M. R. 2013, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 435, 2077, doi: 10.1093/mnras/stt1433

- Holmberg, J., Nordström, B., & Andersen, J. 2009, *Astron. Astrophys.*, 501, 941, doi: 10.1051/0004-6361/200811191
- Houk, N. 1978, Michigan catalogue of two-dimensional spectral types for the HD stars (Dept. of Astronomy, University of Michigan)
- Houk, N., & Smith-Moore, M. 1988, Michigan Catalogue of Two-dimensional Spectral Types for the HD Stars. Volume 4, Declinations $-26^{\circ}.0$ to $-12^{\circ}.0$., Vol. 4 (Dept. of Astronomy, University of Michigan)
- Houk, N., & Swift, C. 1999, Michigan Spectral Survey, 5, 0
- Huang, S.-S. 1966, *Ann. d'Astrophysique*, 29, 331
- Hurley, J. R., Tout, C. A., & Pols, O. R. 2002, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society.*, 329, 897, doi: 10.1046/j.1365-8711.2002.05038.x
- Jeffries, R. D., & Smalley, B. 1996, *Astron. Astrophys.*, 315, L19. <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1996A&A...315L..19J/abstract>
- Jeffries, R. D., & Stevens, I. R. 1996, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 279, 180, doi: 10.1093/mnras/279.1.180
- Jenkins, J. S., Murgas, F., Rojo, P., et al. 2011, *Astron. Astrophys.*, 531, A8, doi: 10.1051/0004-6361/201016333
- Johnson, D. R. H., & Soderblom, D. R. 1987, *Astron. J.*, 93, 864, doi: 10.1086/114370
- Keenan, P. C., & McNeil, R. C. 1989, *Astrophysical Journal Supplement*, 71, 245, doi: 10.1086/191373
- King, J. R., Deliyannis, C. P., & Boesgaard, A. M. 1996, *Astron. J.*, 112, 2839, doi: 10.1086/118224
- Koen, C., Kilkenny, D., van Wyk, F., & Marang, F. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 403, 1949, doi: 10.1111/j.1365-2966.2009.16182.x
- Kordopatis, G., Gilmore, G., Steinmetz, M., et al. 2013, *The Astronomical Journal*, 146, 134, doi: 10.1088/0004-6256/146/5/134
- Krivova, N. A., Solanki, S. K., Fligge, M., & Unruh, Y. C. 2003, *Astronomy and Astrophysics*, 399, L1, doi: 10.1051/0004-6361:20030029

- Krivova, N. A., Solanki, S. K., & Floyd, L. 2006, *Astronomy and Astrophysics*, 452, 631, doi: 10.1051/0004-6361:20064809
- Lachaume, R., Dominik, C., Lanz, T., & Habing, H. J. 1999, *Astron. Astrophys.*, 348, 897
- Lambert, D. L., & Reddy, B. E. 2004, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 349, 757, doi: 10.1111/j.1365-2966.2004.07557.x
- Latham, D. W., Stefanik, R. P., Torres, G., et al. 2002, *The Astronomical Journal*, 124, 1144, doi: 10.1086/341384
- Lehtinen, J., Jetsu, L., Hackman, T., Kajatkari, P., & Henry, G. W. 2016, *Astron. Astrophys.*, 588, 38, doi: 10.1051/0004-6361/201527420
- Leighton, R. B. 1969, *Astrophys. J.*, 156, 1, doi: 10.1086/149943
- Leiner, E., Mathieu, R. D., Gosnell, N. M., & Sills, A. 2018, *Astrophys. J.*, 869, L29, doi: 10.3847/2041-8213/aaf4ed
- Leonard, P. J. T., & Livio, M. 1995, *The Astrophysical Journal*, 447, doi: 10.1086/309581
- Lind, K., Melendez, J., Asplund, M., Collet, R., & Magic, Z. 2013, *Astron. Astrophys.*, 554, A96, doi: 10.1051/0004-6361/201321406
- Lindegren, L., Hernández, J., Bombrun, A., et al. 2018, *Astron. Astrophys.*, 616, A2, doi: 10.1051/0004-6361/201832727
- Linsky, J. L. 1980, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 18, 439, doi: 10.1146/annurev.aa.18.090180.002255
- Linsky, J. L. 2017, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 55, 159, doi: 10.1146/annurev-astro-091916-055327
- Linsky, J. L., McClintock, W., Robertson, R. M., & Worden, S. P. 1979, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 41, 47, doi: 10.1086/190607
- Lodders, K., Palme, H., & Gail, H. P. 2009, *Landolt Börstein*, 4B, 712, doi: 10.1007/978-3-540-88055-4_34

- Lorenzo-Oliveira, D., Porto De Mello, G. F., & Schiavon, R. P. 2016, *Astronomy and Astrophysics*, 594, L3, doi: 10.1051/0004-6361/201629233
- Lorenzo-Oliveira, D., Freitas, F. C., Meléndez, J., et al. 2018, *Astronomy and Astrophysics*, 619, A73, doi: 10.1051/0004-6361/201629294
- Luo, A. L., Zhao, Y.-H., Zhao, G., et al. 2015, *Research in Astronomy and Astrophysics*, 15, 1095, doi: 10.1088/1674-4527/15/8/002
- Lyra, W., & G. F. Porto de Mello. 2005, *Astronomy & Astrophysics*, 431, 329, doi: 10.1051/0004-6361:20040249
- Lyubimkov, L. S. 2016, *Lithium in Stellar Atmospheres: Observations and Theory*, doi: 10.1007/s10511-016-9446-5
- Maceroni, C. 1999, *New Astron. Rev.*, 43, 481, doi: 10.1016/S1387-6473(99)00037-8
- Maldonado, J., Martínez-Arnáiz, R. M., Eiroa, C., Montes, D., & Montesinos, B. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 521, A12, doi: 10.1051/0004-6361/201014948
- Mamajek, E. E., & Hillenbrand, L. A. 2008, *The Astrophysical Journal*, 687, 1264, doi: 10.1086/591785
- Martin, D. C., Fanson, J., Schiminovich, D., et al. 2005, *The Astrophysical Journal*, 619, L1, doi: 10.1086/426387
- Mason, B. D., Henry, T. J., Hartkopf, W. I., ten Brummelaar, T., & Soderblom, D. R. 1998, *The Astronomical Journal*, 116, 2975, doi: 10.1086/300654
- Mason, B. D., Wycoff, G. L., Hartkopf, W. I., Douglass, G. G., & Worley, C. E. 2001, *The Astronomical Journal*, 122, 3466, doi: 10.1086/323920
- Matthews, C. T., Crepp, J. R., Skemer, A., et al. 2014, *Astrophys. J. Lett.*, 783, L25, doi: 10.1088/2041-8205/783/2/L25
- Mayor, M. 1974, *Astron. Astrophys.*, 32, 321. <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1974A&A...32..321M/abstract>
- Meunier, N., Roudier, T., & Rieutord, M. 2008, *Astron. Astrophys.*, 488, 1109, doi: 10.1051/0004-6361:20078835

- Middelkoop, F. 1982, *Astronomy and Astrophysics*, 107, 31. <https://ui.adsabs.harvard.edu/#abs/1982A&A...107...31M/abstract>
<http://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/1982A%26A...107...31M>
- Mohanty, S., & Basri, G. 2003, *Astrophys. J.*, 583, 451, doi: 10.1086/345097
- Monroe, T. R., Meléndez, J., Ramírez, I., et al. 2013, *Astrophys. J. Lett.*, 774, L32, doi: 10.1088/2041-8205/774/2/L32
- Münch, G. 1944, *Astrophysical Journal*, 99, 271, doi: 10.1086/144618
- Murgas, F., Jenkins, J. S., Rojo, P., A Jones, H. R., & Pinfield, D. J. 2013, *Astronomy & Astrophysics*, 552, A27, doi: 10.1051/0004-6361/201219483
- Nissen, P. E., & Schuster, W. J. 2012, *Astron. Astrophys.*, 543, A28, doi: 10.1051/0004-6361/201219342
- Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al. 2004, *The Geneva-Copenhagen survey of the Solar neighbourhood: Ages, metallicities, and kinematic properties of 14000 F and G dwarfs*, EDP Sciences, doi: 10.1051/0004-6361:20035959
- Noyes, R. W., Hartmann, L. W., Baliunas, S. L., Duncan, D. K., & Vaughan, A. H. 1984, *The Astrophysical Journal*, 279, 763, doi: 10.1086/161945
- Pace, G. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 551, 1, doi: 10.1051/0004-6361/201220364
- Pace, G., & Pasquini, L. 2004, *Astron. Astrophys.*, 426, 1021, doi: 10.1051/0004-6361:20040568
- Parsons, S. G., Rebassa-Mansergas, A., Schreiber, M. R., et al. 2016, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 463, 2125, doi: 10.1093/MNRAS/STW2143
- Pilachowski, C. A., Sneden, C., & Booth, J. 1993, *Astrophysical Journal*, 407, 699, doi: 10.1086/172551
- Pitrou, C., Coc, A., Uzan, J.-P., & Vangioni, E. 2018, *Physics Reports*, 754, 1, doi: <https://doi.org/10.1016/j.physrep.2018.04.005>
- Poveda, A., Allen, C., & Herrera, M. A. 1995, in *Flares and Flashes*, ed. J. Greiner, H. W. Duerbeck, & R. E. Gershberg (Berlin, Heidelberg: Springer Berlin Heidelberg), 57–60, ISBN: 978-3-540-49420-1

- Poveda, A., Allen, C., & Herrera, M. A. 1996a, in *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica: Serie de Conferencias*, Vol. 5, 16–20. <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1996RMxAC...5...16P/abstract>
- Poveda, A., Allen, C., & Herrera, M. A. 1997, *The Third Pacific Rim Conference on Recent Development on Binary Star Research*, 130, 123. <https://ui.adsabs.harvard.edu/?#abs/1997ASPC..130..123P/abstract>
- Poveda, A., Allen, C., Herrera, M. A., Cordero, G., & Lavalley, C. 1996b, *Astron. Astrophys.*, 308, 55. [https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1996A{26A...308..55P/abstract](https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1996A%7B26A...308..55P/abstract)
- Queloz, D., Mayor, M., Weber, L., et al. 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 354, 99
- Ramírez, I., Fish, J. R., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2012, *Astrophys. J.*, 756, 46, doi: 10.1088/0004-637X/756/1/46
- Randich, S., Giampapa, M. S., & Pallavicini, R. 1994, *Astronomy and Astrophysics*, 283, 893
- Randich, S., Pasquini, L., Franciosini, E., et al. 2020, *Astron. Astrophys.*, 640, L1, doi: 10.1051/0004-6361/202038688
- Reinhold, T., Bell, K. J., Kuzlewicz, J., Hekker, S., & Shapiro, A. I. 2019, *Astron. Astrophys.*, 621, A21, doi: 10.1051/0004-6361/201833754
- Rincon, F., & Rieutord, M. 2018, *The Sun's supergranulation*, doi: 10.1007/s41116-018-0013-5
- Rocha-Pinto, H. J. 2000, PhD thesis, Universidade de São Paulo
- Rocha-Pinto, H. J., Castilho, B. V., & Maciel, W. J. 2002, *Astronomy and Astrophysics*, 384, 912, doi: 10.1051/0004-6361:20011815
- Rocha-Pinto, H. J., Flynn, C., Scalo, J., et al. 2004, *Astronomy and Astrophysics*, 423, 517, doi: 10.1051/0004-6361:20035617
- Rocha-Pinto, H. J., & Maciel, W. J. 1998, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 298, 332, doi: 10.1046/j.1365-8711.1998.01597.x
- Rocha-Pinto, H. J., Maciel, W. J., Scalo, J., & Flynn, C. 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 358, 850

- Roman, N. G. 1955, *Astrophysical Journal Supplement*, 2, 195, doi: 10.1086/190021
- Ryan, S. G., Beers, T. C., Kajino, T., & Rosolankova, K. 2001, *The Astrophysical Journal*, 547, 231, doi: 10.1086/318338
- Ryan, S. G., & Deliyannis, C. P. 1998, *Astrophys. J.*, 500, 398, doi: 10.1086/305716
- Sanchez, S., Fournier, A., & Aubert, J. 2014, *Astrophys. J.*, 781, 8, doi: 10.1088/0004-637X/781/1/8
- Schaeuble, M., & King, J. R. 2012, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 124, 164, doi: 10.1086/664618
- Schatzman, E. 1962, *Ann. d'Astrophysique*, 25, 18
- Schneider, F. R. N., Ohlmann, S. T., Podsiadlowski, P., et al. 2020, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society.*, 495, 2796, doi: 10.1093/mnras/staa1326
- Schrijver, C. J. 1992, *Astron. Astrophys. (Berlin. Print)*, 258, 507
- Schröder, C., Reiners, a., & Schmitt, J. H. M. M. 2009, *Astronomy & Astrophysics*, 1107, 1099, doi: 10.1051/0004-6361
- Schwarzschild, M. 1948, *Astrophys. J.*, 107, 1, doi: 10.1086/144983
- Sills, A., Baily, C. D., Edmonds, P. D., & Gilliland, R. L. 2000, *Astrophys. J.*, 535, 298, doi: 10.1086/308846
- Silva, J. S., Schuster, W. J., & Contreras, M. E. 2012, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 48, 109
- Skumanich, A. 1972, *The Astrophysical Journal*, 171, 565, doi: 10.1086/151310
- Soderblom, D. R. 1983, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 53, 1, doi: 10.1086/190880
- Soderblom, D. R. 1990, *The Astronomical Journal*, 100, 204, doi: 10.1086/115504
- Soderblom, D. R. 2010, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 48, 581, doi: 10.1146/annurev-astro-081309-130806
- Soderblom, D. R., Duncan, D. K., & Johnson, D. R. H. 1991, *The Astrophysical Journal*, 375, 722, doi: 10.1086/170238

- Soderblom, D. R., Oey, M. S., Johnson, D. R. H., & Stone, R. P. S. 1990, *The Astronomical Journal*, 99, 595, doi: 10.1086/115353
- Soubiran, C., Jasniewicz, G., Chemin, L., et al. 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 616, A7, doi: 10.1051/0004-6361/201832795
- Spite, F., & Spite, M. 1982, *Astronomy and Astrophysics*, 115, 357
- Spite, M., Spite, F., & Bonifacio, P. 2012, in *Mem. S.A.It. Suppl*, Vol. 22, 9. <http://sait.oat.ts.astro.it/MSAIS/22/PDF/9.pdf>
- Stępień, K. 1995, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 274, 1019, doi: 10.1093/mnras/274.4.1019
- Takeda, Y., & Kawanomoto, S. 2005, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 57, 45, doi: 10.1093/pasj/57.1.45
- Thomas, R. N. 1957, *Astrophysical Journal*, 125, 260, doi: 10.1086/146498
- Tokovinin, A. 2014a, *Astron. J.*, 147, 86, doi: 10.1088/0004-6256/147/4/86
- Tokovinin, A. 2014b, *Astron. J.*, 147, 87, doi: 10.1088/0004-6256/147/4/87
- Tokovinin, A., Thomas, S., Sterzik, M., & Udry, S. 2006, *Astron. Astrophys.*, 450, 681, doi: 10.1051/0004-6361:20054427
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., da Silva, L., et al. 2006, *Astronomy and Astrophysics*, 460, 695, doi: 10.1051/0004-6361:20065602
- Turon, C., Creze, M., Egret, D., et al. 1993, *Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires*, 43, 5
- van't Veer, F., & Maceroni, C. 1989, *Astron. Astrophys.*, 220, 128. <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1989A%7B%7D26A...220..128V/abstract>
- Vaughan, A. H., & Preston, G. W. 1980, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 92, 385, doi: 10.1086/130683
- Vaughan, A. H., Preston, G. W., & Wilson, O. C. 1978, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 90, 267, doi: 10.1086/130324
- Vernazza, J. E., Avrett, E. H., & Loeser, R. 1981, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 45, 635, doi: 10.1086/190731

- Wang, E. X., Nordlander, T., Asplund, M., et al. 2020, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 500, 2159–2176, doi: 10.1093/mnras/staa3381
- Wielen, R. 1977, *Astronomy and Astrophysics*, 60, 263. <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1977A%26A...60..263W/abstract>
- Wilson, O. C. 1963, *The Astrophysical Journal*, 138, 832, doi: 10.1086/147689
- Wilson, O. C. 1968, *Astrophys. J.*, 153, 221, doi: 10.1086/149652
- Wilson, O. C. 1978, *Astrophys. J.*, 226, 379, doi: 10.1086/156618
- Xiong, D. R., & Deng, L. 2009, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 395, 2013, doi: 10.1111/j.1365-2966.2009.14581.x
- Zurlo, A., Vigan, A., Hagelberg, J., et al. 2013, *Astron. Astrophys.*, 554, A21, doi: 10.1051/0004-6361/201321179

Apêndice A

Lista de estrelas CroJoCAs FGK

Neste apêndice, apresentamos a lista com 84 objetos CroJoCAs que encontramos neste trabalho. Numeramos as colunas para facilitar identificação: na coluna (1), a identificação HIP/HD ou alternativa na falta de uma dessas; na coluna (2), a classificação espectral retornada pelo banco de dados do SIMBAD; na coluna (3), o índice de cor ($B - V$); na coluna (4), o índice $\log R'_{\text{HK}}$ de atividade cromosférica; na coluna (5), a idade cromosférica calculada a partir do valor de $\log R'_{\text{HK}}$; nas colunas (6, 7, 8), as velocidades peculiares (u, v, w), respectivamente; na coluna (9), a idade cinemática calculada a partir de (u, v, w); na coluna (10), a diferença entre as idades calculadas; na coluna (11), a temperatura efetiva; na coluna (12), a largura equivalente medida por nós; e na coluna (12), a abundância de lítio calculada a partir de temperatura e largura equivalente.

Na coluna (4), as letras representam a(s) referência(s) para os valores de $\log R'_{\text{HK}}$:

^a Boro Saikia et al. (2018);

^b levantamento não publicado de Rocha-Pinto;

^c Murgas et al. (2013).

Na coluna (13), as incertezas propagadas a partir da nossa regressão também são exibidas.

TABELA A.1

(1) HIP/HD/etc.	(2) Tipo espectral (SIMBAD)	(3) $(B - V)$ (mag)	(4) $\log R'_{HK}$ (dex)	(5) Idade cromosférica (Ga)	(6,7,8) u, v, w (km/s)	(9) Idade cinemática (Ga)	(10) Δ Idades (Ga)	(11) T_{ef} (K)	(12) WLi (m)	(13) $A(Li)$ (dex)
HIP 4473 / HD 5633	K6.5Vk:	1.3	-4.58 ^a	1.01	-79 -39 -3	7.56	6.55	4153	35.8	0.13 ± 0.53
HIP 6159 / HD 7983	G3V	0.59	-4.69 ^a	1.89	140 -56 -39	12.44	10.56	5733		
HIP 6414 / CD-33 501	K6.5Vk:	1.3	-4.50 ^a	0.6	-6 -52 -23	9.06	8.46	4135		
HIP 10138 / HD 13445	K1.5V	0.81	-4.72 ^{a,b,c}	2.16	-87 -63 -21	11.7	9.54	5264	18.43	1.35 ± 0.36
HIP 10977 / HD 14680	K2+V	0.92	-4.73 ^{a,c}	2.37	-69 -42 -14	8.02	5.65	4950	34.74	1.26 ± 0.41
HIP 13513 / HD 18168	K3V	0.93	-4.43 ^{a,c}	0.38	-17 -55 29	10.05	9.67	4845		
HIP 13841 / CD-37 1105	K5Vk:	1.12	-4.68 ^a	1.81	-32 26 36	7.73	5.92	4574	24.4	0.6 ± 0.46
HIP 17365 / BD-13 718	K5V	1.34	-4.52 ^a	0.68	54 50 28	8.79	8.11	4172	30.7	0.09 ± 0.52
HIP 19165 / BD-21 784	K7V	1.21	-4.75 ^a	2.51	63 -63 -27	11.89	9.38	4371	31.7	0.42 ± 0.49
HIP 20093 / BD-10 887	K3.5Vk:	1.05	-4.62 ^a	1.28	47 -51 10	9.54	8.26	4738	27.8	0.88 ± 0.44
HIP 20359 / BD+47 977	K8	1.17	-4.72 ^a	2.24	83 -16 7	8.0	5.76	4507		
HIP 21865 / HD 29985	K6V	1.2	-4.69 ^a	1.93	27 -38 -36	9.14	7.21	4372	23.4	0.28 ± 0.49
HIP 23516 / CD-23 2363	K6V	1.28	-4.66 ^a	1.63	-81 -67 -26	11.84	10.2	4157	39.2	0.18 ± 0.52
HIP 24523 / CD-32 2234	K6+V	1.24	-4.66 ^a	1.57	-50 18 54	9.64	8.07	4377		
HIP 24819 / HD 34673	K3V	1.06	-4.68 ^c	1.75	-75 -44 21	9.38	7.63	4976		
HIP 24874 / HD 34865	K3.5Vk:	1.0	-4.42 ^{a,c}	0.36	1 24 38	7.46	7.11	4751		
HIP 27397 / L 810-58	K9Vk:	1.38	-4.57 ^a	0.97	-96 8 -30	8.88	7.91	4106	37.9	0.08 ± 0.53
HIP 27918 / HD 39715	K3V	1.01	-4.74 ^a	2.41	76 -39 -14	9.86	7.46	4898		
HIP 30158 / HD 44665	G5V	0.75	-4.74 ^{a,c}	2.37	-16 -44 36	9.4	7.02	5726	12.6	1.66 ± 0.29
HIP 31476 / HD 46872	F7V	0.54	-4.64 ^a	1.42	96 0 -4	8.34	6.91	6200	37.1	2.5 ± 0.22
HIP 31597 / BD+37 1545	G5	0.75	-4.56 ^a	0.89	-80 -40 -20	9.01	8.12	5426		
HIP 35651 / HD 57568	K3V	1.04	-4.69 ^{a,c}	1.93	-78 40 25	8.9	6.97	4792	13.0	0.63 ± 0.43
HIP 36165 / HD 59099	F6V	0.49	-4.65 ^{a,b,c}	1.48	-58 -24 -55	10.66	9.17	6332		
HIP 39506 / HD 66573	G5VFe-1.3CH-1	0.63	-4.74 ^{a,c}	2.41	72 35 21	8.14	5.73	5823	11.35	1.7 ± 0.28

TABELA A.1

(1) HIP/HD/etc.	(2) Tipo espectral (SIMBAD)	(3) ($B - V$) (mag)	(4) $\log R'_{\text{HK}}$ (dex)	(5) Idade cromosférica (Ga)	(6,7,8) u, v, w (km/s)	(9) Idade cinemática (Ga)	(10) Δ Idades (Ga)	(11) T_{ef} (K)	(12) WLi (m)	(13) $A(\text{Li})$ (dex)
HIP 41211 / HD 70958	F6V	0.48	-4.27 ^a	0.11	-66 -54 15	9.82	9.71	6320	2.715	1.51 ± 0.2
HIP 41689 / G 234-35	K7V	1.34	-4.74 ^a	2.39	53 -76 26	12.07	9.68	4022		
HIP 42575 / HD 73393	G3V	0.68	-4.71 ^b	2.13	-66 -43 -6	7.21	5.08	5733		
HIP 44075 / HD 76932	G2VFe-1.8CH-1	0.52	-4.69 ^{a,c}	1.9	-38 -78 77	12.56	10.66	6056		
HIP 45637 / HD 80545	K6.5Vk:	1.18	-4.73 ^a	2.34	-26 -54 31	10.17	7.83	4372	29.6	0.39 ± 0.49
HIP 45957 / HD 81044	K0Vk:	0.8	-4.67 ^{a,c}	1.74	-115 -2 -33	10.1	8.37	5134		
HIP 47174 / HD 237822	G3V	0.63	-4.74 ^a	2.41	83 -130 131	13.14	10.73	5604		
HIP 47690 / HD 84035	K4V	1.13	-4.68 ^a	1.75	24 -58 5	9.66	7.91	4592		
HIP 50671 / HD 89707	G2VFe-1.5CH-0.8	0.55	-4.51 ^a	0.64	-58 -36 63	11.93	11.3	6041		
HIP 51138 / HD 307727	K6+V(k)+M0.5-V	1.23	-4.66 ^a	1.61	1 14 -50	8.6	6.99	4411		
HIP 51568 / CD-33 7042	K6.5V	1.34	-4.69 ^a	1.87	81 -29 -15	9.23	7.36	4100		
HIP 52064 / HD 91948	F6V	0.47	-4.50 ^a	0.61	41 -75 -19	11.92	11.31	6315		
HIP 53217 / HD 94340	G4V	0.64	-4.50 ^{a,b,c}	0.6	14 -16 -44	8.26	7.66	5837	129.5	2.93 ± 0.27
HIP 54599 / HD 97089	G0V	0.53	-4.56 ^a	0.9	-15 -9 -52	9.05	8.15	6208	8.59	1.88 ± 0.22
HIP 54677 / HD 97233	K5Vk:	1.2	-4.69 ^a	1.86	102 9 -15	8.93	7.06	4351	61.3	0.71 ± 0.5
HIP 56630 / BD+40 2442	K5V	1.29	-4.48 ^a	0.52	84 -13 -7	7.87	7.35	4026		
HIP 56715 / CD-47 7000	K6+V	1.29	-4.66 ^a	1.59	-59 -71 -43	12.06	10.46	4219		
HIP 57058 / BD+05 2529	K4V	1.25	-4.48 ^a	0.54	71 -36 7	9.01	8.47	4250	77.8	0.69 ± 0.51
HIP 57450 / BD+51 1696	sdG0	0.55	-4.72 ^a	2.23	-213 -252 61	13.32	11.08	5838		
HIP 62647 / BD-16 3543	K6Vk:	1.26	-4.66 ^a	1.59	-63 2 58	10.3	8.7	4302		
HIP 63387 / HD 112608	G0/2V	0.6	-4.57 ^{a,c}	0.93	-42 -71 31	11.78	10.86	5956		
HIP 63833 / HD 113538	K9Vk:	1.36	-4.56 ^a	0.92	-14 -64 -43	11.83	10.91	4140	31.4	0.05 ± 0.53
HIP 64583 / HD 114837	F6VFe-0.4	0.49	-4.66 ^{a,c}	1.57	-45 50 -8	7.97	6.4	6339		
HIP 65924 / L 546-157	K8V	1.35	-4.61 ^a	1.21	-108 -41 -70	12.33	11.12	4140	30.0	0.03 ± 0.53

TABELA A.1

(1) HIP/HD/etc.	(2) Tipo espectral (SIMBAD)	(3) $(B - V)$ (mag)	(4) $\log R'_{\text{HK}}$ (dex)	(5) Idade cromosférica (Ga)	(6,7,8) u, v, w (km/s)	(9) Idade cinemática (Ga)	(10) Δ Idades (Ga)	(11) T_{ef} (K)	(12) WLi (m)	(13) $A(\text{Li})$ (dex)
HIP 66675 / HD 118926	K5V	1.38	-4.74 ^a	2.44	-14 12 54	9.1	6.66	4003	40.0	-0.07 ± 0.55
HIP 67487 / HD 120467	K6Va	1.26	-4.73 ^a	2.28	-91 -61 -15	11.62	9.34	4386	32.35	0.45 ± 0.49
HIP 68337 / HD 122120	K5V	1.16	-4.69 ^a	1.93	-19 -4 -44	7.78	5.85	4469	43.33	0.71 ± 0.48
HIP 70472 / LP 800-56	K7V	1.26	-4.58 ^a	1.02	-3 -44 78	12.26	11.23	4222		
HIP 70924 / HD 126999	K6V	1.18	-4.71 ^a	2.1	-83 -70 -18	11.82	9.71	4466	20.7	0.37 ± 0.48
HIP 70956 / HD 127339	K7V	1.4	-4.68 ^a	1.77	-60 -57 16	10.28	8.51	4072	76.5	0.39 ± 0.54
HIP 71469 / HD 128429	F6V	0.46	-4.41 ^{a,c}	0.33	-122 -15 37	11.0	10.67	6450	12.93	2.2 ± 0.18
HIP 72875 / HD 131582	K3V	0.99	-4.71 ^{a,c}	2.08	-58 -56 20	10.32	8.24	4803	28.24	0.98 ± 0.43
HIP 78267 / HD 142945	G7VFe-2.2CH-1.5	0.58	-4.73 ^{a,c}	2.29	71 -37 0	8.99	6.71	5780		
HIP 78400 / HD 143333	F8V	0.52	-4.67 ^a	1.74	-30 -82 27	11.99	10.25	6247	14.1	2.11 ± 0.21
HIP 78716 / HD 143846	G0V	0.6	-4.75 ^{a,b,c}	2.5	-42 -23 43	8.7	6.2	5856	21.81	2.0 ± 0.27
HIP 81023 / HD 149162	K0Ve	0.88	-4.71 ^a	2.1	-43 -77 12	11.75	9.65	5086		
HIP 82588 / HD 152391	G8.5Vk:	0.75	-4.45 ^{a,b,c}	0.42	94 -97 17	12.54	12.12	5460	33.58	1.83 ± 0.33
HIP 83451 / HD 154712	K4V	1.04	-4.70 ^a	1.98	-26 -67 -6	10.74	8.75	4797		
HIP 86289 / HD 159656	G1V	0.64	-4.63 ^{a,c}	1.39	11 -22 -50	9.41	8.02	5834		
HIP 87062 / BD-08 4501	sdF8	0.59	-4.73 ^a	2.33	157 -53 -191	13.24	10.9	5479	42.4	1.96 ± 0.33
HIP 87533 / HD 162756	F8/G0V	0.62	-4.51 ^a	0.63	-70 -97 -33	12.42	11.78	5550		
HIP 88622 / HD 165401	G2V	0.61	-4.54 ^{a,b,c}	0.78	-68 -75 -33	12.01	11.23	5857		
HIP 89348 / HD 168151	F5V	0.38	-4.55 ^{a,b,c}	0.87	4 -2 -43	7.63	6.77	6470		
HIP 91154 / HD 170915	K4.5Vk:	1.15	-4.52 ^a	0.7	-8 -78 -27	11.92	11.22	4446		
HIP 99423 / HD 345957	G0V:	0.43	-4.56 ^a	0.9	-20 -92 110	12.91	12.01	5934		
HIP 102119 / HD 196998	K6Ve	1.12	-3.81 ^a	0.0	-71 -59 -34	11.7	11.7	4259		
HIP 102332 / BD-21 5811	K7V	1.19	-4.64 ^a	1.4	-43 -44 33	9.35	7.95	4258	22.5	0.09 ± 0.51
HIP 103832 / CD-39 14078	K5V	1.16	-4.72 ^a	2.21	8 -57 27	10.34	8.12	4487		

TABELA A.1

(1) HIP/HD/etc.	(2) Tipo espectral (SIMBAD)	(3) $(B - V)$ (mag)	(4) $\log R'_{HK}$ (dex)	(5) Idade cromosférica (Ga)	(6,7,8) u, v, w (km/s)	(9) Idade cinemática (Ga)	(10) Δ Idades (Ga)	(11) T_{ef} (K)	(12) WLi (m)	(13) $A(Li)$ (dex)
HIP 104092 / HD 200779	K6V	1.12	-4.63 ^a	1.38	-5 -64 11	10.41	9.03	4276	13.7	-0.09 ± 0.51
HIP 104214 / HD 201091	K5V	1.07	-4.58 ^a	1.03	-85 -43 -1	8.72	7.69	4327		
HIP 104217 / HD 201092	K7V	1.37	-4.71 ^a	2.11	-83 -41 -2	8.38	6.28	4177		
HIP 104660 / HD 201889	G1V	0.59	-4.10 ^{a,c}	0.02	-122 -69 -32	12.23	12.21	5701		
HIP 105858 / HD 203608	F9VFe-1.4CH-0.7	0.49	-4.43 ^a	0.38	-3 57 13	7.94	7.56	6252	41.2	2.59 ± 0.21
HIP 106147 / HD 204587	K7Vk:	1.26	-4.72 ^a	2.16	-94 -52 -3	10.76	8.6	4257	35.5	0.29 ± 0.51
HIP 108056 / BD+35 4669	G0	0.58	-4.48 ^a	0.53	4 -61 112	12.8	12.27	5956		
HIP 111078 / CD-45 14712	K6.5V	1.3	-4.73 ^a	2.35	28 -17 -55	10.02	7.66	4314		
HIP 114661 / BD+38 4955	F6	0.66	-4.43 ^a	0.39	16 -86 -116	12.92	12.54	5366		
HIP 114980 / HD 219495	K4Vk	1.13	-4.50 ^a	0.6	6 -80 -28	11.98	11.38	4649	31.78	0.82 ± 0.45
HIP 116429 / HD 221818	G9V	0.78	-4.51 ^{a,c}	0.67	-11 -45 28	8.38	7.7	5314		
HIP 116740 / HD 222317	G8	0.74	-4.50 ^{a,b}	0.59	-67 -20 47	9.82	9.23	5693	44.52	2.19 ± 0.3

Apêndice B

Correlação entre $(B - V)$ e T_{ef}

Neste apêndice, mostramos a calibração usada para associar, aproximadamente, os índices de cor $(B - V)$ às temperaturas efetivas T_{ef} , conforme exibido nos eixos horizontais superior e inferior na Figura 2.6. Na Figura B.1, mostramos o polinômio de grau 3 ajustado aos dados, com a respectiva equação associada e os resíduos encontrados — as linhas pontilhadas representam $\pm 3\sigma$ em unidades do desvio-padrão dos resíduos.

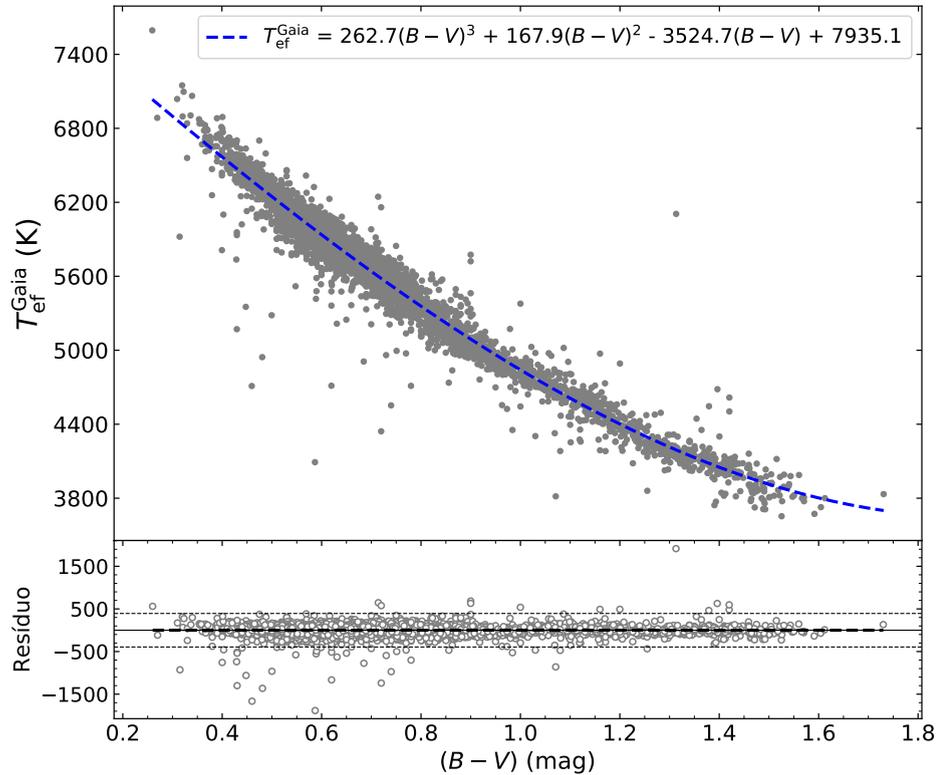


FIGURA B.1. Polinômio de terceiro grau ajustado às temperaturas efetivas T_{ef} em função do índice de cor $(B - V)$.

Apêndice C

Código da regressão multivariacional

Neste apêndice, mostramos o código da regressão multivariacional para obtenção das abundâncias de lítio, desenvolvido por Rocha-Pinto e adaptado por Felipe Busto-Gallo.

```
1 require(leaps) # exhaustive search for the best subsets of a given set ...
   of potential regressors
2
3 #####
4 ##### F U N C T I O N S #####
5 #####
6
7 addTrans <- function(color,trans)
8 {
9     # This function adds transparency to a color.
10    # Define transparency with an integer between 0 and 255
11    # 0 being fully transparent and 255 being fully visible
12    # Works with either color and trans a vector of equal length,
13    # or one of the two of length 1.
14
15    if ...
        (length(color) != length(trans) & !any(c(length(color), length(trans)) == 1)) ...
        stop("Vector lengths not correct")
```

```

16   if (length(color)==1 & length(trans)>1) color <- ...
      rep(color,length(trans))
17   if (length(trans)==1 & length(color)>1) trans <- ...
      rep(trans,length(color))
18
19   num2hex <- function(x)
20   {
21       hex <- unlist(strsplit("0123456789ABCDEF",split=""))
22       return(paste(hex[(x-x%%16)/16+1],hex[x%%16+1],sep=""))
23   }
24   rgb <- rbind(col2rgb(color),trans)
25   res <- ...
      paste("#",apply(apply(rgb,2,num2hex),2,paste,collapse=""),sep="")
26   return(res)
27 }
28
29 diagnostic = function(mod, dados, bg = "white", col = 1, colpoints = ...
      1, transp = 100)
30 {
31   par(mfrow=c(2,2), mar=c(4,4,1.5,1.8), bg = bg)
32   plot(dados$ALi~dados$Teff, xlab='Tef', ylab = 'A(Li)', col = ...
      addTrans(colpoints,transp), axes = F, col.lab = col)
33   # lines(sort(dados$Teff), mod$fitted.values[order(dados$Teff)], ...
      col='red')
34   box(col = col)
35   axis(side=1, lwd.ticks = 2, col = col, col.axis = col)
36   axis(side=2, lwd.ticks = 2, col = col, col.axis = col, las = 2)
37   plot(dados$ALi~dados$EW, xlab='W_Li', ylab = 'A(Li)', col = ...
      addTrans(colpoints,transp), axes = F, col.lab = col)
38   abline(v = 5, lty=2, col="red")
39   # lines(sort(dados$EW), mod$fitted.values[order(dados$EW)], col='red')
40   box(col = col)
41   axis(side=1, lwd.ticks = 2, col = col, col.axis = col)
42   axis(side=2, lwd.ticks = 2, col = col, col.axis = col, las = 2)
43   plot(mod$residuals~dados$Teff, ylab='Residuo', xlab = 'Tef', col = ...
      addTrans(colpoints,transp), axes = F, col.lab = col)
44   box(col = col)
45   axis(side=1, lwd.ticks = 2, col = col, col.axis = col)
46   axis(side=2, lwd.ticks = 2, col = col, col.axis = col, las = 2)
47   plot(mod$residuals~dados$EW, ylab='Residuo', xlab = 'W_Li', col = ...
      addTrans(colpoints,transp), axes = F, col.lab = col)

```

```
48   abline(v = 5, lty=2, col="red")
49   box(col = col)
50   axis(side=1, lwd.ticks = 2, col = col, col.axis = col)
51   axis(side=2, lwd.ticks = 2, col = col, col.axis = col, las = 2)
52   x = c(AIC(mod), BIC(mod))
53   names(x) = c('AIC', 'BIC')
54   par(mfrow=c(1,1))
55   x
56 }
57
58 #####
59 ##### I M P O R T #####
60 #####
61
62 # input dataset
63
64 cal_sample = read.table('sample_calibrationLi.csv', header=TRUE, ...
65   sep=',', check.names=FALSE)
66
67 # renaming columns to a standard name
68 names(cal_sample)[7] = 'Teff'
69 names(cal_sample)[8] = 'EW'
70 names(cal_sample)[9] = 'ALi'
71
72 #####
73 ##### M O D E L S - T E M P L A T E S #####
74 #####
75 # model0 = lm(ALi ~ Teff + log10(EW), data = cal_sample) # livre para ...
76   testes
77 # summary(model0)
78 # diagnostic(model0, cal_sample)
79
80 #####
81 ##### T E S T I N G M O D E L S #####
82 #####
83 model = lm(ALi ~ Teff + I(Teff^2) + log10(EW) + EW, data = cal_sample)
84
85 summary(model)
86 diagnostic(model, cal_sample)
```