

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



Nova Metodologia de Datação Estelar: Idades Cinemáticas e suas aplicações.

Felipe de Almeida Fernandes

Rio de Janeiro Março de 2019

Nova Metodologia de Datação Estelar: Idades Cinemáticas e suas aplicações.

Felipe de Almeida Fernandes

Tese 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 Doutor em Ciências em Astronomia.

Orientador: Helio J. Rocha-Pinto

Rio de Janeiro Março de 2019

CIP - Catalogação na Publicação

Fernandes, Felipe Almeida
F363n Nova metodologia de datação estelar: idades cinemáticas e suas aplicações / Felipe Almeida Fernandes. -- Rio de Janeiro, 2019. 233 f.
Orientador: Helio Jaques Rocha-Pinto. Tese (doutorado) - Universidade Federal do Rio de Janeiro, Observatório do Valongo, Programa de Pós Graduação em Astronomia, 2019.
1. Estrelas: cinemática. 2. Estrelas: evolução.
3. Galáxia: cinemática e dinâmica. I. Rocha-Pinto, Helio Jaques, orient. II. Título.

Elaborado pelo Sistema de Geração Automática da UFRJ com os dados fornecidos pelo(a) autor(a), sob a responsabilidade de Miguel Romeu Amorim Neto - CRB-7/6283.

Nova metodologia de datação estelar: idades cinemáticas e suas aplicações

Felipe de Almeida Fernandes

Dr. Helio Jaques Rocha Pinto (Orientador)

Tese de doutorado 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 Doutor em Ciências -Astronomia.

Aprovada por:

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

Dr. Leandro de Oliveira Kerber- (Avaliador Externo) - UESC

Che Mo Bord Prince Dr. Claudio Bastos Pereira- (Avaliador Externo) - ON/MCTIC

anton Frederice Part de Milo

Dr. Gustavo Frederico Porto de Mello- (Avaliador Interno) - OV/UFRJ

Dr. Paulo Afrânio Augusto Lopes- (Avaliador Interno) - OV/UFRJ

Rio de Janeiro Março de 2019

O presente trabalho foi realizado com apoio da Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior – (Brasil) CAPES – Código de Financiamento 001. Dedicado aos meus pais, Paulo e Roseny...

Agradecimentos

Antes de mais nada gostaria de agradecer aos meus pais, Paulo e Roseny, sem os quais essa tese não teria nem começado. Sou eternamente grato por seus inúmeros esforços para que eu tivesse, desde cedo, acesso a uma educação de qualidade e eu certamente não teria chegado tão longe sem a bagagem de conhecimento que me propiciaram a adquirir. Além disso, agradeço muito por terem me incentivado nessa loucura que foi me mudar, aos 17 anos, para o Rio de Janeiro para me tornar astrônomo.

Agradeço a todos os professores do Observatório do Valongo, que me ensinaram, não apenas dentro de sala de aula, o significado de ser um bom pesquisador. Em especial, agradeço ao meu orientador Helio Rocha-Pinto por ter sido sempre solícito quando requisitado, e por ter sido compreensívo nos momentos em que eu não fui capaz de apresentar o rendimento acadêmico esperado. Agradeço ao professor Gustavo Porto de Mello, pelos ensinamentos que vão desde às equações básicas de evolução estelar aos treinos de Kung Fu e pelo incentivo para que eu fizesse esse doutorado direto.

Também gostaria de agradecer à professora Claudia Mendes de Oliveira, do IAG / USP, por ter me dado a oportunidade de ter uma experiência internacional ao longo do doutorado, que me possibilitou um grande crescimento pessoal, e ao pesquisador Guillermo Damke, da *Universidad de La Serena*, Chile, com quem desenvolvi projeto durante a experiência. Estendo também os agradecimentos a Hélio Perottoni, pelas inúmeras oportunidades geradas ao me incluir nos mais diversos projetos de pesquisa.

Agradeço também aos pesquisadores Léo Girardi, do Osservatorio Astronomico di Padova, Itália, e Carlos Allende Prieto, do Instituto de Astrofisica de Canarias, Espanha, pelos importântes conselhos oferecidos durante visitas ao Rio de Janeiro. O primeiro por ter colaborado com sugestões imprescindíveis para o desenvolvimento do código EITApy apresentado neste estudo, e o segundo por responder as dúvidas referêntes à amostra utilizada.

Deixo também um agradecimento muito especial a todos os amigos que pude fazer ao longo dos últimos anos no Rio de Janeiro. Eu certamente não teria mantido minha sanidade mental (se é que mantive) se não fossem os astroluauls, chopadas, noites de observação sem observação e demais rOWlês.

Dedico o agradecimento mais especial de todos para minha querida namorada, Priscila, não só por ter me aguentado reclamar da vida por (pelo menos) 4 meses sem esboçar qualquer tipo de insatisfação, e por ter sido extremamente compreensíva nesse período, mas também por ser essa pessoa linda e especial que está sempre me aconselhando e que me ajudou a ter a confiança necessária para terminar essa tese e ir atrás do pós-doutorado que eu queria.

Para finalizar, agradeço também a mim mesmo, pelo sacrifício físico e mental, por diversas vezes abrir mão das horas de lazer, pelas inúmeras noites em claro dedicadas a essa tese, e pela dedicação ininterrupta mesmo diante das várias adversidades.

Um último adendo após as revisões finais:

Agradeço aos membros da banca, Claudio Bastos Pereira, Gustavo Porto de Mello (novamente), Leandro de Oliveira Kerber e Paulo Afrânio Augusto Lopes, pela excelente discussão e pelos importantes comentários que certamente contribuíram para enriquecer o material.

Reconheço também que algumas adversidades foram fundamentais para tornar possível a impressão e encadernação da versão final dessa tese. *[rsrs]*

"Não entre em pânico!"

Douglas Adams - O Guia do Mochileiro das Galáxias

Resumo

Nova Metodologia de Datação Estelar: Idades Cinemáticas e suas aplicações.

Felipe de Almeida Fernandes

Orientador: Helio J. Rocha-Pinto

Resumo da Tese 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 Doutor em Ciências em Astronomia.

As estrelas atuam como registros fósseis que refletem as propriedades químicas e dinâmicas de diferentes épocas da Galáxia. Neste contexto, as idades estelares são fundamentais pois permitem a identificação da época à qual essas propriedades se referem. Sendo assim, é de extrema importância que tenhamos disponíveis métodos de datação estelar que possam ser aplicados em larga escala, aproveitando ao máximo o grande volume de dados que estará disponível nos próximos anos. Neste estudo aplicamos uma abordagem Bayesiana para desenvolver um método de datação estelar que se baseia nas propriedades cinemáticas das estrelas. Essa metodologia se fundamenta no aquecimento dinâmico do disco e no modelo do elipsoide de velocidades, que ajustamos através do uso de dados do levantamento Geneva-Copenhagen (LGC). Este método depende apenas do conhecimento das velocidades espaciais e pode ser aplicado para estrelas de qualquer massa. Mostramos que a distribuição de idade e a relação idade-metalicidade obtidas por esse método para as estrelas do LGC é semelhante ao que se obtém através do uso do método isocronal. Exploramos a universalidade do método para a obtenção das idades do sistema Trappist-1 e do asteroide interestelar 'Oumuamua. O primeiro corresponde a uma anã M de grande interesse astrobiológico por apresentar 7 planetas de tipo terrestre, muitos deles na zona habitável, e cuja idade não pode ser obtida através do uso dos métodos tradicionais. Já o segundo, sequer se trata de uma estrela, mas sua órbita galáctica apresenta evolução semelhante, permitindo o uso do método. Obtivemos a idade de 12.50(+0.29-6.23) Ga para o primeiro, e restringimos uma idade entre 0.01-1.87 Ga para o segundo. Também mostramos que o método cinemático pode ser utilizado em conjunto ao método isocronal, resultando em incertezas menores que a dos métodos aplicados isoladamente. Para essa aplicação desenvolvemos uma biblioteca em python denominada EITApy, capaz de produzir isócronas a partir da interpolação de trajetórias evolutivas e computar os cálculos necessários para a obtenção de idades isocronais. Através de uma amostra simulada verificamos que um ganho de 20% em precisão pode ser esperado para as estrelas de baixa massa próximas à sequência principal. Este método combinado foi aplicado às estrelas do levantamento S⁴N, que reúne parâmetros cinemáticos e atmosféricos, e abundâncias químicas de 17 elementos, para 118 estrelas FGK da vizinhança Solar. Além da caracterização das idades foi feita a caracterização dos parâmetros orbitais por meio de integração orbital. Através das relações obtidas, observamos indícios de que a relação idade-metalicidade para estrelas velhas é dominada pela migração estelar e pela existência de gradientes químicos no disco, enquanto no caso de estrelas mais jovens o enriquecimento químico local é mais relevante, como indicado pela evolução temporal das abundâncias de elementos dos processos α e s. Também verificamos uma forte correlação entre idade e abundância relativa $[s/\alpha]$.

palavras-chave: Estrelas: cinemática, Estrelas: evolução, Galáxia: cinemática e dinâmica

Rio de Janeiro Março de 2019

Abstract

Polycyclic Aromatic Hydrocarbons in Luminous Infrared Galaxies

Felipe de Almeida Fernandes

Advisor: Helio J. Rocha-Pinto

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 IN ASTRONOMY.

Stars act like fossil records that register the chemical and dynamical properties of different epochs in the history of our Galaxy. In this context, stellar ages are fundamental to identify which epoch this records refer to. Therefore, it's very important to have different methods of stellar dating that can be applied in large scales and allow us to make the best use of the unprecedented volume of data that will be available in the near future. In this study we apply a Bayesian approach in order to develop a stellar dating method based on the kinematical properties of the stars. This methodology is grounded on the process of disk heating and on the model of the velocity ellipsoid, that we adjust using data from the Geneva-Copenhagen Survey (GCS). This method depends only on the knowledge of the stellar spatial velocities and can be applied to stars of all masses. We show that the age distribution and the age-metallicity relation obtained by this method for the GCS stars are similar to the results obtained using isochronal ages. We explore the universality of the method to obtain the ages of the Trappist-1 system and of the interstellar asteroid 11/'Oumuamua. The first is a M dwarf of great astrobiological interest because it hosts 7 earth-like planets (many of which are in the habitable zone) and which age cannot be obtained through the traditional methods. The second is not even a star, but it's expected that its galactic orbit evolved in the same way as the Solar Neighbourhood stars, therefore allowing the application of the method. We obtained an age of 12.50(+0.29-6.23) Gyr for the first, and restricted an age between 0.01–1.87 Gyr for the second. We also show that the kinematical method can be used in combination with the isochronal method, resulting in smaller uncertainties than what is obtained when the methods are used separately. For this application, we developed a python library named EITApy, capable of producing isochrones through the interpolation of evolutionary tracks and of computing the necessary calculations to derive isochronal ages. We used a simulated sample to show that a 20% improvement in precision can be expected for the low mass stars that are close to the main sequence.

This combined method was applied to the S⁴N stars, which contains kinematical and atmospheric parameters, as well as chemical abundances of 17 elements, for 118 FGK stars in the Solar Neighbourhood. We characterized the stellar ages and also the orbital parameters through orbital integration. After analyzing the relations between age and chemodynamical parameters, we observe evidence that the age-metallicity relation for the older stars is dominated by stellar migration and existence of chemical gradients in the disk, while for the younger stars the local chemical enrichment seems to be more relevant, as indicated by the evolution of the abundances of α and s process elements. We also observe a strong correlation between age and the relative abundance $[s/\alpha]$.

keywords: stars: kinematics, stars: evolution, Galaxy: kinematics and dynamics

Rio de Janeiro March 2019

Lista de Figuras

1.1	Exemplo do método isocronal	36
1.2	Relação idade–período rotacional–índice de cor	39
1.3	Relação idade-metalicidade	43
1.4	Aumento da dispersão de velocidades com a idade.	44
1.5	Exemplo de combinação de métodos de datação.	46
2.1	Ajuste da dispersão de velocidades em função da idade	58
2.2	Ajuste do desvio do vértice e deriva assimétrica em função da idade	60
2.3	Mapa de densidade no plano eV	63
2.4	Exemplos de funções de densidade de probabilidade de idade obtidas pelo método cinemático.	66
2.5	Distribuição de incertezas do método cinemático.	67
2.6	Reflexos das incertezas observacionais nas pdfs de idade cinemática.	69
2.7	Reflexos da mudanca da velocidade Solar nas pdfs obtidas.	70
2.8	Distribuição de diferenças entre as idades isocronal e cinemáticas	73
2.9	Distribuição de diferenças entre as idades dos diferentes métodos cinemáticos.	74
2.10	Distribuição de idades dos métodos isocronal e cinemáticos	75
2.11	Relação idade cinemática dos métodos isocronal e cinemáticos.	77
2.12	Pdfs de idade cinemáticas obtidas para o sistema Trappist-1	79
3.1	Estrutura do código EITApy	86
3.2	Pontos evolutivos equivalentes da trajetória evolutiva de uma estrela com	
	uma massa solar	88
3.3	Interpolação de trajetórias evolutivas por massa	89
3.4	Interpolação entre dois conjuntos de trajetórias evolutivas por metalicidade	90
3.5	Comparação entre isócrona original e uma gerada pelo EITApy	92
3.6	Exemplo de aplicação do método isocronal	93
3.7	Diagrama cor-cor das populações estelares sintéticas PARSEC para filtros	~ ~
	do S-PLUS	95
3.8	Diagrama cor-magnitude das estrelas do SDSS com uma PES destacada .	96
4.1	Diagrama HR das estrelas simuladas	100
4.2	Distribuição de velocidade $U \in V$ para a amostra simulada	102
4.3	Diagrama HR das seis estrelas escolhidas para fins de exemplificação 1	104
4.4	Componentes de velocidade U e V das seis estrelas escolhidas para fins	
	de exemplificação	105
4.5	Exemplos de pdfs para 6 estrelas escolhidas	106
4.6	Distribuição das diferenças entre a idade real e a idade mais provável obtida	108
4.7	Distribuição das diferenças entre a idade real e a esperada obtida 1	108

4.8	Distribuição das diferenças entre a idade real e a esperada obtida \ldots .	. 109
4.9	Distribuições de incertezas estimadas e de diferenças entre idade real e estimada	110
		. 110
5.1	Diagrama de Hess com os dados S^4N originais	. 119
5.2	Calibração das temperaturas efetivas do S^4N	. 120
5.3	Calibração das gravidades superficiais do S^4N	. 123
5.4	Calibração das metalicidades do S ⁴ N	. 125
5.5	Diagrama de Hess com os dados S^4N calibrados	. 126
5.6	Exemplos de aplicação do método isocronal - 3 primeiras estrelas	. 130
5.7	Exemplos de aplicação do método isocronal - casos representativos	. 131
5.8	Comparação entre idades isocronais com dados originais e calibrados	. 134
5.9	Órbita galáctica da estrela HIP 171	. 135
5.10	Órbita galáctica da estrela HIP 37279	. 136
5.11	Comparação entre os parâmetros cinemáticos S ⁴ N e Gaia $\ldots\ldots\ldots\ldots$. 137
5.12	Exemplos de aplicação do método cinemático - 3 primeiras estrelas	. 139
5.13	Exemplos de aplicação do método cinemático - casos representativos	. 140
5.14	Exemplos de aplicação do método combinado - 3 primeiras estrelas	. 142
5.15	Exemplos de aplicação do método combinado - casos representativos $\ . \ .$. 143
6.1	Distribuição de idades estelares no S ⁴ N	. 150
6.2	Distribuição de idades estelares no S ⁴ N corrigida pela evolução estelar .	. 151
6.3	Distribuição de idades estelares no S ⁴ N corrigida pela evolução estelar e	
	pela escala de altura	. 152
6.4	Divisão do S^4N de acordo com a bimodalidade em idade	. 154
6.5	Bimodalidade populacional observada nas abundâncias químicas do S ⁴ N.	. 157
6.6	Distribuições de idades das estrelas de ambas as populações químicas do ${\rm S}^4{\rm N}$. 157
6.7	Distribuição de estrelas do S^4N no diagrama de abundâncias químicas,	
	$coloridas por idade. \dots \dots$. 158
6.8	Distribuição de estrelas do S^4N no diagrama de abundâncias químicas,	
	coloridas pela idade cinemático	. 159
6.9	Distribuição de estrelas do S ⁴ N no diagrama de abundâncias químicas,	
	para dados não calibrados	. 160
6.10	Distribuição das velocidades UVW do S^4N	. 161
6.11	Distribuição dos parâmetros cinemáticos das populações do S^4N divididas	
	por idade	. 161
6.12	Distribuição das velocidades UVW do S ⁴ N divida por enrique cimento α	. 162
6.13	Distribuição dos parâmetros cinemáticos das populações do S ⁴ N divididas por enriquecimento α	. 163
6.14	Distribuição das velocidades UVW do $\mathrm{S}^4\mathrm{N}$ coloridas pela idade isocronal	164
6.15	Relação entre as velocidades UVW e a metalicidade $\ldots \ldots \ldots \ldots$. 165
6.16	Relação entre raio orbital médio e abundâncias químicas	. 165
6.17	Relação entre metalicidade e raio orbital médio para as populações rica e pobre em α	. 166
6.18	Relação entre raio médio e abundâncias colorido de acordo com idades	
	isocronais e cinemáticas	. 167
6.19	Relação entre idade combinada e componentes de velocidade UVW	. 168

6.20	Relação entre idade combinada e os parâmetros orbitais
6.21	Relação entre idade isocronal e componentes de velocidade UVW 169
6.22	Relação entre abundância (X/H) e idade
6.23	Relação entre abundância (X/Fe) e idade $\dots \dots \dots$
6.24	Relação entre idade e abundâncias de elementos α e s
6.25	Relação entre idade e as abundâncias (Y/Mg) e (s/ α)
7.1	Trajetória de 'Oumuamua para 8 modelos da Galáxia
7.2	Comparação dos parâmetros orbitais de 'Oumu amua e estrelas do LGC $$. 186
7.3	Comparação entre as componentes de velocidade UVW de 'Oumuamua
	e as de estrelas de diferentes idades
7.4	Pdf de idade para 'Oumuamua obtida pelo Método Cinemático 189
7.5	Pdfs de idade de 'Oumuamua reamostradas considerando uma velocidade
	excedente de 5 km s ⁻¹ $\dots \dots \dots$
7.6	Pdfs de idade de 'Oumuamua reamostradas considerando uma velocidade
	excedente de 10 km s ⁻¹ $\dots \dots \dots$
7.7	Relação idade–dispersão de velocidades para aglomerados abertos e estre-
	las de campo
7.8	Pdf de idade de 'Oumuamua obtida através do modelo que considera a
	RIV de OCs
7.9	Sumário das idades caracterizadas para o 'Oumuamua
B.1	Ajuste da relação $m_{\tau}(t)$

Lista de Tabelas

1.1	Sumário das características de cada um dos principais métodos de datação estelar	49
2.1	Parâmetros do modelo que descreve a relação entre dispersão de veloci-	
	dades e idade	59
2.2	Comparação entre os valores de velocidade solar obtidos por diferentes	
	autores	61
2.3	Caracterização das diferenças das idades obtidas utilizando diferentes ve-	
	locidades solares	71
3.1	Excerto de uma trajetória evolutiva do conjunto PARSEC	83
3.2	Excerto de uma isócrona do conjunto PARSEC	84
0.2		01
4.1	Definição dos 7 grupos que dividem a amostra simulada	101
4.2	Conjuntos de incertezas utilizados nas simulações dos parâmetros obser-	
	vacionais	103
4.3	Propriedades das estrelas usadas para exemplificar o método combinado .	103
4.4	Caracterização das distribuições de diferenças entre idade real e estimada	107
4.5	Frações de estrelas cuja diferença entre idade real e obtida esta contida	110
	em diferentes multiplos da incerteza ca	112
5.1	Modelos considerados para a calibração de temperatura efetiva	122
5.2	Modelos considerados para a calibração da gravidade superficial	124
5.3	Comparação de idades da estrela HIP 17378	128
5.4	Comparação de idades da estrela HIP 1599 $\ldots\ldots\ldots\ldots\ldots\ldots\ldots$	144
61	Caracterização das distribuiçãos de idade de S ⁴ N	140
0.1 6 9	Comparação das idades dos picos de formação estelar	149
0.2 6.3	Comparação das nonulações presentes no S^4N dividas por idade	154
6.4	Caracterização das populações presentes no S^4N dividas por enriqueci-	101
0.1	mento de elementos α	156
6.5	Caracterização cinemática das populações presentes no S ⁴ N dividas por	
	idade e por enriquecimento α	163
H 1		100
7.1	Parametros cinematicos da orbita galactica de 'Oumuamua'	186
(.2 7 9	Idades cinematicas caracterizadas para Oumuamua	109
1.5	r arametros obtidos para a Krv que inciui OOs	190
C.1	Idades cinemáticas obtidas através do método UVW (superíndice 1) para	
	as 40 primeiras estrelas do LGC	227

D.1	Parâmetros astrométricos originais do levantamento S^4N
D.2	Parâmetros orbitais obtidos para as estrelas do levantamento S^4N 232
D.3	Parâmetros atmosféricos do levantamento S^4N
D.4	Idades isocronais caracterizadas para as estrelas do levantamento $\rm S^4N$ $$ 238
D.5	Idades cinemática e combinada caracterizadas para as estrelas do levan-
	tamento S^4N

Abreviações

CROJOCA	\mathbf{Cromos} féricamente \mathbf{Jo} vem e \mathbf{C} inematicamente \mathbf{A} ntiga
DI	Distribuição de Idades
ETL	Equilibrio Termodinâmico Local
HFE	Histórico de Formação Estelar
LGC	\mathbf{L} evantamento \mathbf{G} eneva- \mathbf{C} openhagen
PES	\mathbf{P} opulação \mathbf{E} stelar \mathbf{S} imples
PRIM	relação \mathbf{P} eríodo de \mathbf{R} otação- \mathbf{I} dade- \mathbf{M} assa
RIA	\mathbf{R} elação \mathbf{I} dade- \mathbf{A} atividade cromosférica
RIM	\mathbf{R} elação \mathbf{I} dade- \mathbf{M} etalicidade
RIV	\mathbf{R} elação \mathbf{I} dade–Dispersão de \mathbf{V} elocidades
RMC	Relação Metalicidade–Propriedades Cinemáticas
$\mathbf{S}^4 \mathbf{N}$	${\bf S} {\rm pectroscopic}~{\bf S} {\rm urvey}~{\rm of}~{\bf S} {\rm tars}$ in the ${\bf S} {\rm olar}~{\bf N} {\rm eighborhood}$
\mathbf{SLR}	Sistema Local de Repouso
EITApy	biblioteca python, do inglês Evolutionary Tracks and Isochrones: Tools and Applications
pdf	do inglês p robability d ensity f unction

Nomenclatura

Símbolo	Unidade	Descrição
t	Ga	símbolo genérico para idade
t_{MP}	Ga	idade mais provável
$t_{ m E}$	Ga	idade esperada
$t_{2.5}$	Ga	idade correspondente ao percentil de 2.5%
t_{16}	Ga	idade correspondente ao percentil de 16%
t_{50}	Ga	idade mediana
t_{84}	Ga	idade correspondente ao percentil de 84%
$t_{97.5}$	Ga	idade correspondente ao percentil de 97.5%
U	${\rm kms^{-1}}$	Componente de velocidade no eixo X
		de coordenadas galácticas
V	${\rm kms^{-1}}$	Componente de velocidade no eixo Y
		de coordenadas galácticas
		(corrigida pela velocidade do SLR)
W	${\rm kms^{-1}}$	Componente de velocidade no eixo Z
		de coordenadas galácticas
v_1	${\rm kms^{-1}}$	Componente principal do elipsoide de velocidades
v_2	${\rm kms^{-1}}$	Componente secundária do elipsoide de velocidades
σ_U	${\rm kms^{-1}}$	Dispersão de velocidades na componente ${\cal U}$
σ_V	${\rm kms^{-1}}$	Dispersão de velocidades na componente ${\cal V}$
σ_W	${\rm kms^{-1}}$	Dispersão de velocidades na componente W
σ_1	${\rm kms^{-1}}$	Dispersão de velocidades na componente v_1
σ_2	${\rm kms^{-1}}$	Dispersão de velocidades na componente v_2
U_{\odot}	${\rm kms^{-1}}$	Componente U da velocidade solar

V_{\odot}	${\rm kms^{-1}}$	Componente V da velocidade solar
W_{\odot}	${\rm kms^{-1}}$	Componente W da velocidade solar
p		símbolo genérico para pdf
G		pdf de idade obtida pelo método isocronal
K		pdf de idade obtida pelo método cinemático
GK		pdf de idade obtida pelo método combinado
e		excentricidade orbital
$R_{\rm apo}$	kpc	raio orbital apogaláctico
$R_{\rm peri}$	kpc	raio orbital perigaláctico
$R_{\rm med}$	kpc	raio orbital médio
z_{\max}	kpc	distância máxima ao plano do disco
$T_{\rm ef}$	Κ	temperatura efetiva
$\log g$		logaritmo da gravidade superficial [cgs]
M_v		magnitude absoluta na banda V
L	L_{\odot}	luminosidade
m	m_{\odot}	massa
$\left[X_{1}/X_{2}\right]$		abundância química relativa

Sumário

In	introdução 2								
I Contextualização									
1	Idades Estelares								
	1.1	Introd	ução	. 27					
		1.1.1	Características de um bom estimador	. 31					
	1.2	Princip	pais métodos de datação estelar	. 32					
		1.2.1	Idades por datação radioativa	. 32					
			1.2.1.1 Datação meteorítica	. 32					
			1.2.1.2 Nucleocosmocronologia	. 34					
		1.2.2	Idades dependentes de modelo	. 34					
			1.2.2.1 Idades isocronais	. 35					
			1.2.2.2 Astrossismologia	. 37					
		1.2.3	Idades relacionadas ao efeito dínamo	. 37					
			1.2.3.1 Girocronologia	. 38					
			1.2.3.2 Idades cromosféricas	. 40					
		1.2.4	Idades químicas	. 41					
			1.2.4.1 Depleção de lítio	. 41					
			1.2.4.2 Enriquecimento químico	. 42					
		1.2.5	Idades cinemáticas	. 43					
			1.2.5.1 Expansão de aglomerados	. 43					
			1.2.5.2 Aquecimento dinâmico do disco	. 44					
		1.2.6	Combinação de métodos	. 46					
	1.3	Consid	lerações finais	. 47					
Π	M	etodol	ogias	50					
2	Método cinemático								
	2.1	Introd	ução	. 51					
	2.2	Amost	ra	. 54					
	2.3	Metod	ologia	. 55					
		2.3.1	Método <i>UVW</i>	. 56					
		2.3.2	Método eVW	. 62					
		2.3.3	Método eUW	. 64					
	2.4	Discus	são	. 65					
		2.4.1	Incertezas das idades individuais	. 67					

			2.4.1.1	Incertezas provenientes da natureza estatística dos métodos	67	
			2.4.1.2	Impacto das incertezas observacionais	68	
			2.4.1.3	Incerteza na velocidade peculiar do Sol	70	
		2.4.2	Compar	ação entre os diferentes métodos	71	
	2.5	Result	ados		74	
		2.5.1 Distribuição de idades				
		2.5.2 Relação idade-metalicidade				
		2.5.3	Idade ci	nemática para Trappist-1	78	
	2.6	Conclu	ısões		80	
3	O c	ódigo l	EITApy	— método isocronal	82	
	3.1	Trajet	órias evol	utivas e isócronas	83	
	3.2	Estrut	ura do có	bdigo	85	
	3.3	Funcio	onalidades	3	87	
		3.3.1	Interpola	ações	87	
			3.3.1.1	Interpolação em estágio	87	
			3.3.1.2	Interpolação em massa	89	
			3.3.1.3	Interpolação em metalicidade	90	
		3.3.2	Constru	ção de isócronas	91	
		3.3.3	Aplicaçã	ío do método isocronal	92	
		3.3.4	Simulaca	ăo de amostra	94	
	3.4	Outras	s aplicaçõ	es	94	
		3.4.1	S-PLUS	: seleção de estrelas gigantes	94	
		3.4.2	Busca p	or galáxias satélite	95	
			1	0		
4	Mét	odo co	ombinad	o: isocronal e cinemático	97	
	4.1	Introd	ução		97	
	4.2	Metod	ologia		98	
	4.3	Amost	ra simula	ιda	.00	
	4.4	Result	ados		.03	
		4.4.1	Análise	das incertezas	.09	
	4.5	Conclu	ısões		.11	
			~			
П	I A	plicaç	oes	1	14	
5	$\mathbf{S}^4 \mathbf{N}$	- Cali	bração d	da amostra e datação estelar 1	15	
0	51	Introd	ncão	1	15	
	5.2	Amost	ra	1	16	
	5.3	Calibr	ações	1	17	
	0.0	531	Tompore	ture ofotive	18	
		520	Cravida	de superficiel	-10 -91	
		0.0.2 5.9.9	Abundâ		.21	
		0.3.3 E 0.4	Abunda:		23	
		5.3.4	Diagram	$\begin{array}{c} \text{Ia ue ness callbrado} \\ \text{O} \text{or an all UID 17270} \\ \end{array}$	20	
	. .	A 10	5.3.4.1 ~	$\cup \text{ caso de HIP } 17378 \dots \dots$	27	
	5.4	Aplica	çao das n		28	
		5.4.1	Método	1socronal	.28	
		5.4.2	Cinemát	iica	34	
			5.4.2.1	Parämetros orbitais	34	
			5.4.2.2	Idades cinemáticas	.37	

		5.4.3 Idades combinadas	. 141				
	5.5	Conclusões	. 144				
$6 \cdot \mathbf{S}^4 \mathbf{N}$ avalução quimiadinâmico local							
0	61	Introdução quimiodinamica local					
	6.2	Amostra	147				
	6.3	Resultados e discussão	147				
	0.0	6.3.1 Distribuição de idades	148				
		6.3.1.1 Histórico de formação estelar	150				
		6.3.2 Abundâncias químicas	156				
		6.3.2.1 Resultado para os dados não calibrados	150				
		6.3.3 Distribuição de parâmetros orbitais	160				
		6.3.4 Belação abundância-cinemática	163				
		6.3.4.1 Metalicidade vs. velocidades <i>UVW</i>	164				
		$6.3.4.2$ Metalicidade vs. velocidades R_{1}	165				
		6.3.5 Belação idade-cinemática	167				
		6.3.6 Belação idade-abundâncias	170				
		6.3.6.1 Uso de abundâncias para datação estalar	175				
	6.4	Conclusões	. 176				
_							
7	Ida	de cinemática para 11/'Oumuamua	179				
	7.1	Introdução	. 179				
	7.2		. 181				
	7.3	Resultados e discussao \dots	. 184				
		7.3.1 Orbita galactica de Oumuamua	. 184				
		7.3.2 Aplicação do metodo cinemático	. 187				
		7.3.3 Incerteza gerada pelo processo de ejeção	. 190				
	7 4	(.3.4 Analise alternativa para idades jovens	. 193				
	7.4	Conclusoes	. 198				
C	onclu	usões finais	200				
R	eferê	ncias Bibliográficas	204				
\mathbf{A}	Mét	todo isocronal - cálculo da função $G(t)$	220				
в	Cor	reção evolutiva do histórico de formação estelar	223				
	B.1	Formalismo	. 223				
	B.2	A função $m_{\tau}(t)$. 224				
\mathbf{C}	Tab	ela do LGC	226				
D	D Tabelas do S ⁴ N 228						

Introdução

"If life is going to exist in a Universe of this size, then the one thing it cannot afford to have is a sense of proportion."

Douglas Adams

Entre as ciências a astronomia é uma das mais ambiciosas, sendo aquela que busca as respostas para as questões mais fundamentais do Universo em suas formas mais cruas e generalizadas possíveis: *onde estamos? de onde viemos? como chegamos até aqui?* e *para onde vamos?*. Paradoxalmente, é também a ciência mais limitada. Seus estudos envolvem escalas de tempo e espaço que beiram a incompreensibilidade humana e impossibilitam o desenvolvimento de pesquisa tradicional em laboratório.

Nas demais ciências é comum ter o controle sobre os parâmetros que regulam determinado processo em estudo, abrindo espaço para que o conhecimento seja adquirido através da experimentação. Já na Astronomia, quase sempre, podemos contar apenas com a informação que obtemos através da observação. E neste contexto as escalas de tempo e espaço com as quais lidamos certamente não nos favorecem. Não só estamos limitados a observar, mas observamos apenas um "instante" a partir de uma região específica, que nos permite ver com detalhes apenas uma pequena migalha de uma vasto e longevo Universo. Ainda assim, nós astrônomos nos vemos empenhados em aprender tanto quanto possível através das limitadas informações disponíveis e não poupamos esforços para desenvolver metodologias que nos permitam acessar essas informações. É diante de tal desafio que desenvolvemos a tese aqui apresentada, na qual mostraremos que uma das formas de transpor estes obstáculos é através da datação estelar, que nos permite inferir propriedades de nossa Galáxia em épocas longínquas e buscar compreender sua evolução ao longo de bilhões de anos. Neste contexto, muitos avanços já foram alcançados e é inegável que nosso conhecimento a respeito da estrutura e evolução da Galáxia tem crescido exponencialmente nas últimas décadas. A menos de um século ocorria o grande "debate" entre Heber Curtis e Harlow Shapley, numa época na qual os pesquisadores sequer estavam convencidos de que nossa Galáxia e o Universo deveriam ser tratados como conceitos distintos.

A primeira tentativa de mapear a distribuição de estrelas da Galáxia, realizada por Herschel (1785), resultou em uma distribuição na qual o Sol se encontrava desconfortavelmente próximo ao centro, fortalecendo uma visão antropocêntrica até então contrariada pelos demais resultados científicos e mantida até o início do dêcada de 20 (Kapteyn & van Rhijn, 1920). Só após Trumpler (1930) discutir a importância da extinção de luz pelo meio interestelar é que foi possível interpretar corretamente os dados e compreender que a aparente posição especial ocupada pelo Sol se tratava apenas de um viés amostral, o que já era indicado pelos estudos de Shapley (1919) através da distribuição de aglomerados globulares.

Devido justamente à extinção do meio interestelar temos uma grande dificuldade em estudar a estrutura em larga escala de nossa própria Galáxia. Diversas subestruturas, que hoje sabemos estar presentes em nossa Galáxia foram primeiro observadas em outras galáxias, como é o caso dos braços espirais (Hubble, 1926) e da duplicidade do disco (Burstein, 1979), cujas descobertas na Via Láctea foram feitas respectivamente por Oort & Rougoor (1959) e Gilmore & Reid (1983). Atualmente sabemos que a Via Láctea é composta por uma série de substruturas, que incluem um bojo e uma barra centrais e halos luminosos e de matéria escura. Ainda assim, a estrutura de nossa Galáxia ainda não é perfeitamente compreendida nos dias de hoje. Alguns autores investigam, por exemplo, a existência de empenamentos (e.g. Schönrich & Dehnen, 2018) e corrugações (e.g. Xu et al., 2015) no disco galáctico.

Com o desenvolvimento instrumental e teórico, as atenções se voltaram também para a investigação da evolução das propriedades da Galáxia ao longo do tempo, e muitos avanços já foram conquistados desde os primeiros modelos de evolução química (Talbot & Arnett, 1971) e dinâmica (Eggen et al., 1962). Atualmente contamos com suporte teórico e vínculos observacionais que nos permitem considerar modelos químicos mais complexos que envolvem influxos e afluxos de gás (e.g. Schindler & Diaferio, 2008) e os diferentes processos de nucleosíntese responsáveis pelo enriquecimento químico resultante da evolução estelar (e.g. Vincenzo et al., 2016; Andrews et al., 2017; Ritter et al., 2018). Com relação à dinâmica, propriedades como a densidade de estrelas no raio galactocêntrico solar (Holmberg & Flynn, 2000) e massa total até um determinado raio (Xue et al., 2008) contribuem para o ajuste do potencial gravitacional galáctico (Bovy, 2015), imprescindível na obtenção de parâmetros orbitais. Além disso, diversas subestruturas dinâmicas são conhecidas (Famaey et al., 2008), e a datação estelar nos permite investigar o processo de aquecimento dinâmico do disco (e.g. Koval' et al., 2009; Casagrande et al., 2011; Gontcharov, 2012).

Um outro importante aspecto que deve ser considerado no processo de evolução da Galáxia é a migração estelar, prevista por modelos dinâmicos teóricos (Halle et al., 2018) e evidenciada quimicamente através da dispersão de metalicidade para estrelas de uma mesma idade (Nordström et al., 2004). A existência de gradientes químicos no disco, corroborados pelas distribuições de metalicidade para estrelas de diferentes regiões (Hayden et al., 2015), juntamente aos processos de enriquecimento químico por evolução estelar e à migração, tornam as evoluções química e dinâmica indissociáveis, reunidas então no termo *evolução quimiodinâmica*.

Com respeito a isso, as estrelas cumprem papel fundamental, pois atuam como registros fósseis que nos permitem acessar a informação referente à diferentes épocas de nossa Galáxia, incluindo suas características cinemáticas e composição química. Mas para que isso seja possível é preciso conhecer a idade das estrelas para relacionar à qual época essas informações se referem. Sendo assim, para estudar a evolução quimiodinâmica da Galáxia, é preciso que tenhamos à nossa disposição uma amostra de estrelas que não só contenha dados cinemáticos e abundâncias químicas bem determinadas, mas que também contenha os dados necessários para a aplicação de alguma metodologia de datação estelar.

Este trabalho consiste no desenvolvimento de uma nova metodologia de datação estelar, baseada no movimento espacial das estrelas, na construção das ferramentas necessárias, e em sua posterior aplicação em casos nos quais os métodos tradicionais não seriam viáveis.

A primeira parte da tese (Capítulo 1) é dedicada a apresentar os diferentes métodos de datação estelar utilizados na literatura, destacando sua importância na astronomia e contextualizando o método desenvolvido neste estudo em frente aos demais.

Na parte II apresentamos os capítulos que correspondem ao desenvolvimento de metodologias de datação estelar realizados neste estudo. O método cinemático, a principal contribuição original desta tese, é introduzido no Capítulo 2. Desenvolvemos no Capítulo 3, exclusivamente para este trabalho, um código em python capaz de calcular idades isocronais pelo método Bayesiano tradicional, e mostramos no Capítulo 4 que este método pode ser combinado ao método cinemático para a derivação de idades mais precisas e acuradas.

A parte III consiste na aplicação das metodologias desenvolvidas nos capítulos anteriores. No Capítulo 5 realizamos a datação estelar das estrelas do levantamento S⁴N, e utilizamos os resultados para estudar a evolução quimiodinâmica local no Capítulo 6. Por fim, exploramos a universalidade do método cinemático para obter a idade de um corpo celeste que sequer é uma estrela, estimando, no Capitulo 7, a idade do asteroide interestelar 1I/'Oumuamua. Parte I

Contextualização

Capítulo 1

Idades Estelares

"Time is different for a tree than for a man. Sun and soil and water, these are the things a weirwood understands, not days and years and centuries."

George R. R. Martin

1.1 Introdução

Desde o inicio de sua formação até o final de sua existência, as estrelas passam por drásticas mudanças em sua estrutura. Esfriam e esquentam, colapsam e se expandem, consomem determinados elementos e produzem outros, tudo isso de maneira não monotônica e com grandes variações nas escalas de tempo das diferentes etapas. Denominamos *trajetória evolutiva* a este conjunto de estados que uma determinada estrela ocupa ao longo do tempo.

A descrição de trajetórias evolutivas a partir de equações físicas fundamentais, suplementadas por um pequeno conjunto de aproximações e ajustes, é talvez um dos maiores avanços da astronomia no século XX. Somente em 1920 foi proposta a primeira hipótese de que a energia irradiada pelas estrelas é proveniente de reações nucleares que ocorrem em seu interior (Eddington, 1920). Desde então a astrofísica estelar avançou até a produção de modelos computacionais complexos, capazes de prever toda a estrutura de uma estrela do seu nascimento até sua morte (e.g. Bressan et al., 2012). Ao contrário do que se poderia imaginar diante de sua complexidade, as trajetórias evolutivas podem ser bem definidas por um pequeno conjunto de parâmetros: a massa e a composição química iniciais de uma estrela. E, frequentemente, toda a composição química pode ser aproximada por um único parâmetro, correspondente à fração de elementos mais pesados que hidrogênio e hélio¹.

No contexto das trajetórias evolutivas, a idade estelar desempenha papel fundamental pois é o parâmetro que define em qual ponto da trajetória a estrela se encontra. Sendo assim, conhecendo a massa, a composição química e a idade, conhecemos toda a estrutura interna da estrela e os parâmetros físicos que a caracterizam, desde a abundância de determinados elementos no núcleo à extensão de sua camada convectiva, perfis de temperatura e luminosidade, tamanho, taxa de perda de massa, etc. Esta unicidade de soluções é conhecida na literatura como o Teorema de Russel-Vogt² (Vogt 1926 *apud* Gautschy 2015; Russell 1931).

Além de sua importância para a caracterização da estrutura interna das estrelas, as idades são imprescindíveis para romper uma das barreiras que discutimos no capítulo introdutório. Através das idades, podemos identificar objetos que estão passando por diferentes etapas de um mesmo processo físico e analisar a evolução deste processo em uma escala de tempo muitas ordens de grandeza superior à que podemos observar diretamente. Este tipo de aplicação está presente nas mais diversas áreas da astrofísica: como as investigações a respeito dos princípios de formação estelar (e.g. Küçük & Akkaya, 2010), e formação de sistemas planetários (e.g. Jones et al., 2012), da evolução de propriedades estelares como rotação (e.g. Meibom et al., 2015) e atividade cromosférica (e.g. Lorenzo-Oliveira et al., 2016), e da busca por planetas potencialmente habitáveis (e.g. Burgasser & Mamajek, 2017), entre inúmeras outras. É também através das idades que podemos estudar a evolução de nossa Galáxia através da *arqueologia galáctica* tópico no qual focamos o objetivo principal desta tese.

As abundâncias químicas observadas na atmosfera de uma estrela são um reflexo das abundâncias do meio interestelar que as originou. Concomitantemente, suas propriedades cinemáticas contêm informação acerca da cinemática deste meio. Assim, de forma

¹Um segundo parâmetro, correspondente à fração relativa de elementos α , pode ser considerado à respeito da composição química aprimorando ainda mais a fidelidade dos modelos. Contudo, os efeitos são apenas de segunda ordem e é comum encontrar modelos atualmente em estado da arte que não o consideram.

 $^{^{2}}$ Hoje sabemos que o "Teorema" de Russel-Vogt não é um teorema no sentido estrito da palavra (Gautschy, 2015): massa, composição química e idade apenas determinam em primeira ordem a estrutura interna de uma estrela, que também pode ser afetada em menor escala por outros fatores como rotação e binaricidade.

semelhante ao arqueólogo que utiliza fósseis para estudar a evolução de espécies e do meio ambiente, podemos utilizar as estrelas como fósseis que nos revelam propriedades de nossa Galáxia em diferentes épocas. Como a variação das abundâncias químicas do meio interestelar e as mudanças das propriedades cinemáticas das estrelas e do gás na Galáxia são indissociáveis, é comum utilizar o termo "evolução quimiodinâmica" para tratar deste assunto.

Temos então uma tríade de parâmetros que precisam ser conhecidos individualmente para cada estrela para que possamos realizar o estudo da arqueologia galáctica: propriedades cinemáticas, abundâncias químicas e idades. A quantidade de estrelas para as quais estes parâmetros estão disponíveis é consideravelmente desbalanceada entre eles.

Desde que os dados de paralaxe e movimentos próprios passaram a estar disponíveis para dezenas de milhares (Catálogo Hipparcos, Perryman et al., 1997) a centenas de milhares de estrelas próximas (Catálogo Tycho, Hoeg et al., 1997), a maior limitação para o conhecimento da cinemática das estrelas passou a ser a velocidade radial. Este cenário mudou bastante nos últimos 15 anos quando diversos levantamentos foram realizados tendo a obtenção de velocidades radiais como sua principal finalidade. Os dados inomogêneos, disponíveis para poucos milhares de estrelas, foram substituídos por dados homogêneos para centenas de milhares de estrelas. Primeiro com o levantamento Geneva-Copenhagen (Nordström et al., 2004), que fornece informação cinemática completa para 16682 estrelas, passando pelos levantamentos APOGEE (\approx 100000 gigantes vermelhas, Zasowski et al., 2013), RAVE (≈ 0.5 milhão de estrelas, Steinmetz et al., 2006; Kunder et al., 2017) e LAMOST (≈ 1 milhão de estrelas, Zhao et al., 2012) e culminando em uma das mais ambiciosas investidas multicolaborativas da Ciência: o levantamento Gaia (Gaia Collaboration et al., 2016), que fornecerá velocidades radiais para mais de 150 milhões de estrelas, além de paralaxes e movimentos próprios para mais de 1 bilhão. Com esse volume de dados sem precedentes, certamente não será a disponibilidade de dados cinemáticos que irá limitar os estudos de nossa Galáxia no futuro próximo.

Seguindo o crescimento do volume de dados cinemáticos, diversos estudos foram realizados com o objetivo de complementar as observações apresentando dados de abundâncias químicas detalhadas, que também passaram a estar disponíveis para grandes amostras de estrelas. Um sumário recente desses levantamentos foi apresentado por Lindegren & Feltzing (2013). Edvardsson et al. (1993) foi um dos pioneiros no estudo da Galáxia através de abundâncias químicas precisas, apresentando um estudo com abundâncias de 13 elementos inferidas para 189 estrelas. Levantamentos subsequentes como o S^4N (Allende Prieto et al., 2004), para 118 estrelas, e o de Adibekyan et al. (2012), para 1111 estrelas, solidificaram as bases da arqueologia galáctica através das abundâncias de diversos elementos. Entre os estudos mais recentes, alguns priorizam a quantidade e apresentam abundâncias para cerca de 1 milhão de estrelas (i.e. LAMOST, Zhao et al., 2012; GALAH, Martell et al., 2017), enquanto outros priorizam a precisão das observações e apresentam dados para dezenas de milhares de estrelas (i.e. Gaia ESO, Gilmore et al., 2012). Com respeito às incertezas, Bedell et al. (2014) demonstram que a técnica de análise diferencial para determinação de abundâncias pode ser utilizada para atingir precisões menores que 0.01 dex, o que ainda é limitado a análises feitas de forma individual. Sendo assim, embora as abundâncias químicas não estejam disponíveis para todas as estrelas observadas pelo Gaia e dependam de monitoramentos realizados por observatórios no solo, a quantidade de estrelas com abundâncias químicas determinadas com grande precisão é também sem precedentes e representa o início de uma nova era na astronomia.

Embora incompleto, esse pequeno compêndio dos recentes levantamentos já demonstra um enorme crescimento na quantidade dos dados disponíveis para o estudo da arqueologia galáctica na última década. Entretanto, a disponibilidade do terceiro parâmetro necessário, as idades estelares, não apresentou o mesmo crescimento dos demais. Tomando como exemplo o estudo de Ludwig et al. (2010), vemos que não é incomum encontrar estrelas com enormes incertezas em idade: apresentando idades, e incertezas, superiores à idade do Universo e até mesmo idades formalmente negativas. Outro exemplo que demonstra a dificuldade de se obter idades estelares bem determinadas é o de Haywood et al. (2013), que utiliza a amostra de 1111 estrelas de Adibekyan et al. (2012) para investigar a relação idade-metalicidade da Vizinhança Solar, mas consegue obter idades bem determinadas para apenas 363 estrelas. Ou seja, $\approx 70\%$ da amostra, com cinemática e abundâncias químicas conhecidas, não pode ser utilizada no estudo por falta de precisão nas idades.

Estes exemplos evidenciam a importância de que sejam desenvolvidos novos métodos para determinação de idades, ou que os métodos já tradicionais sejam refinados para permitir que os dados cinemáticos e as abundâncias químicas disponíveis possam ser melhor aproveitados no estudo da evolução quimiodinâmica da Galáxia. Estes fatos constituem a principal motivação do presente estudo, no qual apresentamos uma nova metodologia, a de idades cinemáticas. Também apresentamos um aprimoramento para o método mais tradicionalmente utilizado: o de idades isocronais. O restante deste capítulo é dedicado a uma breve descrição desses e dos demais métodos de datação estelar presentes na literatura, com o objetivo de demonstrar que estes são os métodos mais adequados para aplicação em larga escala. Uma descrição detalhada das metodologias desenvolvidas será apresentada na Parte II.

1.1.1 Características de um bom estimador

Como vimos na Seção anterior, as idades estelares são fundamentais para a realização de diversos estudos, juntamente com outras propriedades como massa, cinemática e abundâncias químicas. Contudo, diferentemente dessas propriedades, as idades estelares não podem ser medidas diretamente. É então necessário identificar propriedades que possam ser medidas diretamente e que variam no tempo de maneira bem compreendida. Barnes (2007) identifica sete características que um bom estimador deve apresentar, das quais consideramos apenas seis³:

- Possibilidade de medição para estrelas individuais: para ser útil na datação estelar, é preciso que o parâmetro possa ser caracterizado para estrelas individuais. De preferência através de uma, ou poucas, observações, e de baixo custo observacional.
- Sensibilidade a idade: É preciso que o parâmetro apresente relação com a idade e varie significativamente no intervalo de idades considerado.
- 3. Insensibilidade a outros parâmetros: O parâmetro deve depender apenas da idade, ou a relação com demais parâmetros precisa ser bem conhecida.
- 4. Calibração: Deve ser possível calibrar o método utilizando indicadores de idade independentes.

 $^{^{3}}$ Barnes (2007) considera como uma das características importantes a possibilidade da relação entre o parâmetro e a idade ser reversível. Contudo, alguns métodos podem ser tratados através de uma abordagem estatística, e não determinística. Nestes casos essa característica não seria aplicável e escolhemos removê-la das comparações.

- 5. Análise de Erros: O método deve ser capaz de estimar as incertezas oriundas das incertezas observacionais e do processo de calibração; preferencialmente estas incertezas devem ser baixas.
- 6. **Teste para estrelas coetâneas:** Os resultados obtidos devem ser os mesmos para estrelas que acreditamos ser coetâneas (i.e. binárias, estrelas de aglomerados).

Dentre os métodos já considerados na literatura, nenhum atende simultaneamente a todos estes requisitos. Além disso, nenhum dos métodos pode ser aplicado de maneira universal e suas aplicações são limitadas a determinados tipos de estrelas ou exigem um custo observacional proibitivo para aplicação em larga escala. Sendo assim, é preciso conhecer os principais métodos de datação estelar e suas limitações, para que se possa fazer a escolha do método adequado para atingir a finalidade desejada.

1.2 Principais métodos de datação estelar

Uma extensa discussão dos métodos já desenvolvidos é apresentada por Soderblom (2010), complementada com uma discussão dos desenvolvimentos mais recentes por Soderblom (2015). Aqui fazemos uma breve apresentação dos principais métodos, enfatizando resultados novos e discutindo suas limitações para a aplicação no estudo da evolução da Galáxia.

1.2.1 Idades por datação radioativa

A forma mais precisa de datação que conhecemos é a que se baseia no decaimento radioativo de isótopos instáveis, que ocorre de maneira extremamente constante. Não por acaso, a própria definição das unidades de tempo utilizada pelo Sistema Internacional se baseia neste processo físico. Dois métodos de datação estelar fazem uso da datação radioativa: a datação meteorítica e a nucleocosmocronologia.

1.2.1.1 Datação meteorítica

A idade de uma rocha pode ser inferida através da comparação entre a abundância de um isótopo radioativo e a abundância dos produtos de seu decaimento. Quando aplicado em meteoritos o método pode ser utilizado para a obtenção de idades referentes às diferentes etapas do processo de formação do Sistema Solar, incluindo a formação do Sol.

Bouvier & Wadhwa (2010), por exemplo, aplicam o método de datação baseado no decaimento de isótopos de chumbo (conhecido como decaimento Pb-Pb) e inferem uma idade solar de 4.5682 ± 0.0002 Ga, em excelente acordo com os resultados obtidos por outros autores utilizando a mesma abordagem (e.g. Jacobsen et al., 2008; Amelin et al., 2002), o que demonstra uma precisão consideravelmente melhor do que a de qualquer outro método de datação. Além disso, como todos os demais métodos fazem uso de calibrações ou partem de certas hipóteses físicas, a idade de datação meteorítica obtida para o Sol corresponde à única idade estelar absoluta conhecida.

Embora seja de extrema importância para as calibrações de outros métodos, a datação meteorítica é limitada exclusivamente ao caso do Sistema Solar, uma vez que este é o único sistema no qual temos acesso ao material meteorítico. Este cenário pode mudar no futuro próximo, uma vez que já foi identificado um asteroide formado em outro sistema estelar cruzando o Sistema Solar: o corpo denominado 'Oumuamua, descoberto no final de 2017 (Williams, 2017a,b). Além disso, já existem missões espaciais em atividade cujo objetivo é coletar material de asteroides do Sistema Solar e retorná-lo para a Terra para estudos em laboratório, como é o caso da missão japonesa Hayabusa2. Essa tecnologia, em conjunto com a observação de corpos como o 'Oumuamua, torna viável o estudo de material meteorítico de outros sistemas estelares, permitindo a datação radioativa de suas idades. O passo final deste processo é também ainda um grande desafio, uma vez que o sistema de origem do corpo precisaria ser identificado. No caso de 'Oumuamua, Feng & Jones (2018) utilizaram dados do Gaia para integrar numericamente as orbitas de milhões de estrelas e compararam suas trajetórias com a inferida para o 'Oumuamua. Os autores foram capazes de limitar uma lista de possíveis candidatos, o que sugere que este método terá potencial na determinação de idades absolutas de outras estrelas em um futuro próximo.

Mesmo que a datação meteorítica se torne possível para outros sistemas estelares, sua aplicação estaria restrita a um pequeno número de estrelas, disponíveis ao acaso. Sendo assim, os demais métodos continuam tendo extrema importância para a determinação de idades estelares, mesmo não sendo absolutos como a datação radioativa.

1.2.1.2 Nucleocosmocronologia

O método de nucleocosmocronologia também se baseia no decaimento de isótopos radioativos, mas neste caso o parâmetro observável consiste na abundância de um determinado isótopo na atmosfera da estrela, obtido através de espectroscopia. A idade é então inferida através do tempo de meia vida do isótopo (medido em laboratório) e da razão entre a abundância observada e a suposta abundância inicial, que constitui a principal fonte de incerteza interna do método.

Como exemplo de aplicação na literatura podemos citar o trabalho de del Peloso et al. (2005), que utilizam razões Th/Eu para um conjunto de estrelas com o objetivo de ajustar modelos de evolução química da Galáxia, obtendo uma idade para o disco de 9 \pm 2 Ga. No caso de estrelas individuais o método não é tão bem sucedido, sendo comum encontrar estrelas com idades e incertezas superiores à idade do Universo (> 13.7 Ga) e até mesmo casos em que as idades são formalmente negativas (Ludwig et al., 2010).

Os isótopos viáveis para este tipo de estudo (238 U e 232 Th) apenas podem ser observados para estrelas de baixa metalicidade (Soderblom, 2010), limitando seu uso. Além disso as incertezas envolvidas são consideravelmente maiores que as dos demais métodos na literatura, tornando a nucleocosmocronologia pouco atrativa para a aplicação em grandes levantamentos.

1.2.2 Idades dependentes de modelo

A fusão nuclear que ocorre no interior das estrelas provoca alterações também em sua atmosfera, causando mudanças nos parâmetros observáveis. A forma como essas mudanças ocorrem pode ser prevista através da construção de modelos de evolução estelar (e.g. Bressan et al., 2012). Sendo assim, é possível comparar os valores observados para estes parâmetros com os valores previstos para diferentes estágios da evolução da estrela, e assim, determinar sua idade. Os dois principais métodos que se baseiam em modelos de evolução estelar são o isocronal e a astrossismologia.
1.2.2.1 Idades isocronais

O método isocronal está intimamente relacionado às posições das estrelas em um diagrama conhecido como Diagrama HR, que corresponde a um gráfico no qual o eixo das abscissas representa uma grandeza relacionada ao tipo espectral da estrela (podendo ser a temperatura efetiva ou um índice de cor) e o eixo das ordenadas representa uma grandeza que mede o seu brilho superficial (que pode ser a luminosidade ou uma magnitude absoluta). Originalmente este método envolve o uso de linhas no diagrama HR que reúnem estrelas de mesmas idades e composições químicas, que são conhecidas como isócronas. Este método pode ser aplicado para a obtenção tanto da idade de aglomerados quanto de estrelas individuais. Os aglomerados (abertos ou globulares) são geralmente formados por uma *população estelar simples*⁴, que corresponde a um conjunto de estrelas que se formam juntas e portanto possuem a mesma idade e composição química, ou seja, se distribuem de acordo com uma isócrona. A determinação da idade do aglomerado consiste então na busca pela isócrona que melhor se ajusta à distribuição das estrelas do aglomerado no diagrama HR. Neste caso todas as estrelas observadas do aglomerado são utilizadas no ajuste, o que minimiza consideravelmente as incertezas das idades obtidas. O método pode inclusive ser realizado em diagramas que fazem uso da magnitude aparente ao invés da absoluta, incluindo o ajuste do módulo de distância no processo. Dessa forma, o método isocronal é capaz de caracterizar a idade, a metalicidade e a distância do aglomerado.

No caso das estrelas individuais a aplicação não é tão simples, pois a quantidade de dados disponíveis para o ajuste é consideravelmente menor. Tradicionalmente considerava-se um conjunto de isócronas e a idade da estrela era caracterizada pela isócrona que cruzava sua posição (ou pela isócrona mais próxima). Essa metodologia foi aprimorada e generalizada para permitir a inclusão de qualquer parâmetro observável que possa ser previsto pelos modelos, e apresente relação com a idade, como por exemplo a gravidade superficial. O método deixou de envolver a comparação direta das posições com as isócronas e passou a utilizar as isócronas como realizações dos valores observáveis previstos por modelos, que são necessários para o cálculo da probabilidade

⁴Existem casos para os quais a população estelar do aglomerado apresenta uma bimodalidade, indicando que a nuvem de gás que o originou passou por 2 surtos de formação estelar em épocas distintas (Bastian & Lardo, 2018) (PES). Nestes casos é preciso ajustar duas isócronas para descrever a população do aglomerado, que portanto não apresenta composição química e idade de formação únicas.



FIGURA 1.1. Figura 1 de Pont & Eyer (2004), adaptada. Apresenta os resultados da aplicação do método isocronal para uma das estrelas do levantamento Geneva-Copenhagen.

de que uma estrela com determinada idade apresente as propriedades que foram observadas (Jørgensen & Lindegren, 2005; Pont & Eyer, 2004). Descrevemos esta metodologia com mais detalhes no Capítulo 3.

A Figura 1.1, adaptada da Figura 1 de Pont & Eyer (2004), apresenta 7 isócronas (painel da esquerda, em azul) do conjunto de Girardi et al. (2000). Os pontos em cinza representam as estrelas do levantamento Geneva-Copenhagen (Nordström et al., 2004). Pont & Eyer (2004) aplicaram o método Bayesiano descrito em seu estudo para obter a idade da estrela destacada em laranja. A função de densidade de probabilidade *a posteriori* obtida por eles é representada em laranja no painel da direita. Este caso exemplifica como as incertezas observacionais dos parâmetros atmosféricos se refletem na incerteza das idades inferidas.

As grandezas envolvidas na aplicação do método isocronal podem ser obtidas através de calibrações fotométricas, como a calibração de temperaturas efetivas de Casagrande et al. (2010), o que permite a aplicação deste método em larga escala para as estrelas de grandes levantamentos (Casagrande et al., 2011; Bensby et al., 2014; Brewer et al., 2016). Além disso, a abordagem estatística apresentada por Jørgensen & Lindegren (2005) permite estimar de forma robusta a incerteza da idade através de uma função de densidade de probabilidade (pdf). Sendo assim, este é um dos métodos de datação estelar mais utilizados na literatura. Uma das principais limitações do método isocronal é o fato de que as isócronas se aglomeram em determinadas regiões do diagrama HR, como a base da sequencia principal das estrelas de baixa massa e o ramo das gigantes. Nessas regiões, mesmo pequenas incertezas observacionais se traduzem em grandes incertezas na datação estelar, inviabilizando a aplicação do método. Além disso, sua aplicação para estrelas individuais exige o conhecimento das distâncias estelares com boa precisão para a determinação das magnitudes absolutas. Outro fator que deve ser considerado é o fato de que incertezas impostas pelas calibrações fotométricas e por falhas nos modelos de evolução estelar causam viéses nas idades obtidas. Casagrande et al. (2011) aplicam o método considerando dois modelos distintos e encontram diferenças que chegam a ser superiores a 1 Ga.

1.2.2.2 Astrossismologia

A aplicação do método de astrossismologia é semelhante à do método isocronal, fazendo uso da comparação de parâmetros observados com os parâmetros previstos por modelos para diferentes idades. Contudo, enquanto os parâmetros observáveis utilizados no método isocronal são capazes de amostrar apenas as características da atmosfera da estrela, a astrossismologia faz uso dos modos vibracionais da estrela, que amostram diretamente seu interior (e.g Cunha et al., 2007; Vauclair, 2009; Metcalfe et al., 2010; Silva Aguirre et al., 2017).

A astrossismologia é um dos métodos de datação estelar mais promissores, sendo capaz de fornecer idades com precisão de até 5% (Soderblom, 2015), o que é consideravelmente melhor que os valores usualmente considerados nos métodos tradicionais. Entretanto, a determinação dos modos vibracionais é um processo de grande custo observacional, exigindo uma precisão que somente foi atingida para estrelas como as observadas pelos levantamentos *Kepler* (Basri et al., 2005; Gilliland et al., 2010; Casagrande et al., 2016) e *CoRoT* (Anders et al., 2017). Sendo assim a aplicação do método é atualmente limitada às estrelas observadas por estes levantamentos.

1.2.3 Idades relacionadas ao efeito dínamo

Em estrelas frias, como o Sol, a combinação entre a rotação, a existência de uma zona convectiva e a presença de material condutivo ionizado nessa região reforçam e ampliam o campo magnético preexistente, em um processo conhecido como *efeito dínamo* (Schatzman, 1962; Soderblom, 2010). Isso causa um efeito de corrotação entre a estrela e o vento estelar ionizado, causando perda gradativa do momento angular. Essa perda de momento angular se reflete em parâmetros observáveis que podem então ser utilizados para a determinação das idades.

O conhecimento dos processos físicos envolvidos ainda não é suficiente para a construção puramente teórica da relação entre o parâmetro observável e a idade, como feito nos casos dos métodos isocronal e na astrossismologia. Nesse caso, a relação é obtida empiricamente e precisa ser calibrada através do uso de outros métodos de datação. Os principais métodos relacionados ao efeito dínamo são a girocronologia e o decaimento de atividade cromosférica.

1.2.3.1 Girocronologia

No inicio da vida da estrela, sua rotação é elevada devido ao grande momento angular herdado da nuvem de gás colapsante que a originou. Um dos efeitos mais diretos causados pelo mecanismo de dínamo é a diminuição gradativa deste momento angular (Bouvier et al., 1997), que reduz a taxa de rotação da estrela, dando origem a uma relação entre a velocidade de rotação e a idade. A metodologia que faz uso dessa relação objetivando a datação estelar é conhecida como *girocronologia* (e.g. Barnes, 2003, 2007; Mamajek & Hillenbrand, 2008; McQuillan et al., 2013b; Maxted et al., 2015).

O trabalho de Skumanich (1972) foi pioneiro ao relacionar a velocidade de rotação estelar com a idade de 3 aglomerados abertos e do Sol e observar que a velocidade de rotação é proporcional à raiz quadrada inversa da idade. Desde então essa relação já foi verificada e aprimorada para uma quantidade maior de estrelas, tendo sido observada uma dependência adicional da massa estelar, que pode ser (grosseiramente) representada pelo índice de cor B - V (Kawaler, 1989) ou J - K (Collier Cameron et al., 2009).

Nos trabalhos mais recentes, a calibração da relação entre período de rotaçãoidade-massa (PRIM) é feita utilizando diferentes aglomerados abertos. A vantagem dessa abordagem é que as estrelas de um mesmo aglomerado são todas coetâneas, permitindo uma separação entre as calibrações em idade e massa. Delorme et al. (2011) estudaram essa relação para o aglomerado de Híades, de 625 milhões de anos, enquanto



FIGURA 1.2. Figura 4 de Barnes et al. (2016), adaptada. A figura apresenta secções da relação idadeperiodo rotacional-índice de cor para as idades de 0, 0.625, 1, 2.5, 4.15 e 4.3 Ga. Os pontos representam os períodos de rotação medidos por Barnes et al. (2016) para as estrelas do aglomerado M67.

Meibom et al. (2011, 2015) estenderam a calibração para 1 e 2.5 Ga investigando os aglomerados NGC6811 e NG6819, respectivamente. Barnes et al. (2016) apresentam os resultados de 20 estrelas FGK do aglomerado M67, estendendo a relação para 4 Ga (Figura 1.2) e sugerindo que a girocronologia pode ser aplicada até a idade solar, ou até mesmo mais além.

Apesar de a relação ser bem conhecida, o método apresenta uma série de dificuldades que atualmente inviabilizam sua aplicação em larga escala. Entre as estrelas jovens de mesma idade, observa-se uma dispersão dos períodos de rotação, que só após algumas dezenas de milhões de anos convergem para a PRIM calibrada (Soderblom, 2010). Além disso, a determinação da rotação estelar não é trivial. A velocidade de rotação projetada, $v \sin i$, só pode ser convertida em período de rotação se a inclinação da rotação estelar for conhecida, o que raramente é o caso. Ademais, a rotação pode ser inferida através de curvas de luz, devido à presença de manchas estelares em sua superfície que causam variação longitudinal do brilho estelar. Contudo, essa medida favorece estrelas jovens de tipo solar e exige grande precisão observacional, usualmente atingida apenas por levantamentos como o *Kepler*, e mesmo nestes casos a rotação pode ser difícil de medir: McQuillan et al. (2013a) só conseguem inferir a rotação de $\approx 60\%$ das estrelas investigadas em seu estudo.

1.2.3.2 Idades cromosféricas

O mecanismo de dínamo que discutimos anteriormente também se manifesta de outras formas: energia de origem não térmica é transferida pelo campo magnético para a cromosfera da estrela, dando origem a linhas de emissão (Soderblom, 2010), que podem ser observadas no centro de fortes linhas de absorção da atmosfera (e.g. H α ; Ca II H e K; tripleto de Ca II). A variação da intensidade deste campo magnético no tempo origina a *relação idade-atividade cromosférica* (RIA), que pode ser utilizada para a datação estelar (e.g. Rocha-Pinto et al., 2000a; Pace & Pasquini, 2004; Lyra & Porto de Mello, 2005; Pace et al., 2009; Zhao et al., 2011).

No mesmo estudo em que apresentou a relação entre rotação e idade, Skumanich (1972) também investigou a variação da atividade cromosférica no tempo, utilizando como indicador as linhas H e K do Ca II. Skumanich (1972) mostrou que a mesma lei de potência, na forma $t^{-1/2}$, que ajusta a relação entre idade e velocidade de rotação também pode ser utilizada para a relação entre idade e atividade cromosférica. Essa constatação faz da atividade cromosférica um valioso método de datação estelar. Além disso, a proporcionalidade mantida entre atividade e rotação para um grande intervalo de idades corrobora que o processo físico por trás da atividade cromosférica seja mesmo o efeito dínamo que alimenta o campo magnético da estrela e causa a perda de momento angular.

Apesar de o processo físico por trás da relação ser o mesmo, o nível de atividade cromosférica é um parâmetro muito mais acessível que a rotação da estrela. Índices que medem a atividade podem ser obtidos através de espectros de baixa resolução ($R \approx 2000$) para grandes quantidades de estrelas, inclusive estrelas velhas, tornando o método muito mais atrativo para estudos da evolução da Galáxia.

O principal índice de atividade cromosférica é o $R'_{\rm HK}$, que corresponde a uma medida da razão entre o fluxo de emissão nas linhas HK de Ca II e o fluxo bolométrico da estrela, corrigido pela emissão fotosférica na região (Noyes et al., 1984). Soderblom et al. (1991) fornece uma calibração para esse índice com proporcionalidade equivalente a $t^{-2/3}$, desviando-se da relação proposta por Skumanich (1972). Posteriormente, Rocha-Pinto & Maciel (1998) demonstraram ainda que o índice também é sensível à metalicidade da estrela, e fornecem correções para as calibrações. Mais recentemente, Lorenzo-Oliveira et al. (2016) mostraram que a massa estelar também afeta os índices $R'_{\rm HK}$, e obtiveram uma nova calibração para estrelas FGK.

Como em todos os outros casos, esse método também apresenta uma série de limitações. O intervalo de idades para o qual a RIA é acentuada o suficiente para permitir a datação estelar é ainda bastante debatido na literatura. Pace (2013) sugere que a relação só é válida para estrelas com idade inferior a 1.5 Ga, enquanto Lorenzo-Oliveira et al. (2016) defende que a saturação da relação para estrelas mais velhas poderia ser explicada pelo víes introduzido ao não se considerar a massa estelar na calibração do método, e apresentam resultados que indicam que a relação é válida pelo menos até idades de 6 Ga. Uma outra limitação se deve ao fato de que diferentes efeitos também afetam os índices de atividade cromosférica em diferentes escalas de tempo, como ocorre no caso de flares (variações de algumas horas), da rotação (dias e semanas) e do ciclos de atividade magnética (com duração da ordem de alguns anos). No caso do Sol, observa-se um ciclo de 11 anos, e o uso dos índices de atividade nos mínimos e máximos desse ciclo forneceriam idades de 2.5 e 8 Ga, respectivamente (Rocha-Pinto & Maciel, 1998), bem discrepantes da idade real e exigindo que sejam feitas diversas medições do índice ao longo do tempo para que o nível de atividade média possa ser encontrado.

1.2.4 Idades químicas

As abundâncias químicas observadas na atmosfera das estrelas também estão relacionadas a sua idade. Um dos métodos se baseia no processo de enriquecimento químico do meio interestelar, e o outro na variação temporal da abundância de lítio na atmosfera de uma estrela.

1.2.4.1 Depleção de lítio

A abundância cósmica do lítio é significativamente depletada com relação aos demais elementos de baixo número atômico (com exceção apenas do berílio e do boro) (Minnaert, 1957). A razão disso é o fato de o lítio não ser produzido por nenhuma das principais cadeias de reação de fusão nuclear no interior das estrelas, ao mesmo tempo em que é destruído em temperaturas relativamente frias — participa, por exemplo, do ciclo próton-próton, sendo consumido em temperaturas mais altas que 2.5×10^6 K (Carlos

et al., 2016). A convecção, existente em estrelas frias, transporta o lítio da atmosfera até as camadas internas, que são quentes o suficiente para a ocorrência de reações de captura de prótons, consequentemente causando a destruição do lítio. O material que retorna à superfície é então deficiente em lítio, que vai sendo progressivamente diluído, provocando uma relação entre sua abundância na superfície e a idade da estrela.

Skumanich (1972) analisa a variação da atividade cromosférica, da rotação estelar e da abundância de lítio com a idade de 3 aglomerados e do Sol. O autor sugere que uma lei de potência proporcional a $t^{1/2}$ é capaz de ajustar os dados das três relações, porém no caso da abundância de lítio essa relação só seria válida para idades inferiores à das Híades. Posteriormente, Sestito & Randich (2005) estudam estrelas F, G e K de aglomerados abertos e observam que a depleção de lítio não acontece de forma contínua e se torna ineficiente após 1–2 Ga, resultado que é corroborado por estudos recentes (i.e. Delgado Mena et al., 2014). Contrariamente, Carlos et al. (2016) observam uma forte correlação entre abundância de lítio e idade para gêmeas solares com idade até 9 Ga, mostrando que não existe consenso na literatura para essa questão.

Ainda que a relação não seja bem compreendida e o seu intervalo de validade não seja conhecido, estrelas ricas em lítio podem ser pelo menos qualitativamente classificadas como jovens, contribuindo em estudos que não exigem uma datação estelar muito precisa ou agregando informação como um estimador de idade independente (i.e. Rocha-Pinto et al., 2002; Burgasser & Mamajek, 2017).

1.2.4.2 Enriquecimento químico

As estrelas herdam as abundâncias químicas das nuvens moleculares que as originam. Em seguida, o material da estrela é enriquecido pelos processos de síntese nuclear que ocorrem em seu interior e é expulso de volta ao meio interestelar pelos ventos estelares e por explosões do tipo supernova. Através desse processo, gerações estelares subsequentes enriquecem progressivamente o meio interestelar. Surge então uma relação entre a abundância de elementos químicos na atmosfera da estrela e a época de sua formação, que pode ser explorada para datação estelar.

Este fenômeno, contudo, não é trivial e também envolve a existência de gradientes químicos na Galáxia e processos de migração estelar. Além disso, observa-se que a



FIGURA 1.3. Figura 9 de Haywood et al. (2013). Mostra a evolução da distribuição de metalicidade com a idade isocronal de 363 estrelas FGK.

dispersão da distribuição de metalicidades é alta para todas as idades (i.e. Nordström et al., 2004; Casagrande et al., 2011), dificultando a construção de uma relação que permita a datação estelar. Ainda assim, essa abordagem se mostra útil em casos para os quais os demais métodos não possam ser aplicados, como no caso do estudo de Veyette & Muirhead (2018) que emprega essa abordagem na determinação das idades de 11 estrelas anãs M.

1.2.5 Idades cinemáticas

O movimento espacial das estrelas também varia gradativamente no tempo e pode ser utilizado para a determinação de suas idades. Os dois principais métodos que se enquadram nessa classificação são o método de expansão de aglomerados e o método que se baseia no aquecimento dinâmico do disco.

1.2.5.1 Expansão de aglomerados

As estrelas se formam a partir do colapso de gigantescas nuvens moleculares, que dão origem simultaneamente a milhares de estrelas. Em princípio estas estrelas se mantem gravitacionalmente ligadas, mas geralmente se dispersam rapidamente: apenas 4% dos aglomerados chegam a 100 milhões de anos e mais de 90% se dissolvem antes de completar 10 milhões de anos (Lada & Lada, 2003). O método consiste em identificar estrelas que já fizeram parte de um aglomerado e traçar suas órbitas até o instante em



FIGURA 1.4. Figuras 30 e 31 de Holmberg et al. (2007), adaptadas. Exemplifica o aumento gradativo da dispersão de velocidade no plano $UV \in VW$ para quatro intervalos de idades.

que as estrelas se encontravam espacialmente próximas (Makarov, 2007; Fernández et al., 2008).

A principal vantagem dessa abordagem é o fato de se basear apenas em medidas de astrometria e na velocidade radial, sendo portanto independente da evolução interna das estrelas. Contudo, este é também um dos métodos mais limitados. Por definição, o método só pode ser aplicado para um conjunto de estrelas. Além disso, é necessário que as estrelas recentemente desprendidas dos aglomerados sejam identificadas e que suas órbitas possam ser traçadas até suas posições de origem, restringindo esse método a aglomerados de apenas algumas dezenas de milhões de anos (Soderblom, 2010).

1.2.5.2 Aquecimento dinâmico do disco

O processo que contribui para a dissolução dos aglomerados continua agindo durante toda a vida das estrelas do disco. As órbitas galácticas, inicialmente circulares, vão sendo progressivamente perturbadas por agentes externos e os desvios de uma órbita perfeitamente circular vão se tornando cada vez mais prováveis. Este processo é conhecido como aquecimento dinâmico do disco e pode ser observado como um aumento progressivo das dispersões de velocidade com a idade média de um grupo de estrelas (Wielen, 1977; Nordström et al., 2004; Martig et al., 2014).

Essa relação idade-dispersão de velocidades (RIV) pode ser calibrada e utilizada para datação estelar. Uma das aplicações pioneiras deste tipo de estudo é o trabalho de Maciel et al. (2011), que utiliza as componentes de velocidade U, $V \in W$ de estrelas centrais de nebulosas planetárias para obter a distribuição de idades em sua amostra. Uma metodologia estatística foi utilizada por Burgasser & Mamajek (2017) para derivar a idade da estrela Trappist-1. Neste estudo desenvolvemos uma abordagem semelhante, porém mais sofisticada. Esta metodologia é desenvolvida no Capítulo 2 e foi publicada no estudo Almeida-Fernandes & Rocha-Pinto (2018a).

O método cinemático se destaca dos demais por ser capaz de fornecer idades individuais independentes do processo de evolução interna das estrelas. As únicas observações necessárias são as astrométricas e a velocidade radial, dados que o Gaia irá disponibilizar para centenas de milhões de estrelas. Essa característica permite a determinação de idades de estrelas que usualmente não podem ser datadas pelos métodos tradicionais, como é o caso das anãs M. No caso dessas estrelas, a evolução interna é muito lenta e os parâmetros observáveis variam muito pouco ao longo de bilhões de anos, de forma que a relação entre estes parâmetros e a idade é muito pouco acentuada e inviabiliza seu uso para datação. Como o método cinemático independe da evolução interna, ele pode ser aplicado da mesma forma que para as demais estrelas. A potencialidade do método desenvolvido neste trabalho já foi explorada na literatura no estudo de Veyette & Muirhead (2018) que o aplicaram para determinar a idade de 11 anãs M com exoplanetas.

Apesar de ser vantajoso por ser universalmente aplicável, o método cinemático possui uma grande desvantagem. Como a natureza da RIV é estatística, e não determinística, as incertezas das idades obtidas são intrinsecamente altas, qualquer que seja a precisão dos dados observacionais. Dessa forma, o uso do método cinemático só é recomendado quando os demais métodos não podem ser aplicados, ou então nos casos em que ele pode ser utilizado para agregar informação a algum outro método.

O formalismo que permite a caracterização de idades individuais através do método cinemático é um dos principais produtos dessa tese. A metodologia desenvolvida é apresentada no Capítulo 2, assim como algumas aplicações para as estrelas FGK do levantamento Geneva-Copenhagen (Nordström et al., 2004). No capítulo 4, mostramos como o método cinemático pode ser combinado ao método isocronal, fornecendo idades mais precisas para estrelas de baixa massa próximas à sequência principal. No Capítulo 5, aplicamos o método às estrelas do levantamento S⁴N. Por fim, mostramos que o método



FIGURA 1.5. Figura 5 de Veyette & Muirhead (2018), adaptada. Os autores obtiveram pdfs para a idade (linhas sólidas alaranjadas) de 11 estrelas anãs M através de uma combinação dos resultados obtidos pelo método cinemático (em azul) e por um método químico (em verde)

pode ser utilizado também para corpos asteroidais interestelares, como o 1I/'Oumuamua, resultado que apresentamos no Capítulo 7.

1.2.6 Combinação de métodos

Em alguns casos a aplicação de um só método não é suficiente para a finalidade do estudo em questão. Diferentes métodos podem agregar informação contribuindo para que a idade estelar seja restringida a um intervalo menor. Em outros casos, diferentes metodologias independentes são comparadas com o objetivo de validar resultados obtidos ou identificar processos físicos que impedem a datação por um determinado método.

A combinação estatística de diferentes métodos tem sido usada recentemente com a finalidade de obter idades de estrelas anãs M. Essa abordagem foi aplicada por Burgasser & Mamajek (2017) para obter a idade da estrela Trappist-1, utilizando a informação obtida através de diversas metodologias. Mais recentemente, Veyette & Muirhead (2018) aplicaram uma combinação do método cinemático, desenvolvido neste estudo, com um método de datação química baseado na abundância de [Ti/Fe], resultando em uma metodologia que os autores denominam datação *quimiocinemática*. Estes autores obtiveram pdfs de idade para 11 estrelas anãs M com exoplanetas, representadas na Figura 1.5.

A comparação dos resultados de métodos independentes também fornece resultados importantes: valores discrepantes podem revelar a existência de algum processo que não foi inicialmente considerado e abrir caminho para novas investigações do tema. Como exemplo de um estudo deste tipo podemos citar Rocha-Pinto et al. (2002), que identifica as denominadas CROJOCAs — estrelas que apresentam atividade cromosférica jovem, mas cinemática de estrelas antigas. Ao verificar que algumas das estrelas são pobres em lítio, índicio de que a estrela é velha, Rocha-Pinto et al. (2002) verificam que a atividade cromosférica pode se manter alta mesmo em estrelas mais antigas e propoem que sejam o resultado de binárias coalescidas. Em um outro estudo desse tipo, Maxted et al. (2015) investigam a influência de exoplanetas na evolução da rotação estelar através da comparações de idades girocronologicas e isocronais. Os autores verificam que, em alguns casos, discrepâncias podem ser explicadas por interações de maré entre a estrela e o exoplaneta.

1.3 Considerações finais

Discutimos que os diferentes métodos de datação estelar apresentam características bastante distintas: se baseiam em diferentes parâmetros observáveis, são relacionados a processos físicos distintos, são aplicáveis a determinados tipos de estrelas e as incertezas envolvidas variam em função de uma série de fatores. Dessa forma, a escolha do melhor método a ser aplicado certamente irá depender da finalidade do estudo que for realizado.

Para o estudo da evolução quimiodinâmica da Galáxia, as principais características que um método deve ter são: (i) ser aplicável para um grande número de estrelas individuais; (ii) se basear em parâmetros observáveis de baixo custo observacional; e, de preferência, (iii) apresentar baixas incertezas. Na Tabela 1.1, sumarizamos qualitativamente as características de um bom estimador considerando tudo o que foi discutido para os principais métodos, visando justamente os estudos de evolução da Galáxia.

Descartamos de prontidão o método de datação meteorítica, que só pode ser aplicado para o Sol, e o método de expansão de aglomerados, que por definição não pode ser aplicado para estrelas individuais. Vemos que os métodos de nucleocosmocronologia e abundância de lítio são comparativamente menos adequados para este estudo que os demais. A astrossismologia, apesar de apresentar os melhores resultados para estrelas individuais, apresenta um altíssimo custo observacional que atualmente inviabiliza sua aplicação em larga escala. Já a girocronologia, apesar de fornecer resultados satisfatórios em muitos casos, se limita às estrelas cuja rotação pode ser inferida.

Entre os métodos restantes, os que melhor atendem à primeira característica são os métodos isocronal, cromosférico, cinemático e de enriquecimento químico. Dentre esses métodos, o método isocronal é aquele que apresenta a melhor qualidade nas demais características para os casos em que é aplicável. Apesar de ser menos preciso, o método cinemático se destaca por ser aplicável de maneira praticamente universal⁵, dependendo apenas de observações que estão disponíveis para enormes quantidades de estrelas. É principalmente por conta destes dois fatores que escolhemos trabalhar com estes dois métodos ao longo deste estudo. Além disso, reconhecemos que o método cromosférico também apresenta grande potencial para estudos com a finalidade de investigar a evolução da Galáxia. Não damos destaque neste estudo ao método de enriquecimento químico pois ele não satisfaz os demais critérios com a mesma qualidade dos outros métodos apresentados.

⁵Desde que a distribuição de velocidades e sua relação com a idade sejam conhecidas para a população galáctica em questão. No caso deste trabalho focamos o estudo apenas em estrelas do disco.

de	0	с 9	
nte	ande	due	la.
esce	der	em	lhid
CLE	isuo	SOS	sco
lem	SC	ca	ja e
oro	uída	No	o se
em	ribı	la.	açã
nte	e at	lhid	sific
ame	ent	esco	clas
ativa	iam	ĩão	na
alita	trar	tuaç	e m
nb	arbi	.uod	n d n
ada	Ę	[a]	ten
sific	fora	para	ermi
class	des	val	o De
é,	idae	cati	nã
lade	qual	stifi	veis
ried	Ås.	jus	oní
rop	а. г	reve	disp
la p	abel	a b	los
Cac	a ta	um	dac
ar.	ão d	ada	so
stel	zaçê	senta	ndd
o S	uali	pres	gue
taçã	vis	é aj	ído
dat	ar a	aso	tibu
de ;	silita	la c	i atı
sope	tac	cac	, fo
nétc	na a	Em	έş;
uis r	forn	ia.	alor
cipe	de	aláx	~ 0
orin	$_{\rm das}$	Ğ	X
os	olhi	o dã	ु भू
ц Ц	esc	ução	valc
a u	am.	evol	0 0
cad	i foi	de	biud
de	ore	\log	trib
icas	as	stu	01.8
ríst	е +	ose	qo
acte	+	os a	léto
car	е -	todd	n o
las	$^+$ V	mét	ca a
io.	A-,	dos	apli
ımán	÷	ão	se
Su	Ш Ц	luaç	não
l.1.	B	ndeq	3ão
ΓΥ	ład€	de a	ficaç
ABEI	lalic	au (assif
Ĥ	Ъ	50	Ğ

	uímicas	Enriquecimento Químico	Depende das medidas espectros- copicas de abundâncias químicas	Faz uso da relação estatística entre idade e distribuição de metalicidades	Demais parâmetros atmostéricos B+ são necessár- aloundâncias precisas	Relação entre o parâmetro e a lidade é de origem estatistica	Incertezas intrinsecamente B+ attas devido à natureza estatistica da relação	Baixa acurácia pois a distribui- ção de parâ- metros em função da idade varia pouco com a idade.
	Idades c	Abundância De Lítiio	Abundância de Lític é baixa e difícil de H detectar em idade superior à Solar	Alguns autores sugerem que a relação entre abundância e idade é descontinua	Não é claro se é a idade ou a presença de e explaneta o determinante na relação	Calibração é B+ pouco conhecida	Incertezas altas devido à devido à dificuldade de B+ medição e à calibração pouco conhecida	Exoplanetas engolidos pela estrela podem mascarar sua abundância de Lítio original
-	nemáticas	Método Cinemático	Depende apenas da veroidade A++ espacial. Gaia dispontbiliza para milhões de estrelas	Faz uso da relação estatística entre idade e distribuição de metalicidades	Apenas a população estelar à qual a estrela pertence precisa ser conhecida	Relação entre o parâmetro e a idade é de origem estatística	Incertezas intrinecamente B+ attas devido à naturez a estatística da relação	Existe na prática uma distribuição de parâmetros para estreias de uma mesma idade
	Idades cir	Expansão de Aglomerados	Por definição X não se aplica às estrelas individuais	Dissolução de diferentes aglo- merados podem particularidades desconhecidas	Depende apenas de dados cinemáticos, mas A - o aplomenado precisa ser identificado	Metodologia só é util para estrelas muito jovens que rereamente eream parte de um aglomerado aberto	Incertezas são muito altas para aglome-rados de algumas deze-nas de milhões de anos	Por definição X não se aplica às estrelas individuais
	o efeito dínamo	Método Cromosférico	Espectroscopia de baixa resolução pode Ser utilizada atividade cromosférica	Sensibilidade diminui com a idade. Afetada ainda pelos ciclos de atividade estelar	Relação também depen- de de outros B+ parâmetros como massa e metalicidade da estrela	Calibrações empíricas são conhecidas	Estimada através da incerteza observacional e das calibrações empriroas	 Existência de uma distribui- ção de índices de atividade em um aglomerado que deveria ser coevo.
	Relacionados a	Girocronologia	Exige a presença de presença de marchas ou conhecimento da inclinação da rotação	Sensibilidade diminui com a idade. Relação não é valida para estrelas muito jovens	Relação também depende de outros parâmetros como a massa da estrela	Calibrações empíricas são conhecidas	Estimada através da incerteza observacional e das calibrações empíricas	Existência de uma de uma distribuição de rotações em um aglomerado que deverta ser coevo.
	nodelos evolutivos	Astrossismologia	Custo observacional polotivo para estudos em larga escala	Relacionado a medições da A+ estrutura interna da astrela, muito sensível à idade	Modos vibracionais restringem mais A+ a setu-tura do que os pará metros atmosféricos	Modelos evo- lutivos podem ser calibrados A+ com o uso de populações estelares simples	Tratamento Bayesiano Permite que nicentzzas sejan caracte- rizadas de forma robusta	 Método aplicado para poucas estrelas
	Dependentes de m	Método Isocronal	Parâmetros podem ser A didos através fotométricas e astrometria	A bepende muito A+ da massa / posição na B- trajetória evolutiva	Vários parâme- tros atmosféricos variam com a heide. Quanto más são obser- vados, melhor é a datação	Modelos evolu- tivos podem ser calibrados com A+ o uso de populações estelares simples	Tratamento Bayesiano Bervesiano permite que in- caractaza sejam caracterizadas de forma robusta	Boa acurácia quando incerte- zas observacio- A+ nais sábo baixas e estrela no diagrama HR é favorável
	ecaimento radiotivo	Nucleocosmo- cronologia	Evige a observação de Inhas espectrais muito tênues	Decaimento Decaimento radioativo é o A++ processo físico mais sensivel à idade	Portundidade das linhas B+ espectrais depende da metalicidade	Abundâncias Abundâncias químicas iniciais B+ náo são conhecidas com exatidão	Altas incertezas nas profundidades des linhas espectrais e nas abundândas iniciais	Resultados muito discrepantes são obtidos até para diferentes linhas de uma mesma estrela
	Relacionados ao de	Datação Meteorítica	Só pode ser medido para o Sol	Decaimento radioativo é o A++ processo físico mais sensível à idade	Depende apenas da medição das relativas de isótopos	Tempos de meia A++ vida são muito bem conhecidos	Depende apenas das A++ incerezas das abundâncias relativas	Só pode ser K medido para o Sol
			 Possibilidade de medição para estrela individual 	2. Sensibilidade a idade	 Insensibilidade a outros parâmetros 	4. Calibração	5. Análise de incertezas	6. Teste para estrelas coetâneas

Parte II

Metodologias

Capítulo 2

Método cinemático

"Movement is life; and it is well to be able to forget the past, and kill the present by continual change"

Jules Verne

Neste capítulo apresentamos o desenvolvimento do Método Cinemático e aplicamos a metodologia na amostra de calibração com o objetivo de demonstrar que este método é capaz de recuperar os resultados obtidos através do método isocronal no caso dessas estrelas. Este capítulo foi publicado no estudo Almeida-Fernandes & Rocha-Pinto (2018a) na revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, volume 476, páginas 184–197.

2.1 Introdução

Discutimos no Capítulo anterior a importância de se obter idades estelares. Neste capítulo desenvolvemos uma metodologia capaz de caracterizar idades estelares a partir das componentes de velocidade espacial da estrela. Essa ideia já foi explorada na literatura, mas pouco utilizada: Maciel et al. (2011) desenvolveram um método cinemático que se baseia na diferença entre a velocidade de rotação observada e a velocidade de rotação esperada de acordo com a curva de rotação. Os autores atribuem a diferença entre essas velocidades aos distúrbios ocasionais nas órbitas estelares, de forma que as estrelas mais velhas apresentam maiores diferenças por terem participado em um maior número de colisões. Em seu estudo, Maciel et al. (2011) adotam uma relação determinística entre um dado parâmetro cinemático e a idade. Contudo, o fato de que em todas as idades se observa uma distribuição de velocidades vai contra essa abordagem. O que de fato se relaciona com a idade não é a velocidade em si, mas sim a dispersão de velocidades, que altera a distribuição de velocidades e faz com que a probabilidade de que a estrela apresente uma determinada velocidade seja diferente de acordo com a idade (Nordström et al., 2004; Casagrande et al., 2011).

Diversos autores observam de forma independente o aumento da dispersão de velocidades com a idade média de um grupo de estrelas (Wielen, 1974, 1977; Nordström et al., 2004; Koval' et al., 2009; Casagrande et al., 2011; Gontcharov, 2012; Martig et al., 2014), o que também foi observado em galáxias externas (Beasley et al., 2015; Dorman et al., 2015). Duas interpretações são possíveis: ou as estrelas nasciam de um gás dinamicamente mais quente no passado ou as estrelas nascem em órbitas aproximadamente circulares e passam por um processo de aquecimento dinâmico ao longo de suas vidas. O primeiro caso seria explicado por um disco mais rico em gás e mais turbulento no passado (e.g. Bournaud et al., 2009), o que é observado em galáxias de alto redshift (Förster Schreiber et al., 2009), enquanto o segundo caso é corroborado por simulações cosmológias (e.g. House et al., 2011) e pode ser explicado por uma série de mecânismos: o aquecimento pode ser causado por nuvens moleculares gigantes (e.g. Lacey, 1984; Hänninen & Flynn, 2002), interações com estruturas sem simetria cilíndrica, como os braços espirais transientes e recorrentes (e.g. Carlberg & Sellwood, 1985; Martinez-Medina et al., 2015) ou a barra (e.g. Saha et al., 2010; Grand et al., 2016), além de interações com galáxias satélites (e.g. Velazquez & White, 1999).

Independentemente da causa por trás do aumento da dispersão com a idade, o importante é que a distribuição de velocidades varia com a idade. Diferentemente de Maciel et al. (2011), que obtem idades a partir de uma relação determinística, fazemos uso de toda essa distribuição de velocidades e sua relação com a idade para desenvolver um método estatístico para datação estelar através de uma abordagem Bayesiana.

É importante destacar que nem todos os autores concordam que a parametrização de um modelo apenas através da dispersão de velocidades é adequada para descrever a distribuição de velocidades no plano UV (e.g. Seabroke & Gilmore, 2007). Isso se deve à existência de uma série de substruturas com tamanho típico de $\approx 10 \text{ km s}^{-1}$ nesse plano, cujo mapeamento e caracterização é um tema em alta na astronomia nos últimos anos (Dehnen, 1998; Famaey et al., 2007; Bovy & Hogg, 2010; Bobylev & Bajkova, 2016). Contudo, ainda não está claro se essas substruturas são apenas locais, ou se ocorrem ao longo de todo o disco (Kushniruk et al., 2017). Se a origem dessas estruturas for dinâmica, elas devem cobrir um grande intervalo de idades, ou se concentrar em torno de uma idade individual caso sejam oriundas de um aglomerado estelar dissolvido (Famaey et al., 2008). Considerando que suas origens e relação com a idade ainda não são bem compreendidas, e que incluir estas substruturas no modelo de distribuição resultaria em uma grande quantidade de parâmetros livres, escolhemos manter o modelo que considera apenas a distribuição de velocidades, conhecido como elipsoide de velocidades. Contudo, incluimos no modelo um parâmetro que descreve a correlação entre as velocidades U e V, e que pode depender da idade, conhecido como desvio do vértice (ℓ_v). O que é uma forma de levar em consideração a existência desses grupos, como uma aproximação de primeira ordem.

Escolhemos trabalhar com uma amostra que contém uma grande quantidade de estrelas anãs F e G. Isso se deve ao fato de que essas estrelas apresentam uma espectativa de vida ideal para estudos da evolução da Galáxia: vivem o suficiente para que possam refletir as propriedades de várias épocas distintas, ao mesmo tempo em que seus parâmetros observavéis variam o suficiente neste intervalo de tempo para que possam ser usados em sua datação. Contudo, como não é esperado que a difusão orbital dependa da massa estelar, o método desenvolvido para estrelas F e G também é válido para estrelas de outros tipos espectrais, como as estrelas K e M. Essas estrelas geralmente não podem ter suas idades obtidas através dos métodos tradicionais por apresentarem uma evolução tão lenta que a pequena variação de seus parâmetros observáveis ao longo de um grande intervalo de tempo é insuficiente para ser detectada. As estrelas desses tipos espectrais são muito numerosas e apresentam um tempo de vida maior do que a idade da Galáxia, podendo então contribuir consideravelmente para a observação de seu estado quimiodinâmico em diferentes épocas desde sua formação. Na Seção 2.5.3 exemplificamos uma aplicação deste tipo para a estrela M8V Trappist-1, para a qual os demais métodos não são confiáveis.

Neste estudo, mostramos como uma abordagem Bayesiana pode ser utilizada para a obtenção de uma função de densidade de probabilidade através da qual idades individuais podem ser caracterizadas. Ao aplicar o método na amostra de calibração, mostramos que ele é capaz de recuperar uma série de vínculos importantes para estudos da evolução da Galáxia, como a distribuição de idades e a relação idade-metalicidade.

2.2 Amostra

Para calibrar a relação entre os parâmetros cinemáticos e as idades, é necessário ter uma amostra de estrelas com idades e velocidades conhecidas. O levantamento Geneva-Copenhagen (Nordström et al., 2004), que cobre anãs F e G de todo o céu na Vizinhança Solar, é ideal para este estudo. Esta amostra contém idades isocronais para a maioria das estrelas, assim como informação cinemática não enviesada.

A primeira versão do catálogo (Nordström et al., 2004) apresenta cerca de 63 000 novas medidas de velocidade radial. Juntamente com fotometria $uvby\beta$ da literatura, paralaxes do Hipparcos (Perryman et al., 1997) e movimentos próprios do Tycho-2 (Hoeg et al., 1997), os autores obtiveram velocidades espaciais, temperaturas efetivas e metalicidades (através do uso de calibrações fotométricas), para a maioria das estrelas. Aplicaram ainda o método descrito por Jørgensen & Lindegren (2005) para derivar idades isocronais a partir dos parâmetros atmosféricos e de isócronas teóricas do grupo de Padova (Girardi et al., 2000; Salasnich et al., 2000).

Desde sua primeira publicação, o catálogo passou por três revisões. Holmberg et al. (2007) aprimorou as calibrações fotométricas para estrelas F iniciais, Holmberg et al. (2009) reobteve os parâmetros atmosféricos considerando as paralaxes revisadas do Hipparcos por van Leeuwen (2007). Por fim, Casagrande et al. (2011) revisou os dados utilizando uma nova calibração de temperaturas efetivas, desenvolvida em Casagrande et al. (2010), e também obteve uma nova calibração para as metalicidades. A partir do conjunto de dados revistos, Casagrande et al. (2011) derivou idades isocronais para as estrelas do catálogo utilizando tanto as isócronas de Padova (Bertelli et al., 2008, 2009), quanto as do conjunto BaSTI (Pietrinferni et al., 2004, 2006).

Construímos nossa amostra a partir dos dados de Casagrande et al. (2011) após aplicar os seguintes critérios de seleção: (i) primeiro, removemos todas as estrelas para as quais a informação cinemática não estivesse completa; (ii) descartamos as estrelas cuja velocidade radial tenha sido determinada por uma única observação, para evitar binárias não indentificadas para as quais as calibrações fotométricas não seriam válidas; (iii) Consideramos apenas estrelas para as quais Casagrande et al. (2011) foram capazes de derivar idades, uma vez que estamos interessados em ajustar a RIV; (iv) removemos todas as estrelas cuja diferença entre os percentis de 84% e 16% da distribuição de probabilidade de idade de Casagrande et al. (2011) fosse superior a 3 Ga; (v) e, por fim, objetivando o uso apenas de idades confiáveis, selecionamos apenas as estrelas para as quais a diferença entre idade isocronal dos modelos de BaSTI e Padova fosse inferior a 1 Ga. Após a aplicação destes critérios de seleção, nossa amostra final consiste em 9 102 estrelas anãs F e G, contendo informação cinemática completa e idades isocronais bem definidas.

Para o ajuste e validação do método utilizamos as idades de Padova e BaSTI separadamente. As idades do conjunto Padova são utilizadas no ajuste das relações entre parâmetros cinemáticos e idade, equanto as idades do conjunto BaSTI são utilizadas para a comparação entre as idades cinemáticas e isocronais. Preservando assim o máximo de independência possível entre os resultados comparados.

2.3 Metodologia

A RIV tem por consequência o fato de que a probabilidade de uma estrela ter uma determinada velocidade depende de sua idade. Através da aplicação do formalismo Bayesiano, essa relação de probabilidade pode ser invertida, permitindo que seja obtida uma função de densidade de probabildiade (pdf) para a idade de uma estrela com base em sua velocidade espacial.

Em sua forma mais geral, o teorema de Bayes, que descreve a probabilidade de observação de um parâmetro θ , incluindo dados multivariacionais **d** e conhecimento prévio geral (I) pode ser escrita como:

$$p(\theta|\mathbf{d}, I) \propto p(\mathbf{d}|\theta, I) \, p(\theta|I) \,.$$
 (2.1)

No caso em que os dados observacionais consistem de dois observáveis (designados por d_1 e d_2 , a função de probabilidade do parâmetros θ é dada por (D'Agostini, 2003, eq. 48):

$$p(\theta|d_1, d_2, I) \propto p(d_2|d_1, \theta, I) \, p(d_1|\theta, I) \, p(\theta|I) \,. \tag{2.2}$$

Quando dois observáveis são independentes, é também válido que:

$$p(d_2|d_1, \theta, I) = p(d_2|\theta, I).$$
 (2.3)

Nesta seção mostramos como estas relações de probabilidade podem ser utilizadas para a obtenção de uma pdf de idade com base em suas velocidades espaciais heliocêntricas $U, V \in W$, na metodologia que denominamos Método UVW. Também mostramos que outras propriedades cinemáticas, como a excentricidade, podem ser utilizadas no formalismo, desde que sua relação com a idade seja conhecida. Apresentamos dois métodos que fazem uso da excentricidade, e que denominamos Método eVW e Método eUW.

2.3.1 Método UVW

No método descrito nessa seção os dados observacionais consistem nas componentes de velocidade espacial heliocêntrica¹ $U, V \in W$. Um fator importante que precisa ser considerado é a existência de correlação entre as velocidades $U \in V$, que pode apresentar dependência com a idade (ver, por exemplo, Rocha-Pinto et al., 2004). As correlações envolvendo a componente W são usualmente menores que as incertezas, e portanto podem ser ignoradas (Binney & Merrifield, 1998).

As equações deste método podem ser simplificadas ao trabalharmos com as componentes do elipsoide de velocidades, v_1 , v_2 e v_3 (que são equivalentes às componentes principais da distribuição), ao invés das componentes U, $V \in W$. Isso ocorre pois, por definição, as componentes do elipsoide de velocidades não apresentam correlação entre si. As componentes $W \in v_3$ são equivalentes exceto pelo deslocamento necessário para assegurar média zero para v_3 , causado pela velocidade do Sol com respeito ao Sistema Local de Repouso ($W_{\mathfrak{P}}$). O cálculo de $v_1 \in v_2$ envolve apenas as componentes de velocidade $U \in V$ e pode ser descrito em termos do desvio do vértice ℓ_v . Também é necessário conhecer as componentes de velocidade solar $U_{\mathfrak{P}} \in V'_{\mathfrak{P}}$, com especial cuidado no caso de $V'_{\mathfrak{P}}$, que pode também depender da idade. As transformações entre U, $V \in W$ e as

¹Neste trabalho, definimos o sentido do eixo U apontando para o centro da Galáxia.

componentes principais são dadas por:

$$v_1 = (U + U_{\mathfrak{P}}) \cos \ell_v + (V + V'_{\mathfrak{P}}) \sin \ell_v, \qquad (2.4a)$$

$$v_2 = -(U + U_{\mathfrak{P}_1}) \sin \ell_v + (V + V'_{\mathfrak{P}_1}) \cos \ell_v \,. \tag{2.4b}$$

$$v_3 = W + W_{\mathfrak{P}_{,}} \tag{2.4c}$$

onde ℓ_v é dado em função das variâncias σ_U^2 e σ_V^2 , e da correlação σ_{UV} :

$$\ell_v = \frac{1}{2} \arctan\left(\frac{2\,\sigma_{UV}}{\sigma_U^2 - \sigma_V^2}\right). \tag{2.5}$$

A transformação entre as funções de densidade de probabilidade é dada em termos do Jacobiano da transformação de coordenadas, sendo $p(t|U, V, W) = J(v_1, v_2, v_3) p(t|v_1, v_2, v_3)$, onde designamos a idade como t. Neste caso, a transformação é bastante simples, uma vez que envolve apenas operações de translação e rotação, de forma que o Jacobiano equivale à unidade. Segue então da Equação 2.1 (omitindo o termo que denota conhecimento prévio, I) que:

$$p(t|U, V, W) \propto p(v_1|t) p(v_2|t) p(v_3|t) p(t)$$
. (2.6)

A probabilidade p(t) corresponde à distribuição de probabilidade *a priori* para a idade, que engloba o conhecimento que se tem acerca da probabilidade relativa entre diferentes idades, antes que sejam considerados os dados observados em questão. A única informação que estamos considerando neste caso é que nenhuma estrela na Galáxia deve ser mais velha que 14 Ga (um arredondamento superior da idade do Universo). Para todas as idades mais jovens, consideramos uma distribuição de probabilidade uniforme, de forma que p(t) é dado por:

$$p(t) = \begin{cases} 1, & \text{se } 0 < t < 14 \text{ Ga.} \\ 0, & \text{demais casos.} \end{cases}$$
(2.7)

Para descrever a probabilidade $p(v_i|t)$, aproximamos distribuições gaussianas cuja dispersão depende da idade considerada ($\sigma_i(t)$). Esta simplificação é necessária para que possamos trabalhar com uma distribuição descrita por um pequeno conjunto de parâmetros, para os quais podemos ajustar relações em função da idade utilizando nossa amostra de 9102 estrelas. Uma descrição mais sofisticada desta distribuição de probabilidade pode ser adotada na metodologia, incluindo, por exemplo, a existência de grupos co-moventes. Contudo essa análise está além dos objetivos deste trabalho.



FIGURA 2.1. Dispersão de velocidades em função da idade para as componentes U (quadrados e linha vermelhos), V (triângulos e linha verdes) e W (círculos e linha azuis), e também para as componentes principais v_1 (cruz e linha dourados) e v_2 (losangos e linha verde-azulados) para os 30 subgrupos divididos por idade. As incertezas foram estimadas através da técnica de reamostragem de bootstrap. Para cada componente, a linha representa o melhor ajuste da função $\sigma_i = b_i t^{a_i}$. O primeiro e último grupos foram excluídos do ajuste por motivos explicados no texto. Os valores dos parâmetros $a_i e b_i$ são mostrados na Tabela 2.1.

Os parâmetros que devemos ajustar em função da idade são então: as dispersões $\sigma_1(t), \sigma_2(t), \sigma_U(t), \sigma_V(t) \in \sigma_W(t)$; o desvio do vértice $\ell_v(t)$ e a componente V da velocidade espacial Solar, $V'_{\mathfrak{P}}(t)$. Ajustamos essas funções seguindo um procedimento similar ao adotado por Nordström et al. (2004) para a amostra original do LGC. Primeiro, dividimos a amostra em 30 subgrupos de ≈ 300 estrelas cada, de acordo com as idades

TABELA 2.1. Parâmetros $b_i e a_i$ que parametrizam a relação entre dispersão de velocidades e idade através da relação $\sigma_i = b_i t^{a_i}$, para cada componente $U, V \in W$ e para as componentes principais v_1 e v_2 . Os valores obtidos por Nordström et al. (2004, LGCI) e Holmberg et al. (2009, LGCIII) são apresentados para comparação.

	b	a	a_{LGCI}	a_{LGCIII}
U	21.2 ± 1.0	0.35 ± 0.02	0.31	0.39
V	13.0 ± 1.0	0.36 ± 0.02	0.34	0.40
W	9.1 ± 1.0	0.48 ± 0.04	0.47	0.50
v_1	22.0 ± 1.0	0.33 ± 0.02		
v_2	11.9 ± 1.0	0.42 ± 0.02		

das estrelas (primeiro grupo com as 300 mais jovens e assim por diante). Em seguida, os parâmetros descritos anteriormente foram calculados para cada subgrupo e suas incertezas inferidas através da técnica de reamostragem *bootstrap*. A Figura 2.1 mostra a dispersão de velocidade para cada componente calculada para cada um dos subgrupos. Como usualmente feito na literatura, ajustamos uma lei de potencias na forma $\sigma_i = b_i t^{a_i}$ à relação entre dispersão de velocidade e idade. Em cada caso, antes de ajustarmos a relação, excluímos o primeiro e o último subgrupos, representados em cinza. A razão para isso é que o último grupo pode estar contaminado por estrelas velhas provenientes do disco espesso, enviesando as dispersões para valores maiores, e que o primeiro grupo pode conter estrelas muito jovens, que não completaram uma quantidade significativa de órbitas e portanto suas velocidades podem ser um reflexo de estruturas locais ainda não dissolvidas. Apresentamos na Tabela 2.1 os valores obtidos para os parâmetros a_i e b_i de todas as componentes. Os resultados corroboram o que já havia sido estabelecido pelos estudos do LGC: existe um crescimento na dispersão de velocidades para todas as componentes em todos os intervalos de idade considerados para o disco da Galáxia.

As relações entre os parâmetros restantes, $\ell_v \in V'_{\mathfrak{Q}}$, e idade foram obtidas de maneira similar e são representadas na Figura 2.2. As expressões obtidas que melhor descrevem o comportamento destes parâmetros em função da idade são:

$$\ell_v(t) = 0.41 \, \exp(-0.37 \, t) \tag{2.8}$$

$$V'_{\rm cr}(t) = 0.17 t^2 + 0.63 t + 12.5.$$
(2.9)

O crescimento observado para $V'_{\mathfrak{P}}$ já era esperado e é causado pela deriva assimétrica: para serem observadas na Vizinhança Solar, as estrelas provenientes da parte interna da Galáxia precisam estar próximas ao ponto apogaláctico de suas órbitas. Já as estrelas das regiões mais externas encontram-se mais próximas ao seu perigaláctico.



FIGURA 2.2. Deriva do vértice, ℓ_v (painel inferior), e $V'_{\mathfrak{X}}$ (painel superior) calculados para cada um dos 30 subgrupos divididos por idade. Incertezas foram estimadas a partir da técnica de reamostragem de *bootstrap*. As equações que descrevem a relação entre estes parâmetros e a idade foram ajustadas como $V'_{\mathfrak{X}}(t) = 0.17 t^2 + 0.63 t + 12.5 e \ell_v(t) = 0.41 \exp(-0.37 t)$, e são representadas pelas linhas sólidas. O primeiro e o último grupos foram excluídos do ajuste por razões explicadas no texto.

Como as estrelas são mais lentas quando estão em seu apogaláctico, e a densidade de estrelas é maior nas partes internas da Galáxia, observamos mais estrelas na Vizinhança Solar que são provenientes das partes mais internas do que das partes mais externas. Isso faz com que, em média, a velocidade azimutal de um grupo de estrelas seja menor do que a velocidade azimutal de uma órbita circular na Vizinhança Solar. Além disso, estrelas mais velhas já sofreram mais perturbações em suas órbitas, inicialmente circulares, e podem ser observadas em um intervalo de distâncias galactocêntricas cada vez maior, ampliando o efeito da deriva assimétrica em função da idade.

Existe ainda um debate em aberto a respeito da causa do desvio do vértice e sua dependência com a idade. Observamos aqui que o desvio do vértice é máximo para as estrelas mais jovens, e tende a zero para estrelas mais velhas. Uma possível causa para isso é a presença de grupos co-moventes na Galáxia (Dehnen, 1998). Uma investigação detalhada com respeito à existência e origem dos principais grupos na vizinhança solar foi feita por Famaey et al. (2008). As posições dos quatro grupos principais encontrados em seu estudo (Hércules, Plêiades, Híades e Sirius) está alinhada com a rotação necessária que obtemos para as componentes principais do elipsoide de velocidades. As estrelas neste grupo são em geral associadas a aglomerados jovens com poucas centenas

Autor	$U_{i} \mathrm{km s^{-1}}$	$V_{rac{l}{ m c}}{ m kms^{-1}}$	$W_{i} \mathrm{km s^{-1}}$
Este estudo	9.8 ± 0.3	12.5 ± 0.9	7.2 ± 0.2
F&A14	14.1 ± 1.1	14.6 ± 0.4	6.9 ± 0.1
B&B14	6.0 ± 0.5	10.6 ± 0.8	6.5 ± 0.3
Cos+11	8.83 ± 0.24	14.19 ± 0.34	6.57 ± 0.21
Sch+10	$11.1\substack{+0.69 \\ -0.75}$	$12.24_{-0.47}^{+0.47}$	$7.25_{-0.36}^{+0.37}$
Kov+09	5.1 ± 0.4	7.9 ± 0.5	7.7 ± 0.2

TABELA 2.2. Comparação entre os valores de velocidade solar obtidos neste estudo, e os valores obtidos por Francis & Anderson (2014, F&A14), Bobylev & Bajkova (2014, B&B14), Coşkunoğlu et al. (2011, Coş+11), Schönrich et al. (2010, Sch+10) e Koval' et al. (2009, Kov+2009).

de milhões de anos, em acordo com o declínio do ângulo de desvio do vértice que observamos em função da idade. Esta análise corrobora que os grupos co-moventes sejam a principal causa da existência do desvio do vértice, e podemos dizer que, em primeira ordem, o método aqui descrito leva em consideração a existência destes grupos.

As componentes de velocidade do Sol são obtidas a partir da média das velocidades das estrelas na vizinhança Solar. No caso dessa amostra, obtemos $U_{\cap{c}} = 9.8 \pm 0.3 \,\mathrm{km \, s^{-1}}$ e $W_{\cap{c}} = 7.2 \pm 0.2 \,\mathrm{km \, s^{-1}}$. Como a média da componente azimutal, V, depende da idade, a derivação desta componente da velocidade do Sol não é tão simples. Se considerarmos que $V_{\cap{c}}$ corresponde à componente de velocidade obtida a partir de uma amostra idealizada com idade zero, equivalente a $V'_{\cap{c}}(t=0)$, obtemos $V_{\cap{c}} = 12.5 \pm 0.9 \,\mathrm{km \, s^{-1}}$. A Tabela 2.2 compara os valores obtidos neste estudo com um conjunto de valores da literatura. Como pode ser observado, os valores obtidos por diferentes autores podem variar consideravelmente. Ainda assim, os valores calculados nestes estudos encontram-se dentro do intervalo de valores usualmente observados. Na Seção 2.4.1.3 iremos investigar o quanto o valor adotado para a velocidade solar afeta as idades determinadas.

A partir do ajuste dessas relações, construímos uma pdf de idade calculando a probabilidade $p(t_i|U, V, W)$ para um conjunto de idades. Adotando o modelo do elipsoide de velocidades para descrever a distribuição das componentes principais, a probabilidade para cada idade t_i é obtida através da relação:²

$$p(t|U,V,W) \propto \prod_{i=1,2,3} \left[\frac{1}{(2\pi)^{12} \sigma_i(t)} \exp\left(-\frac{v_i^2}{2\sigma_i(t)^2}\right) \right],$$
(2.10)

onde v_1 , v_2 e v_3 são obtidos através da Equação 2.4.

²Os símbolos σ_1 e σ_2 representam a dispersão de velocidades para as componentes v_1 e v_2 . Notamos também que a Equação 2.4 implica em $\sigma_3 = \sigma_W$.

2.3.2 Método eVW

Também é possível utilizar outros parâmetros cinemáticos além das velocidades espaciais, desde que a distribuição deste parâmetro seja conhecida e varie com a idade. Neste estudo, mostramos como isso pode ser feito incluindo a excentricidade orbital, o que chamamos de Método eVW. Neste caso, as probabilidades são obtidas a partir da excentricidade e das velocidades $V \in W$. Não podemos utilizar as três componentes de velocidade pois a excentricidade seria univocamente determinada por elas, e não acrescentaria nenhuma informação estatística. Além disso, a equação não é tão simples como no primeiro caso, já que a excentricidade apresenta forte correlação com as componentes de velocidade $U \in V$. Considerando esta correlação com a componente V, o teorema de Bayes assume a forma:

$$p(t|e, V, W) = p(e|V, t) p(V|t) p(W|t) p(t).$$
(2.11)

Como fizemos para o Método UVW, utilizamos uma distribuição p(t) uniforme para idades entre 0 e 14 Ga e aproximamos a distribuição de velocidades como gaussianas. A relação entre os parâmetros da distribuição de velocidade e a idade já foi obtida na Seção 2.3.1 e tudo que nos resta obter é a distribuição p(e|V,t).

Obtemos a distribuição p(e|V,t) a partir de mapas de densidade no plano eVconstruídos para diferentes idades. Para criar os mapas de densidade, geramos pares aleatórios de velocidade (U, V) que seguem a distribuição descrita pelos parâmetros ajustados na seção anterior. Em seguida estimamos a excentricidade para os valores simulados de U e V e utilizamos a técnica de estimador de densidade *kernel* bidimensional para gerar os mapas de densidade. A excentricidade é obtida a partir do par (U, V)através da seguinte expressão:

$$e = 2.98 \cdot 10^{-3} \left(155 + 20.0 \,U + 19.6 \,V + U^2 + 1.95 \,V^2 \right)^{12} - 7.23 \cdot 10^{-4} \,, \qquad (2.12)$$

Idealmente a excentricidade deveria ser calculada por integração órbital, mas verificamos que o uso da expressão acima gera resultados satisfatórios, com menos custo computacional. Para obter este ajuste, utilizamos o software de construção automática



FIGURA 2.3. (à esquerda) mapa de densidade no plano eV construido através de uma amostra simulada de 2 milhões de estrelas com idade igual a 4 Ga. A excentricidade foi considerada uma função de U e V, que por sua vez foram amostrados a partir do modelo ajustado na Seção 2.3.1. (À direita) funções de densidade de probabilidade p(e|V, t = 4 Ga) para três diferentes velocidades $V = 20, -20, -60 \text{ km s}^{-1}$, representadas pelas linhas horizontais em cor equivalente no painel da esquerda.

de modelos Eureqa. Este software testa iterativamente combinações de funções polinomiais, exponenciais, logaritmicas, trigonométricas e leis de potência, penalizando complexidade, para encontrar a função que melhor descreve um dado parâmetro em função de múltiplos outros parâmetros de um conjunto de dados. Aplicamos o Eureqa para explicar a excentricidade em função das velocidades U, V e também W (que não foi considerada relevante pelo programa), da amostra de Casagrande et al. (2011). Dessa forma, a excentricidade obtida corresponde à que seria obtida por integração orbital utilizando o mesmo potencial galáctico adotado por estes autores. Comparando os resultados previstos por esta equação, com os resultados obtidos por Casagrande et al. (2011), observamos que em 98% dos casos a excentricidade calculada difere do valor do catálogo por menos de 0.01, o que consideramos satisfatório o suficiente para nossa análise.

Para exemplificar o quão drasticamente a probabilidade p(e | V, t) pode variar para uma mesma idade, porém diferentes valores de V, apresentamos na Figura 2.3 o mapa de densidade no plano eV para a idade de 4 Ga. Vemos que a distribuição é razoavelmente complexa, justificando a construção desta a partir de valores simulados de U e V ao invés de tentarmos parametrizá-la tal qual fizemos com a distribuição de velocidades. À direita representamos a pdf de excentricidade pra três valores distintos de V. A grande diferença entre as pdfs representadas justifica a necessidade de se considerar a dependência em V para a probabilidade de excentricidade. Construímos mapas semelhantes ao dessa figura para um conjunto de idades entre 0 e 14 Ga, e utilizamos estes mapas para gerar, por interpolação, a função p(e|V,t) conforme necessário.

Obtemos então a pdf de idade a partir dos valores observados de e, $V \in W$, calculando $p(t_i | e, V, W)$ para um conjunto de idades. Aproximamos as distribuições $p(V|t) \in p(W|t)$ como gaussianas, cujos parâmetros foram ajustados na Seção anterior, e utilizamos os mapas de densidade para obter a função p(e|V,t), de forma que:

$$p(t_i | e, V, W) \propto p(e | \rho(V, t_i)) \cdot \frac{1}{2\pi} \prod_{k=V,W} \left[\frac{1}{\sigma_k(t_i)} \exp\left(-\frac{\left[k - k_{\mathfrak{P}}(t_i)\right]^2}{2\sigma_k^2(t_i)}\right) \right]$$
(2.13)

2.3.3 Método eUW

O método eUW é essencialmente o mesmo que o método eVW, porém considerando como um dos observáveis a velocidade U ao invés da velocidade V. Neste caso, a equação Bayesiana que nos permite obter a pdf para a idade é:

$$p(t|e, U, W) = p(e|U, t) p(U|t) p(W|t) p(t).$$
(2.14)

Neste caso, os mapas de densidade necessários para a obtenção de p(e|U,t) são aqueles que apresentam as distribuições previstas no plano eU para diferentes idades. Construímos os mapas a partir do mesmo conjunto de valores (U, V) utilizados para gerar os mapas no plano eV.

Como anteriormente, obtemos a pdf de idade calculando $p(t_i|e, U, W)$ para diferentes idades. Assim como no caso anterior, as distribuições de velocidades são aproximadas como Gaussianas e a probabilidade $p(e|U, t_i)$ é obtida através do mapa de densidade eUpara idade t_i . A equação final para o método eUW é então dada por:

$$p(t_i \mid e, U, W) \propto p(e \mid \rho(U, t_i)) \cdot \frac{1}{2\pi} \prod_{k=U,W} \left[\frac{1}{\sigma_k(t_i)} \exp\left(-\frac{\left[k - k_{\mathfrak{P}}(t_i)\right]^2}{2\sigma_k^2(t_i)}\right) \right]$$
(2.15)

2.4 Discussão

Aplicamos os métodos descritos na Seção 2.3 para derivar a pdf da idade de todas as 9 102 estrelas da amostra definida na Seção 2.2. Apenas 9 estrelas não puderam ter sua pdf de idade obtida pelos métodos eVW e eUW por apresentarem velocidades superiores às consideradas na construção dos mapas de densidade (|U| or $|V| > 200 \text{ km s}^{-1}$). Como a maior parte dessas estrelas também apresenta alta componente de velocidade W, elas provavelmente pertencem à outra população da Galáxia, e a exclusão delas não irá afetar nossas conclusões para o disco fino.

Mesmo que a pdf contenha mais informação a respeito da idade do que um determinado estimador pontual, é geralmente necessário caracterizar um valor individual para a idade de cada estrela; como por exemplo, para encontrar a relação entre um determinado parâmetro e a idade, ou para comparar idades obtidas por dois estudos diferentes. Como nosso primeiro objetivo é comparar os resultados obtidos pelo método cinemático com aqueles obtidos pelo método isocronal, escolhemos caracterizar as idades através de dois estimadores pontuais: a idade mais provável $t_{\rm MP}$ e a idade esperada $t_{\rm E}$, definidos como:

$$t_{\rm MP} = \operatorname*{arg\,max}_{t} f(t) \,, \tag{2.16a}$$

$$t_{\rm E} = \int_{-\infty}^{\infty} t f(t) \,\mathrm{d}t \,, \qquad (2.16b)$$

onde f(t) representa a função de probabilidade de idade *a posteriori* p(t|U, V, W), p(t|e, V, W) ou p(t|e, U, W), respectivamente obtida pelos métodos UVW, eVW ou eUW.

A Figura 2.4 apresenta exemplos de pdfs obtidas para quatro estrelas diferentes usando os três métodos descritos anteriormente. Também representamos as idades mais prováveis (marcas verticais no eixo superior) e idade esperada (marcas no eixo inferior) para cada método. Essas estrelas foram selecionadas por representar exemplos de diferentes situações que encontramos ao caracterizar as idades. No painel 'a', vemos que não há idade inferior bem definida, e neste caso, a idade mais provável é definida como a menor idade considerada no cálculo da pdf (0.1 Ga); no painel 'b', representamos um caso no qual tanto o limite inferior quanto o superior são bem definidos, de forma que as duas idades, mais provável e esperada, podem ser propriamente definidas, o que



FIGURA 2.4. Função de densidade de probabilidade de idade obtida pelos Métodos UVW (vermelho), eVW (azul) e eUW (verde), para quatro estrelas representativas. Painel a) HD 1101, que possui velocidades $(U, V, W) = (-12, -23, -6) \,\mathrm{km \, s^{-1}}$ e excentricidade e = 0.07, b) HD 1343, para a qual as velocidades são $(U, V, W) = (-22, 16, 3) \,\mathrm{km \, s^{-1}}$ e a excentricidade é e = 0.09, c) HD 852, que tem $(U, V, W) = (-58, 39, -9) \,\mathrm{km \, s^{-1}}$ e e = 0.22 e d) HD 12387, com velocidades $(U, V, W) = (-3, -88, 60) \,\mathrm{km \, s^{-1}}$ e excentricidade e = 0.32. As marcas verticais no eixo superior representam a idade mais provável para cada método, e as marcas no eixo inferior representam a idade esperada.

corresponde a um caso ideal; em 'c', mesmo que a idade mais provável esteja definida dentro do intervalo de idades considerado, a idade esperada estará enviesada devido ao truncamento da função de probabilidade imposto pela prior p(t); por fim, o painel 'd' apresenta um caso similar ao caso 'a', mas com respeito à idade superior, no qual a idade mais provável seria superior à idade do Universo caso não tivéssemos considerado a prior p(t).

A remoção de todas as estrelas cujas pdfs sejam afetadas pelos viéses presentes nos casos 'a', 'b' e 'c' reduziria consideravelmente as estrelas da amostra; dessa forma, resolvemos trabalhar com uma caracterização de idade que combine a idade esperada $(t_{\rm E})$ e a idade mais provável $(t_{\rm MP})$. Dessa forma, a amostra é menos afetada pelos viéses discutidos anteriormente quando pelo menos uma das duas idades pode ser bem definida. Definimos então a idade cinemática $t_{\rm kin}$ como uma média ponderada entre $t_{\rm MP}$ e $t_{\rm E}$. Observamos que os pesos que resultam na distribuição de idades mais coerente com a das idades isocronais são dados por:

$$t_{\rm kin} = \frac{3 t_{\rm MP} + t_{\rm E}}{4}.$$
 (2.17)

Para tabelar os resultados calculamos também, além das idades mais provável $(t_{\rm MP}^{(i)})$ e esperada $(t_{\rm E}^{(i)})$, as idades correspondentes aos percentis de 2.5%, 16%, 50%,



FIGURA 2.5. Distribuição das incertezas individuais das idades obtidas pelos Métodos UVW (vermelho), eVW (azul) e eUW (verde) usando a Equação 2.18. Todos os métodos apresentam distribuições δ_t bem semelhantes, com pico em cerca de 3.25 Ga e nenhuma incerteza maior que 4 Ga.

84% e 97.5% da distribuição, que designamos respectivamente $t_{2.5}^{(i)}$, $t_{16}^{(i)}$, $t_{50}^{(i)}$, $t_{84}^{(i)}$ e $t_{97.5}^{(i)}$, onde i = 1, 2, 3 correspondem aos Métodos UVW, eVW e eUW, respectivamente. Os resultados do método UVW para as 40 primeiras estrelas da amostra são representados na Tabela ??, no Apêndice C. Os dados completos podem ser acessados eletronicamente através do link https://github.com/falmeidafernandes/Tese/blob/master/Capitulo2/Tabela_LGC_completa.csv.

2.4.1 Incertezas das idades individuais

Devido à natureza estatística do método, as incertezas das idades caracterizadas surgem de três diferentes fontes: (i) do espalhamento natural devido ao caráter probabilístico das velocidades em função da idade; (ii) da incertezas dos dados observacionais, que afetam os valores estimados para *UVW* e consequentemente a pdf obtida; e (iii) da incerteza causada pela nossa falta de conhecimento do movimento exato do Sol na Galáxia. Investigamos aqui como a alteração da velocidade solar obtida por diferentes autores e a consideração de observações mais precisas afeta os resultados obtidos.

2.4.1.1 Incertezas provenientes da natureza estatística dos métodos

Para estimar as incertezas relacionadas ao espalhamento da distribuição de probabilidade das idades estimadas para estrelas individuais através da Equação 2.17, utilizamos uma expressão que envolve as idades e os percentis descritos acima. Essa expressão foi escolhida de forma a corresponder a 1σ no caso de uma distribuição gaussiana

$$\delta_t = \frac{1}{4} \left[(t_{84} - t_{16}) + \frac{t_{97.5} - t_{2.5}}{2} \right] . \tag{2.18}$$

Tal definição corresponde a uma medida de espalhamento que leva em conta tanto a dispersão próxima à idade mediana (a partir de $t_{84} e t_{16}$), quanto a dispersão nas caudas da distribuição de probabilidade (a partir de $t_{2.5} e t_{97.5}$). Além disso, foi elaborada de forma a permitir uma comparação direta entre as incertezas das idades que obtemos a partir do método cinemático e das incertezas obtidas por Casagrande et al. (2011) pelo método isocronal, uma vez que o catálogo publicado por estes autores contém os dados desses percentis. Contudo, é importante notar que embora δ_t seja uma medida válida do espalhamento, ela é arbitrária e nem sempre corresponde ao sigma da gaussiana, já que a pdf pode se distanciar bastante de uma distribuição normal.

A distribuição de incertezas individuais obtidas por cada um dos três métodos cinemáticos é representada na Figura 2.5. Podemos observar que, com respeito às incertezas individuais, os métodos apresentados são muito semelhantes entre si. Vemos também que a incerteza média é de 3.1 Ga para os Métodos UVW e eVW, e de 3.0 Ga para o método eUW. Para comparação, a incerteza média das idades isocronais para essa subamostra do LGC seria de 0.7 Ga, se definida da mesma forma. Isso significa que, isoladamente, o método cinemático só será útil para estrelas individuais nos casos em que o método isocronal é incapaz de gerar resultados satisfatórios, como é o caso da aplicação para estrelas anãs M; ou quando utilizado como indicador de idade independente para complementar a informação obtida por outros métodos.

2.4.1.2 Impacto das incertezas observacionais

Para entender o quanto as incertezas nas observações, utilizadas para a determinação das velocidades UVW, afetam a pdf obtida para a idade, realizamos um conjunto de simulações de Monte Carlo e analisamos o reflexo das incertezas nas idades $t_{\rm ML}$ e $t_{\rm E}$ obtidas.

Para cada estrela, a paralaxe, movimentos próprios e velocidades radiais foram reamostrados 1000 vezes, considerando erros gaussianos. As velocidades *UVW* foram então recalculadas em cada caso utilizando as equações descritas por Johnson & Soderblom (1987). Os painéis superiores da Figura 2.6 mostram as pdfs obtidas para cada uma das 1000 reamostragens (linhas douradas) e a pdf original (linha preta) para três estrelas representativas: HD 3598 (esquerda), que possui incertezas consideradas baixas



FIGURA 2.6. Reflexos das incertezas observacionais na pdf obtida, considerando incertezas do LGC (painel superior) e incertezas previstas pelo Gaia (painél inferior) para as estrelas HD 3598 (esquerda), HD 507 (centro) and HD 180748 (direita). A linha tracejada preta representa a pdf original, enquanto as linhas douradas representam os resultados obtidos a partir das 1000 reamostragens de Monte Carlo. Os histogramas representam a distribuição dos valores obtidos para a idade mais provável (verde) e idade esperada (azul).

para o LGC ($\sigma_{\pi} = 0.53 \text{ mas}$, $\sigma_{\mu} = 1.0 \text{ mas/ano} e \sigma_{r_v} = 0.3 \text{ km s}^{-1}$); HD 578 (centro), cuja incerteza é representativa da maioria das estrelas no catálogo ($\sigma_{\pi} = 0.66 \text{ mas}$, $\sigma_{\mu} = 2.0 \text{ mas/ano} e \sigma_{r_v} = 0.4 \text{ km s}^{-1}$); e HD 180748 (direita), que possui incertezas altas comparadas às demais estrelas do levantamento ($\sigma_{\pi} = 1.8 \text{ mas}$, $\sigma_{\mu} = 4.0 \text{ mas/ano}$ e $\sigma_{r_v} = 3 \text{ km s}^{-1}$). Também incluimos histogramas que representam a distribuição de idades mais prováveis (em verde) e de idades esperadas (em azul). As dispersões dos histogramas são: $\sigma_{t_{\rm ML}} = 0.26 \text{ Ga e } \sigma_{t_{\rm E}} = 0.15 \text{ para HD 3598}$; $\sigma_{t_{\rm ML}} = 0.39 \text{ Ga e } \sigma_{t_{\rm E}} = 0.27 \text{ para HD 578}$; e $\sigma_{t_{\rm ML}} = 1.25 \text{ Ga e } \sigma_{t_{\rm E}} = 0.61 \text{ Ga para HD 180748}$.

É evidente que quanto maior as incertezas observacionais, maior será a incerteza calculada para os estimadores pontuais. Para a amostra completa, considerando as incertezas do LGC, obtemos em média $\sigma_{t_{\rm ML}} = 0.47$ e $\sigma_{t_{\rm E}} = 0.28$. Sendo assim, para os dados deste levantamento, podemos concluir que a idade esperada é menos afetada por incertezas observacionais que a idade mais provável.

Além dessa análise, verificamos como os dados do Gaia irão aprimorar os resultados obtidos pelo método cinemático. Para isso, realizamos novamente um conjunto de reamostragens de Monte Carlo considerando as incertezas que o Gaia objetiva atingir ao final da missão (de Bruijne et al., 2005): $\sigma_{\pi} = 25 \cdot 10^{-3}$ mas, $\sigma_{\mu} = 13.15 \cdot 10^{-3}$ mas/ano e $\sigma_{r_v} = 1$ km s⁻¹. O painel inferior da Figura 2.6 mostra as pdfs obtidas para as estrelas HD 3598 (esquerda), HD 578 (centro) HD 180748 (direita). Como podemos ver, a qualidade esperada pelo Gaia praticamente elimina a contribuição da incerteza



FIGURA 2.7. Efeitos de alterar a velocidade peculiar do Sol para o calculo da pdf para as estrelas HD 3598 (esquerda), HD 507 (centro) e HD 180748 (direita). A linha preta representa a pdf obtida utilizando a velociade Solar estimada neste estudo, enquanto as demais linhas representam as pdfs obtidas utilizando as velocidades descritas na Tabela2.2.

observacional para o espalhamento da distribuição de probabilidade para idade. Em média, para toda a amostra, obtemos neste caso $\sigma_{t_{\rm ML}} = 0.09$ Ga e $\sigma_{t_{\rm E}} = 0.07$ Ga.

2.4.1.3 Incerteza na velocidade peculiar do Sol

Também investigamos o impacto nas pdfs e nas idades caracterizadas, causados pela variação da velocidade pecular do Sol. A Figura 2.7 mostra a pdf obtida utilizando a velocidade solar derivada deste trabalho (linha preta) e as pdfs obtidas utilizando os valores listados na Tabela 2.2. Apresentamos os resultados para três estrelas representativas da amostra: HD 3598 (esquerda), HD 507 (centro) e HD 180748 (direita).

As estrelas HD 3598 e HD 180748 representam casos nos quais a pdf derivada é menos sensível à mudança na velocidade solar considerada. Já a estrela HD 507 sofre uma maior variação. Ainda assim, esta variação é inferior à variação observada devido às incertezas observacionais. Isso nos permite concluir que as incertezas observacionais, quando comparáveis às incertezas do LGC, são o que domina a incerteza do método cinemático. É importante ressaltar que isso deixaria de ser verdade caso as incertezas fossem da ordem esperada pelo Gaia, no qual as incertezas devido ao desconhecimento do valor exato da velocidade solar passariam a dominar.

Para comparar os resultados de maneira quantitativa, aplicamos o método cinemático para todas as estrelas de nossa amostra utilizando a velocidade peculiar solar obtida por diferentes autores. Caracterizamos as idades a partir das pdfs e investigamos a distribuição das diferenças entre estas idades e as obtidas utilizando a velocidade solar
TABELA 2.3. Desvio padrão da distribuição das diferenças entre as idades caracterizadas utilizando a velocidade solar deste estudo, e a velocidade solar de diferentes autores: Francis & Anderson (2014, F&A14), Bobylev & Bajkova (2014, B&B14), Coşkunoğlu et al. (2011, Coş+11), Schönrich et al. (2010, Sch+10) e Koval' et al. (2009, Kov+2009). Apresentamos os resultados para o caso da idade mais provável ($\sigma_{\Delta t_{\rm MP}}$) e idade esperada ($\sigma_{\Delta t_{\rm E}}$). Todas as estrelas da amostra foram consideradas.

Autor	$U_{i} \mathrm{km s^{-1}}$	V_{r} km s ⁻¹	$W_{ic} \mathrm{km}\mathrm{s}^{-1}$	$\sigma_{\Delta t_{ m MP}}$	$\sigma_{\Delta t_{ m E}}$
Este estudo	9.8	12.5	7.2		
F&A14	14.1	14.6	6.9	0.26	0.18
B&B14	6.0	10.6	6.5	0.25	0.18
Cos+11	8.83	14.19	6.57	0.21	0.14
Sch+10	11.10	12.24	7.25	0.08	0.06
Kov+09	5.1	7.9	7.7	0.52	0.31

derivada neste estudo. O desvio padrão dessas distribuições é uma medida da contribuição da incerteza na velocidade solar para a incerteza final das idades caracterizadas. Listamos os resultados na Tabela 2.3.

Eliminando os valores extremos, vemos que a dispersão da diferença dos valores obtidos para a idade mais provável e idade esperada ficam entre 0.21 - 0.26 e 0.14 - 0.18, respectivamente, o que está em acordo com o que foi discutido anteriormente, sendo de fato menor do que as dispersões observadas devido às incertezas observacionais do LGC (0.47 e 0.28, respectivamente). Vemos ainda que $t_{\rm E}$ apresenta uma menor variação, podendo ser considerado um estimador mais robusto, mas não necessariamente mais acurado, que $t_{\rm MP}$.

Por fim, podemos concluir que as idades caracterizadas têm uma incerteza da ordem de 3 Ga devido ao espalhamento característicos das pdfs obtidas, além de uma incerteza adicional nos estimadores pontuais da ordem de 0.5 Ga para a idade mais provável e de 0.3 Ga para a idade esperada. Estes valores são obtidos através da composição do reflexo das incertezas observacionais e da incerteza na velocidade solar na caracterização destes estimadores.

2.4.2 Comparação entre os diferentes métodos

Na Seção 2.3 utilizamos idades isocronais, derivadas por Casagrande et al. (2011) por meio do conjunto de isócronas de PADOVA, para ajustar as relações entre os parâmetros cinemáticos e a idade das estrelas do LGC. Para comparar resultados que sejam os mais independentes possíveis, fazemos a comparação entre as idades cinemáticas obtidas pelos métodos aqui desenvolvidos, e as idades isocronais de Casagrande et al. (2011) obtidas utilizando o conjunto de isócronas BaSTI, que em nenhum momento foram utilizadas no ajuste. Um ponto positivo que torna essa comparação mais viável é o fato de que os ajustes são feitos a partir de parâmetros calculados para um conjunto de estrelas, e não para estrelas individuais, o que ameniza viéses estatísticos.

É importante ressaltar que ainda existirá um viés de correlação intrínseco uma vez que, ainda que apresentem detalhes distintos, o cômputo de trajetórias evolutivas de diferentes modelos se baseia no mesmo conjunto de leis para descrever a evolução de uma estrela e partem de hipóteses e condições iniciais semelhantes. Além do mais, exigimos na construção da amostra que as idades isocronais de PADOVA e BaSTI apresentassem diferença máxima de 1 Ga, ampliando qualquer possível correlação entre elas. Ainda que este não fosse o caso, e buscássemos uma comparação com idades determinadas por um método de datação diferente do utilizado na calibração das relações cinemáticas, essa possível correlação ainda estaria presente: apenas a idade solar é conhecida de forma absoluta, e qualquer forma de datação é invariavelmente calibrada de acordo com alguma outra. Sendo assim, na ausência de uma melhor alternativa, comparamos as idades caracterizadas a partir da aplicação do método cinemático com as idades isocronais de BaSTI calculadas por Casagrande et al. (2011), com a ressalva de que a semelhança entre os resultados obtidos pode em parte ser explicada pela possível existência de correlação entre as metodologias. Para fazer a comparação, caracterizamos as idades isocronais através de uma média ponderada entre seus estimadores pontuais, da mesma forma como fazemos para as idades cinemáticas:

$$t_{\rm iso} = \frac{3 t_{\rm MP}^{\rm (iso)} + t_{\rm E}^{\rm (iso)}}{4} , \qquad (2.19)$$

onde $t_{\rm MP}^{\rm (iso)}$ corresponde à idade mais provável, e $t_{\rm E}^{\rm (iso)}$ à idade esperada da pdf de idade isocronal.

Apresentamos na Figura 2.8 as distribuições das diferenças entre a idade isocronal e a idade cinemática obtida pelos três métodos: UVW (esquerda), eVW (centro) e eUW (direita). O comportamento das três distribuições é semelhante e apresenta pico próximo a zero, o que significa que o caso mais comum é o de concordância entre a idade isocronal e cinemática. A mediana das distribuições também encontra-se próxima a zero, sendo -0.33 para o Método UVW, -0.34 para o Método eVW e -0.24 para o Método



FIGURA 2.8. Distribuições das diferenças entre as idades isocronal e cinemáticas, obtidas pelo Método UVW (esquerda), Método eVW (centro) e Método eUW (direita). As distribuições são semelhantes em todos os três casos, apresentando picos próximo de zero, que significa que as idades tendem a apresentar boas concordâncias. Os espalhamentos podem ser explicados pelas incertezas individuais tanto das idades isocronais quanto cinemáticas.

eUW. O espalhamento nas distribuições é explicado pela grande incerteza do método cinemático, em conjunto com a também significativa incerteza do método isocronal.

Também podemos notar que a cauda da distribuição no sentido das diferenças negativas é mais proeminente, significando que as idades cinemáticas estão sendo mais superestimadas do que subestimadas em relação às idades isocronais. Uma possível causa para este efeito é a ocorrência de muito mais estrelas jovens do que velhas no LGC, juntamente com o grande espalhamento das pdfs obtidas. Isso faz com que mais estrelas jovens tenham $t_{\rm E}$ deslocadas para idades mais velhas (centro do intervalo de idades), do que estrelas velhas apresentem $t_{\rm E}$ deslocadas para idades mais jovens. Esse fato é um dos motivos pelos quais escolhemos dar menos peso para a $t_{\rm E}$ na definição da idade cinemática.

Também comparamos as idades obtidas pelos diferentes métodos cinemáticos desenvolvidos neste estudo. A distribuição das diferenças é apresentada na Figura 2.9 e mostra grande concordância entre os métodos. As diferenças raramente excedem 1 Ga e o pico das distribuições encontra-se próximo a zero. A média das diferenças é dada por 0.02 no caso dos Métodos UVW e eVW (esquerda), 0.14 para os Métodos UVW e eUW (centro) e 0.12 para os Métodos eVW e eUW (direita). Essa concordância é esperada, uma vez que a única diferença entre os métodos é a adição da excentricidade no formalismo Bayesiano, que por sua vez apresenta grande correlação com as velocidades U e V.



FIGURA 2.9. Distribuições das diferenças das idades obtidas pelos diferentes métodos cinemáticos. Em todos os casos, o pico da distribuição se encontra próximo de zero, e as diferenças raramente excedem 1 Ga, o que demonstra boa concordância entre os métodos cinemáticos.

2.5 Resultados

Como verificamos na seção anterior as incertezas individuais do Método Cinemático são bastante altas, da ordem de ≈ 3 Ga. Ainda assim, veremos que o método pode ser útil quando o objetivo é obter propriedades globais de uma amostra, como a distribuição de idades (DI) e a relação idade-metalicidade (RIM). Além disso, é comum encontrar casos para os quais nenhum dos métodos usuais para datação estelar é aplicável e o método cinemático, por depender apenas da velocidade espacial da estrela, é a unica possibilidade, e permite que cheguemos a conclusões ainda que as incertezas envolvidas sejam altas. Exemplificamos isso ao aplicar o método para a estrela Trappist-1 na Seção 2.5.3.

2.5.1 Distribuição de idades

Na Figura 2.10, apresentamos as DIs obtidas pelo Método UVW (vermelho, esquerda), eVW (azul, centro) e eUW (verde, direita). Para comparação, apresentamos também em todos os painéis, em cinza, a DI isocronais (BaSTI). Observamos que em todos os casos existe boa concordância entre as DIs cinemática e isocronal, principalmente para os métodos eVW e eUW.

A DI é um parâmetro extremamente importante para o estudo da evolução da Galáxia, uma vez que está fortemente relacionada com o histórico de formação estelar (HFE) na região estudada. As melhores estrelas para se observar com este intuito são as



FIGURA 2.10. Distribuições das idades obtidas pelo método UVW (painel superior), eVW (painel central) e eUW (painel inferior). Para comparação, a distribuição das idades isocronais é também representada em todos os três paineis (linha sólida preta). As distribuições de idade obtidas pelos métodos cinemáticos são bastante similares à obtida pelo método isocronal. Essa concordância é ainda melhor no caso dos métodos que incluem a excentricidade.

que evoluem lentamente, de forma que as estrelas que se formaram nos primeiros estágios após a formação da Galáxia ainda possam ser observadas nos dias de hoje. Enquanto a evolução lenta é o que permite que estas estrelas possam refletir todo o histórico da Galáxia, ela é também o que invalida a maioria dos métodos de datação tradicional, uma vez que suas propriedades internas variam muito pouco com o tempo. Como o método cinemático se baseia apenas nas propriedades cinemáticas da estrela, não atreladas ao seu processo evolutivo interno, ele se configura como uma promissora ferramenta para o estudo do HFE, principalmente na era Gaia, já que teremos acesso à informação cinemática completa de centenas de milhões de estrelas. O resultado apresentado na Figura 2.10, que demonstra que o método desenvolvido é capaz de retornar a mesma distribuição do método isocronal, faz dele uma importante ferramenta Neste estudo, entretanto, nos limitamos a demonstrar a viabilidade dessa aplicação através da comparação com os resultados isocronais. A distribuição apresentada não pode ser diretamente interpretada como um HFE pois está sujeita a todos os critérios de seleção impostos pela construção da amostra do levantamento Geneva-Copenhagen, que envolve cortes fotométricos (Nordström et al., 2004), favorecendo certas regiões do espaço $T_{\rm eff} - M_{\rm bol} - [{\rm Me/H}]$ e significativamente enviesando a distribuição de idades amostrada. A conversão das DIs obtidas para o HFE deve levar em conta todos os possíveis viéses impostos, o que está além dos objetivos deste trabalho.

2.5.2 Relação idade-metalicidade

A evolução química da Galáxia ainda é objeto de estudo de muitos trabalhos recentes (e.g. Haywood et al., 2013; Bensby et al., 2014). Dada a dificuldade de datação estelar, estudos que relacionam abundâncias químicas à épocas específicas são limitados a poucas estrelas (Spina et al., 2016). Sendo assim, para investigar essa evolução com os dados disponíveis, é preciso elaborar modelos e aplicar restrições observacionais.

Os primeiros modelos desenvolvidos consideravam um cenário simples tipo "caixa fechada" (Talbot & Arnett, 1971), no qual as estrelas ejetam o material de seus interiores, enriquecendo o meio interestelar e fazendo com que estrelas recém-nascidas sejam mais ricas em metais que as da geração anterior. A distribuição de metalicidade prevista para as estrelas atuais com respeito a este modelo não está em acordo com as observações (e.g. the G-dwarf problem Schmidt, 1963; Pagel & Patchett, 1975; Wyse & Gilmore, 1995; Rocha-Pinto & Maciel, 1996; Haywood, 2001; Nordström et al., 2004), indicando que processos mais complexos estão envolvidos. Quando considerados influxos e expulsões de gás (Larson, 1972; Hartwick, 1976; Schindler & Diaferio, 2008) e migração radial no disco (Wielen et al., 1996; Sellwood & Binney, 2002; Minchev et al., 2013), a concordância entre as observações e as predições dos modelos melhora consideravalmente.

Considerando a complexidade exigida pelos modelos, mais limitações observacionais são necessárias. Uma propriedade importante que pode elucidar aspectos da evolução química da Galáxia é a RIM. A parte mais crítica da obtenção da RIM é a determinação de idades estelares para estrelas de baixa massa, especialmente as que vivem tempo suficiente para reter informação desde o início da formação da Galáxia. Tradicionalmente, observa-se um baixo (ou até mesmo nenhum) aumento na metalicidade ao



FIGURA 2.11. Relação entre a metalicidade média e a idade para estrelas mais jovens que 7 Ga, considerando a idade isocronal (esquerda) e as idades obtidas pelo método cinemático (direita). O comportamento da relação é semelhante em ambos os casos, o que indica que o método cinemático é adequado para estudos que buscam investigar a evolução da composição química com a idade.

longo do tempo (Edvardsson et al., 1993; Nordström et al., 2004) e um crescimento na dispersão de metalicidades em função da idade (Casagrande et al., 2011), características estas que precisam ser corretamente explicadas pelos modelos.

Para verificar se o Método Cinemático pode ser útil na derivação da relação idademetalicidade, dividimos nossa amostra em subgrupos com intervalos de 0.5 Ga e calculamos a idade média e metalicidade [Fe/H] média de cada grupo. O mesmo foi feito considerando idades isocronais, para comparação. Como os grupos com idade superior a 7 Ga teriam muito poucas estrelas, limitamos nossa análise às idades mais jovens. Os resultados são apresentados na Figura 2.11. Essa análise crua dos dados apresenta um decaimento da metalicidade com idade tanto para o caso da idade isocronal quanto para as idades cinemáticas. Embora a causa real para o decaimeto possa ser o víes de seleção da amostra, o importante aqui é que ele é observado em ambos os casos, demonstrando que o método cinemático tem potencial para a investigação da correlação entre determinados parâmetros e a idade. A relação obtida é levemente menos acentuada no caso das idades cinemáticas, o que provavelmente é causado pelo fato de que as incertezas individuais do método cinemático são maiores, causando uma mistura das estrelas que na realidade deveriam pertencer a outros grupos de idade.

Assim como no caso da DI, ressaltamos que os viéses de seleção da amostra estão incorporados no resultado obtido, e não podemos interpretá-lo diretamente como a relação idade-metalicidade real da Vizinhança Solar. O objetivo deste estudo é simplesmente demonstrar que os resultados obtidos pelo método cinemático são similares aos obtidos pelo método isocronal, demonstrando o potencial do método cinemático em contribuir para o desenvolvimento do conhecimento de propriedades de nossa Galáxia quando aplicado em amostras maiores, ou em casos nos quais os métodos tradicionais não possam ser aplicados.

2.5.3 Idade cinemática para Trappist-1

Trappist-1 é o sistema que hospeda a maior quantidade de exoplanetas de tipo terrestre conhecidos na zona habitável (Gillon et al., 2016). Resultados recentes mostram que a estrela abriga 5 planetas com tamanho similar ao da Terra (planetas b, c, e, f e g) e 2 planetas ligeiramente menores ($\approx 0.75 R_{\oplus}$, planetas d e h; Gillon et al., 2017). Os planetas que se encontram na zona habitável são e, f, e g, podendo portanto apresentar oceanos de água líquida.

O sistema recebeu muita atenção após sua descoberta em 2016, seguida pela confirmação em 2017 de que 3 dos planetas encontram-se na zona habitável. Os principais estudos concentraram-se na análise da curva de luz (e.g. Wang et al., 2017), investigações dinâmicas (e.g. Tamayo et al., 2017; Quarles et al., 2017) e habitabilidade (e.g. O'Malley-James & Kaltenegger, 2017; Wolf, 2017). Contudo, a determinação de sua idade, um importante parâmetro para a compreensão geral do sistema, permanece sendo um desafio. A maior dificuldade consiste no fato de que a estrela central deste sistema é uma anã M, cuja evolução é da ordem de centenas de bilhões de anos, e a lenta variação das propriedades internas com a idade impede a aplicação dos métodos de datação usuais. Essa limitação não afeta a aplicação do método cinemático, que neste caso se mostra a melhor alternativa para a determinação da idade do sistema.

A partir de suas coordenadas celestes, movimentos próprios e paralaxe (Costa et al., 2006) e de sua velocidade radial (Burgasser et al., 2015), derivamos a velocidade peculiar heliocêntrica da estrela utilizando o método descrito por Johnson & Soderblom (1987). Os valores obtidos foram $U = -43.24 \,\mathrm{km \, s^{-1}}$, $V = -66.25 \,\mathrm{km \, s^{-1}}$ e $W = 13.87 \,\mathrm{km \, s^{-1}}$. A excentricidade foi calculada utilizando a Equação 2.12 e o valor obtido foi 0.27. Aplicamos então os Métodos UVW, eVW e eUW, obtendo as pdfs apresentadas na Figura 2.12.



FIGURA 2.12. Pdfs da idade obtidas para a estrela Trappist-1 utilizando os três métodos cinemáticos. As linhas verticais no eixo superior representam as idades mais prováveis, enquanto as linhas do eixo inferior representam as idades esperadas.

Representamos na Figura 2.12 a idade mais provável (linhas verticais no eixo superior) e a idade esperada (linhas verticais no eixo inferior) para os três métodos. A idade mais provável para os Métodos UVW, eVW e eUW é 13.4, 13.13 e 13.06 Ga, respectivamente, e a idade esperada é 9.78, 9.86 e 9.73, mostrando grande concordância entre os três métodos. Caracterizamos as idades cinemáticas através da Equação 2.17 e obtemos os valores 12.50 Ga para o Método UVW, 12.31 para o Método eVW e 12.23 para o Método eUW.

Estimamos os limites superior e inferior através dos percentis de 16% e 84% da distribuição. Obtivemos então as idades $t_{\rm kin}^{(UVW)} = 12.50^{+0.29}_{-6.23}$, $t_{\rm kin}^{(eVW)} = 12.31^{+0.53}_{-6.05}$, $t_{\rm kin}^{(eUW)} = 12.23^{+0.56}_{-6.22}$. Neste caso, apenas o limite superior é estimado com boa incerteza pelo método cinemático, e a distribuição de probabilidade apresenta uma grande cauda com relação às idades jovens. Ainda assim, podemos concluir que a idade do sistema encontra-se dentro do intervalo ≈ 6 –12.5 Ga. Considerando as incertezas observacionais, o resultado está em boa concordância com o obtido por Burgasser & Mamajek (2017), 7.6 ± 2.2 Ga, também através de um método cinemático semelhante ao desenvolvido neste estudo, em conjunto com uma série de outras caracteristicas como posição da estrela no diagrama cor-magnitude, densidade média, abundância de lítio, gravidade superficial, rotação e atividade magnética.

O resultado obtido para a idade amplia ainda mais o interesse astrobiologico para este Sistema: agora sabemos que ele não só contém 7 planetas de tipo terrestre, sendo 3 na zona habitável, mas é também velho o suficiente para que a vida tal qual nós conhecemos possa ter se desenvolvido e evoluído. Contudo, uma importante ressalva precisa ser feita: como o sistema é extremamente compacto (o maior período órbital é de 18.77 dias; Luger et al., 2017), espera-se que os planetas se encontrem no estado de travamento de maré (Gillon et al., 2017), fazendo com que as temperaturas variem significativamente entre a face voltada para a estrela e a face escura do planeta, o que pode constituir uma outra barreira que dificulta a evolução de vida nos planetas.

2.6 Conclusões

Mostramos como uma função de densidade de probabilidade (pdf) para a idade de uma estrela pode ser obtida a partir de suas componentes de velocidade espacial U, $V \in W$, além de outros parâmetros cinemáticos como a excentricidade orbital. Caracterizamos idades individuais a partir da pdf utilizando os estimadores pontuais correspondentes à idade mais provável e à idade esperada. A idade caracterizada apresenta uma incerteza de cerca de 3 Ga, que, embora maior que os métodos usuais, apresenta uma série de possíveis aplicações e é, em alguns casos, o único método viável.

A metodologia se fundamenta no formalismo do elipsoide de velocidades, e no aumento da dispersão de velocidades com a idade das estrelas. Adotamos uma lei de potências na forma $\sigma_i(t) = b_i t^{a_i}$ para descrever a relação entre a dispersão e a idade. Os parâmetros b_i e a_i foram ajustados para cada componente de velocidades utilizando uma sub-amostra do levantamento Geneva-Copenhagen, que apresenta idades isocronais derivadas por Casagrande et al. (2011). Mostramos que outros parâmetros que definem a distribuição de velocidades também variam com a idade: a média da componente V de um grupo de estrelas e o desvio do vértice. Obtemos também os valores correspondentes à velocidade do Sol como $(U, V, W)_{\mathfrak{P}} = (9.8 \pm 0.3, 12.5 \pm 0.9, 7.2 \pm 0.2)_{\mathfrak{P}} \text{ km s}^{-1}$. Utilizando a excentricidade como exemplo, mostramos que o método pode ser adaptado para incluir diferentes parâmetros cinemáticos, desde que a relação entre a distribuição destes parâmetros e a idade seja conhecida, além da correlação entre os parâmetros cinemáticos considerados. Aplicamos o método cinemático para as estrelas do levantamento Geneva-Copenhagen e comparamos os resultados com os obtidos através da datação isocronal. Mostramos que as distribuições das diferenças entre as idades obtidas apresentam picos próximos de zero e que apesar de as idades cinemáticas serem ligeiramente superestimadas, não há um viés significativo nas idades obtidas. Isso significa que mesmo considerando as grandes incertezas, o método cinemático pode ser utilizado para derivar relações médias entre um determinado parâmetro e as idades de um grupo de estrelas. A comparação entre o método cinemático baseado apenas nas velocidades espaciais e os métodos que incluem a excentricidade orbital mostra que os métodos apresentam boa concordância entre si e que as diferenças raramente excedem 1 Ga.

Investigamos como os resultados são afetados pelas incertezas observacionais e pela consideração de diferentes velocidades do Sol. Concluímos que os resultados são mais afetados pelas incertezas observacionais no caso do levantamento Geneva-Copenhagen, mas que a incerteza na velocidade espacial do Sol passará a dominar quando os resultados com a qualidade prevista pelo Gaia estiverem disponíveis.

Comparamos a distribuição das idades cinemáticas obtidas com a das idades isocronais, e verificamos que existe boa concordância entre os resultados, principalmente nos casos que incluem a excentricidade. Essa concordância mostra que o método cinemático apresenta excelente potencial para o estudo do histórico de formação estelar na Galáxia, uma vez que depende apenas do conhecimento dos parâmetros cinemáticos das estrelas e pode ser aplicado em larga escala.

Também comparamos a relação idade-metalicidade obtida através das idades cinemática e da idade isocronal. O comportamento da relação para estrelas com idade inferior a 7 Ga é semelhante em todos os casos considerados, mostrando que o método cinemático também pode ser aplicado com esta finalidade.

Por fim, apresentamos um caso no qual o método cinemático é o melhor estimador de idade disponível e caracterizamos através dele a idade do sistema Trappist-1. Este sistema apresenta grande interesse astrobiologico por conter 7 planetas terrestroides, sendo 3 deles na zona habitável. Através de nossa análise, limitamos a idade do sistema ao intervalo $\approx 6-12.5$ Ga, tornando o sistema ainda mais interessante para a busca de vida, uma vez que ele é velho o suficiente para que a vida, tal qual nós conhecemos, tenha tempo de se desenvolver e evoluir.

Capítulo 3

O código EITApy — método isocronal

"If you wish to make an apple pie from scratch, you must first invent the universe."

Carl Sagan

Trajetórias evolutivas são importantes na astronomia não apenas na determinação de idades estelares, mas também para uma série de outras aplicações. Isócronas representam o conjunto de parâmetros observáveis das estrelas de uma população estelar simples (PES), e entre suas principais aplicações podemos citar que: (i) são uma das ferramentas mais fundamentais em modelos de síntese de população estelar que visam simular contagem de estrelas da Galáxia para diferentes linhas de visada — como, por exemplo, o TRILEGAL (Girardi et al., 2005, 2012) e o BMG (Czekaj et al., 2014). (ii) No campo da busca por galáxias satélites da Via Láctea, isócronas são utilizadas em ferramentas tipo *matched filter*, para destacar no campo as populações destas galáxias (e.g. Roderick et al., 2015; Walsh et al., 2009; Kim & Jerjen, 2015). (iii) Outra aplicação consiste na inversão do diagrama cor-magnitude com o intuito de reconstruir o histórico de formação estelar de uma galáxia. Neste método, busca-se descrever a distribuição de estrelas no diagrama HR em função de isócronas, que cumprem o papel de funções ortogonais (e.g. Grebel, 1998; Rubele et al., 2011).

modelo	massa	idade	$\log(L/L_{\odot})$	$T_{\rm ef}$	$\log R$	$M_{\rm N_{He}}$		estágio
1	1.00000	0.0000000000E+00	2.51160	3.56539	12.49112	0.00000		1.0000000
2	1.00000	3.9611000000E-05	2.51160	3.56539	12.49112	0.00000		1.0000000
3	1.00000	8.9125000000E-05	2.51160	3.56539	12.49112	0.00000		1.0000000
4	1.00000	1.5101700000E-04	2.51160	3.56539	12.49112	0.00000		1.0000000
5	1.00000	2.2838200000E-04	2.51160	3.56539	12.49112	0.00000		1.0000000
6	1.00000	3.2508800000E-04	2.51160	3.56539	12.49112	0.00000		1.0000000
:	:	:	:	:	:	:	۰.	:
10058	1 00000	$1.10754691739 E \pm 10$	3 10281	3 40370	13 07002	0.47375		11 0000000

TABELA 3.1. Excerto de uma trajetória evolutiva do conjunto de PARSEC, referente a uma massa solar e metalicidade Z = 0.014. No caso das trajetórias evolutivas, a massa e a metalicidade são mantidas fixas ao longo das linhas, enquanto a idade varia.

Como parte deste projeto foi escrito um código em Python, inicialmente com o objetivo de calcular numericamente as funções relacionadas à aplicação do método isocronal. Contudo, com o desenvolvimento do código, novas aplicações foram implementadas, e este ultrapassou o intuito inicial. O código foi denominado EITApy, do acrônimo em inglês Evolutionary Tracks and Isochrones: Tools and Applications. Trata-se de uma biblioteca em python que é suportada pelas bibliotecas numpy, scipy e matplotlib, ferramentas de uso comum em aplicações científicas. Este capítulo é dedicado a descrever e apresentar exemplos das funcionalidades já implementadas. Atualmente o código trabalha apenas com o conjunto de trajetórias evolutivas de PARSEC (Bressan et al., 2012), mas foi desenvolvido de forma a permitir de maneira simples sua adaptação para outros conjuntos.

3.1 Trajetórias evolutivas e isócronas

Os processos de nucleossíntese que ocorrem no interior das estrelas provocam mudanças em sua estrutura interna, que se refletem em seus parâmetros atmosféricos. A física que descreve a estrutura de uma estrela é razoavelmente bem conhecida e modelos computacionais podem ser construídos para prever a evolução dessa estrutura com o tempo. Entre os principais modelos desenvolvidos com essa finalidade, podemos citar o conjunto de trajetórias evolutivas de PARSEC (Bressan et al., 2012; Marigo et al., 2013, 2017), MIST (Choi et al., 2016), BaSTI (Pietrinferni et al., 2004, 2006; Cordier et al., 2007; Pietrinferni et al., 2009; Percival et al., 2009; Salaris et al., 2010), Yonsei-Yale (Yi et al., 2001; Kim et al., 2002; Yi et al., 2003; Demarque et al., 2004) e Dartmouth (Dotter et al., 2007b,a, 2008)

Z	log(idade)	${\rm massa_{ini}}$	$massa_{atual}$	$\log(L/L_{\odot})$	$\log T_{\rm ef}$	$\log g$		estágio
0.015200	9.0000	0.10000000	0.1000	-2.9114	3.4981	5.2878		0.0000000
0.015200	9.0000	0.12000000	0.1200	-2.6569	3.5257	5.2228		0.0000000
0.015200	9.0000	0.14000000	0.1400	-2.4842	3.5412	5.1791		0.0000000
0.015200	9.0000	0.16000000	0.1600	-2.3504	3.5516	5.1450		0.0000000
0.015200	9.0000	0.20000000	0.2000	-2.1495	3.5653	5.0957		0.0000000
0.015200	9.0000	0.25000000	0.2500	-1.9628	3.5761	5.0492		0.0000000
:	:	:	:	:	:	:	•.	:
0.015200	9.0000	2.30737591	2.3074	2.8966	3.6065	1.2767		8.0000000

TABELA 3.2. Excerto de uma isócrona do conjunto de PARSEC, referente a idade de 1 Ga e metalicidade Z = 0.0152. No caso das isócronas, a idade e a metalicidade são mantidas fixas ao longo das linhas, enquanto a massa inicial varia.

Usualmente essas trajetórias são disponibilizadas em forma de um conjunto de tabelas para estrelas de diferentes massas e metalicidades, como a Tabela 3.1 que contém um excerto da trajetória evolutiva do conjunto de PARSEC de uma estrela com uma massa solar e metalicidade Z = 0.14. Nessas tabelas, cada linha corresponde a uma idade da estrela ao longo de sua trajetória evolutiva, e as demais colunas correspondem a parâmetros atmosféricos (luminosidade, temperatura efetiva, etc) e estruturais (raio, massa de hélio no núcleo, etc) previstos para uma estrela com essa massa, metalicidade e idade. Em uma trajetória evolutiva a massa e a metalicidade são fixas em todas as linhas, e o parâmetro que varia é a idade.

Um outro tipo de tabela construída a partir de modelos de evolução estelar é a que reúne os parâmetros físicos previstos para estrelas de mesma idade e composição química, mas que apresentam diferentes massas iniciais. Essas tabelas são conhecidas como isócronas e representam o conjunto de valores que podem ser observados em uma PES, uma vez que se espera que as estrelas desse tipo de população tenham se formado ao mesmo tempo e a partir da mesma nuvem de gás, apresentando portanto a mesma composição química. A Tabela 3.2 contém um fragmento de uma isócrona de 1 Ga e metalicidade Z = 0.0152. Neste caso, as grandezas mantidas fixas são a metalicidade e a idade, e o parâmetro que varia entre as linhas é a massa inicial das estrelas.

Uma outra diferença importante entre as trajetórias evolutivas e as isócronas é a forma como são obtidas. As trajetórias evolutivas são inicialmente computadas através dos modelos de evolução estelar, que seguem a evolução de estrelas individuais ao longo de toda as suas vidas. Já as isócronas não podem ser obtidas diretamente a partir dos modelos e precisam ser construídas através da interpolação dos dados de um conjunto de trajetórias evolutivas. Isso se deve ao fato de que cada linha da isócrona corresponde a uma etapa do processo evolutivo de uma estrela diferente, enquanto no caso da trajetória

evolutiva cada linha corresponde a diferentes etapas do processo evolutivo de uma mesma estrela.

Entre as diversas aplicações que envolvem o uso de isócronas está a metodologia de datação estelar de Jørgensen & Lindegren (2005), o que nos motivou a realizar o estudo apresentado neste capítulo. Descreveremos a seguir a biblioteca em python desenvolvida com o objetivo de reunir as ferramentas relacionadas às aplicações de trajetórias evolutivas e isócronas.

3.2 Estrutura do código

O código foi desenvolvido de forma modular com o objetivo de facilitar atualizações e inclusões de novas funcionalidades. Sendo assim, ele consiste em um conjunto de arquivos, cada qual com uma função bem definida. A estrutura do código é apresentada na Figura 3.1 e será discutida a seguir.

Primeiramente os arquivos são divididos em quatro pastas: /eitapy, que contém os arquivos do código propriamente dito; /evtracks e /isochrones que contém as trajetórias evoluivas e isócronas utilizadas; e /tests que contém um conjunto de rotinas desenvolvido para testar individualmente cada uma das funcionalidades implementadas.

Dentro da pasta /eitapy o código é ainda dividido em 5 arquivos:

- ev_track_columns.py: reúne as informações que definem individualmente os modelos de trajetórias evolutivas utilizados, incluindo quais colunas estão presentes, quais unidades são utilizadas e a ordem na qual as informações são dispostas na tabela. Atualmente estão implementadas as informações referentes às trajetórias evolutivas de PARSEC e às tabelas de isócronas fornecidas pelo mesmo grupo
- load.py: corresponde ao script que carrega as tabelas e, seguindo as informações contidas em ev_track_columns.py, transforma a trajetória evolutiva em uma classe de objetos padronizada que independe do modelo utilizado;
- utils.py: é o script no qual são incluídas diversas funções de uso geral, como conversões de unidades, relações entre diferentes parâmetros e funções de padronização do nome de arquivos.



FIGURA 3.1. Estrutura do código EITApy

- *EvTrack.py:* define as classes de objetos referentes a trajetórias evolutivas individuais e conjuntos de diferentes massas e metalicidades, que são iniciados a partir de tabelas utilizando o script *load.py*. Além disso, contém as ferramentas ligadas a esses objetos, como interpolações, inclusão de ramo horizontal e assintótico, e construção de isócronas.
- Isochrone.py: define as classes de objetos referentes a isócronas e seus conjuntos. Além disso, irá incluir rotinas que já estão prontas mas ainda não foram propriamente integradas, e atualmente são acessadas através dos scripts G_function.py, relacionado à aplicação do método isocronal; gen_sample.py, relacionado à produção de amostras simuladas; e fetch_isochrones.py, que, alternativamente à construção de isócronas, acessa a base de dados do conjunto de isócronas de PARSEC e retorna a tabela referente aos dados escolhidos pelo usuário.

3.3 Functionalidades

3.3.1 Interpolações

Uma vez que seria inviável computar trajetórias evolutivas para todas as massas envolvidas nos processos de construção de isócronas, devido ao custo computacional, é preciso desenvolver ferramentas capazes de interpolar os dados entre um conjunto finito de trajetórias.

3.3.1.1 Interpolação em estágio

Tanto o tempo de vida das estrelas de diferentes massas quanto a quantidade de passos temporais utilizados no cômputo das trajetórias evolutivas são diferentes entre estrelas de diferentes massas. Esse é o principal motivo pelo o qual a interpolação de trajetórias evolutivas é uma tarefa tão complexa. É preciso identificar um ponto em comum entre duas trajetórias que possa ser utilizado para que valores intermediários sejam interpolados entre eles. A grandeza utilizada para definir este ponto em comum certamente não pode ser a idade, uma vez que estrelas de diferentes massas podem se encontrar em diferentes etapas evolutivas para uma mesma idade, de forma que a interpolação entre as propriedades referentes a cada uma pode resultar em valores sem nenhum sentido físico. Por conta disso, a interpolação é feita através do uso de uma grandeza que representa o estágio evolutivo no qual a estrela se encontra.

Uma descrição detalhada dessa questão pode ser encontrada no estudo de Dotter (2016), que descreve a construção de isócronas para o conjunto de trajetórias evolutivas de MIST. Em resumo, é definido um conjunto de pontos primários que representam a transição entre duas etapas do processo de evolução estelar, como o ponto que marca o início da queima de hidrogêio, o inicio do ramo das gigantes, o lampejo de hélio, etc. Em seguida, define-se pontos intermediários entre os pontos principais. Exemplificamos isso na Figura 3.2, na qual apresentamos os pontos principais (azul) e secundários (vermelho) da trajetória evolutiva de uma estrela de uma massa solar do conjunto de PARSEC.



FIGURA 3.2. Pontos evolutivos equivalentes da trajetória evolutiva de uma estrela com uma massa solar. Os pontos principais são representados em azul, enquanto os pontos secundários são representados em vermelho. Alguns pontos mais significativos estão indicados na Figura.

Dotter (2016) definem uma métrica arbitrária no diagrama HR para definir pontos secundários igualmente espaçados nesse diagrama. Neste tipo de abordagem o ponto 1.5, por exemplo, representa o meio da trajetória limitada pelos pontos principais 1 e 2 no diagrama HR. Seguimos uma abordagem diferente: fixamos o número de pontos secundários entre cada ponto principal e amostramos as propriedades de acordo com um intervalo uniforme de idades no intervalo referente a esse estágio evolutivo. Dessa forma, no EITApy o ponto 1.5, por exemplo, se refere à metade em termos do tempo de duração do processo evolutivo entre 1 e 2. Julgamos que essa abordagem é mais adequada

para interpolações por não depender de nenhuma métrica arbitrária no diagrama HR e atribuir significado físico também aos pontos secundários, que passam a representar a fração decorrida de determinado estágio evolutivo.

3.3.1.2 Interpolação em massa



FIGURA 3.3. Interpolação da trajetória evolutiva de uma estrela de massa 1.025 M_{ch} a partir de um conjunto de trajetórias evolutivas de estrelas de diferentes massas e mesma metalicidade.

A interpolação em massa consiste na construção de novas trajetórias evolutivas a partir de um conjunto de trajetórias de diferentes massas. Neste caso, cada linha é interpolada de acordo com as linhas de igual estágio evolutivo em cada uma das trajetórias de diferentes massas. Dessa forma, para construir uma coluna de n linhas são necessárias n interpolações. Sendo m colunas, são necessárias $n \times m$ interpolações para cada nova trajetória evolutiva computada. Ainda assim, esse processo leva poucos milisegundos em um computador comum e é consideravelmente mais viável do que o cômputo de uma nova trajetória evolutiva através dos modelos de evolução estelar. Apresentamos na Figura 3.3 um exemplo de interpolação em massa realizada pelo EITApy. Neste caso foi gerada a trajetória evolutiva de uma estrela de 1.025 massa solares. A comparação com as trajetórias evolutivas vizinhas no diagrama HR indica que a interpolação produz resultados satisfatórios e pode, de fato, ser utilizada no computo das trajetórias.

3.3.1.3 Interpolação em metalicidade

Além das massas, as trajetórias evolutivas também são computadas para um conjunto finito de metalicidades. Para obter a trajetória evolutiva com uma dada metalicidade, é primeiramente necessário interpolar as m colunas para cada uma das n linhas do conjunto de l massas de cada metalicidade, resultando em $n \times m \times l$ interpolações. Somente depois de obtido o conjunto de trajetórias evolutivas de diferentes massas para a nova metalicidade é que se aplica a interpolaçõe em massa para a obtenção da trajetória desejada, resultando em mais $n \times m$ interpolações.



FIGURA 3.4. Interpolação entre dois conjuntos de trajetórias evolutivas de diferentes metalicidades para obtenção de um conjunto de trajetórias de metalicidade intermediária.

Um exemplo de interpolação em metalicidade é apresentado na Figura 3.4. Neste caso, as trajetórias evolutivas de metalicidade igual a 0.015 foram construídas a partir das trajetórias de metalicidades 0.014 e 0.017. Apenas quatro trajetórias foram apresentadas para cada metalicidade por motivos de simplificação. Usualmente a quantidade de trajetórias evolutivas para cada metalicidade é da ordem de uma centena.

3.3.2 Construção de isócronas

De posse de um conjunto de trajetórias evolutivas e dos meios para interpolálas, é possível construir tabelas correspondentes às isócronas evolutivas. Neste caso os pontos evolutivos equivalentes também cumprem papel fundamental pois permitem que diferentes espaçamentos uniformes sejam adotados dentro de cada estágio, o que é muito importante uma vez que a variação entre as massas é consideravelmente diferente em cada estágio.

O primeiro passo na construção de uma isócrona com idade t e metalicidade Z é a interpolação em metalicidade para a obtenção de um conjunto de trajetórias evolutivas de diferentes massas com metalicidade Z.

As próprias trajetórias evolutivas são utilizadas para gerar relações entre a massa e a idade de início de cada estágio *i*. Dessa forma, o segundo passo na construção de uma isócrona de idade t é a determinação da massa m_{0_i} correspondente à massa da estrela que está iniciando cada estágio principal no tempo t. Define-se então intervalos uniformemente espaçados para cada estágio entre as massas m_{0_i} e $m_{0_{i+1}}$. Nossa experiência indica que uma centena de pontos é suficiente para a amostragem de cada intervalo. O conjunto de massas obtido corresponde então ao conjunto que precisa ser interpolado para a determinação da isócrona.

O último passo consiste então na interpolação, em relação à idade, de cada coluna da trajetória evolutiva de cada massa m_j , para obter a linha da tabela equivalente à idade t, massa m_j e metalicidade Z. O conjunto das linhas interpoladas para todas as massas consiste na isócrona de idade t e metalicidade Z.

Como exemplo, apresentamos na Figura 3.5 a isócrona de 1 Ga e metalicidade Z = 0.015 construída através do uso do EITApy a partir das trajetórias evolutivas de



FIGURA 3.5. Comparação entre isócrona gerada pelo EITApy e uma isócrona de mesma idade (1 Ga) e metalicidade (0.015) fornecida pelo grupo de PARSEC.

PARSEC. A isócrona fornecida pelo mesmo grupo responsável pelas trajetórias evolutivas é apresentada em azul para efeitos de comparação. As isócronas praticamente se sobrepõem de forma perfeita, sendo as ligeiras diferenças atribuídas a pequenas variações nas massas escolhidas para a amostragem das isócronas. Na prática a curva produzida pelo EITApy é mais suave que a apresentada pelo grupo pois amostramos uma quantidade de pontos ligeiramente superior.

O resultado positivo dessa comparação indica que as exaustivas interpolações foram implementadas corretamente no EITApy e que os resultados obtidos através do uso do código são então confiáveis.

3.3.3 Aplicação do método isocronal

Todo o trabalho descrito nas seções anteriores foi feito com o objetivo da aplicação do método isocronal para datação estelar. A metodologia que utilizamos foi desenvolvida por Jørgensen & Lindegren (2005) e faz uso de uma abordagem Bayesiana.



FIGURA 3.6. (Esquerda) Diagrama HR representando a posição de 5 estrelas hipotéticas em comparação com um conjunto de isócronas de mesma metalicidade. (Direita) Função G(t) obtida para as cinco estrelas de cores correspondentes.

A metodologia consiste no cômputo das probabilidades de que uma estrela de idade t apresente o conjunto de parâmetros atmosféricos observados para ela, levando-se em conta as incertezas observacionais. O cálculo dessa probabilidade envolve a diferença entre o valor observado para estes parâmetros e os valores previstos por modelos para a idade t, sendo então a etapa que envolve as isócronas. Além disso, são consideradas diferentes massas e metalicidades.

Formalmente, a pdf de idade é obtida através da relação:

$$f(t) \propto \psi(t) G(t) \tag{3.1}$$

onde $\psi(t)$ corresponde à distribuição *a priori*, que reúne em forma de distribuição de probabilidade toda a informação conhecida da idade que seja independente dos parâmetros atmosféricos observados; e G(t) corresponde a verossimilhança marginalizada da idade t, cujo cálculo envolve os parâmetros atmosféricos e as isócronas. As equações correspondentes a esse formalismo são apresentadas no Apêndice A.

A Figura 3.6 mostra cinco exemplos de aplicação do método isocronal para estrelas localizadas em regiões distintas do diagrama HR, porém apresentando as mesmas incertezas observacionais. Neste caso, foi adotado uma *prior* uniforme em idade, de modo que as pdfs correspondem às funções G(t) calculadas para cada estrela. Algumas características importantes podem ser observadas: (i) o espaçamento entre as isócronas na região onde a estrela se encontra está intimamente relacionado com o quão bem definida é a pdf obtida. Caso o espaçamento seja curto, a incerteza na determinação da idade será maior (caso das estrelas amarela e verde), caso contrário, a incerteza será menor (caso das estrelas azul, vermelho e ciano). (ii) Em casos nos quais a estrela se encontra próxima à região de ocupação limite delineada pelas isócronas, a pdf obtida pode aparecer truncada (caso das estrelas amarela e verde). Isso afeta estimadores pontuais de idade e precisa ser cuidadosamente levado em consideração na escolha do estimador mais adequado para o estudo. (iii) Nas regiões onde as isócronas se cruzam, a pdf obtida pode apresentar bimodalidade, como ocorre no caso da estrela vermelha. Isso também afeta os estimadores pontuais e precisa ser levado em conta no estudo.

3.3.4 Simulação de amostra

Outra funcionalidade implementada através do uso das interpolações é a possibilidade de gerar amostras estelares simuladas. Neste caso, valores de massa m e idade tsão amostrados seguindo uma função de massa inicial $\phi(m)$ e um histórico de formação estelar $\psi(t)$. Cada coluna da isócrona de idade t é então interpolada com relação à massa, para a obtenção dos parâmetros físicos previstos para uma estrela com idade te massa m. Um exemplo do uso dessa funcionalidade será apresentado e discutido no próximo capítulo.

3.4 Outras aplicações

3.4.1 S-PLUS: seleção de estrelas gigantes

Em colaboração com o pesquisador Guillermo Damke, da Universidad de La Serena, Chile, as mesmas isócronas utilizadas nesse estudo foram aplicadas em um estudo voltado para a seleção de estrelas gigantes no levantamento S-PLUS.

Este estudo consiste na aplicação da técnica de busca fotométrica por estrelas gigantes (Majewski et al., 2000). Essa técnica faz uso da sensibilidade de algumas linhas espectrais à gravidade superficial, medida através da diferença entre a magnitude de uma banda estreita e a de uma banda larga, ambas centradas na linha. Para essa tarefa, os 7 filtros estreitos e 5 filtros largos do S-PLUS se mostram ideais.



FIGURA 3.7. Diagrama cor-cor das populações estelares sintéticas PARSEC. As cores representam as metalicidades de estrelas gigantes (barra de cor superior) e da sequência principal (barra de cor inferior). No painel da esquerda, a cor g - J0515 mede a profundidade da linha MgH e do tripleto de MgI, e identificamos uma região dominada apenas por estrelas gigantes pobres em metal. No painel da direita, repetimos a análise para a cor z - J0861, que mede o tripleto de CaII, e identificamos uma região dominada por estrelas ricas em metal.

Utilizamos isócronas evolutivas com magnitudes nas bandas do S-PLUS, convoluídas pelo pesquisador Léo Girardi, com o objetivo de identificar o melhor conjunto de filtros a ser utilizados para essa tarefa. O resultado apresentado na Figura 3.7 indica que a cor g-J0515, sensível à profundidade das linhas do tripleto de magnésio, pode ser utilizada na busca por estrelas gigantes de baixa metalicidade; enquanto a cor z-J0861, sensível às linhas do tripleto de cálcio, pode ser utilizada para selecionar estrelas gigantes ricas em metais.

Estes resultados fazem parte do estudo Mendes de Oliveira et al. (2019), que reúne as perspectivas científicas do levantamento S-PLUS, cuja PI é a pesquisadora Claudia Mendes de Oliveira (Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, USP, São Paulo).

3.4.2 Busca por galáxias satélite

Um algoritmo semelhante ao utilizado pelo EITApy foi utilizado para desenvolver um outro código, denominado MaGIK (do inglês Mapping Galaxies with Isochronal likelyhood and KDE). O objetivo deste projeto, do qual sou colaborador e cujo PI é o pesquisador Hélio D. Perottoni (Observatório do Valongo, Rio de Janeiro), é a busca por galáxias satélite da Via Láctea.

O código destaca sobredensidades no campo de estrelas através de um estimador de densidade por *kernel*, no qual os tamanhos dos *kernels* individuais são atribuídos conforme a probabilidade de cada estrela pertencer à população estelar definida por uma



FIGURA 3.8. Figura 1 de Perottoni et al. (2019): diagrama cor-magnitude das estrelas do SDSS localizadas entre 50° < l < 160° e -60° < b < -10° . As cores indicam a probabilidade da estrela pertencer a uma população estelar simples caracterizada pela idade de 8 Ga, metalicidade [Fe/H] = -0.46 e distância equivalente a 18 kpc.

isócrona. Caracterizamos os campos de densidade identificando as alturas do máximos locais e o espalhamento dos picos.

Uma versão preliminar do código, ainda em fase de desenvolvimento, foi utilizada na detecção de uma corrente estelar na região de Pegasus. A seleção de estrelas que permitiu a detecção da corrente é apresentada na Figura 3.8. Essa figura corresponde ao diagrama HR das estrelas do SDSS, na região compreendida entre $50^{\circ} < l < 160^{\circ}$ $e -60^{\circ} < b < -10^{\circ}$, classificadas por probabilidade de pertencimento à isócrona de 8 Ga, com metalicidade [Fe/H] = -0.46; e é a primeira figura do estudo Perottoni et al. (2019).

Capítulo 4

Método combinado: isocronal e cinemático

"Maybe if we started looking at what's the same instead of what's different... well, who knows."

Meowth - Pokemon: The First Movie (1998)

4.1 Introdução

Como vimos no Capítulo 1, todas as metodologias de datação estelar já desenvolvidas apresentam limitações que dificultam sua aplicação em determinados casos. É comum que estas limitações sejam intrínsecas às características do método e não possam ser resolvidas através de uma melhora na precisão das medidas dos parâmetros observacionais. Quando este é o caso, buscamos a aplicação de uma metodologia alternativa que seja adequada, sendo justamente isso o que nos motivou ao desenvolvimento do Método Cinemático no Capítulo 2. Contudo, ainda podemos nos deparar com situações nas quais nenhuma das metodologias é capaz de, isoladamente, fornecer resultados satisfatórios. Mesmo nestes casos é ainda possível buscar uma melhora na precisão e acurácia das idades obtidas através da combinação estatística de dois métodos independentes.

Este tipo de aboradagem tem sido aplicada com mais frequência na literatura nos últimos anos, como é o caso de Burgasser & Mamajek (2017), que combinam uma série de metodologias para derivar a idade da estrela Trappist-1, incluindo uma forma alternativa do método cinemático desenvolvida de forma independente por estes autores. Mais recentemente, Veyette & Muirhead (2018) aplicaram o método cinemático (que publicamos como parte desse estudo) em conjunto com um método químico baseado na abundância [Ti/Fe] para estimar as idades de 11 estrelas anãs M.

Neste capítulo desenvolvemos a metodologia que nos permite combinar as idades cinemáticas e as idades isocronais e realizamos um estudo em uma amostra simulada para analisar o quão mais precisos e acurados os resultados passam a ser após a combinação. Essa abordagem foi possível devido ao caráter Bayesiano das duas metodologias, que permite o acúmulo de informações independentes para a obtenção de uma pdf mais bem definida.

É preciso contudo considerar a possibilidade de que exista uma dependência intrínseca entre as idades cinemática e isocronal que foi ignorada nesse estudo. Isso se deve ao fato de que idades isocronais foram utilizadas para o ajuste do modelo de distribuição de velocidades em função da idade no Capítulo 2, que por sua vez é utilizado na aplicação do método cinemático. Destacamos, porém, que as idades não foram utilizadas de forma individual nos ajustes, mas sim a média de grupos contendo cerca de 300 estrelas cada. Podemos esperar então que o cálculo das propriedades médias dessas subamostras tenha atuado no sentido de apagar os viéses de flutuações estatísticas. Assim, apenas viéses que atuem no sentido de subestimar, ou superestimar, as idades isocronais de forma sistemática ainda estariam presentes e causariam uma dependência estatística entre os dois métodos. Como não temos nenhuma razão para crer que as idades das estrelas do LGC são sistematicamente enviesadas, adotamos daqui em diante que as metodologias cinemática e isocronal são estatisticamente independentes.

4.2 Metodologia

O método isocronal se baseia na evolução da estrutura interna da estrela conforme a nucleossíntese ocorre em seu interior, e em como essa evolução se reflete em parâmetros atmosféricos observáveis. Já o método cinemático está relacionado à evolução orbital de uma estrela devido a encontros com objetos massivos, interações com estruturas da Galáxia e/ou galáxias satélites. A evolução de uma estrela é determinada praticamente apenas por sua massa e composição química iniciais (Teorema de Russel-Vogt), não sendo alterada em razão de sua velocidade espacial ou posição na Galáxia. Dessa forma, os processos físicos nos quais os dois métodos se fundamentam são distintos e independentes.

Além das causas físicas por trás de ambos os métodos serem independentes, os parâmetros observáveis utilizados em cada um são também diferentes. O método isocronal faz uso de parâmetros atmosféricos como temperatura efetiva, luminosidade, abundância de metais, gravidade superficial, etc; enquanto o método cinemático utiliza as velocidades espaciais, obtidas através de astrometria, combinada à velocidade radial obtida espectroscopicamente¹. Neste estudo, estamos supondo que as medidas necessárias para ambos os métodos são independentes entre si.

Apesar das diferenças mencionadas, o formalismo de ambos os métodos é bastante semelhante e consiste na obtenção de uma função de densidade de probabilidade *a posteriori*, a partir da qual idades individuais são caracterizadas. Em razão disso, podemos combinar estatisticamente a informação obtida por ambos os métodos. Esta combinação nos permite utilizar uma maior quantidade de propriedades observadas, que delimitam melhor o intervalo de idades possíveis e resulta em idades mais precisas e acuradas.

No Capítulo 3, foi apresentado o formalismo do método isocronal. Este formalismo, dadas as considerações mencionadas, resulta na Equação:

$$f(t) \propto \phi(t) G(t) \,. \tag{4.1}$$

Neste caso, f(t) é a função de densidade de probabilidade que desejamos obter. A função G(t) corresponde à informação referente à idade obtida a partir do conjunto de isócronas. Por sua vez, $\phi(t)$ reúne, em forma de distribuição de probabilidade, toda a informação de idade previamente conhecida, inpendentemente dos parâmetros utilizados para calcular G(t). Para combinar os métodos, consideramos então como informação previamente conhecida aquela que obtemos através da aplicação do método cinemático, que definimos como $K(t) \equiv p(t|U, V, W)$. Dessa forma, a equação 4.2 pode ser reescrita na forma:

$$f(t) \propto K(t) G(t) \,. \tag{4.2}$$

¹Nem sempre todas as variáveis podem ser consideradas independentes entre si. Existem casos, como o ajuste de espectros teóricos, nos quais temperatura efetiva, abundâncias e gravidade superficial são determinados concomitantemente. Além disso, distâncias, usualmente obtidas pelo método de paralaxe, são utilizadas tanto na determinação da luminosidade quanto das velocidades espaciais. Dessa forma, a escolha dos parâmetros observáveis utilizados em cada estudo precisa ser feita com essa questão em mente.

4.3 Amostra simulada

Para validar a combinação dos métodos e quantificar o ganho em precisão e acurácia, simulamos os parâmetros observacionais e velocidades para uma amostra de 10 000 estrelas com idades conhecidas. As estrelas foram ainda divididas em sete grupos, de acordo com a posição no diagrama HR, para verificar quais regiões se beneficiam mais com a combinação dos métodos.



FIGURA 4.1. Diagrama HR das estrelas simuladas Os grupos representados pelas 7 cores foram definidos de acordo com os critérios da Tabela 4.1. Um conjunto de isócronas de metalicidade equivalente também é representado para referência.

A amostra simulada foi gerada utilizando o método sample da classe de objeto Isochrone_Set do EITApy. Foi utilizada uma função de massa inicial uniforme, limitada entre $0.5 M_{\textcircled{Q}}$ e $3.0 M_{\textcircled{Q}}$, e todas as estrelas foram simuladas com metalicidade solar. As magnitudes bolométricas foram limitadas entre 5.5 e 1.0, e consideradas apenas estrelas com temperatura efetiva inferior a 7500 K. Estes critérios de seleção garantem que a amostra irá povoar as regiões de interesse no diagrama HR para estudos de evolução da Galáxia, correspondendo às estrelas de massa intermediária e baixa, mas não tão baixa que impossibilite a aplicação do método isocronal. Posteriormente, a amostra foi

dividida em sete grupos, de acordo com os critérios de seleção apresentados na Tabela 4.1.

A Figura 4.1 apresenta o diagrama HR da amostra simulada. Os grupos foram divididos com o objetivo de verificar como o espaçamento das isócronas na região irá afetar a precisão e acurácia das idades obtidas. O grupo cinza corresponde às estrelas jovens de maior massa na amostra, e se localiza em uma região na qual as isócronas são bem espaçadas, motivo pelo o qual podemos esperar idades isocronais bem definidas para essas estrelas. Os grupos roxo e verde representam as estrelas que já chegaram no ramo das gigantes vermelhas, onde as isócronas estão mais agrupadas e a determinação de idades é mais difícil. As estrelas dos grupos azul e ciano correspondem às de menor massa na amostra e mesmo as mais velhas no grupo ciano são pouco evoluídas com respeito à sequência principal de idade zero, de forma que as isócronas também são muito agrupadas nessa região, tornando o método isocronal pouco eficaz. As estrelas dos grupos verde limão e amarelo possuem massa intermediária e as isócronas da região apresentam um espaçamento maior que as do grupo azul e ciano, porém menor que as do grupo cinza.

Grupo	Idade (t)	$M_{\rm bol}$	$T_{\rm eff}$
Cinza	$\leq 5 \text{ Ga}$ $\leq 5 \text{ Ga}$	≤ 3.1	$\frac{\geq 5200 \text{ K}}{(\geq 5200 \text{ K}) \& (< 5970 \text{ K})}$
Magenta	$\leq 5~{\rm Ga}$		$< 5200~{\rm K}$
Verde escuro	$> 5 { m Ga}$	≤ 3.1	
Verde limão	$\leq 5~{\rm Ga}$	$(> 3.1) \& (\le 4.3)$	
Amarelo	$> 5 {\rm ~Ga}$	$(> 3.1) \& (\le 4.3)$	
Azul	$\leq 5~{\rm Ga}$	> 4.3	
Ciano	$> 5~{\rm Ga}$	> 4.3	

TABELA 4.1. Critérios de seleção dos grupos que dividem as estrelas simuladas em 7 regiões do diagrama HR, representadas na Figura 4.1.

Foram simulados ainda 10 valores de cada componente de velocidade U, V, W para cada uma das 10000 estrelas. As velocidades foram amostradas a partir da distribuição prevista para a idade t, simulada para cada estrela, utilizando o modelo do elipsoide de velocidades ajustado no Capítulo 2. O motivo de simular 10 valores por estrela foi evitar que *outliers* da distribuição de velocidades interfiram nos resultados previstos.

A distribuição de velocidades simuladas é apresentada na Figura 4.2 para o plano UV. As estrelas são separadas por cor de acordo com a idade, e as características do

modelo são claramente perceptíveis: a dispersão de velocidades aumenta com a idade, a correlação entre as velocidades $U \in V$ é maior para as estrelas mais jovens e a média das velocidades V é menor quanto maior for a idade.



FIGURA 4.2. Distribuição das componentes de velocidade $U \in V$ simuladas. Estrelas em diferentes intervalos de idade são representadas por cores distintas, indicadas pela barra de cor.

Escolhemos, representativamente, dois conjuntos de incertezas nos parâmetros observacionais, apresentados na Tabela 4.2. Em cada caso, os parâmetros atmosféricos foram reamostrados considerando incertezas gaussianas independentes. Com isso, podemos estudar as vantagens da combinação dos métodos em amostras de diferentes naturezas, ajudando a determinar em quais estudos a utilização desta combinação trará mais benefícios.

Calculamos a função K(t) para os 100 000 conjuntos de componentes de velocidade $U, V \in W$ utilizando o método cinemático; e a função G(t) para o conjunto de 10 000 parâmetros atmosféricos, reamostrados para os dois conjuntos de incertezas, utilizando o método isocronal incluído no EITApy. O que resultou em 200 000 funções de densidade de probabilidade f(t).

4.4 Resultados

Para exemplificar os resultados obtidos através do método cinemático, isocronal e combinado, foram selecionadas seis estrelas, cujos parâmetros principais encontram-se apresentados na Tabela 4.3. Estas estrelas são representativas de diferentes regiões do diagrama HR (Figura 4.3) e do espaço de velocidades (Figura 4.4). No caso dos resultados apresentados, foi considerada a incerteza de 120 K em temperatura, 0.3 em magnitude absoluta e 0.0015 em metalicidade. Na Figura 4.3, a posição das estrelas representada em vermelho corresponde à posição 'real', referente aos parâmetros atmosféricos simulados para a idade, metalicidade e massa da estrela; Já a posição representada em azul corresponde aos valores dos parâmetros atmosféricos reamostrados considerando as incertezas. As incertezas das velocidades foram ignoradas pois os valores típicos observados para elas afetam significativamente menos a pdf de idade do que as incertezas nos parâmetros atmosféricos.

A Figura 4.5 apresenta a função de densidade de probabilidade obtida para cada uma das seis estrelas através do método isocronal (correspondente à função G(t), em vermelho), do método cinemático (correspondente à *prior* K(t), em preto) e da combinação dos métodos (correspondente à função f(t), em azul). Em cada painel, a linha tracejada indica a idade real da estrela simulada. As funções obtidas mostram que: (i) o método cinemático sempre fornece uma pdf bastante espalhada, não sendo capaz de,

TABELA 4.2. Conjuntos de incertezas utilizados nas simulações dos parâmetros observacionais. Os conjuntos foram escolhidos de forma a serem representativos de uma amostra com incertezas baixas e outra com incertezas altas para os padrões da literatura.

	$\sigma_{T\mathrm{eff}}$	$\sigma_{M\mathrm{bol}}$	$\sigma_{\log g}$	σ_Z
erro baixo	40	0.1	0.1	0.0005
erro alto	120	0.3	0.3	0.0015

TABELA 4.3. Idade, parâmetros atmosféricos reais e reamostrados e componentes de velocidade das seis estrelas escolhidas para exemplificar a aplicação dos métodos cinemático, isocronal e combinado.

Identificação	Idade	$T_{\rm eff}^{\rm (real)}$	$T_{\rm eff}^{\rm (obs)}$	$M_{\rm bol}^{\rm (real)}$	$M_{\rm bol}^{\rm (obs)}$	U	V	W
	Ga	Κ	Κ	mag	mag	${\rm km}~{\rm s}^{-1}$	${\rm km}~{\rm s}^{-1}$	${\rm km}~{\rm s}^{-1}$
Estrela a	0.5	6825	6781	3.397	3.308	0.91	-13.50	-9.30
Estrela b	1.6	6382	6353	1.560	1.962	-2.48	-32.01	-4.44
Estrela c	3.5	6152	6189	4.15	4.22	-42.34	-5.98	-21.82
Estrela d	5.2	5330	5344	3.30	2.88	-45.54	-10.34	-54.10
Estrela e	6.8	5726	5894	4.84	4.79	-57.39	-71.52	18.05
Estrela f	10.4	5632	5756	4.85	4.76	21.46	-81.79	11.69



FIGURA 4.3. Diagrama HR das seis estrelas escolhidas para fins de exemplificação. O ponto vermelho representa a posição 'real' referênte à massa, idade e metalicidade simuladas, já o ponto azul representa os valores reamostrados considerando incertezas. Os parâmetros atmosféricos e as componentes de velocidade das estrelas são listados na Tabela 4.3

isoladamente, inferir com precisão a idade de uma estrela; (ii) Em alguns casos, como na estrela **b** (e demais estrelas do grupo cinza, Figura 4.1), a função G(t) já é capaz de caracterizar muito bem a idade de uma estrela, sendo praticamente imperceptível o efeito de combinar o resultado com a informação proveniente do método cinemático; (iii) Em diversos casos (como para as estrelas **a** e **c**), o método isocronal não é capaz de inferir um limite inferior para a idade da estrela e o resultado final é consideravelmente aprimorado através da combinação com o método cinemático. (iv) Em alguns casos, a estrela apresenta componentes de velocidade compatíveis com as de uma estrela mais velha, mas devido às incertezas observacionais apresenta parâmetros atmosféricos mais compatíveis com os de uma estrela mais jovem (como é o caso das estrelas **d**, **e** e **f**). Nestes casos, a combinação entre os métodos resulta em uma função de probabilidade muito mais compatível com a idade real do que quaiquer um dos métodos isoladamente. (v) Nem sempre a combinação entre os métodos resulta em uma função de densidade de probabilidade mais estreita (como no caso da estrela **d**). Nestes casos, apesar de a idade prevista ser mais compatível com a real, o intervalo de confiança em torno do valor



FIGURA 4.4. Componentes de velocidade $U \in V$ das seis estrelas escolhidas para fins de exemplificação. Os parâmetros atmosféricos e as componentes de velocidade das estrelas são listados na Tabela 4.3

inferido será maior.

Essa análise preliminar indica que os benefícios obtidos pela combinação entre os métodos dependerão de cada caso particular. Em outras palavras, a combinação dos métodos afetará a pdf obtida de maneira diferente para diferentes regiões do diagrama HR. Para identificar a região do diagrama HR que mais se beneficia com a combinação dos métodos, analisamos a distribuição de diferenças entre idade real e obtida, e comparamos as incertezas estimadas com as diferenças encontradas.

Além de apresentar o método isocronal, Jørgensen & Lindegren (2005) discutem a viabilidade de caracterizar uma idade individual para uma estrela através da função de densidade de probabilidade obtida. Os autores consideram a idade mais provável $(t_{\rm MP})$ e a idade esperada $(t_{\rm E})$ da distribuição, entretanto, verificam que ambas apresentam viéses estatísticos. Em diversos casos, principalmente considerando maiores incertezas, a função G(t) é bastante espalhada e aparece truncada devido à imposição de idades mínima (0 Ga) e máxima (13.5 Ga). Isso faz com que a idade esperada seja deslocada para o centro do intervalo de idades, criando um viés. O truncamento da função G(t)



FIGURA 4.5. Exemplos de funções de densidade de probabilidade obtidas para as seis estrelas escolhidas (Tabela 4.3) pelos métodos isocronal (vermelho), cinemático (preto) e combinado (azul). A linha vertical tracejada indica a idade real das estrelas.

também afeta a idade mais provável. Neste caso, diversas estrelas adquirem os valores referentes aos limites do intervalo considerado (0 e 13.5 Ga). Jørgensen & Lindegren (2005), utilizando uma amostra simulada de 7500 estrelas, concluem que a idade mais provável adquire um menor viés, e resulta em uma idade inferida mais próxima da real. Neste estudo, consideramos não só a idade mais provável e a idade esperada, mas também a média entre estas duas medidas, para verificar se dessa forma os viéses poderiam se cancelar. Assim, utilizamos a pdf f(t), normalizada, para caracterizar idades através das relações:

$$t_{\rm MP} \equiv \operatorname*{arg\,max}_{t} f(t) \tag{4.3}$$

$$t_{\rm E} \equiv \int_{-\infty}^{\infty} t f(t) \,\mathrm{d}t \tag{4.4}$$

$$t \equiv \frac{t_{\rm MP} + t_{\rm E}}{2} \tag{4.5}$$

Caracterizamos as idades para as 200 000 funções f(t) obtidas para a amostra
TABELA 4.4. Médias e desvios padrão das distribuições de diferenças entre idade real simulada e as idades mais provável $(t_{\rm MP})$, esperada $(t_{\rm E})$ e média entre elas (t) obtidas pelo método isocronal (designado pelo índice I) e combinado (índice C). Também apresentamos em cada caso o valor p obtido no teste KS que verifica a hipótese nula de que as duas distribuições são equivalentes. Os casos em que a hipótese nula pode ser rejeitada com nível de significância menor ou igual a 0.05 são destacados em verde.

Crupo	Enno			$t_{\rm MF}$,				$t_{\rm E}$					t		
Grupo	EIIO	$\mu_{ m C}$	μ_{I}	σ_{C}	$\sigma_{\rm I}$	р	$\mu_{\rm C}$	μ_{I}	σ_{C}	$\sigma_{\rm I}$	р	$\mu_{\rm C}$	μ_{I}	σ_{C}	$\sigma_{\rm I}$	р
CI.	Baixo	-0.01	-0.01	0.24	0.25	$1.0e{+}00$	0.03	0.03	0.24	0.24	8.6e-01	0.01	0.01	0.23	0.24	8.7e-01
Cinza	Alto	0.04	0.06	0.63	0.66	$1.0e{+}00$	0.16	0.15	0.66	0.71	2.5e-02	0.10	0.10	0.63	0.66	4.6e-01
	Baixo	0.13	0.14	0.75	0.76	1.0e+00	0.48	0.51	0.83	0.89	9.7 e-01	0.31	0.32	0.78	0.81	$1.0e{+}00$
Magenta	Alto	0.74	1.02	1.80	2.35	9.4e-01	2.19	2.67	1.49	1.55	2.1e-04	1.47	1.84	1.58	1.84	1.0e-01
Verde	Baixo	-0.13	-0.15	1.95	2.11	9.5e-01	-0.15	-0.16	1.66	1.74	9.7 e-01	-0.14	-0.15	1.75	1.86	7.9e-01
escuro	Alto	-0.64	-0.76	3.14	3.92	1.4e-01	-0.47	-0.65	2.25	2.44	1.0e-01	-0.56	-0.70	2.54	2.93	3.1e-01
Verde	Baixo	0.01	-0.01	0.68	0.72	1.3e-01	0.05	0.01	0.58	0.62	1.0e-02	0.03	-0.00	0.61	0.65	4.4e-02
limão	Alto	-0.15	-0.12	1.29	1.44	2.3e-02	0.20	0.12	1.06	1.13	1.0e-04	0.03	0.00	1.14	1.23	1.2e-03
	Baixo	-0.03	-0.03	0.80	0.82	1.0e+00	-0.08	-0.08	0.76	0.78	1.0e+00	-0.06	-0.06	0.77	0.79	9.7 e-01
Amarelo	Alto	-0.47	-0.41	2.17	2.25	3.4e-01	-0.61	-0.79	1.73	1.82	1.2e-07	-0.54	-0.60	1.89	1.96	5.7 e-03
A 1	Baixo	0.10	0.24	1.96	2.44	2.5e-07	0.86	0.96	1.57	1.75	3.8e-02	0.48	0.60	1.72	2.04	9.9e-04
Azul	Alto	0.30	1.24	2.69	4.44	2.6e-38	1.88	2.57	1.81	1.95	4.3e-25	1.09	1.90	2.17	3.02	8.0e-26
0.1	Baixo	-0.34	-0.34	2.47	2.68	2.8e-02	-0.70	-0.98	1.89	2.03	7.6e-13	-0.52	-0.66	2.13	2.29	3.8e-04
Ciano	Alto	-1.30	-1.61	3.79	4.89	3.4e-29	-1.38	-2.20	2.45	2.42	4.2e-65	-1.34	-1.91	3.02	3.37	6.9e-27

simulada. Para cada um dos grupos, comparamos as distribuições das diferenças entre a idade real e as idades obtidas pelos métodos isocronal e combinado. Quanto mais preciso e acurado for o método, mais a distribuição das diferenças será centrada em idade zero e menor será seu espalhamento. Para cada uma das distribuições obtidas pelo método isocronal e pelo método combinado, calculamos a média e o desvio padrão. Os resultados são apresentados na Tabela 4.4. Utilizamos o teste de Kolmogorov-Smirnov (teste KS) para determinar se, considerando um nível de significancia de 0.05, podemos rejeitar a hipótese nula de que ambas as distribuições são equivalentes. O valor p obtido no teste KS também encontra-se representado na Tabela 4.4.

A Figura 4.6 apresenta a distribuição das diferenças entre a idade mais provável obtida e a idade real, tanto para a amostra completa (primeiro painel) quanto para cada grupo. Neste caso, foi considerado o erro alto², descrito na Tabela 4.2. Em cada painel, a distribuição representada em vermelho corresponde à obtida pela idade isocronal, enquanto a distribuição representada nas cores dos grupos é obtida pelo método combinado. Para os grupos cinza e magenta, praticamente não há diferença entre os resultados obtidos pelos dois métodos. No caso dos grupos verde escuro, verde limão e amarelo, o método combinado resulta em uma distribuição levemente mais estreita. Entretanto, é importante notar que neste caso o valor p obtido para os grupos amarelo e verde escuro não é suficiente para rejeitar a hipótese nula de que as distribuições são equivalentes. As distribuições dos grupos azul e ciano são as que apresentam maiores

²No caso dos erros baixos, os resultados são apresentados apenas na Tabela 4.4.



FIGURA 4.6. Distribuição das diferenças entre a idade real e a idade mais provavel obtida, considerando os erros altos, para a amostra simulada completa (primeiro painel) e para cada grupo. Em todos os casos, a distribuição em vermelho corresponde ao resultado do método isocronal e a distribuição nas cores dos grupos, ao resultado combinado.

diferenças entre os métodos. Em ambos os casos, no método combinado, o centro da distribuição encontra-se mais próximo de zero e a dispersão é menor. Este resultado é condizente com o fato de que a função G(t) é bem determinada para estrelas onde as isócronas apresentam maior espaçamento entre si (caso dos grupos cinza, magenta, verde limão e amarelo), sendo suficiente para a caracterização das idades. Para as regiões nas quais as isócronas encontram-se mais compactadas (caso dos grupos verde escuro, azul e ciano), a função G(t) apresenta maior espalhamento e a determinação da idade se beneficia mais com a combinação com o método cinemático.



FIGURA 4.7. Repetimos a análise da Figura 4.6, porém utilizando a idade esperada.

As Figuras 4.7 e 4.8 apresentam uma análise semelhante, considerando respectivamente a idade esperada (t_E) e a idade combinada (t). Como discutido anteriormente, a idade esperada apresenta um viés que faz com que as idades obtidas sejam deslocadas para o centro da distribuição considerada, sendo o efeito mais relevante para os casos em que a função G(t) é mais espalhada. Isso faz com que estrelas jovens tenham idades superestimadas e estrelas velhas tenham idades subestimadas. Este viés pode ser percebido com clareza no caso dos grupos azul e ciano. A inclusão do método cinemático claramente minimiza este viés para as estrelas destes grupos. Em todos os casos a utilização da média entre a idade mais provável e a idade esperada resulta em uma distribuição mais estreita. Entretanto, as distribuições que fazem uso da média encontram-se mais deslocadas com relação ao zero do que as que utilizam apenas a idade mais provável.



FIGURA 4.8. Repetimos a análise da Figura 4.6, porém utilizando a média entre idade esperada e idade mais provável.

No caso dos erros altos, verificamos que a combinação dos métodos resulta em significativo ganho de precisão e acurácia para as estrelas dos grupos azul e ciano, e em uma ligeira melhora para as estrelas dos grupos amarelo e verde limão. Estes resultados são respaldados pelo valor p, apresentado na Tabela 4.4, que indica que podemos descartar com um nível de significância menor ou igual a 5% a hipótese nula de que as distribuições são equivalentes. Nos demais casos, as distribuições podem ser consideradas estatisticamente equivalentes. Já para os erros baixos, cujos resultados são apresentados apenas na Tabela 4.4, verificamos que as diferenças continuam significativas para os grupos azul e ciano, e levemente significativas para o grupo verde limão, sendo também estatisticamente diferentes nos demais casos.

4.4.1 Análise das incertezas

Além de estimar com precisão a idade de uma estrela o método deve ser capaz de prever o intervalo de confiança desta medida. Uma forma de estimar a incerteza na determinação da idade é através de uma medida do espalhamento da função de densidade de probabilidade obtida. Para isso, adotamos a seguinte expressão:

$$\delta_t = \frac{1}{4} \left[(t_{84} - t_{16}) + \frac{t_{97.5} - t_{2.5}}{2} \right]$$
(4.6)

onde t_{α} corresponde ao percentil α da distribuição de probabilidade normalizada f(t) e deve satisfazer a expressão:

$$\int_{-\infty}^{t_{\alpha}} f(t) \,\mathrm{d}t = \frac{1}{100} \times \alpha \tag{4.7}$$

A expressão para δ_t foi escolhida arbitrariamente de forma a satisfazer a condição de que $\delta_t = 1 \sigma$ para uma distribuição normal. Para incertezas gaussianas, observa-se que a diferença entre o valor observado e o valor real é menos de 1σ em cerca de 68% dos casos, menos de 2σ em 95% e menos de 3σ em 99.7% dos casos. Para compreender o significado real da incerteza adotada, e fazer a comparação entre o método isocronal e o método combinado, calculamos a fração de estrelas cuja idade obtida encontra-se entre $\pm 1\delta, \pm 2\delta, \pm 3\delta$.



FIGURA 4.9. Distribuições de incertezas estimadas pela Equação 4.6 e distribuições entre a idade real e a idade mais provável obtida para as estrelas dos grupos azul e ciano. As idades obtidas através do método isocronal são representadas em vermelho, e os dados em azul representam as idades obtidas através do método combinado.

Na Figura 4.9 apresentamos a distribuição de incertezas estimadas e diferenças entre idade real e obtida pelo método combinado para as estrelas dos grupos azul e ciano (representadas em azul escuro). Para efeito de comparação, os resultados do método isocronal para estas estrelas são representados em vermelho. As linhas tracejadas englobam as estrelas cuja diferença de idade é inferior a $\pm 1\delta$ (linha verde), $\pm 2\delta$ (linha ciano) e $\pm 3\delta$ (linha magenta). A distribuição das incertezas (painel superior) evidencia que as incertezas estimadas pela Equação 4.6 para o método combinado são, no geral, consideravelmente menores que as incertezas estimadas para o método isocronal.

É importante investigar se estas incertezas de fato estimam corretamente a diferença real observada entre as idades. Para isso, comparamos a fração de estrelas contidas nos intervalos de $\pm 1\delta$, $\pm 2\delta$ e $\pm 3\delta$. Os resultados para cada grupo, considerando os dois conjuntos de incertezas são apresentados na Tabela 4.5. A tabela contém ainda a caracterização da distribuição das incertezas para cada caso através da moda³, valor médio e dispersão das distribuições. Verificamos que em praticamente todos os casos a média das incertezas é menor no caso do método combinado, o que é significativo principalmente para as estrelas dos grupos azul e ciano. Como a fração de estrelas em cada intervalo de δ se mantém aproximadamente a mesma entre os métodos isocronal e combinado, podemos concluir que a caracterização adotada para a incerteza é adequada e que o ganho em precisão para o método combinado é real.

4.5 Conclusões

A análise das distribuições das diferenças entre idade real e obtida nos permite avaliar a precisão dos métodos, enquanto a análise da distribuição das incertezas estimadas possibilita a comparação das acurácias. Observamos que os benefícios de utilizar a combinação dos métodos dependem da posição da estrela no diagrama HR, das incertezas dos parâmetros observáveis e também da forma escolhida para caracterizar a idade através da função de densidade de probabilidade.

No caso dos grupos cinza, magenta e verde escuro, que representam estrelas cuja magnitude bolométrica é inferior a ≈ 3 , a combinação entre os métodos não traz beneficios estatisticamente significativos com respeito à precisão e à acurácia das idades

 $^{^{3}\}mbox{Neste}$ caso a moda foi definida como o centro do bin de tamanho 0.1 Ga que contém o maior número de estrelas.

TABELA 4.5. Frações de estrelas cuja diferença entre idade real e obtida está entre $\pm 1, 2$ ou 3δ ; e caracterização das distribuições de incertezas δ através da moda (M), média (μ) e desvio padrão (σ) . Resultados obtidos para o método isocronal são identificados pelo subíndice I e pelo método combinado pelo subíndice C.

Grupo Erro			Fraç	ção de es	strelas e	entre	Distribuição de δ						
Grupo	EIIO	$\pm 1 \delta_{\rm C}$	$\pm 1\delta_{\rm I}$	$\pm 2\delta_{\rm C}$	$\pm 2\delta_{\rm I}$	$\pm 3\delta_{\rm C}$	$\pm 3\delta_{\rm I}$	M_C	M_I	μ_C	μ_I	σ_C	σ_I
Cinza	Baixo	0.731	0.738	0.958	0.956	0.994	0.995	0.15	0.05	0.18	0.19	0.13	0.13
Cınza	Alto	0.840	0.864	0.979	0.984	0.996	0.998	0.25	0.35	0.49	0.53	0.34	0.36
	Baixo	0.673	0.667	0.985	0.991	1.000	1.000	0.65	0.65	0.75	0.77	0.37	0.40
Magenta	Alto	0.715	0.747	0.950	0.959	0.990	0.993	0.25	0.35	0.49	0.53	0.34	0.36
Verde	Baixo	0.650	0.657	0.899	0.902	0.981	0.989	1.85	1.85	1.55	1.63	0.33	0.34
escuro	Alto	0.653	0.645	0.922	0.902	0.988	1.000	2.55	2.75	2.34	2.65	0.37	0.30
Verde	Baixo	0.669	0.685	0.936	0.936	0.988	0.990	0.45	0.45	0.53	0.58	0.22	0.25
limao	Alto	0.672	0.699	0.940	0.944	0.992	0.997	0.85	0.95	1.06	1.23	0.42	0.48
A 1	Baixo	0.683	0.681	0.944	0.944	0.994	0.994	0.65	0.65	0.71	0.73	0.25	0.26
Amarelo	Alto	0.657	0.668	0.923	0.926	0.985	0.990	1.65	1.75	1.78	2.01	0.46	0.54
	Baixo	0.671	0.663	0.935	0.935	0.989	0.990	1.25	1.45	1.63	1.94	0.61	0.70
Azul	Alto	0.739	0.663	0.948	0.922	0.994	0.992	2.85	3.75	2.49	3.09	0.62	0.67
C:	Baixo	0.650	0.671	0.922	0.931	0.984	0.988	1.95	1.65	1.83	2.11	0.65	0.80
Ciano	Alto	0.591	0.622	0.891	0.901	0.979	0.994	2.85	3.85	2.56	3.36	0.56	0.52

obtidas. As estrelas que compões os grupos verde limão e amarelo apresentam uma pequena melhora na precisão das idades, quando consideradas incertezas altas. Para estes grupos, o espalhamento das diferenças entre idade real e obtida é menor para o método combinado em todos os casos, apesar de que algumas distribuições são centradas mais afastadas do zero. Com respeito à acurácia, as incertezas previstas para estes grupos são em média menores no caso do método combinado. Para as estrelas que compõem os grupos azul e ciano (estrelas de baixa massa, que se encontram na sequencia principal de idade zero) o ganho em precisão e acurácia com a combinação dos métodos é bem mais significativo. Tanto para incertezas altas quanto baixas, a distribuição das diferenças entre idade real e obtida é centrada mais próxima de zero e apresenta menor espalhamento no caso do método combinado, indicando que as idades obtidas são mais precisas. Além disso, as incertezas estimadas para estas estrelas são menores, resultando em idades mais acuradas.

É também importante ressaltar que, apesar do método combinado não trazer benefícios em alguns casos, a combinação do método cinemático com o isocronal não causa prejuízos em nenhuma situação. Isso permite a aplicação do método em amostras que contenham estrelas de diferentes regiões do diagrama HR, sem que se tenha de fazer ressalvas à utilização do método combinado para algumas destas estrelas. Consideramos três indicativos para a idade da estrela a partir da função de densidade de probabilidade obtida: a idade mais provável, a idade esperada, e a média entre estas duas idades. No geral, vemos que a distribuição da diferença entre idade real e obtida para a idade mais provável é centrada mais próxima de zero, enquanto a idade esperada apresenta um claro viés, superestimando idades de estrelas jovens e subestimando idades de estrelas velhas. Apesar disso, o espalhamento no caso da idade esperada é menor, mostrando que para esta idade existem menos casos extremos nos quais a idade estimada é muito diferente da idade real. No caso da média entre estas duas idades, o resultado é intermediário. Sendo assim, para evitar idades enviesadas, o mais recomendado é o uso da idade mais provável; e para evitar estrelas com idades muito imprecisas o ideal é utilizar a idade esperada. Uma abordagem mais segura é utilizar os três indicativos no estudo e verificar se as conclusões se sustentam em todos os casos, ou se apenas não se sustentam devido as desvantagens (viés/incerteza alta) presentes em algum deles.

Concluímos então que o método cinemático pode ser combinado ao isocronal resultando em idades mais precisas e acuradas para estrelas de baixa massa (0.80–1.15 $M_{\mathcal{Q}}$) que se encontram na sequência principal ou próximas ao ponto de desligamento. Nos demais casos, a combinação dos métodos apenas apresenta ganho pouco substancial, ou nenhum, apesar de não prejudicar o resultado do método isocronal em nenhuma situação. Parte III

Aplicações

Capítulo 5

S^4N - Calibração da amostra e datação estelar

"What? That was just a detour, a shortcut."

Merry – Lord of the Rings: The Fellowship of the Ring (2001)

5.1 Introdução

Como vimos no Capítulo 4, o Método Cinemático, desenvolvido no Capítulo 2, pode ser utilizado em combinação com o método isocronal para a obtenção de idades mais precisas e acuradas, inclusive em casos para os quais as condições não seriam favoráveis à aplicação isolada do método isocronal. Decidimos então aplicar essa metodologia visando o estudo da evolução quimiodinâmica da Galáxia. Para isso, escolhemos como amostra as estrelas do levantamento S⁴N. Este levantamento contém dados cinemáticos e abundâncias químicas detalhadas para 118 estrelas FGK da Vizinhança Solar.

Enquanto as demais amostras disponíveis na literatura já foram alvo de diversos estudos, o levantamento S^4N foi muito pouco explorado. Isso se deve em parte devido ao fato de que o método isocronal isoladamente não é capaz de estimar idades bem definidas para boa parte das estrelas do levantamento (principalmente aquelas que se encontram próximas à sequência principal de idade zero), e em parte pois as escalas

de calibração dos parâmetros atmosféricos das estrelas deste levantamento não parecem estar em acordo com estudos mais recentes.

Embora seja uma amostra relativamente pequena, ela se mostra ideal para uma primeira aplicação da metodologia desenvolvida neste estudo por permitir que a análise dos resultados seja feita individualmente, levando em conta as particularidades encontradas para cada estrela. Além disso, a amostra é completa em volume, o que reduz consideravelmente os viéses de seleção que podem afetar a interpretação dos resultados.

Dividimos essa abordagem em duas partes. Neste capítulo apresentamos a cuidadosa preparação dos dados que foi realizada antes da aplicação das metodologias, demonstrando a necessidade de realizar uma calibração aos parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas para que os resultados estejam de acordo com os valores da literatura. Discutimos também a aplicação das metodologias de datação estelar e integração orbital para a obtenção de parâmetros cinemáticos, e apresentamos os resultados obtidos. No capítulo seguinte fazemos uso das idades obtidas para investigar propriedades relacionadas ao estudo da evolução quimiodinâmica da Galáxia, e verificamos que uma série de resultados obtidos são corroborados por estudos independentes e estão em acordo com os paradigmas atuais referêntes à estrutura e evolução da Galáxia.

5.2 Amostra

A amostra que utilizamos neste estudo foi construída por Allende Prieto et al. (2004) e contém dados cinemáticos compilados, parâmetros atmosféricos e abun-dâncias químicas espectroscópicas para 118 estrelas da Vizinhança Solar. Os autores utilizaram o telescópio de 2.7 m do Observatório McDonald e o telescópio ESO de 1.52 m em La Silla, ao longo de 8 campanhas observacionais. Os espectros cobrem a região do óptico e infravermelho próximo, com um poder de resolução de aproximadamente 50000 e uma razão sinal-ruído que varia entre 150 e 600. A partir destes espectros, os autores derivaram as abundâncias químicas de 17 elementos.

Os dados cinemáticos contidos no catálogo foram compilados a partir de fontes externas. Velocidades radiais foram retiradas dos catálogos de Barbier-Brossat & Figon (2000) e Malaroda et al. (2001). Já os movimentos próprios e paralaxes foram retirados do catálogo Hipparcos (ESA, 1997). Para este estudo verificamos o impacto do uso das paralaxes e movimentos próprios do Gaia (Gaia Collaboration et al., 2018) e constatamos que, apesar das velocidades U, V, W derivadas serem mais precisas, a mudança não afeta significativamente os resultados obtidos. Isso se deve ao fato de que a amostra é limitada a estrelas muito próximas, de forma que os parâmetros cinemáticos já são bem conhecidos mesmo sem a utilização de dados do Gaia.

Allende Prieto et al. (2004) também fornecem parâmetros atmosféricos obtidos através de calibrações fotométricas e magnitudes absolutas. As temperaturas efetivas foram obtidas utilizando as calibrações de Alonso et al. (1996, 1999). Ressaltamos neste estudo que essa calibração tende a apresentar temperaturas sistematicamente mais frias do que calibrações mais recentes (e.g. Casagrande et al., 2010; Giribaldi et al., 2018), o que afeta as idades e ameaça a acurácia das abundâncias reportadas. Discutiremos em detalhes essa questão na próxima Seção.

Os 17 elementos cujas abundâncias são fornecidas no catálogo são C, O, Mg, Si, Ca, Sc, Ti, Fe, Co, Ni, Cu, Zn, Y, Ba, Ce, Nd, Eu. Como estes elementos podem apresentar origens distintas, as distribuições de abundâncias contém informação sobre a predominância dos diferentes processos de síntese nuclear ao longo do intervalo de idades representado pelas estrelas da amostra. Essa questão será discutida com mais detalhes no próximo capítulo.

5.3 Calibrações

Antes de iniciar o estudo, é importante notar que Allende Prieto et al. (2004) encontraram sérios problemas com o balanceamento dos níveis de ionização: para os parâmetros atmosféricos adotados, as abundâncias de um mesmo elemento químico inferidas a partir de linhas de diferentes níveis de ionização chegam a apresentar diferenças de até 0.5 dex. Os autores sugerem que essa diferença se deve a desvios do equilibrio termodinâmico local (ETL), adotado pelo modelo utilizado no ajuste das linhas espectrais e escolhem as linhas espectrais utilizadas na amostra tendo essa limitação em mente. Contudo, estas diferenças também podem ser um indício de que os parâmetros atmosféricos adotados não são acurados.

Iniciamos o estudo analisando a distribuição das estrelas em um diagrama de Hess (sendo o eixo das ordenadas representado pelo log g), sobreposta às isócronas PARSEC

(Bressan et al., 2012). Os dados são representados na Figura 5.1 e são coloridos de acordo com a metalicidade original fornecida no catálogo. Para efeitos de comparação, incluímos um conjunto de isócronas com metalicidade solar e idades entre 0 e 14 bilhões, representadas em verde. Como a metalicidade das estrelas afeta o posicionamento das isócronas, incluímos também as isócronas de 1 e 10 Ga para as metalicidades -0.5 (azul) e +0.5 (vermelho). Percebemos que uma grande parte das estrelas da amostra se posiciona fora dos limites determinados pelos modelos de evolução estelar, principalmente para as estrelas frias próximas à sequência principal de idade zero. Consideramos que este é mais um indício de que os parâmetros atmosféricos fornecidos no catálogo não apresentam uma acurácia satisfatória.

Os parâmetros atmosféricos influenciam diretamente as idades inferidas pelo método isocronal, principalmente nas regiões onde o espaçamento das isócronas é menor e justamente onde a maior parte das estrelas do catálogo se concentram. Por conta disso, revisamos os parâmetros atmosféricos das estrelas do catálogo através do ajuste de uma calibração utilizando estrelas que também tenham sido estudadas pelo levantamento Geneva-Copenhagen (LGC; Nordström et al., 2004; Casagrande et al., 2011). Com isso revisamos os valores individuais da temperatura efetiva, gravidade superficial e das abundâncias químicas.

5.3.1 Temperatura efetiva

Pareamos as estrelas do levantamento S^4N com as estrelas do LGC que também fornece valores de temperatura efetiva. As diferenças entre as duas temperaturas estão representadas no painel a) da Figura 5.2 e verificamos que, de fato, se observa uma diferença sistemática entre as duas escalas (superior a 100 K). Como as estrelas do levantamento estão majoritariamente posicionadas em regiões nas quais o espaçamento entre as isócronas é pequeno, é imprescindível que essas diferenças sejam corrigidas, pois causam grandes variações nas idades estimadas — em casos extremos, a variação em idade pode ser superior a 10 Ga para uma variação de 100 K em temperatura.

As temperaturas de ambos os levantamentos foram obtidas através de calibrações fotométricas no infravermelho, conhecido como método de fluxo no infravermelho. A principal diferença é o fato de que Allende Prieto et al. (2004) utilizaram uma calibração mais antiga, de Alonso et al. (1996, 1999), enquanto Casagrande et al. (2011) utiliza uma



FIGURA 5.1. Diagrama de Hess das estrelas do levantamento S^4N , soprepostas às isócronas evolutivas de PARSEC para metalicidade solar (em verde) e para as metalicidades -0.5 (azul) e (0.5) vermelho. Para a metalicidade solar são representadas isócronas de 1 a 14 Ga, com intervalo de 1 Ga; para as demais metalicidades são representadas apenas as isócronas de 1 e 10 Ga. As estrelas são coloridas de acordo com a metalicidade fornecida no catálogo.

calibração mais recente, detalhada em Casagrande et al. (2010). Uma diferença de \approx 100 K foi observada por Casagrande et al. (2010) ao comparar seus resultados com a calibração de Alonso et al. (1996), o que está em acordo com a diferença que observamos entre as escalas de temperatura do S⁴N e do LGC. Em comparação com o que foi discutido na seção anterior para a escala de temperatura do S⁴N, verificamos que existe uma melhor concordância entre o LGC e os modelos de evolução estelar, o que nos levou a concluir que são as temperaturas do S⁴N que precisam ser corrigidas.

Para corrigir as temperaturas, realizamos uma regressão polinomial às diferenças entre os dados do S⁴N e LGC. Consideramos um total de 42 modelos cujas variáveis independentes são temperatura efetiva, gravidade superficial, metalicidade, e suas potências de maior grau. A escolha do melhor modelo foi feita com base no critério de informação Bayesiano, conhecido como BIC, que penaliza modelos com muitos graus de liberdade; e também na dispersão final, σ , das diferenças de temperaturas corrigidas. Em ambos os casos, quanto menor forem os valores obtidos, melhor será o ajuste do modelo. Na Tabela 5.1 listamos as variáveis independentes de cada um dos modelos considerados



FIGURA 5.2. Painel a) Diferença de temperatura entre os dados do levantamento S4N e do LGC. As linhas representam o modelo ajustado para a calibração considerando 4 conjuntos de [Fe/H] e log g. Painel b) Diferença entre as temperaturas calibradas e as do LGC. Em ambos os casos as estrelas são coloridas de acordo com a metalicidade original do catálogo.

e apresentamos os resultados de BIC¹ e σ obtidos. A partir dos resultados obtidos, escolhemos a calibração obtida pelo modelo 30, que considera potências de até quarta ordem para a temperatura efetiva, segunda ordem para metalicidade e primeira ordem para o logaritmo da gravidade.

O modelo ajustado encontra-se representado no painel a) da Figura 5.2 para 4 conjuntos de [Fe/H] e log g. Verificamos que o modelo prevê uma diferença de temperaturas ligeiramente maior para maiores metalicidades e gravidades superficiais. No painel a) também encontra-se representado o valor da BIC calculado para todos os modelos,

¹Para simplificar a comparação entre o critério de informação BIC dos diferentes modelos, definimos: BIC' = BIC - min(BIC)

com o modelo adotado destacado em vermelho. No painel b) apresentamos os dados corrigidos pela calibração obtida. Podemos concluir que a calibração foi capaz de eliminar não apenas os desvios, mas também a estrutura artificial que podia ser observada. Verificamos também que não há estrutura remanescente que dependa da metalicidade das estrelas. Utilizando as temperaturas calibradas, a média da diferença entre as medidas passa de -116 K para 2 K e o desvio padrão de 57 K para 32 K, sendo que apenas duas estrelas apresentam desvios superiores a ≈ 100 K.

5.3.2 Gravidade superficial

Assim como no caso da temperatura, pequenos desvios do valor de gravidade superficial se refletem em grandes diferenças nas idades obtidas. Repetimos então o procedimento anterior para obter uma calibração também para a gravidade superficial. Novamente consideramos uma série de modelos para descrever a diferença entre os valores fornecidos pelo S^4N e pelo LGC. As variáveis independentes consideradas em cada modelo são listadas na Tabela 5.2.

Neste caso, o modelo que apresentou os melhores resultados considerando a BIC e o desvio σ foi o que leva em conta potências de até terceira ordem em temperatura e de primeira ordem em gravidade superficial, sendo independente da metalicidade das estrelas. É importante destacar que a quantidade de estrelas com gravidades disponíveis no LGC é menor e, neste caso, apenas 49 estrelas foram utilizadas no ajuste.

Apresentamos o resultado da calibração na Figura 5.3. Observamos no painel a) que a gravidade superficial apresenta diferenças menos significativas entre os dois catálogos do que a temperatura, mas que uma tendência também está presente neste caso. Analisando os resultados calibrados apresentados no painel b) podemos concluir que a calibração adotada foi capaz de eliminar essa estrutura e reduzir os desvios observados. Após a calibração apenas uma estrela apresenta diferença de logaritmo da gravidade superior a 0.1 dex.

TABELA 5.1. Diferentes modelos testados para a escolha da melhor calibração para as temperaturas efetivas do levantamento S^4N . As colunas marcadas com 'X' indicam que o parâmetro livre equivalente foi considerado no ajuste do modelo. Todos os modelos levam em consideração um coeficiente linear (Const.). Os melhores resultados foram destacados em verde, e a linha correspondente ao modelo escolhido também encontra-se destacada.

	Const.	$T_{ m ef}$	$T_{ m ef}{}^2$	$T_{ m ef}{}^3$	$T_{ m ef}{}^4$	$T_{ m ef}{}^5$	[Fe/H]	$[Fe/H]^2$	log <i>g</i>	$\log g^2$	BIC'	σ
Modelo 0	Х										34.8	45.6
Modelo 1	Х	Х									37.7	45.2
Modelo 2	Х						Х				39.1	45.6
Modelo 3	Х								Х		33.9	44.2
Modelo 4	Х	Х					Х				41.8	45.1
Modelo 5	Х	Х							Х		37.9	44.1
Modelo 06	Х	Х					Х		Х		42.2	44.1
Modelo 7	Х	Х	Х								28.5	41.8
Modelo 8	Х	Х	Х				Х				28.0	40.6
Modelo 9	Х	Х	Х						Х		26.0	40.2
Modelo 10	Х	Х	Х				Х		Х		29.0	39.8
Modelo 11	Х	Х	Х				Х	Х			14.3	36.6
Modelo 12	Х	Х	Х				Х	Х	Х		17.4	36.3
Modelo 13	Х	Х	Х						Х	Х	26.9	39.4
Modelo 14	Х	Х	Х				Х		Х	Х	31.3	39.3
Modelo 15	Х	Х	Х				Х	Х	Х	Х	20.4	36.0
Modelo 16	Х	Х	Х	Х							11.8	37.0
Modelo 17	Х	Х	Х	Х			Х				13.9	36.5
Modelo 18	Х	Х	Х	Х					Х		12.4	36.2
Modelo 19	Х	Х	Х	Х			Х		Х		16.2	36.1
Modelo 20	Х	Х	Х	Х			Х	Х			3.5	33.5
Modelo 21	Х	Х	Х	Х			Х	Х	Х		7.2	33.4
Modelo 22	Х	Х	Х	Х					Х	Х	15.9	36.0
Modelo 23	Х	Х	Х	Х			Х		Х	Х	20.2	36.0
Modelo 24	Х	Х	Х	Х			Х	Х	Х	Х	11.4	33.3
Modelo 25	Х	Х	Х	Х	Х						0.0	33.7
Modelo 26	Х	Х	Х	Х	Х		Х				2.9	33.4
Modelo 27	Х	Х	Х	Х	Х				Х		0.7	33.0
Modelo 28	Х	Х	Х	Х	Х		Х		Х		4.9	33.0
Modelo 29	Х	Х	Х	Х	Х		Х	Х			2.9	32.6
Modelo 30	Х	Х	Х	Х	Х		Х	Х	Х		4.5	32.0
Modelo 31	Х	Х	Х	Х	Х				Х	Х	5.1	33.0
Modelo 32	Х	Х	Х	Х	Х		Х		Х	Х	9.3	32.9
Modelo 33	Х	Х	Х	Х	Х		Х	Х	Х	Х	9.6	32.1
Modelo 34	Х	Х	Х	Х	Х	Х					6.0	34.0
Modelo 35	Х	Х	Х	Х	Х	Х	Х				10.4	34.0
Modelo 36	Х	Х	Х	Х	Х	Х			Х		10.4	34.0
Modelo 37	Х	Х	Х	Х	Х	Х	Х		Х		14.9	34.0
Modelo 38	Х	Х	Х	Х	Х	Х	Х	Х			14.9	34.0
Modelo 39	Х	Х	Х	Х	Х	Х	Х	Х	Х		19.4	34.0
Modelo 40	Х	Х	Х	Х	Х	Х			Х	Х	14.9	34.0
Modelo 41	Х	Х	Х	Х	Х	Х	Х		Х	Х	19.4	34.0
Modelo 42	Х	Х	Х	Х	Х	х	Х	Х	х	Х	23.8	34.0



FIGURA 5.3. Painel a) Diferença de gravidade superficial entre os dados do levantamento S4N e do LGC. As linhas representam o modelo ajustado para a calibração considerando 4 conjuntos de [Fe/H] e $T_{\rm ef}$ (neste caso o modelo escolhido independe de [Fe/H]). Painel b) Diferença entre as gravidades calibradas e as do LGC. Em ambos os casos as estrelas são coloridas de acordo com a temperatura efetiva original do catálogo.

5.3.3 Abundâncias químicas

Como as abundâncias químicas dependem dos parâmetros atmosféricos para serem determinadas, também será preciso corrigi-las. Contudo, não é possivel realizar a calibração seguindo os passos anteriores, uma vez que o LGC contém apenas a informação da abundância de ferro. Idealmente os espectros observados deveriam ser reanalizados e as linhas espectrais ajustadas de acordo com os parâmetros atmosféricos calibrados. Porém, essa abordagem exigiria um estudo mais extenso que está além do escopo do nosso trabalho. Felizmente o próprio catálogo S⁴N contém as informações necessárias para que uma aproximação das correções necessárias seja obtida.

	Const.	log <i>g</i>	$\log g^2$	logg ³	$T_{ m ef}$	$T_{ m ef}{}^2$	$T_{ m ef}{}^3$	[Fe/H]	$[Fe/H]^2$	BIC'	σ
Modelo 0	Х									5.5	0.050
Modelo 1	Х	Х								6.2	0.049
Modelo 2	Х				Х					9.6	0.050
Modelo 3	Х							Х		9.5	0.050
Modelo 4	Х	Х			Х					3.8	0.047
Modelo 5	Х	Х						Х		10.5	0.049
Modelo 6	Х	Х			Х			Х		6.8	0.047
Modelo 7	Х	Х	Х							4.7	0.048
Modelo 8	Х	Х	Х		Х					7.4	0.047
Modelo 9	Х	Х	Х		Х	Х				3.7	0.045
Modelo 10	Х	Х			Х	Х				0	0.045
Modelo 11	Х				Х	Х				6.4	0.048
Modelo 12	Х	Х	Х					Х		9.1	0.048
Modelo 13	Х	Х	Х		Х			Х		11.1	0.047
Modelo 14	Х	Х	Х		Х	Х		Х		8.1	0.045
Modelo 15	Х	Х	Х					Х	Х	11.7	0.047
Modelo 16	Х	Х	Х		Х			Х	Х	12.2	0.046
Modelo 17	Х	Х	Х		Х	Х		Х	Х	11.5	0.045
Modelo 18	Х	Х	Х	Х						8.5	0.047
Modelo 19	Х	Х	Х	Х	Х					11.8	0.047
Modelo 20	Х	Х	Х	Х	Х	Х				7.4	0.045
Modelo 21	Х	Х	Х	Х	Х	Х	Х			7.1	0.044
Modelo 22	Х	Х	Х		Х	Х	Х			4.9	0.044
Modelo 23	Х	Х			Х	Х	Х			1.8	0.044
Modelo 24	Х				Х	Х	Х			5.1	0.046
Modelo 25	Х	Х	Х	Х				Х		12.9	0.047
Modelo 26	Х	Х	Х	Х	Х			Х		15.5	0.047
Modelo 27	Х	Х	Х	Х	Х	Х		Х		10.3	0.044
Modelo 28	Х	Х	Х	Х	Х	Х	Х	Х		8.4	0.043
Modelo 29	Х	Х	Х	Х	Х			Х	Х	16.5	0.046
Modelo 30	Х	Х	Х	Х	Х	Х		Х	Х	14.5	0.044
Modelo 31	X	x	X	X	X	X	X	X	X	11.6	0.042

TABELA 5.2. Diferentes modelos testados para a escolha da melhor calibração para as gravidades superficiais do levantamento S^4N . As colunas marcadas com 'X' indicam que o parâmetro livre equivalente foi considerado no ajuste do modelo. Todos os modelos levam em consideração um coeficiente linear (Const.). Os melhores resultados foram destacados em amarelo, e a linha correspondente ao modelo escolhido também encontra-se destacada.

Ao discutir o problema do balanceamento dos níveis iônicos, Allende Prieto et al. (2004) verificam que variações da ordem de 0.8 dex para log g e 350 K para $T_{\rm ef}$ seriam necessárias para remover as discrepâncias observadas nas abundâncias de um mesmo elemento quando medidas através de diferentes estágios de ionização. As calibrações que apresentamos sugerem que parte desse problema pode ser creditado ao uso de parâmetros atmosféricos não acurados, porém verificamos que essas correções não atendem a toda a variação necessária para a solução dessa questão: em média obtemos variações de ≈ 125 K para temperatura efetiva e ≈ 0.06 dex para log g. Dessa forma, a contribuição de desvios do ETL, proposta pelos autores, não pode ser descartada mesmo em frente aos valores calibrados que apresentamos. Ainda assim, considerando que Allende



FIGURA 5.4. Painel a) Diferença de metalicidade entre os dados do levantamento S4N e do LGC. Painel b) Diferença entre as metalicidades calibradas e as do LGC. Em ambos os casos as estrelas são coloridas de acordo com a temperatura efetiva original do catálogo. Neste caso, ao invés de uma calibração direta, foram feitas correções de acordo com as calibrações de temperatura efetiva.

Prieto et al. (2004) identificaram o problema do balanceamento iônico e tomaram o cuidado de escolher as linhas menos afetadas pelos desvios do ETL, e que as correções em $\log g$ são relativamente mais baixas, podemos concluir que a variação em temperatura é o parâmetro que mais deve contribuir para as correções necessárias nas abundâncias químicas.

Reconhecendo a possibilidade de que as temperaturas adotadas poderiam estar subestimadas, Allende Prieto et al. (2004) fornecem no catálogo a variação observada na abundância de cada elemento para uma variação de 3σ na temperatura. Sendo assim, aplicamos correções nas abundâncias químicas que são proporcionais à razão $\Delta T_{\rm ef}/3\sigma$, onde $\Delta T_{\rm ef}$ corresponde à correção aplicada para a temperatura.



FIGURA 5.5. Diagrama de Hess dos dados calibrados do levantamento S⁴N, soprepostas às isócronas evolutivas de PARSEC para metalicidade solar (em verde) e para as metalicidades -0.5 (azul) e (0.5) vermelho. Para a metalicidade solar são representadas isócronas de 1 a 14 Ga, com intervalo de 1 Ga; para as demais metalicidades são representadas apenas as isócronas de 1 e 10 Ga. As estrelas são coloridas de acordo com a metalicidade corrigida.

A Figura 5.4 apresenta uma comparação entre as diferenças das metalicidades originais e corrigidas. No painel a) vemos que as metalicidades originais são subestimadas com respeito ao LGC, enquanto no painel b) observamos uma melhor concordância para a metalicidade corrigida. Apesar disso, verificamos que ainda há uma ligeira discrepância, sendo que as metalicidades corrigidas parecem estar sendo ligeiramente superestimadas. Quantitativamente verificamos que os dados corrigidos são de fato aprimorados: a média passa de -0.06 para 0.05 e o desvio padrão de 0.12 para 0.10.

5.3.4 Diagrama de Hess calibrado

Antes de partir para a aplicação das metodologia, realizamos um último teste nos resultados calibrados. Na Figura 5.5 apresentamos novamente a distribuição das estrelas do levantamento em um diagrama de Hess sobreposta aos modelos de evolução estelar de PARSEC, desta vez considerando os dados calibrados. Assim como na Figura 5.1, apresentamos em verde um conjunto de isócronas com metalicidade solar e idade entre 0-14 Ga. Em vermelho e em azul apresentamos as isócronas de 1 e 10 Ga para as metalicidades de +0.5 e -0.5, respectivamente.

Em comparação com a Figura 5.1, vemos que a distribuição dos parâmetros calibrados respeita muito mais as regiões permitidas de acordo com os modelos evolutivos. Apenas a estrela HIP 17378 destoa das demais² e discutiremos o seu caso mais adiante. Com respeito às estrelas anãs mais frias, vemos que elas se encontram bem delimitadas pelas isócronas de sua metalicidade, o que não ocorria no caso dos dados originais. Sendo assim, verificamos que as escalas de temperatura e gravidade calibradas apresentam melhor concordância com modelos evolutivos do que as escalas originais, o que corrobora nossa decisão de calibrar os parâmetros antes de iniciar nossa análise.

5.3.4.1 O caso de HIP 17378

HIP 17378 é a única estrela cuja posição no diagrama de Hess calibrado está fora das regiões de ocupações previstas pelas trajetórias evolutivas. Essa posição peculiar pode ser explicada pelas altíssimas incertezas observacionais reportadas: 419 K para temperatura e 0.18 dex para log g, sendo a maior incerteza do catálogo para temperatura e segunda maior para a gravidade.

Essa estrela faz parte do estudo de Jofré et al. (2015), que derivou parâmetros atmosféricos para 223 estrelas evoluídas. Na Tabela 5.3 apresentamos uma comparação entre os parâmetros inferidos por estes autores, os parâmetros originais do S⁴N e os parâmetros calibrados. Verificamos que apesar das incertezas, a temperatura corrigida encontra-se bastante próxima da original, corroborando o modelo que ajustamos para a calibração. Contudo, verificamos que o logaritmo da gravidade superficial e a metalicidade não concordam com os valores de Jofré et al. (2015) mesmo após a aplicação das correções, o que explica o posicionamento peculiar da estrela no diagrama de Hess (no caso das metalicidades estas passam a ser ainda mais superestimadas).

Adiantamos também na tabela os resultados das idades isocronal, cinemática e combinada, que serão discutidos nas próximas Seções. O posicionamento da estrela à direita da distribuição das isócronas torna o método isocronal impraticável isoladamente, que simplesmente retorna a maior idade considerada: 13.5 Ga. Jofré et al. (2015) são capazes de obter uma idade isocronal fazendo uso dos dados mais precisos, e chegam no valor de 6.41 ± 0.33 Ga. Este valor está em acordo com o que obtemos através

 $^{^2\}mathrm{A}$ estrela HIP 99240, que também parece estar à direita da distribuição é englobada pela isócrona de 14 Ga de sua metalicidade, portanto não consideramos este caso peculiar

TABELA 5.3. Comparação entre as idades isocronal (t_{isoc}) , cinemática (t_{cin}) e combinada (t_{comb}) obtidas para a estrela 17378 neste estudo utilizado os dados originais e calibrados, e o resultado obtido por Jofré et al. (2015).

	$T_{ m ef}$	$\log g$	[Fe/H]	$t_{ m isoc}$	$t_{\rm cin}$	$t_{\rm comb}$
S^4N Original	$5023 \pm 419 \ {\rm K}$	4.145 ± 0.181	0.18 ± 0.07	13.5	$4.2^{+5.2}_{-1.1}$	$6.8^{+4.1}_{-2.7}$
${\rm S}^4{\rm N}$ Calibrado	$5139~{ m K}$	4.141	0.30	13.5		$6.5_{-2.5}^{+4.0}$
Jofré et al. (2015)	5144 \pm 33 K	3.95 ± 0.05	0.00 ± 0.04	6.41 ± 0.33		

do método cinemático para essa estrela, apesar das incertezas serem altas. No caso do método combinado os valores nominais obtidos são surpreendentemente semelhantes ao valor obtido por Jofré et al. (2015), reforçando a capacidade do método cinemático em atuar em conjunto ao método isocronal para a derivação de idades mais acuradas.

Considerando que o método combinado foi capaz de obter uma idade nominal muito próxima à da literatura, decidimos manter esta estrela na análise mesmo sabendo que ela apresenta grandes incertezas nos parâmetros atmosféricos.

5.4 Aplicação das metodologias

5.4.1 Método isocronal

Iniciamos nosso estudo de datação estelar pela aplicação do método isocronal. Neste método as idades são obtidas através do uso de modelos de evolução estelar, que preveem os parâmetros atmosféricos apresentados por estrelas de diferentes massas e composições químicas ao longo de suas vidas. Através de uma abordagem Bayesiana, construímos uma pdf da idade calculando a probabilidade de uma estrela de determinada idade apresentar os parâmetros atmosféricos observados, dados os valores previstos e as incertezas observacionais.

Para a aplicação do método, utilizamos a biblioteca em python EITApy, desenvolvida neste estudo e descrita no capítulo 3. Fazemos uso das ferramentas que interpolam as trajetórias evolutivas de PARSEC (Bressan et al., 2012) para a construção de isócronas e da ferramenta que aplica as equações de Jørgensen & Lindegren (2005) para o cálculo das probabilidades. Adotamos uma prior uniforme em idade e uma função de massa inicial de Kroupa (2001). Os parâmetros atmosféricos considerados foram a temperatura efetiva, a gravidade superficial e a metalicidade. Apesar de ter à disposição as magnitudes absolutas, decidimos não utilizá-las na determinação das idades isocronais, uma vez que dependem diretamente das paralaxes. Fazemos isso para evitar que exista uma dependência entre os resultados obtidos pelo método isocronal e pelo método cinemático, uma vez que pretendemos combiná-los.

Através da aplicação do método isocronal foi possível obter as idades de 104 das 118 estrelas da amostra. As 14 estrelas que não tiveram suas idades determinadas não apresentam metalicidade no catálogo. Em alguns casos o método isocronal, quando aplicado isoladamente, não foi capaz de restringir um intervalo preciso de idades para a estrela. Isso se deve ao fato de que uma grande quantidade das estrelas do levantamento se encontram em regiões nas quais o espaçamento entre as isócronas no diagrama de Hess é pequeno, fazendo com que as incertezas observacionais se traduzam em grandes incertezas em idade. A seguir discutimos alguns exemplos de pdfs obtidas³.

Na Figura 5.6 apresentamos o resultado da aplicação do método isocronal para as três primeiras estrelas da amostra. Nos painéis da esquerda representamos a posição da estrela no Diagrama de Hess, sobreposta a um conjunto de isócronas de metalicidade igual à metalicidade calibrada da estrela. Também incluímos no gráfico um eixo vertical no qual plotamos a metalicidade da estrela. As pdfs obtidas através da aplicação do método isocronal podem ser observadas nos painéis da direita. Em ambos os casos os dados originais do levantamento são representados em laranja, enquanto os dados calibrados são representados em azul.

A partir da análise destes casos podemos destacar que nem sempre a pdf obtida é capaz de delimitar de forma satisfatória os limites inferior e/ou superior da idade. No caso de HIP 171 vemos que apenas o limite inferior é delimitado, e ainda assim com baixa precisão. Nos outros dois casos apresentados é o limite inferior que não fica bem definido. Reiteramos com isso nossa motivação de não utilizar o método isocronal como único meio de datação estelar para a amostra. Podemos ainda perceber visualmente que as pdfs foram menos afetadas pela calibração nos dois primeiros casos do que no terceiro, no qual a calibração é mais significativa.

³Apenas apresentamos no texto as pdfs de idade para 6 estrelas. O restante pode ser acessado em formato eletrônico através do link https://github.com/falmeidafernandes/Tese/tree/master/Capitulo5/Idades.



FIGURA 5.6. Aplicação do método isocronal para as 3 primeiras estrelas do levantamento S^4N . Os dados originais e calibrados são representados no diagrama de Hess à esquerda, que também inclui o conjunto de trajetórias evolutivas correspondente à metalicidade corrigida da estrela e um eixo que representa a metalicidade. As pdfs de idade obtidas são apresentadas à direita. Os dados originais são representados em laranja e os dados calibrados, em azul.



FIGURA 5.7. Repetição da Figura 5.6 para três casos representativos: HIP 16852, HIP 17378 e HIP 37279.

Continuamos os exemplos na Figura 5.7, apresentando dados para estrelas representativas de diferentes situações observadas na amostra. No caso da estrela HIP 16852 apresentamos um dos exemplos mais extremos com respeito a diferença entre as pdfs obtidas. Como veremos mais adiante, o posicionamento das estrelas mais quentes em relação às isócronas e o fato de as temperaturas originais serem sistematicamente subestimadas com relação às calibradas, fazem com que as idades sejam sistematicamente superestimadas. Isso ressalta a importância do uso dos dados calibrados na datação estelar.

Em seguida, no painel do meio da Figura 5.7 apresentamos o resultado obtido para a estrela HIP 17378, que discutimos na seção anterior. Essa estrela parace ter seus parâmetros atmosféricos erronêamente estimados no catálogo, como indica a comparação com outros resultados da literatura (Jofré et al., 2015) e apresenta as maiores incertezas do levantamento. Vemos que pouca informação pode ser obtida a partir da aplicação do método isocronal além do fato de que possivelmente se trata de uma estrela velha. Destacamos esse exemplo pois mostraremos na próxima seção que mesmo a partir dessa pdf pouco definida, quando combinada com o método cinemático, somos capazes de obter uma idade satisfatória.

Por fim destacamos um exemplo no qual a idade é muito bem definida e pouco sensível às calibrações efetuadas. Nestes casos o método isocronal se mostra bastante robusto, sendo capaz de caracterizar as idades com incertezas da ordem de 0.5 Ga, mesmo considerando as altas incertezas observacionais (131 K em temperatura efetiva e 0.1 dex em log g). Essa precisão se deve ao grande espaçamento das isócronas na região onde essa estrela se encontra, sendo então restrita às estrelas quentes ($T_{\rm eff} > 6000K$) que já apresentam significativa evolução com respeito à sequencia principal de idade zero. Menos de 20% da amostra atende a essas condições.

Para tabelar os resultados e investigar as possíveis relações que envolvem idades, caracterizamos idades individuais a partir da pdf de idade através dos estimadores pontuais de idade mais provável ($t_{\rm MP}$) e idade esperada $t_{\rm E}$. Sendo f(t) a função de probabilidade obtida, definimos:

$$t_{\rm MP} \equiv \operatorname*{arg\,max}_{t} f(t) \tag{5.1a}$$

$$t_{\rm E} \equiv \int_{-\infty}^{\infty} t f(t) \,\mathrm{d}t \tag{5.1b}$$

Também obtivemos as idades dos percentis da distribuição, t_i , onde *i* corresponde a 16%, 50% (mediana da distribuição) e 84%, que são utilizados para a estimação das incertezas das idades caracterizadas. Sendo CDF a função de distribuição acumulada de f(t), os percentis são dados por sua função inversa: $t_i \equiv \text{CDF}^{-1}(i)$. As idades caracterizadas e os percentis obtidos são apresentados na Tabela D.4, no Apêndice D.

As idades individuais permitem-nos verificar quantitativamente a influência da calibração dos parâmetros atmosféricos nos resultados obtidos para as estrelas de toda a amostra. Na Figura 5.8 apresentamos a comparação entre os estimadores pontuais das idades da amostra original e da amostra calibrada. Analisando a figura podemos afirmar que os estimadores correspondentes à idade esperada e mediana são mais robustos e as diferenças raramente ultrapassam 3 Ga (linhas tracejadas). Considerando que as incertezas médias⁴ são de 3.1 Ga, e que as calibrações necessárias são da mesma ordem das incertezas observacionais, concluímos que as incertezas são corretamente estimadas nos casos desses estimadores pontuais. Já no caso da idade mais provável, os resultados aparentam uma menor correlação. Neste caso as diferenças chegam a até ≈ 9 Ga, indicando que este estimador é mais sensível às calibrações dos parâmetros atmosféricos.

Ainda analisando a Figura 5.8 verificamos que as estrelas quentes (azul) têm suas idades sistematicamente superestimadas pelos dados originais, enquanto as estrelas frias são sistematicamente subestimadas com respeito aos parâmetros calibrados. No caso das estrelas frias, essa diferença se deve ao fato de que os dados originais encontravam-se sistematicamente deslocados para baixo da sequência principal de idade zero, fazendo com que fossem inferidas idades artificialmente mais jovens. Já as estrelas mais quentes do levantamento se encontram em uma região na qual o formato das isócronas é relativamente mais vertical, o que torna as idades mais sensíveis a variações de temperatura. Como as isócronas mais velhas se posicionam em direção às temperaturas mais baixas,

⁴Definimos a incerteza como a metade da diferença entre os percentís de 84% e 16%. No caso de uma distribuição gaussiana essa diferença corresponderia a 1σ .



FIGURA 5.8. Comparação entre as idades isocronais obtidas através do uso dos parâmetros atmosféricos originais do S^4N (abscissas) e dos parâmetros calibrados (ordenadas). São considerados três estimadores pontuais: a idade mais provável (esquerda), idade esperada (centro) e idade mediana (direita).

temperaturas originais do levantamento, que verificamos ser subestimadas, deslocam as estrelas em direção às isocronas mais velhas, causando idades superestimadas. Dadas as tendências observadas na Figura 5.8, podemos concluir que as calibrações atuaram no sentido de minimizar esses viéses, fornecendo idades mais acuradas.

5.4.2 Cinemática

Assim como as idades e as abundâncias, a cinemática das estrelas também contém informações importantes para o estudo da evolução da Galáxia. As propriedades cinemáticas revelam a população galáctica à qual a estrela pertence e podem contribuir para a determinação da região onde a estrela se formou, o que permite estudar propriedades de regiões mais longínquas a partir de estrelas da Vizinhança Solar. Além disso, utilizamos as velocidades peculiares das estrelas para determinação de idades através do método cinemático, que é também utilizado para aprimorar as idades isocronais obtidas anteriormente.

5.4.2.1 Parâmetros orbitais

Caracterizamos as órbitas das estrelas do levantamento através do uso do integrador orbital Galpy (Bovy, 2015). Este software, desenvolvido em python, recebe como parâmetros de entrada a posição estelar, paralaxe, movimentos próprios e valocidade na linha de visada, e os transforma internamente em posições galácticas XYZ e velocidades UVW. Alguns potenciais clássicos estão implementados no programa, inclusive um potencial que representa a Via Láctea através de uma lei de potência truncada, que descreve



FIGURA 5.9. Órbita galáctica da estrela HIP 171 nos planos XY (painel superior) e XZ (painel inferior), calculada através do uso do integrador numérico Galpy.

o bojo, um potencial *Miyamoto-Nagai* para o disco e um potencial *Navarro-Frenk-White* para descrever o halo. Utilizamos este potencial e a ferramenta de integração orbital para derivar os raios perigaláctico (R_{peri}) e apogaláctico (R_{apo}) , o raio médio (R_{med}) , a distância máxima ao plano do disco (z_{max}) e a excentricidade (e) da órbita das estrelas do S⁴N.

Na Figura 5.9 apresentamos como exemplo a órbita derivada para a estrela HIP 171. O painel superior representa o plano do disco (plano XY), enquanto o painel inferior representa uma visão lateral (plano XZ). Esta estrela é a primeira da amostra e foi escolhida para fins de exemplificação por ser representativa de uma estrela velha, apresentando uma idade isocronal esperada de 9.2 Ga (ver Figura 5.6). Verificamos que esta estrela é proveninente das regiões mais internas do disco e encontra-se próxima de seu apogaláctico. De acordo com a discussão a respeito do aquecimento dinâmico do



FIGURA 5.10. Órbita galáctica da estrela HIP 37279 nos planos XY (superior) e XZ (inferior), calculada através do uso do integrador numérico Galpy.

disco, que apresentamos no Capítulo 2, verificamos que a órbita excêntrica (e = 0.29) apresentada por essa estrela é compatível com sua idade elevada.

Também para fins de exemplificação, apresentamos na Figura 5.10 a órbita da estrela HIP 37279, uma das mais jovens da amostra, com idade isocronal esperada de 1.9 Ga (ver Figura 5.7). No caso dessa estrela vemos que ela apresenta uma órbita bastante circular, com excentricidade de apenas 0.05, compatível com sua idade jovem. Apresentamos os demais parâmetros cinemáticos dessas estrelas e os resultados obtidos para o restante da amostra⁵ na Tabela D.2 no apêndice D.

⁵Apenas apresentamos no texto as órbitas de 2 estrelas. O restante pode ser acessado em formato eletrônico através do link https://github.com/falmeidafernandes/Tese/tree/master/Capitulo5/Orbitas



FIGURA 5.11. Comparação entre os parâmetros cinemáticos obtidos a partir dos dados originais do levantamento S^4N os dados obtidos a partir do uso de paralaxes e movimentos próprios do Gaia. Os parâmetros representados são a excentricidades (esquerda), o raio orbital médio (centro) e a distância máxima ao plano do disco (direita).

Para 81 estrelas da amostra os parâmetros cinemáticos de entrada também são disponibilizados pelo levantamento Gaia. Comparamos os resultados dos parâmetros orbitais obtidos utilizando estes dados com os resultados dos dados do levantamento original para verificar se o uso dos dados mais precisos do Gaia influenciam consideravelmente os parâmetros obtidos. Apresentamos os resultados na Figura 5.11. No geral os dados apresentam muito boa concordância, exceto pelas estrelas HIP 7513 e HIP 77257 que apresentam valores de $z_{\rm max}$ muito discrepantes. Contudo, verificamos que, para essas estrelas, as idades cinemáticas obtidas estão mais próximas das idades isocronais quando utilizamos os dados cinemáticos originais, ao invés dos dados do Gaia. Por conta disso, mantivemos o uso dos dados originais para o restante da análise.

5.4.2.2 Idades cinemáticas

Como discutimos no Capítulo 2, as estrelas nascem em órbitas aproximadamente circulares e ao longo de suas vidas sofrem encontros gravitacionais que podem causar desvios em suas trajetórias. Esse processo faz com que a distribuição das componentes de velocidade espacial heliocêntricas de um grupo de estrelas varie de acordo com a idade média desse grupo. No Capítulo 2, mostramos que uma abordagem Bayesiana pode ser aplicada para inverter a relação de probabilidade entre velocidade e idade, permitindo a construção de uma pdf em idade a partir apenas das propriedades cinemáticas da estrela.

Este método é universalmente aplicável a todas as estrelas que tenham suas velocidades conhecidas e que pertençam a uma população cujo modelo que descreve a relação entre distribuição de velocidades e idade seja conhecido. Allende Prieto et al. (2004) demonstrou que as estrelas do levantamento S^4N são representativas de populações maiores do disco galáctico, o que nos permite utilizar a mesma relação ajustada no Capítulo 2 para o cálculo das idades.

Calculamos as velocidades UVW a partir da posição celeste, movimento próprio, paralaxe e velocidade na linha de visada, utilizando as equações de Johnson & Soderblom (1987). Obtivemos então as pdfs de idade para todas as estrelas do levantamento S⁴N, exceto para as estrelas HIP 2021, HIP 17420, HIP 71681, HIP 71683 e HIP 117712, por não apresentarem dados de velocidade radial no catálogo.

Assim como no caso do método isocronal, utilizamos um HFE constante como prior. Seguimos o mesmo procedimento da seção anterior para caracterizar as idades individuais a partir dos estimadores pontuais correspondentes a idade mais provável, idade esperada e idade mediana. Calculamos também os percentis de 16% e 84% da distribuição, que utilizamos para estimar as incertezas. As Figuras 5.12 e 5.13 contém as pdfs obtidas para as 6 estrelas também utilizadas como exemplo no caso do método isocronal. Calculamos ainda as pdfs obtidas com os dados dos levantamento GC e Gaia, quando disponíveis. Os pequenos desvios nas velocidades entre os levantamentos estão dentro das incertezas previstas e não afetam significativamente as idades caracterizadas.

Nos painéis da esquerda das Figuras 5.12 e 5.13 estão graficadas as componentes de velocidade espacial heliocêntrica $U \in V$ das estrelas, sobrepostas às curvas de nível equivalentes a 1 σ dos modelos de distribuição de velocidade para diferentes idades (em Ga). O gráfico também apresenta um eixo contendo a velocidade W e linhas horizontais que representam 1 σ das distribuições. Neste caso, a interpretação do posicionamento das estrelas é menos direta do que no método isocronal: quanto mais próximo do centro da distribuição e quanto menor for o espalhamento daquela distribuição, maior será a probabilidade de a estrela apresentar aquela idade.

Analisando as pdfs obtidas, vemos que o espalhamento das distribuições são equiparáveis aos obtidos pelo método isocronal para essa amostra. Excetuando-se estrelas quentes como HIP 37279, cuja idade isocronal é bem definida, conforme discutido anteriormente. Em alguns casos, como para a estrela HIP 171, o método cinemático também não foi capaz de fornecer um limite superior satisfatório para a idade, nos permitindo apenas concluir que existe grande probabilidade de que se trata de uma estrela velha.



FIGURA 5.12. Aplicação do método cinemático para as 3 primeiras estrelas do levantamento S^4N . Os paineis da esquerda representam o plano de velocidades UV e contêm ainda um eixo horizontal que representa a velocidade W. As regiões representadas em verde marcam 1σ das distribuições das respectivas idades (em bilhões de anos). As pdfs de idade obtidas são apresentadas à direita, com os valores mais prováveis indicados por traços no eixo superior e a idade esperada por traços no eixo inferior. Os dados do S^4N são representados em vermelho, do LGC em azul e do Gaia em amarelo.



FIGURA 5.13. Repetição da Figura 5.12 para três casos representativos: HIP 16852, HIP 17378 e HIP 37279.

Já em outros casos, como o da problemática estrela HIP 17378, o método cinemático fornece uma idade razoavelmente bem delimitada, enquanto o método isocronal retorna uma pdf mal definida. Incluímos as idades caracterizadas para todas as estrelas da amostra na Tabela D.2, no Apêndice D

5.4.3 Idades combinadas

Como vimos na Seção 5.4.1, idades isocronais precisas somente podem ser obtidas para um pequeno número de estrelas da amostra. Considerando o levantamento completo, a incerteza média estimada para as idades individuais é de 3.1 Ga, e sobe para 3.6 Ga quando consideramos apenas as estrelas com temperatura efetiva inferior a 6000 K. Comparativamente, obtemos uma incerteza média de 3.2 Ga através do método cinemático. Curiosamente para essa amostra verificamos que as incertezas estimadas para o método isocronal são comparáveis às estimadas para o método cinemático. Podemos concluir então que, para o levantamento S⁴N, o método cinemático pode ser tão útil quanto o isocronal no sentido de acumular informação a respeito da idade estelar.

Outra questão importante que devemos levar em consideração é que a maior parte das estrelas da amostra são frias e pouco afastadas da sequência principal de idade zero. É justamente para essas estrelas que verificamos, no Capítulo 4, que a combinação estatística dos métodos isocronal e cinemático gera o maior benefício no sentido de melhorar a acurácia e reduzir as incertezas. Sendo assim, realizamos a combinação dos métodos isocronal e cinemático para todas as estrelas da amostra para as quais ambas as aplicações foram possíveis, o que corresponde a 100 das 118 estrelas. Dessa forma, fazemos uso de um maior conjunto de informações para realizar a datação estelar. Assim como fizemos anteriormente, caracterizamos as idades individuais através de estimadores pontuais, e obtivemos os percentis da distribuição, utilizados na determinação das incertezas. Os resultados são apresentados na Tabela D.5, no Apêndice D.

Nas Figuras 5.14 e 5.15 sumarizamos os resultados dos métodos isocronal e cinemático e apresentamos a pdf combinada para as 6 estrelas que usamos de exemplo ao longo do Capítulo. Nos painéis da esquerda representamos os parâmetros atmosféricos da estrela, sobrepostos aos modelos de evolução estelar usados na determinação da idade isocronal; nos painéis centrais apresentamos as componentes de velocidade e o modelo de distribuição de velocidade para diferentes idades. Por fim, nos painéis da direita



FIGURA 5.14. Aplicação do método combinado para as 3 primeiras estrelas do levantamento S^4N . O diagrama de Hess é representado à esquerda, enquanto a distribuição de velocidades é representada no centro. As pdfs obtidas são representadas à direita. Em laranja apresentamos os dados e resultados relacionados ao método isocronal; em azul ao método cinemático; e em preto, o resultado da aplicação do método combinado. Nestes casos, foram utilizados os parâmetros atmosféricos calibrados.

mostramos as pdfs obtidas pelo método isocronal (em vermelho), cinemático (em azul) e combinada (em preto).

Nos exemplos apresentados vemos, em geral, uma boa concordância entre os métodos isocronal e cinemático. Exceto para a estrela HIP 1599, para a qual as distribuições apenas se sobrepõem marginalmente, e para HD 17378, cuja idade isocronal já discutida não é confiável devido às grandes incertezas observacionais. Neste caso a idade cinemática e a idade combinada se aproximam bastante do valor da literatura para esta estrela (ver Tabela 5.3).


FIGURA 5.15. Repetição da Figura 5.14 para três casos representativos: HIP 16852, HIP 17378 e HIP 37279.

No caso da estrela HIP 1599 observamos que a idade combinada é a que mais se aproxima do valor do estudo de Aguilera-Gómez et al. (2018), que apresenta uma idade isocronal derivada a partir de parâmetros atmosféricos mais precisos do que os utilizados neste estudo. A idade aqui estimada pelo método combinado⁶ é de $5.9^{2.4}_{-1.4}$ Ga, em boa concordância com a idade de 7.1 ± 0.2 Ga reportada por estes autores. Sumarizamos esses resultados na Tabela 5.4, na qual também incluímos os parâmetros atmosféricos e as idades cinemática e isocronal. Este exemplo ressalta a importância do uso do método combinado para a melhora não apenas da precisão, mas também da acurácia das idades obtidas.

 $^{^6 \}rm Definida$ nesse caso através da idade mais provável para fins de comparação com o resultado da literatura. A idade esperada para essa estrela é de 6.4 Ga, enquanto a idade mediana é estimada em 6.2 Ga.

TABELA 5.4. Comparação entre as idades isocronal (t_{isoc}) , cinemática (t_{cin}) e combinada (t_{comb}) obtidas para a estrela HIP 1599 neste estudo utilizado os dados originais e calibrados, e o resultado obtido por Aguilera-Gómez et al. (2018, AG18).

	$T_{ m ef}$	$\log g$	[Fe/H]	$t_{ m isoc}$	$t_{\rm cin}$	$t_{\rm comb}$
S^4N Original	$5851 \pm 114 \ \mathrm{K}$	4.47 ± 0.07	-0.29 ± 0.07	$6.0^{3.5}_{-3.8}$	9.0 ± 3	$7.5^{2.9}_{-2.0}$
$\rm S^4N$ Calibrado	$6000 \mathrm{K}$	4.43	-0.14	$3.8^{2.8}_{-2.6}$		$5.9^{2.4}_{-1.4}$
AG18	5924 ± 50 K	4.35 ± 0.03	-0.21 ± 0.04	7.2 ± 0.2		

Em alguns casos, como para a estrela HIP 544 a idade cinemática é mais bem definida, e em outros, como HIP 37279 a idade isocronal é melhor delimitada. Vemos que, em ambos os casos, o método combinado prioriza naturalmente a idade mais bem definida, atribuindo mais peso a essa distribuição. Percebemos também que o método combinado fornece, em geral, distribuições com menor espalhamento que os demais, o que se traduz em incertezas menores. Nestes casos a incerteza média da amostra ficou em 2.3 Ga, o que corresponde a um ganho de 25–30% em precisão com relação aos resultados anteriores. A incerteza média sobe para 2.7 Ga quando consideramos apenas as estrelas com temperatura efetiva superior a 6000 K, devido à maior incerteza do método isocronal nestes casos.

5.5 Conclusões

Realizamos uma caracterização dos parâmetros orbitais e a datação estelar das estrelas do levantamento S^4N . Mostramos inicialmente que é necessário aplicar uma calibração aos parâmetros atmosféricos e abundâncias das estrelas da amostra para que os valores apresentados sejam coerentes com os de outros estudos na literatura (Casagrande et al., 2010, 2011; Bressan et al., 2012, e.g.).

Construímos os modelos de calibração através da comparação entre os parâ-metros atmosféricos do S^4N e do LGC, e mostramos que os dados calibrados apresentam melhor concordância com as trajetórias evolutivas de Bressan et al. (2012) do que os dados originais.

Aplicamos o método isocronal utilizando os parâmetros atmosféricos calibrados e caracterizamos idades individuais para 104 das 118 estrelas da amostra. A incerteza

média para essas estrelas, estimada através da diferença entre a mediana e os percentís de 16% e 84% da pdf, foi de 3.1 Ga.

Caracterizamos as órbitas estelares através do integrador numérico Galpy, obtendo os parâmetros referêntes a excentricidade, raios apogaláctico, médio e perigaláctico e distância máxima ao plano do disco. Aplicamos ainda o método cinemático para 113 das 118 estrelas da amostra, obtendo idades com incerteza média de 3.2 Ga. Também comparamos os resultados obtidos utilizando os dados cinemáticos originais do S⁴N com os dados do levantamento Gaia, e verificamos que existe boa concordância entre eles.

Por fim, aplicamos o método combinado que reúne as informações obtidas através dos métodos isocronal e cinemático em uma única pdf de idade. Através dessa combinação obtivemos idades para 100 das 118 estrelas da amostra, com precisão de 2.3 Ga. O que corresponde a uma melhora de 25% na precisão das idades previamente obtidas.

Os resultados obtidos nesse capítulo são apresentados em forma de tabelas no Apêndice D, e são utilizados no Capítulo 6 na realização de um estudo da evolução quimiodinâmica da Galáxia vista através das estrelas da vizinhança Local.

Capítulo 6

S⁴N - evolução quimiodinâmica local

"In the beginning the Universe was created. This has made a lot of people very angry and been widely regarded as a bad move."

Douglas Adams

6.1 Introdução

Como já destacamos anteriormente, as idades estelares permitem que as estrelas atuem como registros fósseis, evidenciando propriedades referentes a diferentes etapas dessa evolução quimiodinâmica. Dessa forma, as relações entre idade, abundâncias químicas e parâmetros cinemáticos constituem vínculos observacionais de extremo valor para o ajuste de modelos e interpretação do processo de evolução da Galáxia. Essa abordagem é adotada pela não exaustiva lista de estudos que incluem os trabalhos de Edvardsson et al. (1993); Nordström et al. (2004); Allende Prieto et al. (2004); Haywood et al. (2013); Bensby et al. (2014); Spina et al. (2016); Buder et al. (2018).

Neste capítulo exploramos as propriedades estelares do levantamento S^4N , obtidas no Capítulo 5 através do uso de ferramentas em *estado da arte* com o objetivo de analisar uma série de propriedades conhecidas da Galáxia. Não pretendemos com isso questionar a validade dos paradigmas vigentes, o que de fato não seria adequado dadas as limitações da amostra em termos de localidade e quantidade numérica. Nossa finalidade é então demonstrar que as ferramentas aplicadas, principalmente as de datação estelar desenvolvidas neste estudo, permitem que uma série de características globais sejam observadas mesmo no caso de uma amostra tão limitada. Este último teste destaca as qualidades das metodologias desenvolvidas e nos encoraja a aplicá-las à gigantesca quantidade de dados que estará disponível nos próximos anos.

6.2 Amostra

A amostra utilizada neste capítulo corresponde à que foi preparada no capítulo anterior a partir dos dados do levantamento S^4N . A menos que seja indicado o contrário no texto, fazemos uso dos parâmetros atmosféricos calibrados e das abundâncias químicas corrigidas conforme descrito na Seção 5.3.

Contamos com idades isocronais, cinemáticas e combinadas para $\approx 85\%$ das estrelas da amostra, além de parâmetros cinemáticos obtidos por meio de integração orbital. Juntamente com os parâmetros atmosféricos e demais dados cinemáticos, a amostra completa é apresentada no Apêndice D. Além dos dados apresentados, nossa amostra contém ainda abundâncias químicas corrigidas de outros 16 elementos, sendo eles C, O, Mg, Si, Ca, Sc, Ti, Co, Ni, Cu, Zn, Y, Ba, Ce, Nd, Eu.

6.3 Resultados e discussão

Antes de iniciar a análise, destacamos que é preciso tomar um certo cuidado ao analisar as relações obtidas, uma vez que nem todas as propriedades estelares que derivamos são independentes entre si. A mesma metalicidade que podemos utilizar para distinguir estrelas pertencentes ao disco fino e ao disco espesso foi utilizada na determinação das idades isocronais, e as mesmas velocidades utilizadas para a integração orbital foram utilizadas para a obtenção das idades cinemáticas. O uso das mesmas propriedades observáveis na obtenção de diferentes parâmetros pode gerar uma série de viéses artificiais na relação entre eles e prejudicar a interpretação dos dados, um fato que é recorrentemente ignorado na literatura, principalmente em estudos que visam compreender a evolução química e utilizam idades isocronais (e.g. Nordström et al., 2004; Haywood et al., 2013). Para contornar esta questão, e ao mesmo tempo aproveitarmos o benefício de contar com idades combinadas mais precisas, seguimos a seguinte abordagem: realizamos a análise utilizando idades individuais caracterizadas através do método combinado assumindo que não existem viéses impostos por uma possível interdependência entre a idade e os parâmetros químicos/cinemáticos, e em seguida, verificamos se as mesmas conclusões podem ser obtidas ao se considerar apenas a idade isocronal ou a idade cinemática. Com isso, obtemos conclusões que podem ser consideradas mais robustas e independem da metodologia utilizada ou, na pior das hipóteses, somos capazes de identificar o aparecimento de viéses artificiais.

6.3.1 Distribuição de idades

Através apenas da distribuição de idades já é possível obter uma propriedade de grande importância para a compreensão da evolução da Galáxia: o histórico de formação estelar (HFE). Sua importância se deve ao fato de que o HFE afeta uma série de outras características da Galáxia, sendo considerado em modelos de enriquecimento químico (Matteucci, 2014), modelos de síntese de população estelar (Girardi et al., 2005) e na identificação de galáxias externas semelhantes à Via Láctea (Georgiev et al., 2019), podendo ainda ser utilizado como prior nos casos que aplicam uma abordagem Bayesiana para datação estelar, como discutido neste estudo e também por Jørgensen & Lindegren (2005).

Diferentemente da distribuição de idades (DI) que obtivemos no Capítulo 2 para o LGC, a DI obtida para a amostra S^4N nos permite recuperar o HFE, ainda que qualitativamente. Isso se deve a que os critérios de seleção aplicados nessa amostra introduzem consideravelmente menos viéses que no caso anterior. Enquanto o LGC realiza uma seleção de estrelas baseada em cortes fotométricos que introduzem consideráveis viéses nas distribuições de idades e metalicidades, o S^4N é construído de forma a ser completo em volume, fazendo com que as correções necessárias sejam consideravelmente mais simples. Além disso, Allende Prieto et al. (2004) demonstram que as distribuições das propriedades químicas e cinemáticas do S^4N são compatíveis com as características globais do disco galáctico, de forma que podemos considerar a amostra representativa de uma população maior. Contudo, a baixa quantidade de estrelas na amostra e os altos erros observacionais nos obrigam a trabalhar com uma baixa resolução temporal, o que

	$\mu_{t_{\mathrm{MP}}}$	$\sigma_{t_{\mathrm{MP}}}$	$\mu_{t_{\mathrm{E}}}$	$\sigma_{t_{\mathrm{E}}}$	$\mu_{t_{50}}$	$\sigma_{t_{50}}$
Método Isocronal	5.6	2.7	5.7	1.8	5.4	2.0
Método Cinemático	3.9	4.0	5.9	2.3	5.2	2.9
Método Combinado	4.4	3.5	5.4	2.5	5.1	2.7

TABELA 6.1. Caracterização das distribuições de idade do S⁴N, obtida pelos três métodos considerados, através da média μ e desvio padrão σ . São apresentados os resultados obtidos para os três estimadores pontuais considerados.

permite apenas uma análise geral do resultado obtido. Esta baixa resolução também impede a identificação de surtos de formação estelar, como os observados através de idades cromosféricas por Rocha-Pinto et al. (2000b) e Barry (1988).

As DIs sem correção, obtidas através dos métodos isocronal, cinemático e combinado, são apresentadas na Figura 6.1. Embora essas distribuições não possam ser diretamente interpretadas como o HFE, elas são importantes na caracterização da amostra. Analisamos separadamente as distribuições obtidas através dos três estimadores pontuais considerados. Percebemos que a distribuição de idades mais prováveis do método cinemático destoa consideravelmente das demais, apresentando uma grande quantidade de estrelas com idades muito jovens. Claramente esse é um indício de que este estimador impõe viéses nas idades estimadas nos casos em que a idade inferior não é bem definida na pdf. Também no caso do método isocronal, vimos na Figura 5.8 que este estimador é o menos robusto em comparação com os demais. Sendo assim, decidimos por não considerar as distribuições obtidas através da idade mais provável e apresentamos os resultados apenas por completeza.

No caso das demais distribuições, vemos que existe boa concordância na posição dos picos de maior quantidade obtidos através dos métodos isocronal e cinemático. Contudo, o método cinemático tende a apresentar uma distribuição mais espalhada. Vemos também que o método combinado apresenta idades sistematicamente mais jovens que ambos os métodos aplicados isoladamente. A média e o desvio padrão das distribuições são apresentados na Tabela 6.1. Considerando apenas os estimadores de idade esperada e idade mediana, podemos concluir que a idade média das estrelas da amostra se encontra entre 5–6 Ga, com desvio padrão entre 2–3 Ga. Podemos concluir também que, apesar das ligeiras diferenças discutidas anteriormente, os valores obtidos através dos métodos isocronal, cinemático e combinado apresentam boa concordância entre si, o que reforça a viabilidade de aplicação do método cinemático para amostras nas quais o método isocronal não seja aplicável.



FIGURA 6.1. Distribuição de idades do levantamento S^4N para os casos dos três métodos aplicados: isocronal (painel superior), cinemático (painel central) e combinado (painel inferior). São apresentadas as distribuições correspondentes aos três estimadores pontuais de idade.

6.3.1.1 Histórico de formação estelar

Antes de interpretar a distribuição de idades como um reflexo do histórico de formação estelar, é preciso aplicar uma série de correções. Isso ocorre pois as limitações instrumentais, a evolução estelar e a distribuição espacial de estrelas causam um despovoamento amostral que atua preferencialmente em estrelas com determinadas idades. No geral, três correções precisam ser aplicadas: correção por volume, correção evolutiva e correção por escala de altura.

Correção por volume: Em amostras limitadas pela magnitude aparente das estrelas, o despovoamento ocorre devido à diferença de brilho entre as estrelas mais massivas e mais evoluídas e as estrelas menos massivas próximas à sequência principal. Estrelas cuja luminosidade é maior podem ser observadas a maiores distâncias, e sua quantidade



FIGURA 6.2. Repetimos a Figura 6.1 incluindo a correção do viés de seleção amostral correspondente à evolução estelar (linhas tracejadas). As distribuições originais são também apresentadas para comparação (histogramas preenchidos)

na amostra é superestimada. Estas estrelas tendem a ser mais jovens, o que desloca a DI para idades mais baixas. Uma forma de corrigir essa questão é atribuir um peso proporcional a d^{-3} para cada estrela, onde d corresponde à máxima distância para a qual a magnitude aparente da estrela é suficiente para que ela esteja presente na amostra. Como a amostra S⁴N é espacialmente completa para estrelas de tipo FGK, não há razões para aplicar a correção em volume e ignoramos este passo.

Correção evolutiva: Estrelas de maior massa apresentam tempos de vida menores que a idade da Galáxia, de forma que elas só podem ser observadas com idades entre zero e a idade correspondente a sua expectativa de vida. Esse viés remove progressivamente as estrelas de maior massa dos *bins* de maiores idades da distribuição, fazendo com que a quantidade de estrelas nos menores *bins* seja cada vez mais subestimada quanto maior



FIGURA 6.3. Repetimos a Figura 6.1 incluindo a correção dos viéses de seleção amostral correspondentes à evolução estelar e escala de altura (linhas sólidas). As distribuições originais são também apresentadas para comparação (histogramas preenchidos)

forem as idades presentes nesse *bin*. Aplicamos uma correção que leva em consideração a função de massa inicial e o tempo de vida das estrelas em função da massa para prever a quantidade de estrelas de cada *bin* que já atingiram seu tempo de vida e, portanto, não podem ser observadas. Utilizamos a função de massa inicial de Kroupa (2001) e obtivemos a relação entre massa e tempo de vida através de um ajuste nos dados teóricos de Bressan et al. (2012). A metodologia aplicada é apresentada no apêndice B. As distribuições corrigidas pela evolução estelar podem ser observadas na Figura 6.2 (linhas tracejadas). O histograma preenchido representa a distribuição original para comparação. Verificamos que, de fato, a correção desloca todas as distribuições em direção às idades mais velhas. Para simplificar a visualização, o pico da distribuição corrigida foi normalizado de forma a se igualar ao pico da distribuição original. Correção por escala de altura: como discutido ao longo da tese, a dispersão de velocidades de um grupo de estrelas aumenta em relação à idade das estrelas nesse grupo. Particularmente no caso da velocidade vertical ao plano do disco, essa dispersão atua no sentido de remover da amostra as estrelas que são mais velhas. Isso ocorre pois a maior dispersão faz com que fiquem mais espalhadas espacialmente de modo que apenas uma fração cada vez menor esteja contida no volume amostrado. Para aplicar essa correção partimos do princípio de que a quantidade de estrelas contida em um dado volume é proporcional à escala de altura daquela população, que por sua vez é proporcional à dispersão de velocidades vertical (Dove & Thronson, 1993). Atribuímos então para cada bin um peso proporcional a $\sigma_W^{-1}(t)$, e utilizamos a relação $\sigma_W(t) = 9.1 t^{0.48}$, que ajustamos no Capítulo 2. Apresentamos a distribuição obtida na Figura 6.3, novamente normalizada de forma a simplificar a comparação.

Aplicadas as correções, e desconsiderando a distribuição de idade mais provável pelas razões comentadas anteriormente, verificamos um resultado robusto que pode ser observado nas três metodologias aplicadas: o pico de formação estelar das estrelas na Vizinhança Solar se deu entre 6 e 8 Ga atrás, e essa formação estelar diminuiu progressivamente até os dias atuais. Analisando ainda a distribuição das idades do método combinado, supostamente mais precisas e acuradas, verificamos um outro resultado interessante: o HFE é bimodal com um pico de formação por volta de 6-8 Ga e outro, menor, por volta de 10–12 Ga. Este resultado é semelhante ao obtido por Tremblay et al. (2015) utilizando idades de resfriamento de anãs brancas e ao obtido por Cignoni et al. (2006) utilizando uma técnica de inversão do diagrama HR, que também observam dois picos de formação distintos, seguidos de uma redução progressiva da taxa de formação estelar ao longo do tempo. Contudo, os picos identificados por estes autores se localizam em idades mais jovens do que os obtidos neste estudo. Sumarizamos os resultados na Tabela 6.2. O HFE obtido através de idades cromosféricas tende a apresentar mais picos (e.g. Barry, 1988; Rocha-Pinto et al., 2000b), diferindo da queda gradual que observamos após os picos de formação estelar. Porém não podemos realizar uma comparação direta dos resultados uma vez que estes estudos apresentam uma resolução temporal muito mais fina. Ainda assim, estes autores identificam 3 picos principais, sendo um deles correspontente a um surto muito recente (0-1 Ga), que desconsideramos da comparação por este não ser observado nos demais estudos. As idades dos demais picos principais de formação estelar identificados por estes autores também foi incluída na Tabela 6.2

	Surto mais recente	Surto mais antigo
Este estudo	6-8 Ga	10-12 Ga
Tremblay et al. (2015)	3-4 Ga	8-9 Ga
Cignoni et al. (2006)	23 Ga	1012 Ga
Rocha-Pinto et al. (2000b)	$25~\mathrm{Ga}$	7-9 Ga
Barry (1988)	4-6 Ga	7–11 Ga

TABELA 6.2. Comparação entre as idades dos picos de formação estelar identificadas neste estudo e as idades identificadas por diferentes autores.



FIGURA 6.4. Divisão dos dados do S^4N de acordo com a bimodalidade em idade. Denominamos de *População antiga* as estrelas com idades compatíveis com o primeiro surto de formação estelar (mais velhas que 8 Ga) e *População jovem* às estrelas com idades compatíveis com o segundo surto de formação (mais jovens que 8 Ga).

TABELA 6.3. Caracterização das populações jovem e antiga através da média e desvio padrão de suas metalicidades e abundâncias relativas de elemento α . Também apresentamos a dispersão de velocidades vertical.

	Definição	$\mu_{\rm [Fe/H]}$	$\sigma_{ m [Fe/H]}$	$\mu_{[lpha/{ m Fe}]}$	$\sigma_{[lpha/{ m Fe}]}$	σ_W
População jovem	$t < 8 {\rm ~Ga}$	0.01	0.22	0.03	0.06	$14.3 {\rm km s^{-1}}$
População antiga	$t > 8 {\rm ~Ga}$	-0.27	0.30	0.18	0.09	$26.3 \mathrm{kms^{-1}}$

Para caracterizar as populações estelares de cada surto de formação dividimos a amostra de acordo com a idade mediana (mas verificamos que os resultados não são significativamente alterados caso a idade esperada seja utilizada). Escolhemos a idade de 8 Ga para marcar a divisão entre as duas populações, uma vez que essa idade marca o início do surto mais recente. Destacamos essa divisão por idades na Figura 6.4 e apresentamos os resultados da caracterização dos grupos na Tabela 6.3. Verificamos que a população correspondente ao surto mais recente é mais rica em metais, apresenta menor proporção de elementos do tipo α em relação ao ferro¹, e apresenta baixa dispersão de velocidade vertical, enquanto a população do surto mais velho é mais pobre em metalicidade, apresenta maior enriquecimento relativo de elementos α e uma maior dispersão de velocidade vertical.

¹Definimos $[\alpha/\text{Fe}]$ como a média das abundâncias [Mg/Fe], [Si/Fe] e [Ti/Fe].

Podemos concluir que nossos resultados corroboram um modelo que considera a formação de duas populações distintas no disco galáctico, uma idéia proposta por Gilmore & Reid (1983) e bem consolidada na literatura. Neste caso, a população mais antiga corresponderia ao disco espesso, mais pobre e cinematicamente mais aquecido, formado durante os primeiros bilhões de anos após a formação da Galáxia. Já a população mais recente corresponde ao disco fino, que por sua vez é quimicamente mais enriquecido e apresenta menor dispersão de velocidades. O intervalo de idades que atribuímos a essas populações é compatível com o observado por Haywood et al. (2013), que também sugere uma quebra na idade de 8 Ga, porém utilizando como argumento uma mudança nos regimes da relação entre idade e abundância relativa de elementos α . Vemos uma diminuição progressiva da taxa de formação estelar após a ocorrência de cada pico, o que poderia ser explicado pelo fato de que a ejeção de material estelar e o influxo de gás na Galáxia não seriam suficientes para repor o gás frio do disco, causando um declínio na taxa de formação de estrelas ao longo do tempo. Esta diminuição do influxo, seguida por queda na formação estelar é também um resultado previsto na literatura: tanto por simulações (Nuza et al., 2019), quanto por modelos de evolução química (Chiappini et al., 1997).

Ainda que a amostra considerada neste estudo seja pequena, e que as propriedades observadas possam ser fruto de meras flutuações estatísticas, a concordância dos resultados obtidos com o modelo estabelecido na literatura e que é baseado em uma série de estudos independentes, sugere que de fato fomos capazes de observar características reais do HFE de nossa Galáxia, ressaltando a robustez dos métodos apresentados e motivando ainda mais sua aplicação em amostras mais numerosas em estudos futuros para a obtenção de um HFE ainda mais detalhado.

Contudo, é preciso ressaltar que as metalicidades médias que obtemos não são compatíveis com o disco espesso habitual, que é mais pobre. Essa questão pode estar relacionada ao pequeno número de estrelas de nossa amostra ou a uma mistura entre as estrelas de ambas as populações. Essa mistura ocorre naturalmente devido às incertezas das idades e afeta principalmente os resultados da população antiga, que é menos numerosa. Além disso, é possível que a formação estelar tenha ocorrido concomitantemente entre as duas populações do disco (Haywood et al., 2013; Hayden et al., 2017), o que indica que a separação por idade não é a mais adequada para dividir e caracterizar as estrelas dessas duas populações. Por conta disso, evitamos o uso dos termos *disco fino* e disco espesso e priorizamos a classificação população jovem e população antiga. Mais adiante falaremos também em população pobre em α e população rica em α .

6.3.2 Abundâncias químicas

A distribuição de estrelas no diagrama $[\alpha/\text{Fe}] \times [\text{Fe}/\text{H}]$, Figura 6.5, também sugere uma divisão bimodal na amostra. Boa parte das estrelas se localiza em uma sequência entre $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.3/0.2$ e $[\alpha/\text{Fe}] \approx -0.05/0.1$, com as demais estrelas distribuídas em uma sequência mais espaçada e enriquecida com respeito a elementos α . Essa separação fica ainda mais clara quando incluímos a linha separatória proposta por Haywood et al. (2013), definida na equação 6.1. Utilizamos essa divisão, definida na Equação 6.1, para separar a amostra em estrelas "ricas em α " (em roxo) e estrelas "pobres em α " (em verde). A caracterização das metalicidades, idades e dispersão vertical de velocidades indica claramente que se tratam de duas populações estelares distintas.

$$[\alpha/\mathrm{H}]_{\mathrm{sep.}} = \begin{cases} y_1, \text{ se } [\mathrm{Fe}/\mathrm{H}] \le x_1 \\ a \, [\mathrm{Fe}/\mathrm{H}] + b, \text{ se } x_1 < [\mathrm{Fe}/\mathrm{H}] < x_2 \\ y_2, \text{ se } [\mathrm{Fe}/\mathrm{H}] \ge x_2 \end{cases}$$
(6.1)

onde $a = (y_1 - y_2)/(x_1 - x_2)$ e $b = y_1 - a x_1$

Podemos observar na Figura 6.7 que há claramente uma diferença de idade entre as estrelas das duas populações. A população pobre em α é formada por estrelas predominantemente mais jovens, enquanto a maior parte das estrelas mais velhas se encontram na região das estrelas ricas em α . Essa diferença pode ser quantificada através da idade média de 7.0 Ga para a população rica em α e 4.3 Ga para a população pobre, que

TABELA 6.4. Caracterização das populações rica em α e pobre em α através da média e desvio padrão de suas metalicidades e idades. Também apresentamos a dispersão de velocidade vertical.

População	Definição	$\mu_{\rm [Fe/H]}$	$\sigma_{ m [Fe/H]}$	μ_t	σ_t	σ_W
rica em α	$[\alpha/\mathrm{Fe}] > \mathrm{Eq.}\ 6.1$	-0.07	0.34	7.0	2.7	21.9
pobre em α	$[\alpha/{\rm Fe}] < {\rm Eq.}$ 6.1	0.00	0.20	4.3	2.3	14.3



FIGURA 6.5. Diagrama $[\alpha/\text{Fe}] \times [\text{Fe}/\text{H}]$ que mostra existir uma bimodalidade de abundâncias químicas no levantamento S⁴N, a linha separatória apresentada em azul foi obtida de maneira independente por Haywood et al. (2013) e divide as estrelas ricas em α (roxo) das estrelas pobres em α (verde).



FIGURA 6.6. Distribuição de idades das estrelas da população rica em α (roxo) e das estrelas pobres em α (verde).

embora não possam ser diretamente interpretadas como a idade média destes grupos², são um forte indicativo de que compõem populações estelares distintas. Além disso, a população rica em α apresenta menor média de metalicidade e maior dispersão de velocidades vertical. Estes resultados são apresentados na Tabela 6.4 e as distribuições de idades das estrelas de cada grupo são apresentadas na Figura 6.6.

Assim como a distribuição de idades, esse resultado também lembra o modelo de disco fino e disco espesso da Galáxia: as estrelas ricas em α são mais antigas e apresentam maior dispersão vertical, compondo o disco espesso, enquanto as estrelas pobres em

²Para obter a média real das idades de cada grupo seria necessário aplicar correções semelhantes às que aplicamos para a obtenção do HFE, uma vez que também estão sujeitos aos mesmos processos que causam as despopulações de estrelas mais velhas discutidas anteriormente. Como a quantidade de estrelas que compoem a população rica em α é bem baixa, os resultados estariam muito sujeitos a flutuações estatísticas e não seriam confiáveis.



FIGURA 6.7. Repetição da Figura 6.5 destacando as diferenças de idade entre as estrelas das duas populações. A idade apresentada corresponde à idade mediana obtida pelo método combinado.

 α compoem o disco fino. A diferença em enriquecimento α nas duas populações pode ser explicada pela diferença de importância de diferentes processos que atuam no enriquecimento químico dessa populações: o disco espesso foi formado mais antigamente, justificando sua menor metalicidade média, e durante um período de tempo mais curto, sendo as supernovas de tipo II as principais responsáveis pela evolução química. Já a população referente ao disco fino se formou ao longo de um maior período de tempo, suficiente para que as supernovas tipo Ia participem ativamente no processo de evolução química. Esse tipo de supernova libera um material proporcionalmente menos enriquecido em elementos α que a supernova tipo II, resultando em uma população mais pobre nesses elementos.

Utilizando apenas as idades cinemáticas

O cenário discutido acima explica satisfatoriamente os resultados obtidos, mas é preciso considerar a possibilidade de existência de um viés em decorrência da dependência da metalicidade na determinação das idades isocronais, refletida nas idades combinadas. Por isso graficamos na Figura 6.8 a mesma distribuição, mas colorida apenas de acordo com a idade cinemática.

Verificamos que as conclusões discutidas acima ainda se mantêm nesse caso, embora as diferenças entre as populações sejam menos destacadas. Ainda que apenas as



FIGURA 6.8. Repetição da Figura 6.5 destacando as diferenças de idade entre as estrelas das duas populações. A idade apresentada corresponde à idade mediana obtida pelo método cinemático.

idades cinemáticas sejam consideradas, as estrelas mais jovens continuam se aglomerando na sequência de estrelas pobres em α , enquanto as estrelas mais enriquecidas nesse tipo de elementos são em média mais velhas. Podemos então concluir que nossa análise destes resultados é robusta, independente do método de datação utilizado, e representa uma propriedade real da população estelar local.

6.3.2.1 Resultado para os dados não calibrados

Uma outra questão que vale a pena ser discutida com relação a essa distribuição química é a importância da calibração efetuada nos parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas. Já haviamos demonstrado a necessidade de aplicar uma calibração ao comparar os dados originais com dados do LGC e com modelos de evolução estelar. Vemos agora que os dados originais também são incompatíveis com o esperado para a distribuição de abundâncias. Repetimos na Figura 6.9 a mesma distribuição da Figura 6.7 porém utilizando os dados não calibrados, inclusive para a determinação das idades utilizadas. Nesse caso não somos capazes de observar a separação entre estrelas pobres e ricas em α , sendo que a maior parte das estrelas se concentram justamente na região que deveria marcar a separação entre essas duas populações.



FIGURA 6.9. Distribuição de estrelas do S⁴N no diagrama $[\alpha/\text{Fe}] \times [\text{Fe}/\text{H}]$ para dados não calibrados. Neste caso apresentamos a distribuição com as metalicidades e abundâncias $[\alpha/\text{Fe}]$ originais do levantamento S⁴N, assim como a idade mediana combinada que leva em consideração as idades isocronais obtidas com os parâmetros atmosféricos originais.

Podemos então concluir que os dados originais não são compatíveis com o cenário de enriquecimento químico já estabelecido nos ultimos anos, enquanto o resultado obtido com o uso dos dados calibrados é equivalente ao que seria esperado neste contexto. Sendo assim, a análise de abundâncias químicas reforça ainda mais a necessidade da aplicação da calibração nos dados originais, além de indicar que a acurácia das abundâncias também foi aprimorada.

6.3.3 Distribuição de parâmetros orbitais

Seguimos nosso estudo caracterizando as propriedades cinemáticas da amostra. Diferentemente dos casos anteriores, a distribuição dos parâmetros cinemáticos obtidos não demonstra uma clara bimodalidade. Ainda assim, verificamos que as populações divididas por idade, ou por abundâncias químicas, apresentam significativas diferenças cinemáticas.

As distribuições de velocidades $UV \in VW$, representadas na Figura 6.10 apresenta uma clara correlação entre a dispersão e a idade. As estrelas mais jovens, representadas em tons de azul, apresentam baixa dispersão de velocidades. Já no caso das estrelas mais velhas, em vermelho, verifica-se um maior espalhamento. No geral vemos que essa distribuição é compatível com o modelo do elipsóide de velocidades, com um maior



FIGURA 6.10. Distribuição de estrelas do S⁴N nos planos UV e VW coloridas de acordo com a idade combinada mediana.



FIGURA 6.11. Distribuição de excentricidades (esquerda), distância máxima ao plano do disco (centro) e raio galactocêntrico médio (direita), para a amostra completa (histograma preenchido cinza) e para as populações jovem (azul) e antiga (vermelho).

excesso de estrelas velhas com baixa velocidade V, o que é um resultado previsto e conhecido como deriva assimétrica. Como usualmente visto na literatura, observamos uma maior dispersão no caso da componente U e menor dispersão no caso da componente W.

Com respeito às distribuições de parâmetros cinemáticos, Figura 6.11, vemos que a maior parte das estrelas da amostra apresenta baixa excentricidade e baixa distância máxima ao plano galáctico. Além de apresentarem em média um raio médio próximo ao da órbita do Sol (8 kpc), o que é esperado devido ao volume limitado da amostra. Ao dividir as estrelas da amostra de acordo com a idade, verificamos que a população



FIGURA 6.12. Distribuição de estrelas do S⁴N nos planos UV e VW coloridas de acordo com o enriquecimento α .

mais antiga apresenta uma distribuição distinta do restante da amostra: maiores excentricidades, maiores distâncias máximas ao plano e se distribuem ao longo de um maior intervalo de raios orbitais médios. Essa característica pode ser vista como um reflexo do aquecimento dinâmico do disco, que faz com que a órbita de estrelas mais velhas sejam progressivamente desviadas da órbita circular inicial. Sumarizamos estes resultados e também a dispersão de velocidades para as populações jovem e antiga na Tabela 6.5

Também caracterizamos as propriedades cinemáticas das populações estelares quando divididas de acordo com as abundâncias químicas. Verificamos que a população rica em α apresenta uma maior dispersão de velocidades quando comparada à população pobre em α (Figura 6.12). Vemos também que as estrelas ricas em α apresentam maiores excentricidades, distâncias máximas ao plano galáctico e se distribuem ao longo de um maior intervalo de raios orbitais médios (Figura 6.13) assim como acontece para as estrelas mais velhas. A caracterização destes parâmetros de acordo com a divisão feita através do enriquecimento α foi também incluída na Tabela 6.5

Podemos concluir que os resultados cinemáticos também são compatíveis com a existência de duas populações estelares distintas: uma velha e proporcionalmente enriquecida em elementos α e outra mais recente, pobre em elementos α . Contudo, não observamos uma bimodalidade na divisão como nos casos anteriores, o que indica ser mais adequado realizar a separação de ambas as populações através dos critérios de idade e de abundância química.



FIGURA 6.13. Distribuição de excentricidades (esquerda), distância máxima ao plano do disco (centro) e raio galactocêntrico médio (direita), para a amostra completa (histograma preenchido cinza) e para as populações rica em α (roxo) e pobre em α (verde).

TABELA 6.5. Caracterização das propriedades cinemáticas das populações divididas por idade e por abundâncias químicas. A tabela apresenta os resultados da dispersão de velocidades e dos valores médios e desvio padrão obtidos para a excentricidade, $z_{\rm max}$ e $R_{\rm med}$.

População	Definição	σ_U	σ_V	σ_W	μ_e	σ_e	$\mu_{z_{\max}}$	$\sigma_{z_{\max}}$	$\mu_{R_{ ext{med}}}$	$\sigma_{R_{ m med}}$
jovem	t < 8	31.6	21.8	14.2	0.13	0.07	0.19	0.16	8.2	1.0
antiga	t > 8	55.0	43.5	27.2	0.32	0.15	0.50	0.41	7.0	1.3
pobre em α	Eq. 6.1	31.6	24.4	14.3	0.14	0.08	0.19	0.17	8.2	1.0
rica em α	Eq. 6.1	44.9	37.7	21.8	0.21	0.13	0.34	0.34	7.6	1.2

Utilizando apenas as idades isocronais

Ao analisar as distribuições cinemáticas em função da idade, ignoramos os possíveis viéses introduzidos pelo uso das velocidades no método cinemático e refletido na idade combinada. A Figura 6.14 apresenta as distribuições UV e VW coloridas de acordo com a idade isocronal. Assim como no caso anterior, as estrelas mais jovens, em azul, aparecem mais concentradas que as estrelas mais velhas, em vermelho. Embora nesse caso a distinção seja mais tênue, nossa conclusão permanece inalterada, o que mostra que as características observadas são reais, e não apenas artifícios introduzidos pela dependência entre as velocidades e a idade caracterizada através do método combinado.

6.3.4 Relação abundância-cinemática

De maneira geral, vimos que a caracterização da amostra por idade, abundância e cinemática varia de acordo com a população selecionada. Verificamos agora com mais



FIGURA 6.14. Distribuição de estrelas do S⁴N nos planos $UV \in VW$, neste caso coloridas de acordo com a idade isocronal mediana.

detalhes como essas propriedades se relacionam entre si, começando pela relação entre metalicidade e propriedades cinemáticas (RMC).

6.3.4.1 Metalicidade vs. velocidades UVW

Na Figura 6.15 vemos como a metalicidade se relaciona com as componentes de velocidade $U, V \in W$. Colorimos as estrelas de acordo com a idade. A distribuição de estrelas nos planos $[Fe/H] \times U$ e $[Fe/H] \times W$ não apresenta nenhuma estrutura clara, mas verificamos novamente que a dispersão de velocidades, e a dispersão de metalicidades aumentam com a idade. Vemos ainda que as estrelas que apresentam baixa metalicidade são justamente as estrelas mais velhas, independentemente das velocidades que apresentam, o que é um indício de uma relação idade-metalicidade (RIM) que discutiremos com mais detalhes a seguir.

Já no caso da velocidade V, vemos que existe uma relação entre a velocidade e a metalicidade das estrelas mais velhas. As estrelas com metalicidade mais baixa apresentam também velocidades V mais afastadas da média. Esse fato já havia sido identificado por Allende Prieto et al. (2004), mas atribuído a flutuações estatísticas. Vemos aqui que essas estrelas apresentam ainda uma relação com a idade, sendo em geral mais velhas. Isso significa que as estrelas de metalicidade mais baixa apresentam órbitas que se afastam mais de órbitas circulares. Para conseguir interpretar esse resultado, analisamos a relação entre a metalicidade e o raio médio da órbita dessas estrelas.



FIGURA 6.15. Relação entre a metalicidade e as velocidades U (esquerda), V (centro) e W (direita), coloridas de acordo com a idade combinada mediana. Em todos os casos verificamos que a dispersão de velocidades e metalicidade aumenta com a idade. Além disso, a distribuição no plano [Fe/H] ×V apresenta uma estrutura que indica uma possível correlação.



FIGURA 6.16. Relação entre raio orbital médio e metalicidade (esquerda) e entre o raio médio e a abundância de elementos α . As estrelas são coloridas de acordo com a idade combinada mediana. Verificamos que as estrelas com raios médios mais afastados são sistematicamente mais pobres em [Fe/H] e mais ricas em [α /Fe].

6.3.4.2 Metalicidade vs. velocidades $R_{\rm med}$

A Figura 6.16 mostra que a RMC observada no caso da velocidade V é na verdade um reflexo do local de nascimento das estrelas, identificado pelo raio médio de suas órbitas. As estrelas, incluindo as estrelas velhas, cujos raios médios são próximos ao raio galactocêntrico do Sol, apresentam baixa correlação entre metalicidade e cinemática. Já as estrelas formadas em regiões mais distantes são também as mais pobres em metais e mais ricas em elementos tipo α . Esta questão já havia sido observada por Rocha-Pinto et al. (2006). Entre as estrelas que atualmente se encontram na Vizinhança Solar, as estrelas formadas a maiores distâncias são também as estrelas mais velhas, mas isso é um fato já esperado, uma vez que nossa amostra é local e o aquecimento dinâmico precisa ter agido nessas estrelas durante um longo período de tempo para que suas órbitas sejam suficientemente perturbadas para serem observadas na Vizinhança Solar.



FIGURA 6.17. Relação entre metalicidade e raio orbital médio para as estrelas ricas em α (roxo) e estrelas pobres em α (verde). As estrelas ricas em α apresentam uma maior dispersão e dominam a cauda de baixa metalicidades em raios médios mais baixos.

Como as estrelas mais velhas que apresentam raio galactocêntrico próximo ao solar não apresentam os mesmos valores baixos de metalicidade, podemos considerar que este resultado é um indício de que a relação idade–abundância (que veremos a seguir com mais detalhes) na Vizinhança Solar é afetada principalmente pela migração estelar e existência de gradientes químicos no disco, ao invés de ser causada pelo enriquecimento químico local.

Por fim, verificamos que a RMC depende também do enriquecimento α . A dispersão de raios médios da população rica em α é maior, como mostra a Figura 6.17. Além disso, verificamos que as caudas da relação RMC são povoadas de forma distinta: as estrelas formadas em raios galactocêntricos menores (abaixo da linha vermelha) são predominantemente ricas em α , que por sua vez são menos numerosas entre as estrelas formadas em raios maiores. Como o número de estrelas é baixo, é possível que este resultado ocorra devido a flutuações estatísticas. Contudo, também pode ser interpretado como um indício de que a população rica em α apresenta uma menor escala de comprimento³, o que já foi observado na literatura (Cheng et al., 2012).

Usando apenas um método de datação

Tanto a metalicidade usada na obtenção da idade isocronal, quando as velocidades usadas na obtenção da idade cinemática podem introduzir viéses na discussão

³A escala de comprimento é um parâmetro que descreve o perfil radial de densidade do disco quando aproximado por uma lei de potência proporcional a $\exp^{-\frac{r}{r_0}}$, onde r corresponde à distância galactocêntrica e r_0 à escala de comprimento.



FIGURA 6.18. Repetição da análise da Figura 6.16 colorindo as estrelas de acordo com as idades isocronal (paineis superiores) e cinemáticas (paineis inferiores). Percebemos que as conclusões discutidas ainda se sustentam quando apenas um método de datação é considerado.

da influência da idade na RMC. Na Figura 6.18 apresentamos os mesmos resultados da Figura 6.16, porém utilizando as idades isocronal e cinemática separadamente. Em ambos os casos verificamos que as estrelas que se formam mais distantes e apresentam abundâncias mais peculiares são também estrelas mais velhas, e que as estrelas velhas formadas em raios galactocêntricos próximos ao solar apresentam abundâncias seme-lhantes às estrelas jovens formadas nessa região. Concluímos então que a interpretação dos resultados independende do método utilizado para a datação estelar.

6.3.5 Relação idade-cinemática

Examinamos agora em detalhes a relação entre idade e parâmetros cinemáticos (RIC), começando pela relação entre as velocidade U, $V \in W$ e a idade (ver Figura 6.19). Verificamos o já bem conhecido aumento da dispersão de velocidades com a idade. Verificamos também que o aumento da dispersão não se deve exclusivamente à presença das estrelas ricas em α entre as estrelas mais velhas, sendo também observado entre as estrelas pobres em α . Este resultado indica que o aumento da dispersão com a idade não é apenas um reflexo da mistura entre duas populações com dispersões distintas, mas sim de um processo contínuo que age ao longo do tempo sobre as estrelas de uma



FIGURA 6.19. Relação entre idade combinada e as componentes de velocidade U (painel superior), V (painel central) e W (painel inferior). As estrelas são identificadas de acordo com as populações rica em α (roxo) e pobre em α (verde).

determinada população. O resultado obtido é, portanto, compatível com o modelo de aquecimento dinâmico do disco da Galáxia.

Na Figura 6.20, analisamos como a relação entre idade e componentes de velocidade se traduz na relação entre idade e parâmetros orbitais. Vemos um aumento progressivo da excentricidade, distância máxima ao plano do disco, e do intervalo de raios orbitais médios com a idade, o que também são reflexos do aquecimento dinâmico do disco. Verificamos ainda que a maior parte das estrelas com alto $z_{\rm max}$ fazem parte da população rica em α , mesmo esta sendo menos numerosa na amostra, compatível com o fato de essa população apresentar uma maior escala de altura⁴ (Bovy et al., 2012).

Usando apenas a idade isocronal

Na Figura 6.21, repetimos a análise da Figura 6.19, porém utilizando as idades isocronais. Neste caso o aumento da dispersão de velocidades com a idade só pode ser

⁴A escala de altura é um parâmetro que descreve o perfil vertical de densidade do disco quando aproximado por uma lei de potência proporcional a $\exp^{-\frac{z}{z_0}}$, onde z corresponde à distância ao plano do disco e z_0 à escala de altura.



FIGURA 6.20. Relação entre idade combinada e os parâmetros orbitais: excentricidade (painel superior), distância máxima ao plano do disco (painel central) e raio orbital médio (painel inferior). As estrelas são identificadas de acordo com as populações rica em α (roxo) e pobre em α (verde).



FIGURA 6.21. Relação entre idade isocronal e as componentes de velocidade U (painel superior), V (painel central) e W (painel inferior). As estrelas são identificadas de acordo com as populações rica em α (roxo) e pobre em α (verde).

observado para a componente V, e os resultados são, portanto, incompatíveis com os obtidos considerando o método combinado.

Neste caso, duas explicações são possíveis: ou a relação obtida com a idade combinada introduz viéses artificiais pelo uso das velocidades, ou as incertezas das idades isocronais são tão altas que impossibilitam a observação dessa característica. Acreditamos que a segunda causa é mais provável pelos seguintes motivos: (i) Este estimador apresenta uma baixa quantidade de estrelas com idades muito jovens e muito velhas, indicando que as idades estão sofrendo do viés que prioriza o centro do intervalo considerado. (ii) Este fato, atrelado às grandes incertezas do método isocronal isolado (3.1 Ga), causa uma mistura das estrelas de diferentes idades. Ou seja, as estrelas jovens com baixa dispersão se misturam com as estrelas velhas de alta dispersão, suavizando a relação entre dispersão de velocidades e idade. (iii) Por fim, destacamos que o resultado obtido com o método combinado é compatível com uma série de resuldados da literatura, que inclusive fazem uso apenas do método isocronal (e.g. Nordström et al., 2004; Koval' et al., 2009; Casagrande et al., 2011). Sendo assim, acreditamos que o resultado obtido através do método combinado é uma característica real e não um artificio introduzido pela dependência entre idades e velocidades, mesmo que neste caso a idade isocronal não corrobore este resultado.

6.3.6 Relação idade-abundâncias

A relação entre composição e idade é um importante fator no estudo da evolução química do meio interestelar da Galáxia (da Silva et al., 2012; Nissen, 2015). Um dos diferenciais da amostra S⁴N é o fato de apresentar as abundâncias de 17 elementos. Incluindo elementos resultantes dos processos α , $s \in r$, e elementos do pico do Fe, que são produzidos em diferentes tipos de regiões. Uma análise mais detalhada das abundâncias relativas destes elementos, e sua relação com a idade, pode fornecer vinculos para o HFE e para a taxa de ocorrência de supernovas de tipos Ia e II. Contudo, essa investigação mais detalhada se encontra além dos objetivos deste estudo, e nos limitamos a descrever as relações entre as abundâncias e a idade.

Apresentamos na Figura 6.22 a relação entre idade e abundância [X/H], onde X representa cada um dos 17 elementos da Amostra. Já na Figura 6.23 apresentamos a relação para a abundância relativa [X/Fe]. O gráfico relativo a cada elemento foi



FIGURA 6.22. Relação entre abundância [X/H] e idade para os 17 elementos da amostra. As cores representam o principal processo de formação de cada elemento.

colorido de acordo com o principal processo envolvido e verificamos que a relação entre abundância e idade para elementos oriundos de um mesmo processo é semelhante.

Com respeito às abundâncias [X/H], verificamos sistematicamente para todos os elementos que a dispersão aumenta com a idade, mas volta a cair após ≈ 8 Ga. O oxigênio apresenta um comportamento peculiar em comparação com os demais, apresentando uma maior abundância no caso de estrelas mais velhas. Os elementos do processo α (Mg, Si, Ca, Ti) e processo e (Fe, Co, Ni, Cu, Zn) apresentam um comportamento semelhante, sendo que os elementos do processo e apresentam maior dispersão para todas as idades. Em ambos os casos, as abundâncias permanecem aproximadamente constantes para idades jovens e intermediárias, e uma queda mais acentuada é observada para as estrelas mais velhas. Já os elementos do processo s apresentam uma queda na abundância [X/H] ao longo de todo o intervalo de idades. No caso do processo r, representado exclusivamente pelo elemento Eu, a abundância média permanece aproximadamente constante.

No caso das abundâncias relativas ao ferro, [X/Fe], a correlação com a idade é significativamente maior. Os elementos α , e o Sc, apresentam um aumento de abundância relativa com a idade, sendo menos significativo no caso do Ca. Neste caso, a relação é mais acentuada para as estrelas mais velhas, diferentemente dos elementos e, que também apresentam um aumento na abundância relativa com a idade, porém mais acentuado para as estrelas mais jovens. Os elementos do processo s apresentam uma pequena queda da abundância relativa com a idade, sendo mais acentuada apenas para o Ba. Para estes elementos, a dispersão da distribuição é alta para todas as idades. O mesmo ocorre para o Eu, com a diferença de que, neste caso, a abundância relativa aumenta com a idade.

Na Figura 6.24, analisamos com mais detalhes a relação entre abundância e idade e a dependência com metalicidade e excentricidade. Para minimizar as incertezas, calculamos as abundâncias médias dos elementos de cada processo: $[\alpha/Fe]$ corresponde à media das abundâncias de Mg, Si e Ti; e [s/Fe] dado pela média das abundâncias de Y, Ba, Ce e Nd. Não incluímos nessa análise os elementos do pico do ferro, uma vez que podem apresentar diferentes origens (Battistini & Bensby, 2015).

Assim como Haywood et al. (2013), observamos que a abundância relativa de elementos α aumenta com a idade. Verificamos que, excluindo alguns *outliers* de alta



FIGURA 6.23. Relação entre abundância $[\rm X/Fe]$ e idade para os 17 elementos da amostra. As cores representam o principal processo de formação de cada elemento.



FIGURA 6.24. Relação entre idade e abundâncias $[\alpha/\text{Fe}]$ (esquerda) e [s/Fe] (direita), coloridas de acordo com a metalicidade (painéis superiores) e com a excentricidade orbital (painéis inferiores). As linhas sólidas nos painéis inferiores correspondem a ajustes lineares feitos para estrelas com excentricidade baixa (e < 0.15, linha dourada) e alta (e > 0.15, linha verde-azulada).

metalicidade, essa relação é muito bem definida e apresenta baixa dispersão. No caso do processo s, a relação entre idade e abundância é bem definida até 5 Ga e a partir dessa idade observamos baixa correlação e uma grande dispersão nos valores. Essa mudança de inclinação para idades intermediárias também foi observada por Battistini & Bensby (2016). Neste caso também é possível perceber uma separação entre as estrelas de alta e baixa metalicidade, sendo que as estrelas de alta metalicidade tendem a apresentar abundâncias mais baixas de elementos s ao longo de toda a sequência.

Na Figura 6.24 vemos indícios de que a excentricidade orbital também tem influência na relação entre idade e abundância observadas. No caso das abundâncias de elementos α e elementos s, a inclinação da relação varia consideravelmente quando dividimos as estrelas entre as que possuem excentricidade menor que 0.15 e as que possuem excentricidade maior, como evidenciado pelos ajustes lineares representados pelas linhas sólidas. As estrelas que apresentam baixa excentricidade são justamente aquelas que apresentam raio galactocêntrico médio semelhante ao do Sol, e representam portanto o enriquecimento químico local. Já as demais estrelas são oriundas de diferentes regiões da Galáxia e suas abundâncias estão sujeitas a existência de gradientes químicos no disco e às particulares do enriquecimento químico de suas regiões de formação, tornando a interpretação dessas relações menos diretas. Gráficos como o da Figura 6.24 são uma mina de ouro para a compreensão da evolução da Galáxia como um todo. Os elementos do processo α são predominantemente gerados em supernovas tipo II (Woosley & Weaver, 1995; Ritter et al., 2018), enquanto os elementos do processo s são produzidos predominantemente por estrelas evoluidas de baixa massa, que se encontram em suas etapas finais de vida (Karakas & Lugaro, 2016). Dessa forma, a evolução das abundâncias químicas destes elementos tráz informação sobre a taxa de ocorrência de todos estes processos, que por sua vez estão vinculados a diversas propriedades como o histórico de formação estelar, o tempo de vida das estrelas em função da massa e a função de massa inicial. Portanto, estas relações correspondem a um importante vínculo observacional que precisa ser reproduzido pelos modelos de evolução química da Galáxia.

Como a construção de um modelo de evolução química fugiria ao escopo dessa tese, limitamos-nos a apresentar uma breve descrição qualitativa deste tema: A produção de elementos α está fortemente vinculada ao processo de formação estelar, uma vez que se originam do colapso de estrelas massivas, que vivem poucas dezenas de milhões de anos. Dessa forma, uma queda na abundância relativa de elementos α indica uma diminuição progressiva da formação estelar. Este resultado é compátivel com o HFE que derivamos na Seção 6.3.1. Já o aumento da abundância de elementos s no período mais recente pode ser explicado pelo fato de que progressivamente cada vez mais estrelas de baixa massa atingem a fase de AGB e contribuem para o enriquecimento químico do meio interestelar.

6.3.6.1 Uso de abundâncias para datação estelar

Spina et al. (2016) investigam a relação entre idade e abundâncias químicas de diversos elementos de estrelas gêmeas solares. Os autores observam uma forte correlação entre a abundância relativa [Y/Mg] e a idade e sugerem que essa abundância possa ser usada para datação estelar. Verificamos que também é possível observar essa correlação para as estrelas de nossa amostra (ver Figura 6.25, - paineis superiores, inclusive quando apenas a idade cinemática é considerada). Contudo, a relação que obtemos apresenta uma dispersão muito maior que a observada por Spina et al. (2016), provavelmente devido às maiores incertezas observacionais com as quais lidamos nesse estudo.



FIGURA 6.25. Relação entre idade e abundâncias [Y/Mg] (painel superior) e abundância $[s/\alpha]$ (painel inferior), onde s e α correspondem às médias das abundâncias dos elementos do processo s, α , respectivamente. As relações são apresentadas tanto para a idade medianda combinada (esquerda) quanto para a idade mediana cinemática (direita). As estrelas são coloridas de acordo com a metalicidade.

Verificamos, contudo, que essa limitação de incertezas pode ser contornada através do uso de abundâncias médias. Como os demais elementos do processo s apresentam comportamento semelhante ao Y, e os elementos do processo α são semelhantes ao Mg, observamos no painel inferior da Figura 6.25 que o uso das abundâncias médias relativas desses processos (que designamos $[s/\alpha]$) apresentam uma relação mais evidente com a idade. Sugerimos então que essa razão de abundâncias pode ser utilizada com o objetivo de datação estelar.

6.4 Conclusões

Fizemos uso das idades e parâmetros orbitais obtidos no Capítulo 5 para as estrelas do levantamento S^4N para investigar uma série de propriedades das estrelas da vizinhança local e interpretamos os resultados no contexto dos modelos de estrutura e evolução da Galáxia.

Através da distribuição de idades, corrigida pelos mecanismos de despovoamento relacionados à evolução estelar e aumento da escala de altura, observamos índicios da existência de dois picos de formação estelar seguidos por um gradativo decréscimo. Verificamos que a idade de 8 Ga marca a divisão entre estes dois regimes de formação estelar e caracterizamos ambas as populações estelares. Verificamos que a população mais velha apresenta metalicidades sistematicamente mais baixas e abundância relativa de elementos α mais altas, além de apresentar uma maior dispersão vertical de velocidades.

Também verificamos existência de uma bimodalidade na população local ao analisar o diagrama $[\alpha/\text{Fe}] \times [\text{Fe}/\text{H}]$. E dividimos a amostra em populações rica em α e pobre em α . Caracterizando dessa maneira, verificamos que a população rica em α apresenta idades maiores e uma maior dispersão vertical de velocidades. Estes resultados são similares à bimodalidade da população de disco, usualmente referidos como *disco fino* e *disco espesso*, embora as incertezas observacionais não nos permitam caracterizar corretamente as propriedades de ambas as populações sem que exista contaminação entre elas.

Analisamos a distribuição de parâmetros cinemáticos e verificamos que as estrelas mais velhas e as estrelas enriquecidas em α apresentam uma maior dispersão de velocidades, maiores valores de excentricidade e distância máxima ao plano do disco, e se distribuem ao longo de um maior intervalo de raio orbital médio.

A análise da relação entre parâmetros cinemáticos e abundância química, principalmente com respeito à componente de velocidade V e ao raio orbital médio, indica que as estrelas oriundas de regiões mais distântes do raio galactocêntrico do Sol são mais velhas e mais pobres em metais. O que sugere que a migração estelar também cumpre um papel importante na relação idade-abundância observada para as estrelas da vizinhança Solar.

Com respeito à relação idade–abundâncias, verificamos que as abundâncias relativas de elementos α e de elementos do pico do ferro aumentam com a idade, assim como a abundância de európio, único elemento da amostra predominantemente originado a partir do processo r. Já no caso dos elementos do processo s, as abundâncias diminuem com a idade, sendo a queda mais acentuada no caso do bário.

A abundância média dos elementos de tipo α e de tipo s apresenta uma correlação ainda mais destacada com a idade estrelar. A abundância [α /Fe] aumenta gradativamente com a idade e apresenta baixa dispersão, principalmente se desconsiderarmos os outliers de alta metalicidade. Já a correlação entre idade e abundância [s/Fe] é mais significativa para as estrelas mais jovens que 5 Ga e que apresentam baixa excentricidade, onde um claro declínio com a idade pode ser observado. Quando a excentricidade é levada em consideração, verificamos que a evolução das abundâncias das estrelas de baixa excentricidade é compatível com um processo de enriquecimento químico local no qual há diminuição da taxa de formação estelar no tempo. Entre as estrelas mais velhas, a contribuição da migração estelar se torna mais evidente.

Por fim, verificamos também que existe uma alta correlação entre idade e a abundância $[s/\alpha]$, correspondente à abundância relativa média entre elementos formados predominantemente pelo processo s e pelo processo α . Sugerimos que essa relação possa ser explorada como um método de datação estelar.
Capítulo 7

Idade cinemática para 1I/'Oumuamua

"Put two ships in the open sea, without wind or tide, and, at last, they will come together. Throw two planets into space, and they will fall one on the other. Place two enemies in the midst of a crowd, and they will inevitably meet; it is a fatality, a question of time; that is all."

Jules Verne

Aplicamos por fim o método cinemático ao objeto interestelar 'Oumuamua, demonstrando a universalidade de aplicação dessa metodologia para a datação com base nas características da órbita galáctica. Este capítulo foi publicado no estudo de Almeida-Fernandes & Rocha-Pinto (2018b) na revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, volume 480, páginas 4903–4911.

7.1 Introdução

A descoberta do objeto interestelar 11/'Oumuamua pelo levantamento Pan-STARRS (Chambers et al., 2016) em outubro de 2017 (Williams, 2017a,b), e confirmação de sua origem interestelar (de la Fuente Marcos & de la Fuente Marcos, 2017), definem o surgimento de um novo campo de estudo em astrofísica: o estudo direto de materiais provenientes de outros sistemas estelares. No caso do Sol, obtemos informações cruciais de sua natureza a partir do estudo de asteroides, que nos permitem conhecer suas abundâncias químicas (Palme, 1988) e sua idade (Bouvier & Wadhwa, 2010) com uma precisão inatingível por qualquer outro método. A análise de objetos asteroidais nãoligados (OANs) como o 'Oumuamua pode nos permitir acessar esse tipo de informação de outros sistemas estelares.

Atualmente os esforços se concentram na determinação da raridade desses objetos e em tentativas de identificar seu sistema estelar de origem. Portegies Zwart et al. (2018) levam em conta o volume amostrado pelo levantamento Pan-STARRS para estimar a densidade numérica de OANs e obtêm o resultado de 7.0×10^{14} pc⁻³. Eles estimam a ocorrencia de 2-12 encontros por ano. Com respeito à identificação de sua origem, Mamajek (2017) verificam que a velocidade espacial do 1I não é compatível com nenhuma estrela próxima, enquanto Gaidos et al. (2017) sugerem que sua origem pode ser as associações de Carina ou Columba, uma vez que suas velocidades diferem por menos de 2 km s^{-1} . Feng & Jones (2018) vão mais além e integram a órbita de 0.23 milhão de estrelas bem como a de 'Oumuamua, e fornecem uma lista de 109 estrelas candidatas que apresentam encontros mais próximos que 5 pc em algum ponto de suas órbitas (17 dos quais se aproximam mais de 2 pc).

Outros estudos se dedicam a investigar as características do corpo, o que além de fornecer pistas sobre sua origem, pode elucidar questões relacionadas à formação e evolução de sistemas planetários (e.g. Raymond et al., 2018). Análises da curva de luz indicam que 'Oumuamua apresenta um formato alongado não usual, com uma razão entre os eixos que pode chegar a 10:1; e um período de rotação de aproximadamente 8 horas (Knight et al., 2017; Bolin et al., 2018; Jewitt et al., 2017). Análises espectroscópicas não apresentam evidências de atividade cometária (Ye et al., 2017), mas desvios de sua trajetória prevista por interação gravitacional indicam que alguma quantidade de material está sendo ejetada de sua superfície (Micheli et al., 2018). Sua cor é mais avermelhada que a de asteroides mas é compatível com a coloração de objetos do cinturão de Kuiper (Masiero, 2017). Fitzsimmons et al. (2018) sugere que a superfície deve ser rica em compostos orgânicos de maneira similar a de asteroides das regiões externas do Sistema Solar com base em seu espectro avermelhado e sem características visíveis. Contudo, a idade do objeto, que também pode fornecer pistas sobre sua natureza e origem, permanece desconhecida. Neste estudo, objetivamos a determinação de sua idade a partir dos vínculos relacionados a sua órbita galáctica.

Conhecer a idade de formação de OANs é importante por diversas razões: (i) ajuda a limitar a lista de possíveis sistemas estelares de origem; (ii) combinada às abundâncias químicas desse e outros objetos desse tipo futuramente observados, é uma potencial ferramenta para o estudo da evolução química de nossa Galáxia; (iii) fornece informação a respeito da dinâmica e evolução de discos proto-planetários; (iv) e por fim, considerando que a velocidade *UVW* desse tipo de objeto pode ser conhecida com uma precisão muito maior que a de estrelas, suas órbitas podem elucidar questões relacionadas à dinâmica da Galáxia em geral e aos mecanismos de aquecimento dinâmico.

Neste estudo caracterizamos a idade de 'Oumuamua a partir de uma função de densidade de probabilidade obtida através da relação entre a distribuição de parâmetros cinemáticos e a idade. Nossa metodologia consiste no método Cinemático, descrito no Capítulo 2. Na Seção 7.3 apresentamos os resultados da integração orbital e da idade obtida. Finalmente, na Seção 7.4 apresentamos nossas conclusões.

7.2 Metodologia

Como discutimos anteriormente, a dispersão de velocidades de um grupo de estrelas aumenta com a idade deste grupo (e.g. Wielen, 1977; Nordström et al., 2004; Casagrande et al., 2011; Martig et al., 2014). Essa relação pode ser interpretada como o processo de aquecimento dinâmico que age sobre as órbitas galácticas das estrelas e pode ser causado por nuvens moleculares massivas (e.g. Lacey, 1984; Hänninen & Flynn, 2002), interações com as estruturas não axissimétricas da Galáxia como a barra (e.g. Saha et al., 2010; Grand et al., 2016) e os braços espirais (e.g. Carlberg & Sellwood, 1985; Martinez-Medina et al., 2015) e devido a processos de *merger* com galáxias satélite (e.g. Velazquez & White, 1999; House et al., 2011).

No Capítulo 2, estudamos a relação entre idade e distribuição de velocidade espacial com respeito ao Sistema Local de Repouso (SLR). Utilizamos uma abordagem Bayesiana para derivar uma função de densidade de probabilidade (pdf) para a idade da estrela com base exclusivamente em sua velocidade espacial. Apesar de termos discutido a metodologia apenas para estrelas, argumentamos aqui que ela pode também ser utilizada para a datação de OANs e verificamos as limitações impostas pela natureza destes objetos.

Para que o método cinemático seja válido para OANs, o processo de aquecimento dinâmico de suas órbitas galácticas precisa ser semelhante ao que é observado para as estrelas. A partir de algumas considerações, podemos inferir a validade dessa condição. Primeiramente, espera-se que o 'Oumuamua tenha coalescido no disco proto-planetário de uma estrela recém-formada, e portanto apresentava inicialmente a mesma órbita galáctica da estrela central de seu sistema planetário. Sendo assim, antes da ejeção do corpo, a condição necessária para o método cinemático é diretamente verificada: qualquer variação na órbita galáctica da estrela também ocorrerá para todos os corpos que permanecem gravitacionalmente ligados a ela. A conclusão de que o processo continua agindo da mesma forma após a ejeção do corpo também pode ser explicada de maneira simples: o aquecimento dinâmico ocorre devido a colisões com corpos muito mais massivos que as estrelas, de forma que suas massas podem ser desprezadas na modelagem da interação. Essa aproximação é ainda mais válida para os OANs, que por sua vez são ainda muito menos massivos que as estrelas. Portanto, após se desligarem de sua estrela parental, esperamos que a órbita galáctica desses objetos evolua da mesma maneira que ocorre para as estrelas.

Ainda que o processo de aquecimento dinâmico seja o mesmo durante toda a vida do OAN, ainda temos que considerar a variação orbital galáctica causada pelo processo de ejeção da estrela parental. Se a velocidade de ejeção for próxima da velocidade de escape da estrela, a velocidade excedente (que corresponde à velocidade entre o OAN e a estrela parental em uma distância infinita) será próxima de zero, e a órbita galáctica não seria significativamente afetada pela ejeção. Nesse caso, a relação entre a distribuição de velocidades dos OANs e suas idades seria exatamente a mesma observada para as estrelas e o método cinemático poderia ser aplicado sem nenhuma ressalva. Contudo, nos casos em que a velocidade excedente é não nula, devemos considerar que existe um impulso adicional no processo de evolução das velocidades orbitais. A abordagem que escolhemos para tratar deste problema foi aplicar o método cinemático considerando o caso em que a velocidade de ejeção é próxima da velocidade de escape. Posteriormente, na Seção, 7.3.3 investigamos o reflexo na pdf da idade causado por um impulso adicional nas velocidades.

Uma última condição que precisa ser válida para permitir a aplicação do método é a de que o Sol seja a primeira estrela a ser visitada pelo OAN. A razão para isso é o fato de que se descarta interações de estrelas com estrelas para a explicação da relação entre idade e distribuição de velocidades. Isso ocorre pois a densidade de estrelas é muito baixa, fazendo com que estes encontros sejam extremamente raros. Através de extimativas aproximadas Chandrasekhar (1942) demonstra que a expectativa de tempo decorrido entre interações de duas estrelas que afetem significativamente suas órbitas é da ordem de 10¹⁴ Ga, o que é bem superior à idade do Universo e significa que a grande maioria das estrelas nunca passou por um encontro desse tipo. Ainda assim, observamos o 'Oumuamua interagir com uma estrela, o Sol, sugerindo que os encontros entre OANs e estrelas são muito mais comuns do que os encontros entre duas estrelas. Isso pode ser explicado pelo fato de que a densidade de OANs é muito maior que a densidade de estrelas na Galáxia, como estimado por Portegies Zwart et al. (2018) que sugere uma quantidade equivalente a uma dúzia de OANs atravessando o Sistema Solar por ano. Contraintuitivamente, isso não anula a condição de que o Sol seja a primeira estrela visitada pelo 'Oumuamua. Ainda que uma estrela seja visitada por diversos OANs ao longo do ano, a escala de tempo esperada para o encontro entre um corpo específico deste tipo e uma estrela será a mesma esperada para o encontro entre duas estrelas. uma vez que essa condição é regida pela densidade de estrelas presentes na Galáxia, e não de OANs.

Dadas as considerações apresentadas, adotamos que a órbita galáctica de OANs está sujeita ao mesmo processo de aquecimento dinâmico das estrelas. Utilizamos então o modelo de distribuição de velocidades ajustado no Capítulo 2 para aplicar o método cinemático e obter uma função de densidade de probabilidade para estes objetos e, a partir disso, caracterizar suas idades. As equações utilizadas para a determinação da pdf são então:

$$p(\log t|U, V, W) \propto \prod_{i=1,2,3} \left[\frac{1}{(2\pi)^{12} \sigma_i (\log t)} \exp\left(-\frac{v_i^2}{2\sigma_i (\log t)^2}\right) \right] p(t),$$
(7.1)

onde p(t) corresponde à distribuição de probabilidade *a priori* para a idade; e as componentes de velocidade são dadas por:

$$v_1 = (U + U_{\mathfrak{P}}) \cos \ell_v + (V + V'_{\mathfrak{P}}) \sin \ell_v, \qquad (7.2a)$$

$$v_2 = -(U + U_{\mathfrak{P}}) \sin \ell_v + (V + V'_{\mathfrak{P}}) \cos \ell_v,$$
 (7.2b)

$$v_3 = W + W_{\mathcal{Q}_{\perp}} \tag{7.2c}$$

Os ajustes dos parâmetros que descrevem as relações com idade, obtidos no Capítulo 2 através do uso do levantamento Geneva-Copenhagen foram:

$$\sigma_1 = 22.0 t^{0.33} \,, \tag{7.3a}$$

$$\sigma_2 = 11.9 t^{0.42} \,, \tag{7.3b}$$

$$\sigma_3 = 9.1 t^{0.48} \,, \tag{7.3c}$$

$$\ell_v(t) = 0.41 \, \exp(-0.37 \, t) \tag{7.3d}$$

$$V'_{\mathfrak{P}(t)} = 0.17 t^2 + 0.63 t + V_{\mathfrak{P}}.$$
(7.3e)

Os termos $U_{\mathfrak{P}}$, $V_{\mathfrak{P}}$ e $W_{\mathfrak{P}}$ correspondem às componentes de velocidade peculiar do Sol. Neste caso, utilizaremos diversos conjuntos de valores para investigar se as incertezas desses valores afetam as conclusões obtidas.

7.3 Resultados e discussão

7.3.1 Órbita galáctica de 'Oumuamua

Começamos nossa análise através da comparação entre os parâmetros orbitais de 11/'Oumuamua e os parâmetros das estrelas do GCS. Obtivemos os parâmetros através da integração numérica de sua órbita no passado (anterior à passagem pelo Sistema Solar). Utilizamos o integrador galpy (Bovy, 2015) e as velocidades derivadas por Mamajek (2017): $(U, V, W) = (-11.457, -22.395, -7.746) \text{ km s}^{-1}$. Ressaltamos que esta análise é feita considerando a órbita galáctica do corpo, que não tem relação com sua órbita em torno do Sol. A velocidade espacial utilizada para a integração orbital corresponde à velocidade que o corpo apresentava antes de seu encontro com o Sistema Solar.

Consideramos diversos modelos para a Galáxia com o objetivo de verificar como os resultados obtidos são afetados por essas escolhas. Realizamos as integrações orbitais para dois modelos de potencial distintos oferecidos pelo galpy: *MWPotential* e *MW-Potential2014*. Ambos os potenciais correspondem a uma combinação de uma lei de potência truncada, que descreve o bojo, um potencial *Miyamoto-Nagai* para o disco e um potencial *Navarro-Frenk-White* para descrever o halo. A principal diferença entre os



FIGURA 7.1. Trajetória galáctica de 'Oumuamua integrada no passado ao longo de várias órbitas (≈ 3.5 Ga) para os oito modelos descritos na Tabela 7.1. Apesar de o formato das órbitas variar de um potencial para outro, os parâmetros orbitais ($e, z_{\max}, R_{\min} \in R_{\max}$) não variam significativamente (em comparação com o intervalo destes parâmetros observado para estrelas da Vizinhança Solar). Variações em $R_0 \in v_0$ não afetam o formato da órbita, mas causam deslocamentos nas trajetórias. Os parâmetros que mais afetam as trajetórias obtidas são as componentes de velocidade peculiar do Sol.

dois potenciais é o fato de que o MWPotential2014 foi ajustado considerando restrições dinâmicas observadas na Via Láctea (ver Bovy, 2015, para mais detalhes). Também utilizamos dois conjuntos diferentes para a distância galactocêntrica do Sol e para a velocidade do Sistema Local de Repouso neste raio, além de dois conjuntos para as componentes de velocidade peculiar do Sol. A orbita resultante no plano zR é apresentada na Figura 7.1. Os parâmetros usados em cada integração e os resultados obtidos são apresentados na Tabela 7.1.

Os valores extremos foram destacados em negrito e nos permitem concluir que, considerando todos os modelos, os parâmetros que definem a órbita galáctica de 'Oumuamua estão entre o intervalo 0.043-0.076 para a excentricidade (e), 27.05-27.91 pc para a distância máxima ao plano do disco (z_{max}), 6.89-7.53 para o raio perigaláctico e 8.00-8.23 para o apogaláctico.

Na Figura 7.2 comparamos a relação entre idade e os parâmetros orbitais derivados para o 'Oumuamua (a região sombreada em vermelho delimita o intervalo dos valores obtidos) e os parâmetros das 12337 estrelas do levantamento Geneva-Copenhagen (LGC) com idades conhecidas. A curva preta delimita os valores médios observados para as estrelas em função da idade.

Vemos uma clara correlação entre a idade e os parâmetros cinemáticos para as estrelas da Vizinhança Solar, incluindo o raio perigaláctico e apogaláctico, uma vez que apenas estrelas provenientes de regiões mais distantes da Galáxia que já tenham

TABELA 7.1. Parâmetros cinemáticos da órbita galáctica de 'Oumuamua: excentricidade (e), distância máxima ao plano do disco (z_{\max}) , raio perigaláctico (R_{\min}) raio apogaláctico (R_{\max}) , obtido através de integração orbital considerando 8 modelos diferentes de potencial para a Galáxia. São considerados: dois potenciais fornecidos no código galpy, MWPotential2014 e MWPotential; dois conjuntos de velocidade solar (A&R18, Koval' et al., 2009); e dois conjuntos de raio galactocêntrico do Sol (R_0) e velocidade do SLR (v_0) . Os valores extremos são destacados em negrito.

id	Potential	U_{\odot} km s ⁻¹	V_{\odot} $km s^{-1}$	W_{\odot} km s ⁻¹	R_0	v_0 km s ⁻¹	e	$z_{ m max}$ pc	$R_{ m min}$	$R_{ m max}$
$ \begin{array}{c} 1 \\ 2 \\ 3 \\ 4 \\ 5 \\ 6 \\ 7 \end{array} $	MWPotential2014 MWPotential2014 MWPotential2014 MWPotential MWPotential MWPotential MWPotential	$9.8 \\ 9.8 \\ 5.1 \\ 5.1 \\ 9.8 \\ 9.8 \\ 5.1$	$12.5 \\ 12.5 \\ 7.9 \\ 7.9 \\ 12.5 \\ 12.5 \\ 7.9 \\ 7.9 \\ 12.5 \\ 7.9 \\$	7.2 7.2 7.7 7.7 7.2 7.2 7.2 7.7	8.0 8.2 8.0 8.2 8.0 8.2 8.0 8.2 8.0	220.0 232.8 220.0 232.8 220.0 232.8 220.0 232.8 220.0	0.050 0.048 0.076 0.072 0.045 0.043 0.068	27.91 27.86 27.06 27.06 27.75 27.71 27.05	7.23 7.45 6.89 7.12 7.31 7.53 7.00	8.00 8.20 8.03 8.23 8.00 8.20 8.03
8	MWPotential	5.1	7.9	7.7	8.2	232.8	0.065	27.05	7.23	8.23



FIGURA 7.2. Relação entre idade e parâmetros orbitais: excentricidade orbital (e), distância máxima ao plano do disco (z_{max}) , raio perigaláctico (R_{\min}) e raio apogaláctico (R_{\max}) , para as estrelas do LGC. Para comparação, os valores obtidos para 'Oumuamua são representados pela região sombreada vermelha, que delimita os valores extremos obtidos através de 8 diferentes modelos da Galáxia. A linha preta representa a média dos valores obtidos para as estrelas em função da idade.



FIGURA 7.3. Distribuição de velocidade nos planos UV (painéis superiores) e VW (painéis inferiores) para as estrelas do LGC separadas em quatro grupos de diferentes idades: $\log t(\text{anos}) \leq 9.1$ (esquerda); $9.1 < \log t(\text{anos}) \leq 9.4$ (centro-esquerda); $9.4 < \log t(\text{anos}) \leq 9.8$ (centro-direita); and $\log t(\text{anos}) > 9.8$ (direita). As linhas pretas representam a média e os desvios padrão de cada distribuição.

adquirido altas excentricidades (e portanto mais velhas) serão observadas próximas do Sol. No geral, observamos que as estrelas mais velhas têm uma maior tendência em apresentar orbitas não-circulares e não-planares, o que é um reflexo do processo de aquecimento dinâmico do disco. Dessa forma, valores altos de excentricidade, $z_{\rm max}$ e raio apogaláctico e valores baixos de raio perigaláctico para estrelas da vizinhaça Solar são um forte indicativo de idades mais avançadas, e o oposto também é válido no caso contrário. No caso do 'Oumuamua, vemos que os parâmetros determinados se aproximam mais dos valores médios de estrelas mais jovens, sugerindo qualitativamente que este corpo também é jovem. Para quantificar a distribuição de probabilidade de idade e caracterizar a idade do 'Oumuamua, aplicamos o método cinemático desenvolvido no Capítulo 2 da mesma forma como aplicamos para as estrelas.

7.3.2 Aplicação do método cinemático

Como observamos na Figura 7.2, é possível que estrelas de todas as idades apresentem órbitas circulares e planares; porém, ao considerar estrelas mais velhas, torna-se cada vez mais comum encontrar estrelas com órbitas mais excêntricas que se afastam do disco. A evolução temporal da distribuição dos parâmetros orbitais faz com que a probabilidade de uma estrela apresentar determinados parâmetros orbitais dependa da idade. O mesmo efeito é observado no espaço de velocidades apresentado na Figura 7.3, onde são apresentadas as distribuições das componentes de velocidade nos planos UV e UW para as estrelas do levantamento Geneva-Copenhagen divididas em quatro grupos de idade: $\log t(\operatorname{anos}) \leq 9.1$ (esquerda); $9.1 < \log t(\operatorname{anos}) \leq 9.4$ (centro-esquerda); $9.4 < \log t(\operatorname{anos}) \leq 9.8$ (centro-direita); e $\log t(\operatorname{anos}) > 9.8$ (direita). O círculo e a linha pretos representam, respectivamente, a média e o desvio padrão de cada distribuição. A velocidade de 'Oumuamua encontra-se representada como o círculo vermelho. Como esperado, vemos o aumento da dispersão de velocidades em função das idades dos grupos e que a média em V é progressivamente mais negativa.

Aplicamos então a equação 7.1 para obter a função de densidade de probabilidade para a idade do 'Oumuamua. Para a prior p(t), consideramos apenas que a idade não pode exceder 13.8 Ga e atribuimos igual probabilidade para as demais idades. Isso significa que não estamos considerando nenhuma informação extra além da idade do Universo e das componentes de velocidade espacial para derivar a idade, mas também pode ser fisicamente interpretado como a adoção de uma taxa de formação estelar constante ao longo da vida da Galáxia. Diferentemente do que foi feito nos capítulos anteriores, escolhemos trabalhar com log t ao invés de simplesmente t. O motivo dessa escolha é o fato de observarmos que a pdf obtida apresenta uma variação muito menos expressiva para idades velhas em comparação com as idades jovens. Dessa forma, variações uniforme em t estão vinculadas a variações muito distintas em probabilidade nas duas caudas da distribuição. Já no caso de log t a distribuição é consideravelmente mais simétrica, o que favorece a caracterização das idades e a estimação das incertezas.

Para levar em conta a incerteza introduzida pelo fato de não conhecermos com exatidão o valor das componentes de velocidade solar, consideramos 6 conjuntos diferentes para UVW: um obtido neste estudo no Capítulo 2 e os demais retirados da literatura. As pdfs resultantes são apresentadas na Figura 7.4. Caracterizamos a idade através dos estimadores pontuais correspondentes ao logaritmo da idade mais provável (log $t_{\rm ML}$) e ao logaritmo da idade esperada (log $t_{\rm E}$):

$$\log t_{\rm MP} = \operatorname*{arg\,max}_{t} f(\log t) \tag{7.4a}$$

$$\log t_{\rm E} = \int_{-\infty}^{\infty} \log t \, f(\log t) \, \mathrm{d} \log t \tag{7.4b}$$

onde $f(\log t)$ representa $p(\log t|U, V, W)$.

Calculamos ainda o espalhamento das pdfs através dos percentis de 2.5%, 16%, 84% e 97.5%, que podem ser utilizados como indicadores da incerteza dos estimadores



FIGURA 7.4. Pdfs de idade obtidas através do Metodo Cinemático para o OAN 'Oumuamua considerando seis conjuntos diferentes para as componentes de velocidade peculiar do Sol (ver Tabela 7.2). Exceto para UVW_{\odot} (Kov+09) e UVW_{\odot} (Coş+11), as diferenças entre as pdfs obtidas são desprezíveis.

TABELA 7.2. Idades caracterizadas a partir das pdfs obtidas com o Método Cinemático. Consideramos os seis valores de velocidade solar listados na tabela e derivamos a idade mais provável, idade esperada e idade dos percentís de 2.5%, 16%, 50%, 84% e 97.5% de cada distribuição. Os valores mais extremos foram destacados em negrito e desconsiderados no cálculo da média.

					$\log t$ percentiles					
U_{\odot}	V_{\odot}	W_{\odot}	Reference	$\log t_{\mathrm{M}}$	$L\log t_{\rm E}$	2.5%	16%	50%	84%	97.5%
9.8	12.5	7.2	A&R18	8.64	8.81	8.04	8.35	8.75	9.26	9.80
14.1	14.6	6.9	Francis & Anderson (2014) (F&A14)	8.62	8.78	8.03	8.33	8.72	9.23	9.78
6.0	10.6	6.5	Bobylev & Bajkova (2014) (B&B14)	8.68	8.85	8.08	8.38	8.79	9.31	9.83
8.8	14.2	6.6	Coşkunoğlu et al. (2011) (Coş+11)	8.58	8.74	7.98	8.28	8.68	9.19	9.75
11.1	12.2	7.2	Schönrich et al. (2010) (Sch+10)	8.66	8.83	8.07	8.37	8.77	9.29	9.82
5.1	7.9	7.7	Koval' et al. (2009) (Kov+09)	8.78	8.94	8.17	8.48	8.89	9.41	9.89

de idade. O resultado para todos os valores de velocidade peculiar são apresentados na Tabela 7.2. Removendo os dois casos mais extremos e tomando a média dos demais resultados, obtemos as idade de log $t_{\rm ML} = 8.65$ ($t_{\rm ML} = 0.45$ Ga) e log $t_{\rm E} = 8.82$ ($t_{\rm E} = 0.66$ Ga). Ambos os estimadores são afetados por diferentes vieses: a idade mais provável tende a assumir os valores extremos do intervalo de idades considerado, enquanto a idade esperada é enviesada em direção ao centro deste intervalo devido ao grande espalhamento da pdf. Por conta disso, como desenvolvido no Capítulo 2, minimizamos estes vieses através do uso de uma média ponderada entre os dois estimadores. Para o caso de 'Oumuamua, a idade resultante corresponde a $t_{\rm kin} = 0.50$ Ga. Utilizando os percentis de 16% e 84% como uma aproximação de σ_t , obtemos por fim a caracterização da idade com sua respectiva incerteza: $t_{\rm cin} = 0.50^{+1.37}_{-0.27}$ Ga.

A distribuição das idades obtidas através do uso de diferentes velocidades solares

nos permite estimar como a incerteza neste parâmetro interfere na idade caracterizada. O desvio padrão dos valores é de 0.07 Ga para a idade mais provável e de 0.10 Ga para a idade esperada, que se traduzem em uma incerteza adicional de 0.08 Ga para a idade cinemática.

7.3.3 Incerteza gerada pelo processo de ejeção

Uma das hipóteses que fizemos ao aplicar o método cinemático foi a de que a órbita galáctica do 'Oumuamua não diferiu significativamente da órbita de sua estrela parental. Investigamos agora a robustez da idade inferida considerando diferentes velocidades de escape e verificando as diferenças nas idades caracterizadas.

A magnitude da velocidade que é acrescida às componentes de velocidade espacial U, V, W corresponde à velocidade excedente, v_{∞} , que se refere à velocidade do corpo em relação à estrela parental quando a distância entre eles tende ao infinito. A velocidade excedente é relacionada à velocidade de escape, v_e , e à velocidade do momento de ejeção, v, pela relação:

$$v_{\infty}^2 = v^2 - v_e^2 \tag{7.5}$$

Segue da Equação 7.5 que a velocidade excedente é nula quando a velocidade de ejeção equivale à velocidade de escape. Nesse caso, o corpo seguirá uma órbita galáctica similar à de sua estrela parental. Este é o caso mais ideal, no qual o método cinemático é válido sem ressalvas. Nos casos em que a velocidade de ejeção é maior que a velocidade de escape, podemos considerar que o corpo sofre um "empurrão" adicional no processo de aquecimento dinâmico, o que afeta a determinação de sua idade.

Verificamos o quanto esse excesso de velocidade de ejeção pode afetar a idade obtida considerando dois casos: $v_{\infty} = 5 \,\mathrm{km}\,\mathrm{s}^{-1}$ e $v_{\infty} = 10 \,\mathrm{km}\,\mathrm{s}^{-1}$. Esses valores foram escolhidos arbitrariamente, mas são representativos de situações esperadas para os processos de ejeção de asteróides. Para fins de exemplo, em uma estrela como o Sol e um asteroide localizado a 2 UA (posição representativa do cinturão de asteroides do Sistema Solar), uma velocidade excedente de $v_{\infty} = 10 \,\mathrm{km}\,\mathrm{s}^{-1}$ só é atingida se o corpo adquirir uma energia cinética de 10–20% superior à energia necessária para a sua ejeção do sistema. Quando considerando objetos provenientes de uma população semelhente ao Cinturão de Kuiper (por volta de 40 UA), em uma estrela como o Sol, uma velocidade excedente de $v_{\infty} = 5 \text{ km s}^{-1}$ só é atingida se a energia cinética for o dobro da necessária para a ocorrência da ejeção. Sendo assim, consideramos que estes dois valores escolhidos podem ser considerados os valores típicos que podemos esperar para a ejeção de corpos como o 'Oumuamua.

Para investigar os efeitos da velocidade de ejeção na idade obtida, geramos uma amostra com 10000 conjuntos de velocidade (U, V, W), cuja velocidade total difere da velocidade observada para o 'Oumuamua por uma grandeza igual às duas velocidades excedentes consideradas. Esta diferença representa o "empurrão" adicional causado pelo processo de ejeção. Contudo, como somos impossibilitados de conhecer a direção da ejeção do corpo, reamostramos as velocidades gerando valores aleatórios para a direção de ejeção. Sendo assim, o conjunto de velocidades reamostrados representa o conjunto de velocidades que o corpo poderia ter caso não tivesse sofrido o impulso da ejeção. Aplicamos então o método cinemático para cada um destes conjuntos de velocidades e caracterizamos a idade obtida para cada caso.

Na Figura 7.5, apresentamos as pdfs calculadas para o caso de $v_{\infty} = 5 \,\mathrm{km \, s^{-1}}$, assim como a média entre todas as curvas (linha tracejada preta). Para comparação, a pdf obtida originalmente é representada pela linha sólida azul. Também apresentamos a distribuição das idades mais provávels (painel superior) e das idades esperadas (painel inferior). O valor médio para a idade mais provável é de 0.47 Ga e para a idade esperada, 0.67 Ga, com dispersões de 0.17 e 0.23 Ga, respectivamente. Estes valores são ligeiramente maiores que os obtidos originalmente considerando a velocidade espacial do 'Oumuamua, porém encontram-se dentro das incertezas estimadas. Essa diferença pode ser simplesmente explicada pelo fato de que a idade original se encontra próxima ao limite inferior de idades, fazendo com que as idades reamostradas possam ser ligeiramente mais superestimadas do que subestimadas. O espalhamento dos estimadores pontuais nos permite caracterizar o viés introduzido pelo processo de ejeção do corpo de sua estrela parental, que no caso é de ≈ 0.2 Ga. Estimamos a contribuição adicional para a incerteza comparando o espalhamento da pdf média das reamostragens com o espalhamento da pdf original. Neste caso, o espalhamento definido como a diferença entre os percentis de 16% e 84% apresenta um aumento de 8%.

Repetimos a análise para o caso de uma velocidade excedente de 10 $\mathrm{km \, s^{-1}}$ e apresentamos os resultados na Figura 7.6. Neste caso, encontramos que o valor médio,



FIGURA 7.5. Painel central: Pdfs de idade calculadas para 10000 reamostragens das velocidades UVW considerando uma velocidade excedente de 5 km s⁻¹ para a ejeção de 'Oumuamua. A linha tracejada representa a média de todas as pdfs reamostradas, enquanto a pdf obtida originalmente é representada em azul para comparação. Os painéis superior e inferior apresentam a distribuição das idades mais provável e esperada, respectivamente.

entre todas as reamostragens, para a idade mais provável é de 0.55 Ga e para a idade esperada é de 0.76 Ga, com uma dispersão de 0.37 e 0.46 Ga, respectivamente. Novamente, ligeiramente deslocadas para idades mais velhas quando comparadas aos valores obtidos originalmente, mas ainda dentro das incertezas previstas. Para este cenário, a incerteza estimada pelo espalhamento da pdf aumenta 22%.

A partir dessa análise concluimos que os estimadores pontuais podem apresentar um viés de até ≈ 0.2 –0.4 Ga e que uma incerteza adicional de ≈ 10 –20% é imposta nas idades caracterizadas pelo fato de não conhecermos as características do processo de ejeção de 'Oumuamua.



FIGURA 7.6. Repetição da análise da Figura 7.5, neste caso considerando uma velocidade excedente de 10 $\,\rm km\,s^{-1}$ para a ejeção de 'Oumuamua.

7.3.4 Análise alternativa para idades jovens

Consideramos até aqui que a relação idade-dispersão de velocidades ajustada utilizando as estrelas do Geneva-Copenhagen pode ser aplicada para todo o intervalo de idades. Nessa seção, consideramos uma relação idade-velocidade que inclui uma abordagem diferente para idades jovens.

As estrelas se originam a partir de nuvens moleculares juntamente com outras milhares de estrelas, que permanecem agrupadas nos primeiros estágios de suas vidas. Esse agrupamento de estrelas é conhecido como aglomerados abertos (do inglês *Open Clusters*, daqui em diante denominados OCs) ou associações estelares. Essas estrelas são gravitacionalmente ligadas e seguem a mesma órbita na Galáxia. Em outras palavras, apresentam as mesmas componentes de velocidade $U, V \in W$, o que contradiz o modelo do elipsoide de velocidade adotado pelo método cinemático considerado, que prevê uma distribuição aleatória de velocidades, com dispersão dependente da idade. Assim como

as demais estrelas, a estrela parental do 'Oumuamua deve ter-se formado de maneira semelhante e feito parte de um destes aglomerados durante sua formação e evolução inicial.

Na metodologia que descrevemos no Capítulo 2, 90% das estrelas utilizadas no ajuste apresentavam idade isocronal superior a 1 Ga. Sendo assim, as probabilidades para as idades mais jovens, da ordem de algumas dezenas de milhões de anos, são calculadas a partir de uma distribuição de velocidades extrapolada. Uma forma de remediar isso é considerar que as estrelas mais jovens são parte de um aglomerado aberto e encontrar a relação equivalente para essa distribuição de velocidades.

Assim como para as estrelas de campo, sabemos que a dispersão de velocidades espaciais do centro de massa de um conjunto de OCs aumenta com a idade média desse conjunto (Wu et al., 2009)¹. Contudo, os parâmetros que descrevem a relação entre a dispersão de velocidades e a idade podem ser diferentes entre aglomerados abertos e estrelas de campo. Vande Putte et al. (2010) calcularam a velocidade U, V, W de 488 aglomerados abertos do levantamento DAML (Dias et al., 2002) para estudar suas órbitas galácticas. Aqui utilizamos as velocidades e a idade destes aglomerados, também fornecidas no catálogo, para ajustar a relação entre a dispersão de velocidades e a idade destes aglomerados, de maneira semelhante com o que fizemos para as estrelas de campo.

Antes de realizar o ajuste, removemos da amostra os OCs com incertezas maiores que 5 km s⁻¹ para as componentes $U \in W$ e maiores que 20 km s⁻¹ para a componente V. Esse passo é necessário para assegurar que a dispersão inferida é causada por um espalhamento real das velocidades e não é simplesmente um efeito das incertezas observacionais. A razão pela qual o critério de seleção é menos rigoroso para a componente Vé o fato de que nos dados do levantamento essa velocidade está acoplada à velocidade do SLR e incorpora adicionalmente sua incerteza. Dos 178 OCs restantes, 158 apresentam idades determinadas no catálogo. Além disso, para focar apenas em OCs mais jovens, removemos os 5 que apresentavam idade superior a 1 Ga.

Dividimos a amostra final de 153 aglomerados abertos em 3 grupos de acordo com suas idades e calculamos a idade média e a dispersão de velocidades para cada grupo. Calculamos também o desvio do vértice, que corresponde a uma medida da correlação

¹Neste caso a 'distribuição de velocidades' se refere às diferentes velocidades do centro de massa de um grupo de diferentes aglomerados. Não deve ser confundida com a distribuição de velocidades dentro de um aglomerado.



FIGURA 7.7. Dispersão de velocidades em função da idade para aglomerados abertos (triângulos) e para estrelas de campo (circulos); para as componentes de velocidade U (painel superior, vermelho), V(painel superior, verde), W (painel central, azul) e para as componentes principais v_1 (painel inferior, marrom) e v_2 (painel inferior, ciano). As linhas sólidas correspondem às relações ajustadas de acordo com o modelo da Equação 7.6. A linha tracejada representa a extrapolação da relação obtida para estrelas de campo.

entre as componentes $U \in V$ e é necessário para a determinação das componentes principais do elipsoide de velocidade. Verificamos que no caso dos aglomerados o desvio do vértice é muito pequeno e pode ser ignorado, de forma que as componentes principais equivalem às componentes $U \in V$ e temos que $\sigma_1 = \sigma_U \in \sigma_2 = \sigma_V$.

Apresentamos os resultados na Figura 7.7, juntamente com os resultados obtidos para as estrelas do levantamento Geneva-Copenhagen no Capítulo 2. Observamos que, assim como para as estrelas de campo, a dispersão de velocidades espaciais de um grupo de aglomerados abertos aumenta com a idade média do grupo, o que está em acordo com os resultados de Wu et al. (2009). Entretanto, o aumento da dispersão é consideravelmente maior no caso das estrelas de campo. Sendo assim, para ajustar uma relação que seja válida ao longo de todo o intervalo de idades, utilizamos uma lei de potência para cada regime, com a condição de que a relação ajustada seja contínua. Escolhemos arbitrariamente a idade de 0.73 Ga como a separação entre os dois regimes. Essa idade corresponde à idade mais jovem para a qual a amostra contém dados de estrelas de

	a_i	b_i	c_i	k_i
σ_U	0.354	21.18	0.087	18.95
σ_V	0.359	13.03	0.108	11.64
σ_W	0.479	9.11	0.161	7.84
σ_1	0.329	21.98	0.103	19.82
σ_2	0.423	11.85	0.067	10.37

TABELA 7.3. Parâmetros obtidos para o modelo da RIV para cada componente de velocidade, incluindo as componentes principais do elipsoide de velocidades. O modelo usado para ajustar os parâmetros é descrito na Equação 7.6.

campo e foi escolhida para evitar ao máximo as extrapolações. Dadas essas condições, a relação entre a dispersão de velocidades e a idade pode ser descrita como:

$$\sigma_i(t) = \begin{cases} b_i t^{a_i} = k_i \left(\frac{t}{t_0}\right)^{a_i}, & \text{if } t \ge t_0 \\ k_i \left(\frac{t}{t_0}\right)^{c_i}, & t < t_0 \end{cases}$$
(7.6)

onde i representa cada componente U, V, W, v_1 e v_2 , $k_i = b_i t_0^{a_i}$ e escolhemos t_0 como 0.73 Ga.

Os parâmetros a_i , b_i , c_i e k_i obtidos para cada componente estão apresentados na Tabela 7.3. Notamos que os parâmetros a_i e b_i são exatamente os mesmos obtidos no Capítulo 2, uma vez que nesse intervalo de idades são utilizados exatamente os mesmos dados para o ajuste. As relações obtidas estão representadas na Figura 7.7 como linhas sólidas. A linha tracejada representa a extrapolação para idades mais jovens da relação ajustada para as estrelas de campo e mostra que essa relação subestima consideravelmente a dispersão dos aglomerados abertos.

As diferenças observadas nas inclinações das relações para as estrelas de campo e para os aglomerados abertos indica que os aglomerados são mais resistentes ao processo de aquecimento dinâmico do disco. Propomos que a causa disso esteja relacionada à massa total dos aglomerados e à maior quantidade de graus de liberdade presentes nele. As massas de aglomerados abertos podem ser de 3–4 ordens de grandeza superiores à massa de estrelas individuais, o que passaria a ser não negligenciável quando comparado às massas dos agentes causadores do aquecimento dinâmico. Além disso, os aglomerados apresentam mais graus de liberdade para distribuir a energia adquirida nos encontros gravitacionais, que além de causar uma variação da velocidade do centro de massa, pode ser utilizada para alterar a distribuição interna das estrelas ou até mesmo causar a ejeção de estrelas de seu poço de potencial. O fato de que os aglomerados se dissolvem completamente milhões de anos após sua formação é um indicativo de que parte da energia do aquecimento dinâmico está sendo utilizada nesse processo e corrobora a explicação apresentada. Uma investigação mais detalhada deste fenômeno é desejada, mas está além do escopo deste estudo, no qual nos limitamos apenas em ajustar uma relação entre o aumento da dispersão de velocidades e a idade para a aplicação do método cinemático.

Recalculamos a pdf de idade utilizando a relação ajustada considerando a distribuição de velocidade dos aglomerados aberto para as idades jovens. Fisicamente essa abordagem pode ser interpretada como a hipótese de que a estrela parental faz parte de um aglomerado até a idade de separação dos regimes e é ejetada em seguida passando a evoluir dinamicamente tal qual as demais estrelas de campo. Apresentamos na Figura 7.8 a pdf obtida com este ajuste (linha tracejada azul), assim como a pdf obtida originalmente com o ajuste do Capítulo 2 (linha sólida vermelha), para fins de comparação. No caso de idades velhas (> 1 Ga), a pdf continua praticamente inalterada, porém observamos diferenças consideráveis no caso das idades mais jovens. Como a inclinação da relação é menor nesse regime, as diferenças calculadas para as probabilidades das velocidades são também menores, e a pdf varia mais lentamente. Isso faz com que a idade inferior para o 'Oumuamua seja menos restringida nesse caso. As idades caracterizadas foram log $t_{\rm ML} = 8.30$ ($t_{\rm ML} = 0.20$ Ga) e log $t_{\rm E} = 8.05$ ($t_{\rm E} = 0.11$ Ga), correspondendo a uma idade cinemática de $t_{\rm kin} = 0.18^{+0.70}_{-0.17}$ Ga, onde as incertezas foram novamente estimadas através dos percentis de 16% e 84% da pdf.

Como não sabemos se o 'Oumuamua veio de uma estrela de campo ou de um aglomerado aberto, não é possível escolher entre os dois casos considerados. Seguimos então uma abordagem bastante conservadora e tomamos os limites inferiores e superiores mais extremos dos casos considerados para definir o intervalo de possíveis idades do 'Oumuamua. O resultado obtido foi de 0.01–1.87 Ga. Considerando ainda uma incerteza adicional de 20%, estimada como o reflexo de não conhecermos com detalhes as características do processo de ejeção do 'Oumuamua de sua estrela parental, os limites inferior e superior para a idade passam a ser 0.00–2.14 Ga. Com respeito à idade cinemática caracterizada, seu valor encontra-se entre 0.18–0.50 Ga. Estes resultados são sumarizados na Figura 7.9.



FIGURA 7.8. Pdf de idade de 'Oumuamua obtida utilizando a RIV de idades jovens ajustada através dos dados de OCs (linha tracejada azul). Para comparação, o resultado obtido através da RIV extrapolada de estrelas de campo também é apresentado (linha sólida vermelha).



FIGURA 7.9. Idade cinemática e limites inferior e superior caracterizados para o 'Oumuamua a partir dos diferentes modelos considerados para a RIV. O resultado do modelo que extrapola a RIV de estrelas de campo para idades jovens é representado em vermelho, enquanto o modelo que leva em conta a RIV de OCs é representado em azul. A combinação dos dois resultados é apresentada em preto. As linhas tênues incluem a incerteza adicional de 20% referente ao desconhecimento do processo de ejeção do 'Oumuamua.

7.4 Conclusões

Baseado em argumentos dinâmicos sugerimos que a órbita galáctica de OANs segue a mesma evolução que a órbita das estrelas. É então esperado que as mesmas relações entre os parâmetros cinemáticos e a idade que observamos para as estrelas seja também válida para os OANS. Nesse estudo, comparamos os parâmetros cinemáticos de 'Oumuamua com os das estrelas do levantamento Geneva-Copenhagen para obter restrições cinemáticas para a idade desse objeto.

Realizamos integrações orbitais utilizando o módulo galpy considerando 8 modelos para a Galáxia (dois potenciais, dois conjuntos de R_0 e v_0 e dois conjuntos de UVW_{\odot}). Os intervalos obtidos para os parâmetros orbitais foram e = 0.043-0.076, $z_{\text{max}} = 27.05-$ 27.91 pc, $R_{\text{min}} = 6.89-7.53$ kpc e $R_{\text{max}} = 8.00-8.23$ kpc. Observamos que a órbita se aproxima de uma órbita circular no plano do disco, o que é um indicador de idade jovem, como sugerido por Gaidos et al. (2017). Neste estudo caracterizamos a idade de 'Oumuamua através de uma abordagem estatisticamente mais robusta.

Através de uma análise Bayesiana, considerando a relação entre a distribuição de velocidades e a idade, estimamos uma pdf para a idade de 'Oumuamua a partir de suas velocidades $U, V \in W$ anteriores ao encontro com o Sistema Solar. Levamos em consideração os vieses nos estimadores pontuais causados pela incerteza na velocidade Solar, analisamos o reflexo nas incertezas devido ao fato de que as características da ejeção do Oumuamua de sua estrela parental são desconhecidas e investigamos os reflexos de utilizar duas relações distintas entre a dispersão de velocidades e a idade. Por fim, estimamos a idade de $t_{\rm kin} = 0.50^{+1.37}_{-0.27}$ Ga, quando considerando a extrapolação da AVR para estrelas jovens; e de $t_{\rm kin} = 0.18^{+0.70}_{-0.17}$ Ga quando incluindo a AVR de aglomerados abertos na análise. A partir dessas estimativas, obtivemos os limites inferior e superior para a idade do 'Oumuamua entre 0.01–1.87 Ga (0–2.14 Ga quando consideramos a incerteza adicional causada pelo processo de ejeção). A idade obtida nos mostra que, de fato, a cinemática indica que o 'Oumuamua se trata de um objeto ejetado de um sistema estelar jovem, informação que pode auxiliar na busca do seu sistema de origem limitando os possíveis candidatos.

Em nossa análise consideramos dois modelos para a RIV, que diferem para estrelas jovens. Em um deles, extrapolamos a RIV obtida para estrelas de campo com idade superior a 1 Ga. No caso do segundo modelo, consideramos que estrelas jovens são parte de aglomerados abertos e usamos dados do catálogo DAML para ajustar a RIV destes aglomerados. Vericamos que a inclinação da relação é menor para os aglomerados do que para as estrelas de campo e que no caso dos aglomerados a correlação entre as componentes $U \in V$ pode ser desprezada. Em ambos os casos foi possível restringir com boa precisão a idade superior do 'Oumuamua, indicando que a cinemática do 'Oumuamua é consistente com a de um objeto mais jovem que o Sol.

Conforme mais objetos como o 'Oumuamua forem sendo observados (Portegies Zwart et al., 2018, preveem de 2 a 12 encontros por ano), acreditamos que o método cinemático poderá ser aplicado para a determinação de suas idades, contribuindo para que possamos compreender as características desses objetos e o que eles tem a nos ensinar a respeito da formação de discos protoplanetários e da natureza de suas estrelas parentais.

Conclusões finais

"I don't pretend we have all the answers. But the questions are certainly worth thinking about."

Arthur C. Clarke

Como objetivo principal dessa tese nos propusemos a desenvolver um novo método de datação estelar capaz de preencher as lacunas deixadas pelos demais, tornando mais amplo o acesso às informações que possam contribuir para a compreensão de questões como a estrutura e evolução de nossa Galáxia. Este objetivo foi atingido com o desenvolvimento do método que chamamos de "cinemático". As ferramentas utilizadas para a datação estelar, tanto através do método cinemático quanto do método isocronal, foram desenvolvidas como parte desse estudo. Apresentamos ainda uma série de aplicações que apenas foram viabilizadas devido ao uso do método cinemático: a idade da estrela Trappist-1, do asteroide interestelar 11/'Oumuamua e o estudo da evolução quimiodinâmica local através do levantamento S^4N .

Com respeito ao método cinemático, mostramos que idades individuais podem ser caracterizadas a partir de uma pdf obtida exclusivamente das componentes de velocidade $U, V \in W$. O que é possível uma vez que a distribuição de velocidades varia com a idade devido aos processos de aquecimento dinâmico do disco. Mostramos ainda que outros parâmetros cinemáticos cuja distribuição também varia com a idade, como a excentricidade orbital, também podem ser utilizados para datação estelar.

Utilizamos os dados do levantamento Geneva-Copenhagen (LGC) para ajustar a relação entre a idade e os parâmetros que descrevem o modelo de distribuição de velocidades. Como usualmente considerado na literatura, verificamos que uma lei de potência se ajusta bem ao aumento da dispersão de velocidades e que a deriva assimétrica aumenta com a idade. Além disso, verificamos que o desvio do vértice diminui com o tempo.

Caracterizamos as idades cinemáticas das estrelas do LGC e comparamos aos resultados obtidos através do método isocronal. Apesar de as incertezas individuais estimadas para o método cinemático serem altas (≈ 3 Ga), observamos que a distribuição de idades e a relação idade-metalicidade obtidas com o uso das idades cinemáticas são semelhantes aos obtidos com as idades isocronais.

Aplicamos ainda o método cinemático ao sistema Trappist-1, que, por se tratar de uma anã M de baixa massa, não pode ter sua idade estimada através do método isocronal (ou qualquer um dos outros métodos tradicionais), e obtemos uma idade de 12.50 (+0.29-6.23) bilhões de anos. Essa idade indica que o sistema é mais velho que o Sistema Solar, o que amplia ainda mais seu interesse astrobiológico, uma vez que o sistema apresenta 7 planetas de tipo terrestre que são então velhos o suficiente para que a vida tenha evoluído em suas superfícies.

Mostramos que o método cinemático pode ser utilizado em conjunto ao método isocronal para atingir níveis de precisão e acurácia que, em determinados casos, não podem ser obtidos por cada um dos métodos isoladamente. Para a aplicação do método isocronal desenvolvemos uma biblioteca em python, denominada EITApy, capaz de produzir isócronas a partir de interpolações de trajetórias evolutivas e computar os cálculos necessários.

Através do código EITApy, geramos uma amostra simulada que foi utilizada para testar os benefícios da combinação desses dois métodos de datação. Verificamos que um ganho de 20% em precisão pode ser esperado para as estrelas de baixa massa próximas à sequência principal. Estas estrelas são justamente as mais numerosas da Galáxia e vivem o suficiente para que aquelas formadas no início da evolução da Galáxia ainda estejam presentes para que possam ser estudadas atualmente.

A maioria das estrelas do levantamento S^4N se encontra nessa região que mais se beneficia da combinação entre os métodos de datação. Trata-se de uma amostra de 118 estrelas FGK, espacialmente completa e que apresenta todos os parâmetros astrométricos e atmosféricos necessários, além das abundâncias químicas de 17 elementos. Escolhemos então utilizar essa amostra para a primeira aplicação do método combinado em dados reais.

Verificamos inicialmente que a escala de temperatura original da amostra se encontra defasada com relação aos modelos teóricos utilizados para o computo do método isocronal, o que introduziria vieses na idade. Analisando os dados das estrelas presentes simultaneamente no LGC e no S⁴N, concluímos que as temperaturas do S⁴N se encontram sistematicamente subestimadas. Utilizamos as diferenças entre os dados de ambos os catálogos para ajustar uma calibração e corrigir as temperaturas. Também corrigimos a gravidade superficial e as abundâncias químicas.

Caracterizamos então as idades das estrelas do S^4N através dos métodos cinemático, isocronal e combinado, sendo as incertezas médias obtidas de 3.2, 3.1 e 2.4 bilhões de anos, respectivamente. Mostramos que de fato o método combinado se sai melhor que os métodos aplicados isoladamente. Obtivemos também os parâmetros orbitais por meio do integrador galpy.

A distribuição de idades, corrigidas por efeitos evolutivos e de escala de altura, sugere a ocorrência de dois surtos de formação estelar seguidos por uma queda gradativa de formação. O primeiro surto teria ocorrido entre 10–12 bilhões de anos atrás, e o segundo entre 6–8 bilhões de anos. Também verificamos que as estrelas podem ser divididas em duas populações de acordo com o enriquecimento α . As estrelas mais velhas são também mais ricas em α , apresentam baixas metalicidades e altas escalas de altura, enquanto as estrelas mais jovens são pobres em α e apresentam maiores metalicidades e menores escalas de altura.

A relação entre metalicidade e raio galactocêntrico médio indica que a migração estelar contribui significativamente para a relação idade-metalicidade entre as estrelas mais velhas. Já no caso das estrelas mais jovens, as relações entre idade e enriquecimento de elementos tipo α e elementos do processo s indicam que a evolução química local é mais significativa. Além disso, verificamos que a relação entre idade e parâmetros orbitais reflete o aquecimento dinâmico do disco e que a abundância relativa entre elementos do processo s e do processo α apresentam forte correlação com a idade, sugerindo então que essa característica possa ser utilizada como ferramenta de datação estelar no futuro. Por fim, mostramos que o método cinemático também pode ser aplicado ao asteroide interestelar 1I/'Oumuamua ao argumentar que a evolução de sua órbita galáctica deve ser semelhante à das estrelas. Conseguimos restringir a idade do objeto entre o intervalo 0.01–1.87 bilhão de anos, o que pode ajudar na busca por seu sistema de origem e contribuir na compreensão de sua natureza. Além disso, ao considerar um modelo que leva em conta a relação entre idade–dispersão de velocidades de aglomerados abertos, verificamos que o aquecimento dinâmico atua com menos intensidade nos aglomerados do que em estrelas de campo individuais, o que sugere que parte da energia das colisões gravitacionais esteja sendo dissipada internamente e não contribui para o aquecimento de suas órbitas galácticas.

Devido à universalidade de aplicação do método, e aos resultados positivos já obtidos, acreditamos que as metodologias desenvolvidas nesse estudo poderão contribuir significativamente para a ampliação dos nossos conhecimentos a respeito da estrutura e evolução de nossa Galáxia, principalmente quando aplicadas aos dados de grandes levantamentos disponíveis atualmente ou em um futuro próximo.

Referências Bibliográficas

- Adibekyan, V. Z., Sousa, S. G., Santos, N. C., et al. 2012, A&A, 545, A32, doi: 10. 1051/0004-6361/201219401
- Aguilera-Gómez, C., Ramírez, I., & Chanamé, J. 2018, A&A, 614, A55, doi: 10.1051/ 0004-6361/201732209
- Allende Prieto, C., Barklem, P. S., Lambert, D. L., & Cunha, K. 2004, A&A, 420, 183, doi: 10.1051/0004-6361:20035801
- Almeida-Fernandes, F., & Rocha-Pinto, H. J. 2018a, MNRAS, 476, 184, doi: 10.1093/ mnras/sty119
- Almeida-Fernandes, F., & Rocha-Pinto, H. J. 2018b, MNRAS, 480, 4903, doi: 10.1093/ mnras/sty2202
- Alonso, A., Arribas, S., & Martinez-Roger, C. 1996, A&A, 313, 873
- Alonso, A., Arribas, S., & Martínez-Roger, C. 1999, A&AS, 139, 335, doi: 10.1051/aas: 1999506
- Amelin, Y., Krot, A. N., Hutcheon, I. D., & Ulyanov, A. A. 2002, Science, 297, 1678, doi: 10.1126/science.1073950
- Anders, F., Chiappini, C., Rodrigues, T. S., et al. 2017, A&A, 597, A30, doi: 10.1051/ 0004-6361/201527204
- Andrews, B. H., Weinberg, D. H., Schönrich, R., & Johnson, J. A. 2017, ApJ, 835, 224, doi: 10.3847/1538-4357/835/2/224

Barbier-Brossat, M., & Figon, P. 2000, A&AS, 142, 217, doi: 10.1051/aas:2000149

Barnes, S. A. 2003, ApJ, 586, L145, doi: 10.1086/374681

Barnes, S. A. 2007, ApJ, 669, 1167, doi: 10.1086/519295

- Barnes, S. A., Weingrill, J., Fritzewski, D., Strassmeier, K. G., & Platais, I. 2016, ApJ, 823, 16, doi: 10.3847/0004-637X/823/1/16
- Barry, D. C. 1988, ApJ, 334, 436, doi: 10.1086/166848
- Basri, G., Borucki, W. J., & Koch, D. 2005, New A Rev., 49, 478, doi: 10.1016/j. newar.2005.08.026
- Bastian, N., & Lardo, C. 2018, ARA&A, 56, 83, doi: 10.1146/ annurev-astro-081817-051839
- Battistini, C., & Bensby, T. 2015, A&A, 577, A9, doi: 10.1051/0004-6361/201425327
- Battistini, C., & Bensby, T. 2016, A&A, 586, A49, doi: 10.1051/0004-6361/201527385
- Beasley, M. A., San Roman, I., Gallart, C., Sarajedini, A., & Aparicio, A. 2015, MNRAS, 451, 3400, doi: 10.1093/mnras/stv943
- Bedell, M., Meléndez, J., Bean, J. L., et al. 2014, ApJ, 795, 23, doi: 10.1088/0004-637X/ 795/1/23
- Bensby, T., Feltzing, S., & Oey, M. S. 2014, A&A, 562, A71, doi: 10.1051/0004-6361/ 201322631
- Bertelli, G., Girardi, L., Marigo, P., & Nasi, E. 2008, A&A, 484, 815, doi: 10.1051/ 0004-6361:20079165
- Bertelli, G., Nasi, E., Girardi, L., & Marigo, P. 2009, A&A, 508, 355, doi: 10.1051/ 0004-6361/200912093
- Binney, J., & Merrifield, M. 1998, Galactic Astronomy
- Bobylev, V. V., & Bajkova, A. T. 2014, MNRAS, 441, 142, doi: 10.1093/mnras/stu563
- Bobylev, V. V., & Bajkova, A. T. 2016, Astronomy Letters, 42, 228, doi: 10.1134/ S1063773716040010
- Bolin, B. T., Weaver, H. A., Fernandez, Y. R., et al. 2018, ApJ, 852, L2, doi: 10.3847/2041-8213/aaa0c9

- Bournaud, F., Elmegreen, B. G., & Martig, M. 2009, ApJ, 707, L1, doi: 10.1088/0004-637X/707/1/L1
- Bouvier, A., & Wadhwa, M. 2010, Nature Geoscience, 3, 637, doi: 10.1038/ngeo941
- Bouvier, J., Forestini, M., & Allain, S. 1997, A&A, 326, 1023
- Bovy, J. 2015, ApJS, 216, 29, doi: 10.1088/0067-0049/216/2/29
- Bovy, J., & Hogg, D. W. 2010, ApJ, 717, 617, doi: 10.1088/0004-637X/717/2/617
- Bovy, J., Rix, H.-W., Liu, C., et al. 2012, ApJ, 753, 148, doi: 10.1088/0004-637X/753/ 2/148
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., et al. 2012, MNRAS, 427, 127, doi: 10.1111/j. 1365-2966.2012.21948.x
- Brewer, J. M., Fischer, D. A., Valenti, J. A., & Piskunov, N. 2016, ApJS, 225, 32, doi: 10.3847/0067-0049/225/2/32
- Buder, S., Lind, K., Ness, M. K., et al. 2018, arXiv e-prints, 1804.05869. https: //arxiv.org/abs/1804.05869
- Burgasser, A. J., & Mamajek, E. E. 2017, ApJ, 845, 110, doi: 10.3847/1538-4357/ aa7fea
- Burgasser, A. J., Logsdon, S. E., Gagné, J., et al. 2015, ApJS, 220, 18, doi: 10.1088/ 0067-0049/220/1/18
- Burstein, D. 1979, ApJ, 234, 829, doi: 10.1086/157563
- Carlberg, R. G., & Sellwood, J. A. 1985, ApJ, 292, 79, doi: 10.1086/163134
- Carlos, M., Nissen, P. E., & Meléndez, J. 2016, A&A, 587, A100, doi: 10.1051/ 0004-6361/201527478
- Casagrande, L., Ramírez, I., Meléndez, J., Bessell, M., & Asplund, M. 2010, A&A, 512, A54, doi: 10.1051/0004-6361/200913204
- Casagrande, L., Schönrich, R., Asplund, M., et al. 2011, A&A, 530, A138, doi: 10.1051/0004-6361/201016276

- Casagrande, L., Silva Aguirre, V., Schlesinger, K. J., et al. 2016, MNRAS, 455, 987, doi: 10.1093/mnras/stv2320
- Chambers, K. C., Magnier, E. A., Metcalfe, N., et al. 2016, ArXiv e-prints, 1612.05560. https://arxiv.org/abs/1612.05560
- Chandrasekhar, S. 1942, Principles of stellar dynamics
- Cheng, J. Y., Rockosi, C. M., Morrison, H. L., et al. 2012, ApJ, 752, 51, doi: 10.1088/ 0004-637X/752/1/51
- Chiappini, C., Matteucci, F., & Gratton, R. 1997, ApJ, 477, 765, doi: 10.1086/303726
- Choi, J., Dotter, A., Conroy, C., et al. 2016, ApJ, 823, 102, doi: 10.3847/0004-637X/ 823/2/102
- Cignoni, M., Degl'Innocenti, S., Prada Moroni, P. G., & Shore, S. N. 2006, A&A, 459, 783, doi: 10.1051/0004-6361:20065645
- Coşkunoğlu, B., Ak, S., Bilir, S., et al. 2011, MNRAS, 412, 1237, doi: 10.1111/j. 1365-2966.2010.17983.x
- Collier Cameron, A., Davidson, V. A., Hebb, L., et al. 2009, MNRAS, 400, 451, doi: 10. 1111/j.1365-2966.2009.15476.x
- Cordier, D., Pietrinferni, A., Cassisi, S., & Salaris, M. 2007, AJ, 133, 468, doi: 10.1086/ 509870
- Costa, E., Méndez, R. A., Jao, W.-C., et al. 2006, AJ, 132, 1234, doi: 10.1086/505706
- Cunha, M. S., Aerts, C., Christensen-Dalsgaard, J., et al. 2007, A&A Rev., 14, 217, doi: 10.1007/s00159-007-0007-0
- Czekaj, M. A., Robin, A. C., Figueras, F., Luri, X., & Haywood, M. 2014, A&A, 564, A102, doi: 10.1051/0004-6361/201322139
- da Silva, R., Porto de Mello, G. F., Milone, A. C., et al. 2012, A&A, 542, A84, doi: 10. 1051/0004-6361/201118751
- D'Agostini, G. 2003, Reports on Progress in Physics, 66, 1383. http://stacks.iop. org/0034-4885/66/i=9/a=201

- de Bruijne, J., Perryman, M., Lindegren, L., et al. 2005
- de la Fuente Marcos, C., & de la Fuente Marcos, R. 2017, Research Notes of the American Astronomical Society, 1, 5, doi: 10.3847/2515-5172/aa96b4
- Dehnen, W. 1998, AJ, 115, 2384, doi: 10.1086/300364
- del Peloso, E. F., da Silva, L., & Arany-Prado, L. I. 2005, A&A, 434, 301, doi: 10.1051/0004-6361:20042438
- Delgado Mena, E., Israelian, G., González Hernández, J. I., et al. 2014, A&A, 562, A92, doi: 10.1051/0004-6361/201321493
- Delorme, P., Collier Cameron, A., Hebb, L., et al. 2011, MNRAS, 413, 2218, doi: 10. 1111/j.1365-2966.2011.18299.x
- Demarque, P., Woo, J.-H., Kim, Y.-C., & Yi, S. K. 2004, ApJS, 155, 667, doi: 10.1086/ 424966
- Dias, W. S., Alessi, B. S., Moitinho, A., & Lépine, J. R. D. 2002, A&A, 389, 871, doi: 10.1051/0004-6361:20020668
- Dorman, C. E., Guhathakurta, P., Seth, A. C., et al. 2015, ApJ, 803, 24, doi: 10.1088/0004-637X/803/1/24
- Dotter, A. 2016, ApJS, 222, 8, doi: 10.3847/0067-0049/222/1/8
- Dotter, A., Chaboyer, B., Ferguson, J. W., et al. 2007a, ApJ, 666, 403, doi: 10.1086/ 519946
- Dotter, A., Chaboyer, B., Jevremović, D., et al. 2007b, AJ, 134, 376, doi: 10.1086/ 517915
- Dotter, A., Chaboyer, B., Jevremović, D., et al. 2008, ApJS, 178, 89, doi: 10.1086/ 589654
- Dove, J. B., & Thronson, Jr., H. A. 1993, ApJ, 411, 632, doi: 10.1086/172865
- Eddington, A. S. 1920, The Observatory, 43, 341

Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., et al. 1993, A&A, 275, 101

- Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. 1962, ApJ, 136, 748, doi: 10.1086/ 147433
- ESA, ed. 1997, ESA Special Publication, Vol. 1200, The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA HIP-PARCOS Space Astrometry Mission
- Famaey, B., Pont, F., Luri, X., et al. 2007, A&A, 461, 957, doi: 10.1051/0004-6361: 20065706
- Famaey, B., Siebert, A., & Jorissen, A. 2008, A&A, 483, 453, doi: 10.1051/0004-6361: 20078979
- Feng, F., & Jones, H. R. A. 2018, ApJ, 852, L27, doi: 10.3847/2041-8213/aaa404
- Fernández, D., Figueras, F., & Torra, J. 2008, A&A, 480, 735, doi: 10.1051/0004-6361: 20077720
- Fitzsimmons, A., Snodgrass, C., Rozitis, B., et al. 2018, Nature Astronomy, 2, 133, doi: 10.1038/s41550-017-0361-4
- Förster Schreiber, N. M., Genzel, R., Bouché, N., et al. 2009, ApJ, 706, 1364, doi: 10. 1088/0004-637X/706/2/1364
- Francis, C., & Anderson, E. 2014, Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy, 118, 399, doi: 10.1007/s10569-014-9541-z
- Gaia Collaboration, Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., et al. 2016, A&A, 595, A1, doi: 10. 1051/0004-6361/201629272
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2018, A&A, 616, A1, doi: 10. 1051/0004-6361/201833051
- Gaidos, E., Williams, J., & Kraus, A. 2017, Research Notes of the American Astronomical Society, 1, 13, doi: 10.3847/2515-5172/aa9851
- Gautschy, A. 2015, arXiv e-prints, 1504.08188. https://arxiv.org/abs/1504.08188
- Georgiev, I. Y., Neumayer, N., Gässler, W., et al. 2019, MNRAS, doi: 10.1093/mnras/ stz227

- Gilliland, R. L., Brown, T. M., Christensen-Dalsgaard, J., et al. 2010, PASP, 122, 131, doi: 10.1086/650399
- Gillon, M., Jehin, E., Lederer, S. M., et al. 2016, Nature, 533, 221, doi: 10.1038/ nature17448
- Gillon, M., Triaud, A. H. M. J., Demory, B.-O., et al. 2017, Nature, 542, 456, doi: 10. 1038/nature21360
- Gilmore, G., & Reid, N. 1983, MNRAS, 202, 1025, doi: 10.1093/mnras/202.4.1025
- Gilmore, G., Randich, S., Asplund, M., et al. 2012, The Messenger, 147, 25
- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 2000, A&AS, 141, 371, doi: 10.1051/ aas:2000126
- Girardi, L., Groenewegen, M. A. T., Hatziminaoglou, E., & da Costa, L. 2005, A&A, 436, 895, doi: 10.1051/0004-6361:20042352
- Girardi, L., Barbieri, M., Groenewegen, M. A. T., et al. 2012, Astrophysics and Space Science Proceedings, 26, 165, doi: 10.1007/978-3-642-18418-5_17
- Giribaldi, R. E., Ubaldo-Melo, M. L., Porto de Mello, G. F., et al. 2018, arXiv e-prints, 1811.12274. https://arxiv.org/abs/1811.12274
- Gontcharov, G. A. 2012, Astronomy Letters, 38, 771, doi: 10.1134/S1063773712120031
- Grand, R. J. J., Springel, V., Gómez, F. A., et al. 2016, MNRAS, 459, 199, doi: 10. 1093/mnras/stw601
- Grebel, E. K. 1998, Highlights of Astronomy, 11, 125
- Halle, A., Di Matteo, P., Haywood, M., & Combes, F. 2018, A&A, 616, A86, doi: 10. 1051/0004-6361/201832603
- Hänninen, J., & Flynn, C. 2002, MNRAS, 337, 731, doi: 10.1046/j.1365-8711.2002. 05956.x
- Hartwick, F. D. A. 1976, ApJ, 209, 418, doi: 10.1086/154735
- Hayden, M. R., Recio-Blanco, A., de Laverny, P., Mikolaitis, S., & Worley, C. C. 2017, A&A, 608, L1, doi: 10.1051/0004-6361/201731494

- Hayden, M. R., Bovy, J., Holtzman, J. A., et al. 2015, ApJ, 808, 132, doi: 10.1088/ 0004-637X/808/2/132
- Haywood, M. 2001, MNRAS, 325, 1365, doi: 10.1046/j.1365-8711.2001.04510.x
- Haywood, M., Di Matteo, P., Lehnert, M. D., Katz, D., & Gómez, A. 2013, A&A, 560, A109, doi: 10.1051/0004-6361/201321397
- Herschel, W. 1785, Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I, 75, 213
- Hoeg, E., Bässgen, G., Bastian, U., et al. 1997, A&A, 323, L57
- Holmberg, J., & Flynn, C. 2000, MNRAS, 313, 209, doi: 10.1046/j.1365-8711.2000. 02905.x
- Holmberg, J., Nordström, B., & Andersen, J. 2007, A&A, 475, 519, doi: 10.1051/0004-6361:20077221
- Holmberg, J., Nordström, B., & Andersen, J. 2009, A&A, 501, 941, doi: 10.1051/ 0004-6361/200811191
- House, E. L., Brook, C. B., Gibson, B. K., et al. 2011, MNRAS, 415, 2652, doi: 10. 1111/j.1365-2966.2011.18891.x
- Hubble, E. P. 1926, ApJ, 64, doi: 10.1086/143018
- Jacobsen, B., Yin, Q.-z., Moynier, F., et al. 2008, Earth and Planetary Science Letters, 272, 353, doi: 10.1016/j.epsl.2008.05.003
- Jewitt, D., Luu, J., Rajagopal, J., et al. 2017, ApJ, 850, L36, doi: 10.3847/2041-8213/ aa9b2f
- Jofré, E., Petrucci, R., Saffe, C., et al. 2015, A&A, 574, A50, doi: 10.1051/0004-6361/ 201424474
- Johnson, D. R. H., & Soderblom, D. R. 1987, AJ, 93, 864, doi: 10.1086/114370
- Jones, M. G., Pringle, J. E., & Alexander, R. D. 2012, MNRAS, 419, 925, doi: 10.1111/ j.1365-2966.2011.19730.x
- Jørgensen, B. R., & Lindegren, L. 2005, A&A, 436, 127, doi: 10.1051/0004-6361: 20042185

Kapteyn, J. C., & van Rhijn, P. J. 1920, ApJ, 52, 23, doi: 10.1086/142556

- Karakas, A. I., & Lugaro, M. 2016, ApJ, 825, 26, doi: 10.3847/0004-637X/825/1/26
- Kawaler, S. D. 1989, ApJ, 343, L65, doi: 10.1086/185512
- Kim, D., & Jerjen, H. 2015, ApJ, 808, L39, doi: 10.1088/2041-8205/808/2/L39
- Kim, Y.-C., Demarque, P., Yi, S. K., & Alexander, D. R. 2002, ApJS, 143, 499, doi: 10. 1086/343041
- Knight, M. M., Protopapa, S., Kelley, M. S. P., et al. 2017, ApJ, 851, L31, doi: 10. 3847/2041-8213/aa9d81
- Koval', V. V., Marsakov, V. A., & Borkova, T. V. 2009, Astronomy Reports, 53, 1117, doi: 10.1134/S106377290912004X
- Kroupa, P. 2001, MNRAS, 322, 231, doi: 10.1046/j.1365-8711.2001.04022.x
- Küçük, I., & Akkaya, I. 2010, Rev. Mexicana Astron. Astrofis., 46, 109
- Kunder, A., Kordopatis, G., Steinmetz, M., et al. 2017, AJ, 153, 75, doi: 10.3847/ 1538-3881/153/2/75
- Kushniruk, I., Schirmer, T., & Bensby, T. 2017, A&A, 608, A73, doi: 10.1051/ 0004-6361/201731147
- Lacey, C. G. 1984, MNRAS, 208, 687, doi: 10.1093/mnras/208.4.687
- Lada, C. J., & Lada, E. A. 2003, ARA&A, 41, 57, doi: 10.1146/annurev.astro.41. 011802.094844
- Larson, R. B. 1972, Nature Physical Science, 236, 7, doi: 10.1038/physci236007a0
- Lindegren, L., & Feltzing, S. 2013, A&A, 553, A94, doi: 10.1051/0004-6361/201321057
- Lorenzo-Oliveira, D., Porto de Mello, G. F., & Schiavon, R. P. 2016, A&A, 594, L3, doi: 10.1051/0004-6361/201629233
- Ludwig, H.-G., Caffau, E., Steffen, M., Bonifacio, P., & Sbordone, L. 2010, A&A, 509, A84, doi: 10.1051/0004-6361/200810780
- Luger, R., Sestovic, M., Kruse, E., et al. 2017, Nature Astronomy, 1, 0129, doi: 10. 1038/s41550-017-0129

- Lyra, W., & Porto de Mello, G. F. 2005, A&A, 431, 329, doi: 10.1051/0004-6361: 20040249
- Maciel, W. J., Rodrigues, T. S., & Costa, R. D. D. 2011, Rev. Mexicana Astron. Astrofis., 47, 401. https://arxiv.org/abs/1108.5307
- Majewski, S. R., Ostheimer, J. C., Kunkel, W. E., & Patterson, R. J. 2000, AJ, 120, 2550, doi: 10.1086/316836
- Makarov, V. V. 2007, ApJS, 169, 105, doi: 10.1086/509887
- Malaroda, S., Levato, H., & Galliani, S. 2001, VizieR Online Data Catalog, 3216
- Mamajek, E. 2017, Research Notes of the American Astronomical Society, 1, 21, doi: 10. 3847/2515-5172/aa9bdc
- Mamajek, E. E., & Hillenbrand, L. A. 2008, ApJ, 687, 1264, doi: 10.1086/591785
- Marigo, P., Bressan, A., Nanni, A., Girardi, L., & Pumo, M. L. 2013, MNRAS, 434, 488, doi: 10.1093/mnras/stt1034
- Marigo, P., Girardi, L., Bressan, A., et al. 2017, ApJ, 835, 77, doi: 10.3847/1538-4357/ 835/1/77
- Martell, S. L., Sharma, S., Buder, S., et al. 2017, MNRAS, 465, 3203, doi: 10.1093/ mnras/stw2835
- Martig, M., Minchev, I., & Flynn, C. 2014, MNRAS, 443, 2452, doi: 10.1093/mnras/ stu1322
- Martinez-Medina, L. A., Pichardo, B., Pérez-Villegas, A., & Moreno, E. 2015, ApJ, 802, 109, doi: 10.1088/0004-637X/802/2/109
- Masiero, J. 2017, ArXiv e-prints, 1710.09977. https://arxiv.org/abs/1710.09977
- Matteucci, F. 2014, Springer-Verlag Berlin Heidelberg, 37, 145, doi: 10.1007/ 978-3-642-41720-7_2
- Maxted, P. F. L., Serenelli, A. M., & Southworth, J. 2015, A&A, 577, A90, doi: 10. 1051/0004-6361/201525774
- McQuillan, A., Aigrain, S., & Mazeh, T. 2013a, MNRAS, 432, 1203, doi: 10.1093/ mnras/stt536

- McQuillan, A., Mazeh, T., & Aigrain, S. 2013b, ApJ, 775, L11, doi: 10.1088/ 2041-8205/775/1/L11
- Meibom, S., Barnes, S. A., Platais, I., et al. 2015, Nature, 517, 589, doi: 10.1038/ nature14118
- Meibom, S., Mathieu, R. D., Stassun, K. G., Liebesny, P., & Saar, S. H. 2011, ApJ, 733, 115, doi: 10.1088/0004-637X/733/2/115
- Mendes de Oliveira, C., Ribeiro, T., Schoenell, W., et al. 2019, MNRAS, 489, 241, doi: 10.1093/mnras/stz1985
- Metcalfe, T. S., Monteiro, M. J. P. F. G., Thompson, M. J., et al. 2010, ApJ, 723, 1583, doi: 10.1088/0004-637X/723/2/1583
- Micheli, M., Farnocchia, D., Meech, K. J., et al. 2018, Nature, 559, 223, doi: 10.1038/ s41586-018-0254-4
- Minchev, I., Chiappini, C., & Martig, M. 2013, A&A, 558, A9, doi: 10.1051/0004-6361/ 201220189
- Minnaert, M. 1957, MNRAS, 117, 315, doi: 10.1093/mnras/117.3.315
- Nissen, P. E. 2015, A&A, 579, A52, doi: 10.1051/0004-6361/201526269
- Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al. 2004, A&A, 418, 989, doi: 10.1051/0004-6361:20035959
- Noyes, R. W., Hartmann, L. W., Baliunas, S. L., Duncan, D. K., & Vaughan, A. H. 1984, ApJ, 279, 763, doi: 10.1086/161945
- Nuza, S. E., Scannapieco, C., Chiappini, C., et al. 2019, MNRAS, 482, 3089, doi: 10. 1093/mnras/sty2882
- O'Malley-James, J. T., & Kaltenegger, L. 2017, MNRAS, 469, L26, doi: 10.1093/ mnrasl/slx047
- Oort, J. H., & Rougoor, G. W. 1959, AJ, 64, 130, doi: 10.1086/107903
- Pace, G. 2013, A&A, 551, L8, doi: 10.1051/0004-6361/201220364
- Pace, G., Melendez, J., Pasquini, L., et al. 2009, A&A, 499, L9, doi: 10.1051/ 0004-6361/200912090
- Pace, G., & Pasquini, L. 2004, A&A, 426, 1021, doi: 10.1051/0004-6361:20040568
- Pagel, B. E. J., & Patchett, B. E. 1975, MNRAS, 172, 13, doi: 10.1093/mnras/172.1.13
- Palme, H. 1988, 1, 28, doi: 10.1007/978-3-642-74188-3_2
- Percival, S. M., Salaris, M., Cassisi, S., & Pietrinferni, A. 2009, ApJ, 690, 427, doi: 10. 1088/0004-637X/690/1/427
- Perottoni, H. D., Martin, C., Newberg, H. J., et al. 2019, MNRAS, 486, 843, doi: 10. 1093/mnras/stz869
- Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., et al. 1997, A&A, 323, L49
- Pietrinferni, A., Cassisi, S., Salaris, M., & Castelli, F. 2004, ApJ, 612, 168, doi: 10. 1086/422498
- Pietrinferni, A., Cassisi, S., Salaris, M., & Castelli, F. 2006, ApJ, 642, 797, doi: 10. 1086/501344
- Pietrinferni, A., Cassisi, S., Salaris, M., Percival, S., & Ferguson, J. W. 2009, ApJ, 697, 275, doi: 10.1088/0004-637X/697/1/275
- Pont, F., & Eyer, L. 2004, MNRAS, 351, 487, doi: 10.1111/j.1365-2966.2004.07780. x
- Portegies Zwart, S., Torres, S., Pelupessy, I., Bédorf, J., & Cai, M. X. 2018, MNRAS, 479, L17, doi: 10.1093/mnrasl/sly088
- Quarles, B., Quintana, E. V., Lopez, E., Schlieder, J. E., & Barclay, T. 2017, ApJ, 842, L5, doi: 10.3847/2041-8213/aa74bf
- Raymond, S. N., Armitage, P. J., Veras, D., Quintana, E. V., & Barclay, T. 2018, MNRAS, 476, 3031, doi: 10.1093/mnras/sty468
- Ritter, C., Côté, B., Herwig, F., Navarro, J. F., & Fryer, C. L. 2018, The Astrophysical Journal Supplement Series, 237, 42, doi: 10.3847/1538-4365/aad691
- Rocha-Pinto, H. J., Castilho, B. V., & Maciel, W. J. 2002, A&A, 384, 912, doi: 10. 1051/0004-6361:20011815
- Rocha-Pinto, H. J., Flynn, C., Scalo, J., et al. 2004, A&A, 423, 517, doi: 10.1051/ 0004-6361:20035617

- Rocha-Pinto, H. J., & Maciel, W. J. 1996, MNRAS, 279, 447, doi: 10.1093/mnras/279. 2.447
- Rocha-Pinto, H. J., & Maciel, W. J. 1998, MNRAS, 298, 332, doi: 10.1046/j. 1365-8711.1998.01597.x
- Rocha-Pinto, H. J., Maciel, W. J., Scalo, J., & Flynn, C. 2000a, A&A, 358, 850
- Rocha-Pinto, H. J., Rangel, R. H. O., Porto de Mello, G. F., Bragança, G. A., & Maciel,
 W. J. 2006, A&A, 453, L9, doi: 10.1051/0004-6361:20065362
- Rocha-Pinto, H. J., Scalo, J., Maciel, W. J., & Flynn, C. 2000b, A&A, 358, 869
- Roderick, T. A., Jerjen, H., Mackey, A. D., & Da Costa, G. S. 2015, ApJ, 804, 134, doi: 10.1088/0004-637X/804/2/134
- Rubele, S., Girardi, L., Kozhurina-Platais, V., Goudfrooij, P., & Kerber, L. 2011, MN-RAS, 414, 2204, doi: 10.1111/j.1365-2966.2011.18538.x
- Russell, H. N. 1931, MNRAS, 91, 951, doi: 10.1093/mnras/91.9.951
- Saha, K., Tseng, Y.-H., & Taam, R. E. 2010, ApJ, 721, 1878, doi: 10.1088/0004-637X/ 721/2/1878
- Salaris, M., Cassisi, S., Pietrinferni, A., Kowalski, P. M., & Isern, J. 2010, ApJ, 716, 1241, doi: 10.1088/0004-637X/716/2/1241
- Salasnich, B., Girardi, L., Weiss, A., & Chiosi, C. 2000, A&A, 361, 1023
- Schatzman, E. 1962, Annales d'Astrophysique, 25, 18
- Schindler, S., & Diaferio, A. 2008, Space Sci. Rev., 134, 363, doi: 10.1007/ s11214-008-9321-8
- Schmidt, M. 1963, ApJ, 137, 758, doi: 10.1086/147553
- Schönrich, R., Binney, J., & Dehnen, W. 2010, MNRAS, 403, 1829, doi: 10.1111/j. 1365-2966.2010.16253.x
- Schönrich, R., & Dehnen, W. 2018, MNRAS, 478, 3809, doi: 10.1093/mnras/sty1256
- Seabroke, G. M., & Gilmore, G. 2007, MNRAS, 380, 1348, doi: 10.1111/j.1365-2966. 2007.12210.x

- Sellwood, J. A., & Binney, J. J. 2002, MNRAS, 336, 785, doi: 10.1046/j.1365-8711. 2002.05806.x
- Sestito, P., & Randich, S. 2005, A&A, 442, 615, doi: 10.1051/0004-6361:20053482
- Shapley, H. 1919, ApJ, 49, doi: 10.1086/142469
- Silva Aguirre, V., Lund, M. N., Antia, H. M., et al. 2017, ApJ, 835, 173, doi: 10.3847/ 1538-4357/835/2/173
- Skumanich, A. 1972, ApJ, 171, 565, doi: 10.1086/151310
- Soderblom, D. R. 2010, ARA&A, 48, 581, doi: 10.1146/ annurev-astro-081309-130806
- Soderblom, D. R. 2015, Astrophysics and Space Science Proceedings, 39, 3, doi: 10. 1007/978-3-319-10993-0_1
- Soderblom, D. R., Duncan, D. K., & Johnson, D. R. H. 1991, ApJ, 375, 722, doi: 10. 1086/170238
- Spina, L., Meléndez, J., Karakas, A. I., et al. 2016, A&A, 593, A125, doi: 10.1051/ 0004-6361/201628557
- Steinmetz, M., Zwitter, T., Siebert, A., et al. 2006, AJ, 132, 1645, doi: 10.1086/506564
- Talbot, Jr., R. J., & Arnett, W. D. 1971, ApJ, 170, 409, doi: 10.1086/151228
- Tamayo, D., Rein, H., Petrovich, C., & Murray, N. 2017, ApJ, 840, L19, doi: 10.3847/ 2041-8213/aa70ea
- Tremblay, P.-E., Kalirai, J. S., Soderblom, D. R., Cignoni, M., & Cummings, J. 2015, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 493, 355
- Trumpler, R. J. 1930, PASP, 42, 267, doi: 10.1086/124051
- van Leeuwen, F. 2007, A&A, 474, 653, doi: 10.1051/0004-6361:20078357
- Vande Putte, D., Garnier, T. P., Ferreras, I., Mignani, R. P., & Cropper, M. 2010, MNRAS, 407, 2109, doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.17025.x
- Vauclair, S. 2009, IAU Symposium, 258, 443, doi: 10.1017/S1743921309032098

- Velazquez, H., & White, S. D. M. 1999, MNRAS, 304, 254, doi: 10.1046/j.1365-8711. 1999.02354.x
- Veyette, M. J., & Muirhead, P. S. 2018, ApJ, 863, 166, doi: 10.3847/1538-4357/aad40e
- Vincenzo, F., Matteucci, F., Belfiore, F., & Maiolino, R. 2016, MNRAS, 455, 4183, doi: 10.1093/mnras/stv2598
- Vogt, H. 1926, Astronomische Nachrichten, 226, 301, doi: 10.1002/asna.19252261903
- Walsh, S. M., Willman, B., & Jerjen, H. 2009, AJ, 137, 450, doi: 10.1088/0004-6256/ 137/1/450
- Wang, S., Wu, D.-H., Barclay, T., & Laughlin, G. P. 2017, ArXiv e-prints, 1704.04290. https://arxiv.org/abs/1704.04290
- Wielen, R. 1974, Kinematics and Ages of Stars Near the Sun, 395
- Wielen, R. 1977, A&A, 60, 263
- Wielen, R., Fuchs, B., & Dettbarn, C. 1996, A&A, 314
- Williams, G. 2017a, MPEC 2017-U181, Tech. Rep. U181, Minor Planet Center
- Williams, G. 2017b, MPEC 2017-U183, Tech. Rep. U183, Minor Planet Center
- Wolf, E. T. 2017, ApJ, 839, L1, doi: 10.3847/2041-8213/aa693a
- Woosley, S. E., & Weaver, T. A. 1995, ApJS, 101, 181, doi: 10.1086/192237
- Wu, Z.-Y., Zhou, X., Ma, J., & Du, C.-H. 2009, MNRAS, 399, 2146, doi: 10.1111/j. 1365-2966.2009.15416.x
- Wyse, R. F. G., & Gilmore, G. 1995, AJ, 110, 2771, doi: 10.1086/117729
- Xu, Y., Newberg, H. J., Carlin, J. L., et al. 2015, ApJ, 801, 105, doi: 10.1088/ 0004-637X/801/2/105
- Xue, X. X., Rix, H. W., Zhao, G., et al. 2008, ApJ, 684, 1143, doi: 10.1086/589500
- Ye, Q.-Z., Zhang, Q., Kelley, M. S. P., & Brown, P. G. 2017, ApJ, 851, L5, doi: 10. 3847/2041-8213/aa9a34
- Yi, S., Demarque, P., Kim, Y.-C., et al. 2001, ApJS, 136, 417, doi: 10.1086/321795

- Yi, S. K., Kim, Y.-C., & Demarque, P. 2003, ApJS, 144, 259, doi: 10.1086/345101
- Zasowski, G., Johnson, J. A., Frinchaboy, P. M., et al. 2013, AJ, 146, 81, doi: 10.1088/0004-6256/146/4/81
- Zhao, G., Zhao, Y.-H., Chu, Y.-Q., Jing, Y.-P., & Deng, L.-C. 2012, Research in Astronomy and Astrophysics, 12, 723, doi: 10.1088/1674-4527/12/7/002
- Zhao, J. K., Oswalt, T. D., Rudkin, M., Zhao, G., & Chen, Y. Q. 2011, AJ, 141, 107, doi: 10.1088/0004-6256/141/4/107

Apêndice A

Método isocronal - cálculo da função G(t)

O método Bayesiano descrito por Jørgensen & Lindegren (2005) consiste em inverter o mapeamento entre o espaço de parâmetros físicos \mathbf{p} e o espaço de parâmetros observáveis \mathbf{q} , a fim de obter uma distribuição de probabilidade para a idade. Isso é feito, inicialmente, obtendo-se a função de densidade de probabilidade (pdf) posterior conjunta das variáveis aleatórias $t, m \in Z$, a partir da probabilidade *a priori* (f_0) e da verossimilhança (L):

$$f(t, Z, m) \propto f_0(t, Z, m) L(t, Z, m)$$
(A.1)

em seguida, obtém-se a pdf para a idade a partir da marginalização da pdf conjunta em massa e metalicidade:

$$f(t) \propto \iint f(t, Z, m) \,\mathrm{d}Z \,\mathrm{d}m$$
 (A.2)

A distribuição de probabilidade prior $f_0(t, Z, m)$ pode ser escrita como:

$$f_0(t, Z, m) = \psi(t) \,\phi(Z|t) \,\xi(m|Z, t), \tag{A.3}$$

onde $\psi(t)$ é a distribuição de probabilidade a priori para a idade. Esta distribuição pode ser construída a partir de uma série de considerações a respeito do histórico de formação estelar, informação obtida de estrela parceira em sistema binário ou qualquer outra informação obtida para a idade independentemente do conjunto de parâmetros observáveis **q** usados no mapeamento do método isocronal. Caso o método seja aplicado com o intuito de investigar justamente o histórico de formação estelar, e nenhuma outra informação esteja disponível para a estrela, a escolha mais adequada para $\psi(t)$ é uma distribuição uniforme. Já a função $\phi(Z|t)$ representa a distribuição *a priori* para a metalicidade, e inclui uma possível dependência com a idade, oriunda da relação idademetalicidade. Novamente, se o estudo busca encontrar essa relação idade-metalicidade, deve-se partir de uma distribuição prior uniforme. Para o caso de $\xi(m|Z,t)$ a informação *a priori* mais relevante é a função de massa inicial. Por simplicidade, iremos supor que a função de massa inicial independe de Z e t, e pode ser descrita como uma lei de potência na forma $\xi(m) = m^{-2.7}$. Como demonstrado por Jørgensen & Lindegren (2005), a escolha da função de massa inicial interfere pouco no resultado final.

A verossimilhança, L, corresponde à probabilidade de observar o conjunto de n parâmetros **q** dado o conjunto de parâmetros físicos **p** e as incertezas observacionais. Adotando erros gaussianos, independentes, esta verossimilhança é dada por:

$$L(t, Z, m) = \left(\prod_{i=1}^{n} \frac{1}{(2\pi)^{12} \sigma_i}\right) \cdot \exp\left(\frac{-\chi^2(t, Z, m)}{2}\right)$$
(A.4)

onde

$$\chi^{2}(t, Z, m) = \sum_{i=1}^{n} \left(\frac{q_{i}^{\text{obs}} - q_{i}(t, Z, m)}{\sigma_{i}} \right)^{2}$$
(A.5)

sendo q_i^{obs} o valor observado para um dado parâmetro (como a temperatura efetiva, magnitude absoluta, gravidade superficial, etc.), $q_i(t, Z, m)$ o valor previsto por modelos para o caso de uma estrela de idade t, metalicidade Z e massa m, e σ_i a incerteza da observação. É nesta parte do formalismo que utilizamos os dados dos modelos evolutivos para obter $q_i(t, Z, m)$. Na prática, os modelos são computados para um conjunto de metalicidades, massas e idades e precisam ser interpolados. O processo de interpolação não é simples, pois deve levar em conta os diferentes estágios de evolução estelar entre estrelas de diferentes massas. Alguns detalhes do processo de interpolação são descritos no Capítulo 3.

Neste estudo, combinamos os métodos cinemático e isocronal para obter melhores resultados. A definição da função G(t) torna mais simples a combinação. Substituindo as Equações A.2 e A.3 em A.1, e adotando que $\phi(Z|t)$ é uniforme e que $\xi(m|Z,t) = \xi(m)$, obtemos:

$$f(t) \propto \psi(t) G(t) \tag{A.6}$$

onde

$$G(t) \propto \iint L(t, Z, m) \,\xi(m) \,\mathrm{d}m \,\mathrm{d}Z$$
 (A.7)

A função G(t) é calculada numericamente através de uma soma dupla para cada idade t_j . Considerando que o intervalo entre as metalicidades consideradas é uniforme, $G(t_j)$ é dado por:

$$G(t_j) \propto \sum_k \sum_l L(t_j, Z_k, m_{jkl}) \,\xi(m_{jkl}) \,(m_{jkl+1} - m_{jkl-1}) \tag{A.8}$$

Para fazer o cálculo numérico da função G(t), assim como todas as etapas incluidas no processo de construção e interpolação de isócronas a partir de trajetórias evolutivas, foi desenvolvida como parte do projeto uma biblioteca em Python, denominada EITApy, do acrônimo em inglês Evolutionary Tracks and Isochrones: Tools and Applications. Esta biblioteca e suas funcionalidades são descritas com mais detalhes no Capítulo 3.

Apêndice B

Correção evolutiva do histórico de formação estelar

No Capítulo 6 estimamos o HFE estelar a partir da distribuição de idades das estrelas do levantamento S⁴N. Uma das etapas necessárias corresponde à 'correção evolutiva', que estima para cada idade a quantidade de estrelas que já chegaram ao fim de suas vidas e portanto não são mais observadas. Descrevemos neste apêndice as equações utilizadas para a realização dessa correção. Essa metodologia foi apresentada por Rocha-Pinto et al. (2000b).

B.1 Formalismo

Sendo $N^*(t)$ o número de estrelas formadas t anos no passado e $\psi(t)$ o histórico de formação estelar, temos que:

onde $\phi(m)$ corresponde à função de massa inicial e as massas m_i e m_f correspondem à menor e maior massa das estrelas produzidas.

Como as estrelas de maior massa evoluem mais rápido que a de menor massa, uma fração dessas estrelas já terão morrido desde sua formação no tempo t até os dias atuais. Sendo $m_{\tau}(t)$ a massa da estrela cujo tempo de vida é exatamente t, a fração de estrelas que já terão morrido é dada por:

$$N^{\dagger}(t) = \psi(t) \int_{m_{\tau}(t)}^{m_{f}} \phi(m) \,\mathrm{d}m \tag{B.2}$$

A partir das Equações B.1 e B.2 temos então que:

$$N^{\dagger}(t) = \frac{\int_{m_{\tau}(t)}^{m_{f}} \phi(m) \,\mathrm{d}m}{\int_{m_{i}}^{m_{f}} \phi(m) \,\mathrm{d}m} N^{*}(t) = \frac{\alpha(t)}{\beta} N^{*}(t)$$
(B.3)

onde definimos $\alpha(t) = \int_{m_i}^{m_f} \phi(m) \, \mathrm{d}m \, \mathrm{e} \, \beta = \int_{m_\tau(t)}^{m_f} \phi(m) \, \mathrm{d}m.$

A quantidade de estrelas com idade t que podem ser observadas é dada em função da quantidade de estrelas formadas e de estrelas já mortas através da relação:

$$N^{\rm obs}(t) = N^*(t) - N^{\dagger}(t)$$
 (B.4)

Substituindo B.3 em B.4:

$$N^{\rm obs}(t) = \left(1 - \frac{\alpha(t)}{\beta}\right) N^* \tag{B.5}$$

Ou seja, a quantidade corrigida de estrelas com idade t pode ser obtida a partir da quantidade observada através da relação:

$$N^*(t) = \epsilon(t) N^{\text{obs}}(t) \tag{B.6}$$

onde

$$\epsilon(t) = \left(1 - \frac{\alpha(t)}{\beta}\right)^{-1} \tag{B.7}$$

B.2 A função $m_{\tau}(t)$

Para calcular $\epsilon(t)$ é preciso adotar uma função de massa inicial e escolher valores compatíveis de m_i e m_f , além de ser necessário o conhecimento da função $m_{\tau}(t)$.

Para obter $m_{\tau}(t)$, ajustamos um polinômio de terceiro grau aos tempos de vista previstos pelas trajetórias evolutivas de Bressan et al. (2012). Utilizamos o conjunto referente à metalicidade Solar, mas verificamos que a relação não é consideravelmente afetada por mudanças na metalicidade. O ajuste, correspondente à Equação B.8, é apresentado na Figura B.1



FIGURA B.1. Ajuste da relação entre a idade a massa limite das estrelas que podem ser observadas com essa idade. Foram utilizados os dados de Bressan et al. (2012) e ajustado um polinômio de terceiro grau.

$$m_{\tau}(t) = 37.75 - 12.05 \log t + 1.33 (\log t)^2 - 0.05 (\log t)^3$$
(B.8)

Por fim, adotamos a função de massa inicial de Kroupa (2001), com massa inicial $m_i = 0.7 \,\mathrm{M}_{\odot}$ e massa final $m_f = 5 \,\mathrm{M}_{\odot}$.

Apêndice C

Tabela do LGC

Neste apêndice é apresentado um excerto da tabela contendo as idades cinemáticas calculadas para as estrelas do LGC. Apenas os dados obtidos pelo método UVW referentes às 40 primeiras estrelas são apresentados na Tabela ??.

A tabela completa, incluindo as idades obtidas pelos métodos *eVW* (superíndice 2) e *eUW* (superíndice 3), está disponível apenas em formato eletrônico, e pode ser acessada através do link: https://github.com/falmeidafernandes/Tese/blob/master/ Capitulo2/Tabela_LGC_completa.csv

Name	U	V	W	e	$t_{\rm E}^{(1)}$	$t_{\mathrm{MP}}^{(1)}$	$t_{2.5}^{(1)}$	$t_{16}^{(1)}$	$t_{50}^{(1)}$	$t_{84}^{(1)}$	$t_{97.5}^{(1)}$
HD 23	40	-22	-16	0.16	6.5	3.5	1.4	2.8	6.0	10.4	13.3
HD 105	-10	-21	-1	0.06	3.1	0.3	0.1	0.4	1.8	6.4	11.9
HD 153	-22	-46	3.0	0.17	7.1	4.5	1.3	3.1	6.9	11.3	13.5
HD 156	-9	-1	-15	0.02	3.3	0.5	0.2	0.6	2.1	6.4	11.7
HD 189	37	-31	-7	0.17	6.9	4.2	1.6	3.2	6.5	10.9	13.4
HD 200	-4	-50	-23	0.18	8.1	7.6	2.2	4.3	8.1	11.9	13.6
HD 203	-11	-15	-10	0.04	1.8	0.1	0.0	0.1	0.5	3.5	10.2
HD 268	-28	-50	-18	0.19	7.7	6.6	1.6	3.7	7.6	11.7	13.6
HD 276	-15	-29	-18	0.1	4.9	1.1	0.5	1.3	3.9	9.0	12.9
HD 285	-50	-10	-15	0.12	5.2	1.9	0.8	1.8	4.4	9.1	12.9
HD 291	46	-7	-14	0.17	5.8	2.6	1.0	2.3	5.1	9.7	13.1
HD 307	12	-59	0	0.23	9.0	10.4	3.0	5.4	9.1	12.4	13.7
HD 330	-7	-57	-32	0.21	9.2	11.1	3.3	5.8	9.4	12.5	13.8
HD 334	5	5	30	0.07	7.6	6.0	2.4	4.2	7.3	11.1	13.4
HD 373	-25	-18	5	0.07	4.2	0.8	0.4	1.0	3.1	8.0	12.5
HD 392	-26	-9	-1	0.05	3.3	0.5	0.2	0.6	2.1	6.5	11.8
HD 427	-11	3	19	0.04	6.3	3.6	1.5	2.9	5.7	9.9	13.1
HD 439	-44	-57	-7	0.23	8.4	9.9	2.1	4.5	8.5	12.2	13.7
HD 447	-12	11	-1	0.06	4.5	1.5	0.6	1.4	3.6	7.9	12.3
HD 457	-31	-17	14	0.07	5.9	2.6	1.1	2.3	5.2	9.8	13.1
HD 466	-21	-18	13	0.06	5.6	2.1	0.9	2.0	4.8	9.5	13.0
HD 547	-22	-63	-12	0.24	9.0	11.2	2.8	5.4	9.2	12.4	13.8
HD 564	27	4	-4	0.11	4.1	0.8	0.3	1.0	3.0	7.6	12.2
HD 578	26	-3	18	0.11	6.5	3.8	1.5	3.0	6.0	10.3	13.2
HD 604	-18	-38	-15	0.13	5.9	1.8	0.7	1.9	5.2	10.1	13.2
HD 610	1	-11	-6	0.04	1.8	0.1	0.0	0.1	0.6	3.7	10.2
HD 615	34	-5	-8	0.13	4.6	1.3	0.5	1.3	3.6	8.3	12.6
HD 631	-14	11	-30	0.07	6.2	3.6	1.5	2.8	5.6	9.8	13.0
HD 633	-1	13	-12	0.08	4.4	1.3	0.5	1.3	3.4	7.8	12.2
HD 700	3	11	5	0.08	4.8	1.6	0.7	1.6	3.9	8.3	12.5
HD 732	-26	-14	-2	0.06	2.9	0.3	0.1	0.4	1.6	5.9	11.6
HD 804	-33	-63	20	0.24	9.7	13.0	3.8	6.5	10.0	12.8	13.8
HD 852	-29	-17	-6	0.07	2.6	0.1	0.0	0.2	1.2	5.5	11.5
HD 900	-8	-3	-19	0.01	3.9	0.8	0.4	0.9	2.7	7.2	12.1
HD 903	-22	-9	7	0.04	4.4	1.2	0.5	1.2	3.4	8.0	12.5
HD 912	-38	-10	-1	0.08	4.2	0.9	0.4	1.0	3.1	7.8	12.4
HD 949	-32	-12	4	0.07	4.3	1.0	0.4	1.1	3.3	8.0	12.5
HD 975	-4	3	1	0.04	3.6	0.7	0.3	0.8	2.5	6.8	11.9
HD 984	-13	-24	-6	0.08	2.9	0.2	0.1	0.3	1.5	6.1	11.8
HD 1000	_ 46	-46	_10	0.23	9.0	9.6	3.3	5.6	9.0	12.3	13.7

TABELA C.1. Idades cinemáticas obtidas através do métodos UVW (superíndice 1) para as 40 primeiras estrelas do LGC. Os subíndices MP e E denotam respectivamente as idades mais provável e esperada. Já as idades com subíndices 2.5, 16, 50, 84, 97.5 se referem às idades dos percentis de 2.5%, 16%, 50%, 84%, 97.5% da pdf obtida.

Apêndice D

Tabelas do S^4N

Neste apêndice são apresentadas as tabelas referêntes à caracterização das estrelas do levantamento S^4N realizada no Capítulo 5.

Os resultados foram divididos em 5 tabelas: A Tabela D.1 contém os dados originais do levantamento correspondentes à posição espacial e velocidades das estrelas, enquanto a Tabela D.2 apresenta os parâmetros orbitais obtidos através de integração orbital e as velocidades espaciais calculadas. Já a Tabela D.3 reúne os parâmetros atmosféricos originais e os parâmetros calibrados neste estudo. As idades isocronais são apresentadas na Tabela D.4 tanto para os dados originais quanto para os dados calibrados (subíndice "C"). Por fim, a Tabela D.5 apresenta os resultados das idades cinemáticas (superíndice "K") e combinadas (superíndice "GKc").

A tabela completa, incluindo os dados de abundâncias químicas de 17 elementos, está disponível apenas em formato eletrônico, e pode ser acessada através do link: https: //github.com/falmeidafernandes/Tese/blob/master/Capitulo5/Tabela_S4N_completa. csv

TABELA D.1. Parâmetros astrométricos originais do levantamento S⁴N: α_{J2000} e δ_{J2000} correspondem à ascensão reta e declinação na época J2000; plx corresponde à paralaxe, enquanto $\mu_{\alpha} e \mu_{\delta}$ correspondem aos movimentos próprios das respectivas coordenadas. Por fim, r_v representa a velocidade da estrela na linha de visada.

	$lpha_{ m J2000}$	$\delta_{ m J2000}$	plx	μ_{lpha}	μ_{δ}	r_v
estrela	hh mm ss.s	dd mm ss.s	mas	mas	/ano	${\rm kms^{-1}}$
HIP 171	$00 \ 02 \ 09.6$	$27 \ 48 \ 20.3$	80.6	778.59	-918.72	-36.2
HIP 544	$00 \ 06 \ 36.5$	29 56 05.3	73.0	379.94	-178.34	-6.2
HIP 1599	$00 \ 20 \ 01.9$	$-64 \ 19 \ 30.6$	116.4	1707.56	1165.36	8.9
HIP 2021	$00\ 25\ 39.2$	$-77 \ 09 \ 01.2$	133.8	2220.12	324.37	
HIP 3093	$00 \ 39 \ 22.1$	$21 \ 25 \ 00.3$	90.0	-461.07	-370.88	-33.2
HIP 3765	$00 \ 48 \ 22.5$	$05\ 21\ 08.0$	134.0	758.04	-1141.22	-9.9
HIP 3821	$00\ 49\ 05.1$	$57 \ 51 \ 16.0$	168.0	1087.11	-559.65	9.8
HIP 4148	$00 \ 53 \ 00.7$	$-30 \ 01 \ 25.7$	71.0	620.50	31.31	-18.8
HIP 5336	$01 \ 08 \ 12.9$	$54 \ 39 \ 41.8$	132.4	3421.44	-1599.27	-97.4
HIP 7513	$01 \ 36 \ 48.0$	$41 \ 45 \ 37.5$	74.2	-172.57	-381.01	-28.0
HIP 7751	$01 \ 39 \ 47.2$	-56 44 47.1	122.8	286.10	16.66	21.0
HIP 7918	$01 \ 41 \ 46.5$	42 50 27.3	79.1	791.35	-180.16	3.8
HIP 7981	$01 \ 42 \ 30.0$	$20\ 21\ 04.8$	133.9	-302.12	-677.40	-33.8
HIP 8102	$01 \ 44 \ 05.1$	$-15 \ 03 \ 45.5$	274.2	-1721.82	854.07	-16.4
HIP 8362	$01 \ 47 \ 44.1$	$63 \ 15 \ 24.7$	100.2	582.05	-246.83	3.4
HIP 10138	$02 \ 10 \ 24.0$	$-50\ 23\ 18.1$	91.6	2092.84	654.32	53.1
HIP 10644	$02\ 17\ 02.4$	$34 \ 16 \ 54.0$	92.2	1151.61	-246.32	-6.5
HIP 10798	$02 \ 18 \ 58.7$	-25 43 47.2	78.9	-218.07	444.51	7.0
HIP 12777	$02 \ 44 \ 11.7$	$49 \ 16 \ 54.9$	89.0	334.03	-89.96	24.0
HIP 12843	$02 \ 45 \ 06.0$	$-18 \ 14 \ 17.4$	71.6	330.93	36.28	14.3
HIP 13402	$02 \ 52 \ 31.9$	-12 51 04.6	96.3	398.11	-189.55	18.5
HIP 14632	$03 \ 09 \ 02.9$	$49\ 18\ 27.2$	94.9	1262.29	-91.53	49.0
HIP 14879	$03 \ 12 \ 04.3$	-28 55 57.4	70.9	371.49	612.26	-19.7
HIP 15330	$03 \ 17 \ 44.5$	$-62\ 10\ 18.5$	82.5	1337.83	648.71	9.5
HIP 15371	$03 \ 18 \ 11.1$	$-62\ 10\ 01.9$	82.8	1331.10	646.84	12.0
HIP 15457	$03 \ 19 \ 21.5$	$03 \ 13 \ 28.8$	109.2	268.88	93.53	19.2
HIP 15510	$03 \ 19 \ 53.2$	-43 52 17.2	165.0	3038.08	726.34	86.8
HIP 16537	$03 \ 32 \ 56.4$	$-09 \ 37 \ 50.0$	310.8	-976.44	17.97	16.5
HIP 16852	$03 \ 36 \ 52.5$	$00 \ 01 \ 36.7$	72.9	-232.69	-482.00	27.8
HIP 17378	$03 \ 43 \ 15.0$	-09 39 03.6	110.6	-91.71	742.23	-6.4
HIP 17420	$03 \ 43 \ 55.2$	$-19\ 16\ 26.7$	71.2	309.86	156.52	
HIP 19849	$04 \ 15 \ 17.6$	$-07 \ 30 \ 34.7$	198.2	-2239.33	-3419.86	-43.2
HIP 22263	$04 \ 47 \ 36.2$	$-16\ 07\ 44.4$	75.1	130.41	169.20	22.2
HIP 22449	$04 \ 49 \ 50.1$	$06\ 27\ 50.7$	124.6	463.44	11.62	24.2
HIP 23311	$05 \ 00 \ 48.7$	$-05 \ 23 \ 00.2$	113.5	550.74	-1109.30	25.0
HIP 23693	$05 \ 05 \ 30.7$	-57 49 53.5	85.8	-31.87	117.42	-2.2
HIP 24608	$05 \ 16 \ 41.3$	$45 \ 03 \ 59.8$	77.3	75.52	-427.13	29.6
HIP 24813	05 19 08.1	$40 \ 40 \ 24.2$	79.1	519.39	-664.79	65.6

	- $ -$	δ_{12000}	plx -		 μ_{δ}	r_v
estrela	hh mm ss.s	dd mm ss.s	mas	mas	/ano	kms^{-1}
HIP 26779	05 41 20.3	53 33 55.8	81.7	2.70	-523.61	-2.6
HIP 27072	$05 \ 44 \ 28.0$	-22 29 47.4	111.5	-292.42	-368.45	-9.6
HIP 27913	$05 \ 54 \ 23.1$	$20\ 21\ 06.3$	115.4	-163.17	-98.92	-13.3
HIP 29271	$06\ 10\ 14.2$	-74 59 00.6	98.5	121.84	-212.82	34.9
HIP 32349	$06 \ 45 \ 09.2$	$-16\ 06\ 51.1$	379.2	-546.01	-1223.08	-7.6
HIP 37279	$07 \ 39 \ 18.5$	$05 \ 20 \ 54.6$	285.9	-716.57	-1034.58	-3.3
HIP 37349	$07 \ 39 \ 59.3$	$-03 \ 14 \ 23.2$	70.4	69.66	-277.94	-15.0
HIP 37826	$07 \ 45 \ 19.4$	$28 \ 52 \ 06.3$	96.7	-625.69	-45.95	3.6
HIP 40693	$08 \ 18 \ 23.8$	-12 50 31.2	79.5	279.30	-989.03	30.7
HIP 41926	$08 \ 32 \ 52.2$	$-31 \ 06 \ 00.6$	82.2	-1113.64	761.73	15.7
HIP 42438	$08 \ 39 \ 11.7$	$65 \ 20 \ 05.0$	70.1	-27.73	87.90	-12.6
HIP 42808	$08 \ 43 \ 18.3$	$-38 \ 35 \ 32.0$	89.8	-301.02	340.76	14.3
HIP 43587	$08 \ 52 \ 36.1$	28 53 19.5	79.8	-485.48	-234.40	22.6
HIP 46853	$09 \ 32 \ 52.3$	$51\ 26\ 42.9$	74.2	-947.06	-535.60	14.2
HIP 47080	$09 \ 35 \ 40.0$	$35 \ 23 \ 14.6$	89.5	-730.05	-260.62	14.8
HIP 51459	$10 \ 30 \ 37.8$	$55 \ 43 \ 55.3$	77.8	-177.02	-33.45	9.4
HIP 53721	$10 \ 59 \ 28.2$	$40 \ 41 \ 43.2$	71.0	-315.92	55.15	12.3
HIP 56452	$11 \ 34 \ 30.0$	$-32 \ 11 \ 20.0$	104.8	-670.98	823.84	-22.6
HIP 56997	$11 \ 41 \ 03.0$	$34 \ 16 \ 48.6$	104.8	-13.95	-380.46	-5.3
HIP 57443	$11 \ 46 \ 32.3$	-40 42 00.3	108.2	-1531.69	403.41	18.3
HIP 57632	$11 \ 49 \ 03.9$	14 58 17.4	90.2	-499.02	-113.78	-0.2
HIP 57757	$11 \ 50 \ 41.3$	$01 \ 07 \ 03.7$	91.7	740.96	-271.18	5.0
HIP 58576	$12 \ 00 \ 44.4$	$-10 \ 41 \ 46.8$	77.5	141.98	-483.34	0.2
HIP 61317	$12 \ 33 \ 45.1$	$41 \ 45 \ 25.6$	119.5	-705.06	292.93	6.7
HIP 61941	$12 \ 41 \ 40.0$	$-01 \ 05 \ 47.9$	84.5	-616.66	60.66	-19.6
HIP 64241	$13 \ 09 \ 59.5$	$17 \ 10 \ 07.0$	69.8	-445.95	129.69	-18.2
HIP 64394	$13 \ 11 \ 52.9$	$27 \ 51 \ 30.2$	109.2	-801.94	882.70	5.9
HIP 64797	$13 \ 16 \ 50.7$	$17\ 08\ 04.3$	89.1	631.21	-260.84	3.8
HIP 64924	$13 \ 18 \ 25.0$	-18 13 14.1	117.3	-1069.90	-1063.78	-7.8
HIP 67422	$13 \ 49 \ 04.3$	$26 \ 47 \ 55.2$	73.2	-427.38	-89.94	-20.8
HIP 67927	$13 \ 54 \ 41.1$	$18 \ 13 \ 35.7$	88.2	-60.95	-358.10	0.4
HIP 68184	$13 \ 57 \ 32.1$	$61 \ 05 \ 58.2$	99.0	-32.32	216.48	-25.3
HIP 69673	$14 \ 15 \ 40.3$	$19\ 16\ 45.0$	88.8	-1093.45	-1999.40	-4.6
HIP 69972	$14 \ 19 \ 05.4$	$-59\ 57\ 30.5$	84.5	-454.49	-810.00	-14.9
HIP 71681	$14 \ 39 \ 39.4$	$-60\ 03\ 21.5$	742.1	-3600.35	952.11	
HIP 71683	$14 \ 39 \ 40.9$	$-60\ 03\ 20.4$	742.1	-3678.19	481.84	
HIP 72659	$14 \ 51 \ 23.3$	$19\ 16\ 24.1$	149.3	152.81	-71.28	2.3
HIP 72848	$14 \ 53 \ 24.0$	$19\ 16\ 36.6$	86.7	-442.75	216.84	-24.7
HIP 73695	$15 \ 03 \ 47.7$	$47 \ 10 \ 37.0$	78.4	-436.24	18.94	-16.9
HIP 77257	$15 \ 46 \ 26.7$	$07 \ 29 \ 24.8$	85.1	-225.51	-68.52	-36.6

	 α 12000				μ _δ	
estrela	hh mm ss.s	dd mm ss.s	mas	mas	s/ano	$\mathrm{kms^{-1}}$
HIP 77952	15 55 08.8	-63 13 43.1	81.2	-188.45	-401.92	0.4
HIP 78072	$15 \ 56 \ 27.0$	$15 \ 02 \ 39.5$	89.9	311.20	-1282.17	6.7
HIP 78775	$16 \ 04 \ 57.2$	$39 \ 36 \ 37.5$	69.6	-571.24	52.59	-58.7
HIP 79190	$16 \ 09 \ 42.9$	$-56\ 45\ 47.0$	69.7	-136.14	334.48	37.9
HIP 79672	$16\ 15\ 37.1$	$-08 \ 33 \ 28.4$	71.3	232.16	-495.84	11.2
HIP 80337	$16\ 24\ 01.2$	$-39 \ 36 \ 46.3$	77.7	72.64	3.41	11.1
HIP 80686	$16\ 28\ 27.8$	$-70 \ 40 \ 20.3$	82.6	199.89	110.77	8.2
HIP 81300	$16 \ 36 \ 21.2$	$-02 \ 09 \ 17.7$	102.3	455.22	-307.63	-14.1
HIP 81693	$16 \ 41 \ 17.5$	$31 \ 06 \ 24.5$	92.6	-462.58	345.05	-70.2
HIP 84405	$17 \ 15 \ 21.3$	$-26 \ 46 \ 24.0$	167.1	-473.69	-1143.93	0.4
HIP 84720	$17 \ 19 \ 03.0$	$-46\ 06\ 32.8$	113.8	1035.25	109.22	21.4
HIP 84862	$17 \ 20 \ 39.5$	$32 \ 09 \ 52.9$	69.5	135.40	-1040.55	-78.6
HIP 85235	$17 \ 25 \ 00.9$	$67 \ 29 \ 13.6$	78.1	-531.00	3.65	-39.4
HIP 86032	$17 \ 34 \ 56.0$	$12 \ 50 \ 14.5$	69.8	110.08	-222.61	12.5
HIP 86036	$17 \ 34 \ 59.3$	$61 \ 07 \ 30.2$	71.0	277.38	-525.62	-9.4
HIP 86400	$17 \ 39 \ 17.0$	$03 \ 14 \ 13.3$	93.4	-179.67	-98.24	20.5
HIP 86974	$17 \ 46 \ 27.7$	$27 \ 50 \ 53.4$	119.0	-291.42	-750.00	-20.5
HIP 88601	$18 \ 05 \ 27.2$	$02 \ 10 \ 00.6$	196.6	124.56	-962.66	-8.4
HIP 88972	$18 \ 09 \ 37.7$	$38 \ 33 \ 50.1$	90.1	-316.17	-468.33	-20.0
HIP 89937	$18 \ 21 \ 02.3$	72 50 56.1	124.1	531.08	-351.59	32.5
HIP 90790	$18 \ 31 \ 19.0$	$-18 \ 15 \ 38.0$	75.7	-140.13	-194.59	-39.6
HIP 91262	$18 \ 36 \ 56.2$	$38 \ 35 \ 07.9$	128.9	201.02	287.46	-13.5
HIP 91438	$18 \ 38 \ 53.4$	-21 24 12.4	77.0	-74.88	-151.87	37.0
HIP 96100	$19 \ 32 \ 20.6$	$69 \ 38 \ 39.7$	173.4	598.43	-1738.81	28.0
HIP 97649	19 50 46.7	$08 \ 35 \ 28.2$	194.4	536.82	385.54	-28.1
HIP 97944	19 54 17.8	$-23 \ 35 \ 45.6$	70.3	-122.67	-409.86	-6.1
HIP 98036	$19 \ 55 \ 18.8$	$06 \ 25 \ 37.9$	73.0	46.35	-481.32	-39.6
HIP 99240	$20 \ 08 \ 41.9$	$-66\ 24\ 43.0$	163.7	1210.29	-1130.34	-21.7
HIP 99461	$20 \ 11 \ 11.6$	$-36\ 24\ 23.4$	165.2	456.89	-1574.91	-129.8
HIP 99825	$20\ 15\ 16.6$	$-27 \ 48 \ 07.8$	113.3	1241.35	-181.46	-54.2
HIP 102422	$20 \ 45 \ 17.3$	$61 \ 07 \ 20.8$	69.7	86.08	817.89	-87.6
HIP 105858	$21 \ 26 \ 26.5$	$-65\ 21\ 28.3$	108.5	81.08	800.68	-29.7
HIP 107556	$21 \ 47 \ 02.3$	$-16\ 04\ 30.4$	84.6	263.26	-296.23	-3.2
HIP 109176	$22 \ 07 \ 00.5$	$25 \ 41 \ 22.8$	85.1	296.73	26.93	-4.9
HIP 110109	$22 \ 18 \ 15.2$	$-53 \ 34 \ 30.1$	73.5	439.86	-632.60	-13.5
HIP 113368	22 57 38.8	$-29\ 58\ 29.2$	130.1	329.22	-164.22	6.2
HIP 114622	$23 \ 13 \ 14.7$	57 48 40.2	153.2	2074.37	294.97	-18.0
HIP 116727	23 39 21.0	77 10 31.7	72.5	-48.85	127.18	-42.2
HIP 116771	23 39 56.8	05 22 30.6	72.5	376.32	-437.00	5.0
HIP 117712	23 52 24.5	$75 \ 02 \ 10.7$	92.7	341.82	41.88	

TABELA D.2. Parâmetros orbitais obtidos para as estrelas do levantamento S⁴N (ver detalhes no Capítulo 5). $R_{\rm peri}$, $R_{\rm apo}$ e $R_{\rm med}$ se referem respectivamente aos raios orbitais perigaláctico, apogaláctico e médio, em kpc. Já ecc corresponde à excentricidade orbital, definida como $(R_{\rm apo} - R_{\rm peri})/(R_{\rm apo} + R_{\rm peri})$. $z_{\rm max}$ corresponde à distância máxima ao plano do disco, também em kpc. Por fim, $U, V \in W$ correpondem às componentes de velocidade heliocêntrica da estrela, em km s⁻¹, não corrigidas pela velocidade solar. O eixo U aponta em direção ao centro da Galáxia.

estrela	$R_{\rm peri}$	$R_{\rm apo}$	$R_{\rm med}$	ecc	z_{\max}	U	V	W
HIP 171	4.38	8.01	6.19	0.29	0.38	-8.2	-72.6	-31.5
HIP 544	7.31	8.04	7.68	0.05	0.05	-15.2	-21.0	-10.4
HIP 1599	6.89	10.78	8.84	0.22	0.79	-72.2	-3.6	-44.2
HIP 2021								
HIP 3093	6.59	9.29	7.94	0.17	0.25	40.1	-19.7	8.6
HIP 3765	5.61	8.02	6.81	0.18	0.09	-1.2	-47.5	-13.6
HIP 3821	7.58	8.76	8.17	0.07	0.14	-30.2	-9.4	-16.9
HIP 4148	7.07	8.55	7.81	0.09	0.43	-36.3	-19.9	18.9
HIP 5336	1.56	8.11	4.84	0.68	0.49	-43.0	-157.1	-35.3
HIP 7513	6.71	8.81	7.76	0.14	0.11	28.3	-22.1	-14.4
HIP 7751	7.66	8.04	7.85	0.02	0.13	-5.3	-16.3	-16.4
HIP 7918	6.43	8.37	7.40	0.13	0.08	-38.0	-30.6	-2.0
HIP 7981	6.46	8.93	7.69	0.16	0.15	34.7	-24.9	2.6
HIP 8102	7.85	12.67	10.26	0.23	0.41	18.7	29.4	12.6
HIP 8362	7.46	8.33	7.90	0.05	0.04	-25.1	-15.8	-5.3
HIP 10138	3.96	9.31	6.63	0.40	0.32	-97.8	-73.6	-26.6
HIP 10644	5.50	8.18	6.84	0.20	0.28	-35.0	-48.5	11.3
HIP 10798	8.00	11.95	9.98	0.20	0.05	-10.9	26.9	-9.6
HIP 12777	7.79	9.49	8.64	0.10	0.10	-30.2	1.1	-0.8
HIP 12843	7.59	8.24	7.92	0.04	0.06	-21.3	-15.1	-3.0
HIP 13402	7.25	8.04	7.65	0.05	0.03	-15.6	-21.9	-9.5
HIP 14632	6.45	10.13	8.29	0.22	0.55	-75.4	-15.9	21.5
HIP 14879	7.83	11.47	9.65	0.19	0.88	-37.3	17.4	31.5
HIP 15330	5.35	8.98	7.16	0.25	0.43	-70.9	-45.2	18.0
HIP 15371	5.29	8.93	7.11	0.26	0.39	-70.0	-46.5	16.1
HIP 15457	7.88	8.86	8.37	0.06	0.04	-21.9	-4.3	-4.8
HIP 15510	3.38	8.67	6.03	0.44	0.34	-78.7	-92.7	-28.3
HIP 16537	7.99	9.81	8.90	0.10	0.22	-3.6	7.0	-20.8
HIP 16852	7.69	8.30	8.00	0.04	0.59	1.4	-15.3	-41.8
HIP 17378	8.00	12.04	10.02	0.20	0.40	-13.3	26.9	13.0
HIP 17420								
HIP 19849	5.87	12.43	9.15	0.36	0.76	97.8	-12.3	-41.3
HIP 22263	7.76	8.61	8.18	0.05	0.06	-24.2	-8.8	-3.2
HIP 22449	7.51	8.38	7.95	0.05	0.17	-25.7	-14.7	4.3
HIP 23311	5.13	8.04	6.59	0.22	0.07	2.2	-56.1	-12.4
HIP 23693	7.99	9.44	8.72	0.08	0.10	-6.0	3.7	-0.7
HIP 24608	7.29	8.74	8.02	0.09	0.04	-36.2	-13.9	-8.9
HIP 24813	5.69	9.32	7.50	0.24	0.18	-74.8	35.4	4.4

estrela	\bar{R}_{peri}	$R_{\rm apo}$	\bar{R}_{med}	ecc	$z_{\rm max}$	\overline{U}	$\bar{V}^{}$	\bar{W}
HIP 26779	7.11	8.01	7.56	0.06	0.11	-10.3	-24.4	-15.2
HIP 27072	7.69	9.98	8.83	0.13	0.07	18.3	4.5	-11.7
HIP 27913	7.75	9.63	8.69	0.11	0.03	13.5	1.9	-7.2
HIP 29271	6.47	8.38	7.42	0.13	0.06	18.8	-29.6	-11.3
HIP 32349	7.69	9.46	8.58	0.10	0.07	14.4	-0.4	-11.5
HIP 37279	7.74	8.62	8.18	0.05	0.17	4.8	-8.8	-18.6
HIP 37349	7.43	9.45	8.44	0.12	0.03	22.9	-4.6	-7.0
HIP 37826	7.99	9.62	8.80	0.09	0.31	-16.5	4.7	-25.8
HIP 40693	4.74	8.31	6.53	0.27	0.05	28.4	-61.6	-9.9
HIP 41926	7.01	11.46	9.23	0.24	0.32	-75.4	5.3	-24.5
HIP 42438	7.80	9.43	8.61	0.09	0.05	10.0	0.6	-9.9
HIP 42808	7.68	8.60	8.14	0.06	0.09	-26.2	-9.7	-0.8
HIP 43587	7.22	8.53	7.88	0.08	0.06	-33.5	-17.1	-11.0
HIP 46853	5.98	8.78	7.38	0.19	0.28	-56.5	-34.8	-25.1
HIP 47080	7.12	8.60	7.86	0.09	0.12	-36.8	-17.8	-15.4
HIP 51459	7.99	8.96	8.48	0.06	0.15	-14.1	-1.8	2.6
HIP 53721	7.85	9.07	8.46	0.07	0.14	-24.5	-2.4	1.6
HIP 56452	7.69	11.82	9.75	0.21	0.37	-47.6	20.1	12.0
HIP 56997	7.41	8.38	7.89	0.06	0.06	7.7	-15.9	-3.5
HIP 57443	5.69	8.74	7.21	0.21	0.20	-59.4	-39.9	5.7
HIP 57632	7.56	8.18	7.87	0.04	0.04	-20.1	-16.1	-7.8
HIP 57757	7.24	10.63	8.94	0.19	0.25	40.3	3.1	7.3
HIP 58576	7.12	8.82	7.97	0.11	0.13	21.4	-15.3	-16.1
HIP 61317	7.71	9.16	8.43	0.09	0.14	-30.8	-3.4	1.7
HIP 61941	7.52	9.02	8.27	0.09	0.15	-35.4	-7.4	-16.9
HIP 64241	7.56	8.87	8.21	0.08	0.11	-32.4	-8.4	-14.2
HIP 64394	7.56	11.00	9.28	0.19	0.28	-50.1	11.5	8.2
HIP 64797	7.42	10.82	9.12	0.19	0.10	35.6	8.0	-2.0
HIP 64924	5.65	8.05	6.85	0.18	0.38	-23.4	-47.3	-31.5
HIP 67422	7.03	8.09	7.56	0.07	0.10	-20.8	-24.4	-14.2
HIP 67927	7.31	8.39	7.85	0.07	0.08	9.4	-17.0	-1.9
HIP 68184	7.92	8.40	8.16	0.03	0.28	-2.9	-9.4	-25.6
HIP 69673	2.58	8.14	5.36	0.52	0.07	25.3	-119.0	-2.5
HIP 69972	7.16	8.68	7.92	0.10	0.46	-37.9	-17.1	-34.8
HIP 71681								
HIP 71683								
HIP 72659	7.87	9.43	8.65	0.09	0.11	5.4	2.0	-0.5
HIP 72848	7.41	8.70	8.05	0.08	0.04	-33.4	-12.3	-8.5
HIP 73695	6.95	8.04	7.50	0.07	0.08	-17.5	-26.0	-1.6
HIP 77257	7.27	8.35	7.81	0.07	0.17	-28.6	18.2_	19.2

estrela	$\bar{R}_{\rm peri}$	$R_{\rm apo}$	$\bar{R}_{\rm med}$	ecc	$z_{\rm max}$	\overline{U}	\overline{V}	\bar{W}
HIP 77952	7.53	8.04	7.78	0.03	0.05	-15.3	-17.9	-10.8
HIP 78072	5.75	9.40	7.57	0.24	0.28	56.4	-33.4	-24.2
HIP 78775	4.98	8.15	6.56	0.24	0.16	-35.7	-58.1	-18.0
HIP 79190	6.86	9.51	8.19	0.16	0.50	37.8	-13.5	20.7
HIP 79672	7.03	9.02	8.03	0.12	0.24	26.8	-14.6	-22.8
HIP 80337	7.73	9.36	8.54	0.10	0.09	11.8	-0.5	-1.6
HIP 80686	7.77	9.86	8.81	0.12	0.03	13.2	5.0	-6.3
HIP 81300	7.93	9.16	8.55	0.07	0.36	-0.1	-0.6	-29.1
HIP 81693	5.36	8.49	6.92	0.23	0.28	-53.3	-48.2	-25.2
HIP 84405	6.38	8.04	7.21	0.11	0.03	0.3	-34.3	-7.5
HIP 84720	7.72	11.96	9.84	0.22	0.58	26.0	21.4	-34.7
HIP 84862	4.15	8.22	6.19	0.33	1.27	25.7	-81.0	-63.8
HIP 85235	5.44	8.03	6.74	0.19	0.18	1.6	-50.6	5.1
HIP 86032	7.61	9.70	8.65	0.12	0.03	19.7	1.1	-7.3
HIP 86036	7.31	10.34	8.82	0.17	0.20	36.0	1.7	-19.2
HIP 86400	7.61	9.72	8.67	0.12	0.32	19.7	0.6	11.8
HIP 86974	6.25	8.21	7.23	0.14	0.03	13.7	-34.7	-7.5
HIP 88601	7.28	8.21	7.74	0.06	0.11	4.7	-19.5	-14.7
HIP 88972	6.39	8.29	7.34	0.13	0.11	16.6	-31.8	0.0
HIP 89937	7.98	13.80	10.89	0.27	0.09	3.6	40.3	-2.9
HIP 90790	6.84	8.38	7.61	0.10	0.18	-34.6	-23.8	5.1
HIP 91262	7.95	8.60	8.27	0.04	0.03	-16.0	-6.0	-7.6
HIP 91438	7.16	10.11	8.64	0.17	0.05	38.1	-2.1	-4.4
HIP 96100	7.78	15.02	11.40	0.32	0.24	31.3	44.6	-18.5
HIP 97649	7.51	8.64	8.07	0.07	0.07	-30.2	-11.5	-2.3
HIP 97944	6.68	8.07	7.38	0.09	0.11	2.4	-29.4	0.7
HIP 98036	5.56	7.99	6.77	0.18	0.04	-10.7	-48.4	-10.0
HIP 99240	7.03	9.14	8.09	0.13	0.12	-48.6	-13.4	-15.0
HIP 99461	4.69	10.72	7.71	0.39	1.45	-118.8	-52.2	47.2
HIP 99825	6.61	10.13	8.37	0.21	0.18	-72.2	-11.5	-18.5
HIP 102422	3.32	8.09	5.71	0.42	0.27	-34.9	-97.3	10.5
HIP 105858	7.99	14.25	11.12	0.28	0.27	-13.0	43.8	5.7
HIP 107556	7.57	8.00	7.79	0.03	0.06	-7.3	-17.8	-11.6
HIP 109176	7.96	8.54	8.25	0.04	0.02	-14.6	-6.4	-6.6
HIP 110109	5.91	8.12	7.02	0.16	0.20	-29.9	-41.4	6.8
HIP 113368	7.97	8.38	8.17	0.03	0.05	-5.8	-8.3	-10.8
HIP 114622	5.79	8.59	7.19	0.19	0.10	-52.8	-39.1	-14.3
HIP 116727	6.03	8.34	7.19	0.16	0.07	21.5	-37.3	-2.6
HIP 116771	6.98	8.00	7.49	0.07	0.27	-7.8	-26.6	-26.0
HIP 117712								

	$T_{\rm ef}$	$T_{\rm ef}$	$\sigma_{T_{ m ef}}$	$\log g$	$\log g$	$\sigma_{\log g}$	[Fe/H]	[Fe/H]	$\sigma_{\rm [Fe/H]}$
estrela	ori.	cal.		ori.	cal.		ori.	cal.	
HIP 171	5361	5494	119	4.61	4.56	0.04	-0.88	-0.74	0.09
HIP 544	5353	5477	97	4.55	4.51	0.05	0.03	0.15	0.07
HIP 1599	5851	6000	114	4.47	4.43	0.07	-0.29	-0.14	0.07
HIP 2021	5772	5951	118	4.00	4.01	0.10	-0.16	0.02	0.05
HIP 3093	5117	5214	94	4.58	4.53	0.04	0.13	0.20	0.06
HIP 3765	4980	5056	92	4.65	4.60	0.05	-0.25	-0.19	0.04
HIP 3821	5801	5953	132	4.47	4.43	0.07	-0.40	-0.25	0.08
HIP 4148	4898	4980	101	4.63	4.58	0.04	-0.15	-0.10	0.07
HIP 5336	5323	5450	119	4.67	4.61	0.04	-0.91	-0.78	0.08
HIP 7513	6100	6238	116	4.17	4.13	0.10	0.02	0.15	0.04
HIP 7751	5083	5165	117	4.63	4.58	0.05	-0.16	-0.10	0.06
HIP 7918	5768	5925	107	4.42	4.39	0.08	-0.11	0.05	0.07
HIP 7981	5138	5229	93	4.60	4.55	0.04	-0.04	0.03	0.03
HIP 8102	5328	5442	110	4.62	4.57	0.05	-0.52	-0.39	0.04
HIP 8362	5257	5365	98	4.58	4.53	0.05	-0.04	0.06	0.05
HIP 10138	5159	5250	100	4.62	4.56	0.05	-0.16	-0.08	0.07
HIP 10644	5664	5820	115	4.46	4.43	0.09	-0.58	-0.42	0.11
HIP 10798	5338	5453	105	4.63	4.58	0.05	-0.54	-0.43	0.05
HIP 12777	6210	6314	118	4.35	4.28	0.07	-0.08	0.01	0.05
HIP 12843	6231	6331	145	4.34	4.27	0.07	-0.08	0.01	0.06
HIP 13402	5087	5177	96	4.60	4.55	0.04	0.07	0.14	0.06
HIP 14632	5877	6039	110	4.27	4.25	0.10	0.01	0.18	0.06
HIP 14879	6078	6225	141	3.98	3.97	0.10	-0.30	-0.16	0.03
HIP 15330	5610	5755	107	4.55	4.51	0.06	-0.34	-0.20	0.05
HIP 15371	5751	5901	111	4.52	4.48	0.06	-0.36	-0.21	0.07
HIP 15457	5564	5710	104	4.52	4.49	0.06	-0.11	0.04	0.05
HIP 15510	5390	5512	106	4.58	4.54	0.05	-0.38	-0.26	0.08
HIP 16537	5052	5135	100	4.62	4.57	0.04	-0.06	0.01	0.04
HIP 16852	5914	6077	113	4.12	4.11	0.09	-0.17	-0.01	0.07
HIP 17378	5023	5139	419	4.14	4.14	0.18	0.18	0.30	0.07
HIP 17420	4801	4901	161	4.63	4.58	0.05	-0.02	0.05	0.03
HIP 19849	5164	5255	98	4.61	4.56	0.05	-0.17	-0.09	0.03
HIP 22263	5695	5847	106	4.50	4.47	0.06	-0.13	0.02	0.04
HIP 22449	6424	6487	125	4.34	4.22	0.06	0.00	0.06	0.05
HIP 23311	4641	4815	86	4.63	4.58	0.02	0.26	0.33	0.05
HIP 23693	6069	6192	117	4.45	4.39	0.06	-0.25	-0.13	0.05
HIP 24608	5137		109	2.51	2.67	0.12			
HIP 24813	5781	5945	108	4.33	4.30	0.10	0.01	0.15	0.05

TABELA D.3. Parâmetros atmosféricos do levantamento S⁴N e suas respectivas incertezas (σ). A tabela contém os dados referentes à temperatura efetiva ($T_{\rm ef}$, em K), logarítmo da gravidade superficial (log g, em unidades cgs) e metalicidade ([Fe/H]). Os parâmetros que apresentam indicador "ori." se referem aos parâmetros originais do S⁴N, enquanto "cal." indica os valores calibrados no Capítulo 5.

	$\overline{T_{\rm ef}}$	$T_{\rm ef}$	$\sigma_{T_{\mathrm{ef}}}$	$\log g$	$\log \overline{g}$	$\sigma_{\log g}$	[Fe/H]	[Fe/H]	$\sigma_{\rm [Fe/H]}$
estrela	ori.	cal.		ori.	cal.		ori.	cal.	
HIP 26779	5150	5250	95	4.58	4.54	0.04	0.14	0.22	0.06
HIP 27072	6287	6374	125	4.36	4.28	0.06	-0.09	-0.01	0.05
HIP 27913	5820	5971	108	4.49	4.45	0.06	-0.17	-0.02	0.04
HIP 29271	5473	5615	102	4.51	4.47	0.06	0.04	0.17	0.06
HIP 32349									
HIP 37279	6677	6728	131	4.08	3.90	0.10	0.03	0.07	0.03
HIP 37349	4889	4977	89	4.62	4.57	0.04	0.04	0.10	0.07
HIP 37826	4666	4927	95	2.69	2.83	0.09	0.19	0.33	0.08
HIP 40693	5331	5447	98	4.57	4.53	0.05	-0.12	-0.01	0.04
HIP 41926	5210	5306	104	4.63	4.58	0.06	-0.42	-0.33	0.03
HIP 42438	5684	5834	116	4.51	4.48	0.06	-0.25	-0.09	0.05
HIP 42808	4930	5017	89	4.62	4.57	0.04	0.10	0.16	0.06
HIP 43587	5063	5168	110	4.56	4.51	0.04	0.34	0.43	0.06
HIP 46853	6310	6415	122	3.91	3.87	0.09	-0.17	-0.08	0.04
HIP 47080	5301	5431	97	4.51	4.48	0.06	0.27	0.39	0.08
HIP 51459	6057	6184	114	4.42	4.37	0.07	-0.17	-0.04	0.07
HIP 53721	5751	5912	106	4.35	4.33	0.10	-0.10	0.07	0.06
HIP 56452	5118	5204	97	4.64	4.58	0.05	-0.49	-0.42	0.06
HIP 56997	5402	5527	99	4.57	4.52	0.05	-0.16	-0.04	0.05
HIP 57443	5558	5700	109	4.54	4.51	0.06	-0.34	-0.21	0.04
HIP 57632									
HIP 57757	6076	6222	119	4.14	4.11	0.10	0.08	0.23	0.07
HIP 58576	5361	5495	100	4.47	4.44	0.08	0.14	0.27	0.06
HIP 61317	5743	5896	109	4.47	4.44	0.07	-0.35	-0.20	0.08
HIP 61941	6960		146	4.30	3.96	0.06			
HIP 64241	6347	6420	130	4.38	4.27	0.15	-0.15	-0.09	0.06
HIP 64394	5910	6059	111	4.44	4.40	0.06	-0.05	0.10	0.05
HIP 64797	4915	4995	101	4.63	4.58	0.05	-0.17	-0.11	0.07
HIP 64924	5483	5621	100	4.52	4.49	0.06	-0.12	0.03	0.05
HIP 67422	4416	4783	141	4.62	4.59	0.02	0.17	0.33	0.05
HIP 67927	5942	6133	115	3.75	3.78	0.11	0.18	0.37	0.03
HIP 68184	4647	4816	155	4.62	4.57	0.03	0.24	0.33	0.05
HIP 69673	4158		127	1.89	2.18	0.16			
HIP 69972	4671	4845	86	4.62	4.57	0.03	0.49	0.53	0.05
HIP 71681	4970	5066	180	4.59	4.54	0.04	0.27	0.33	0.07
HIP 71683	5519	5682	123	4.26	4.25	0.10	0.12	0.29	0.05
HIP 72659	5350	5467	115	4.58	4.53	0.05	-0.26	-0.14	0.06
HIP 72848	5115	5208	93	4.58	4.53	0.04	0.04	0.12	0.07
HIP 73695	5510		108	4.11	4.12	0.10			
HIP 77257	5819	5981	110	4.30	4.28	0.10	-0.09	0.06	0.09

	$\bar{T}_{\rm ef}$	$T_{\rm ef}$	$\sigma_{T_{\mathrm{ef}}}$	$\log g$	$\log g$	$\sigma_{\log g}$	$[\bar{\mathrm{Fe}}/\bar{\mathrm{H}}]$	$[\bar{\mathrm{Fe}}/\bar{\mathrm{H}}]$	$\sigma_{\mathrm{[Fe/H]}}$
estrela	ori.	cal.		ori.	cal.		ori.	cal.	
HIP 77952	7384		368	4.22	3.55	0.07			
HIP 78072	6246	6344	122	4.30	4.23	0.09	-0.20	-0.11	0.04
HIP 78775	5247	5353	107	4.65	4.59	0.05	-0.68	-0.58	0.08
HIP 79190	5049	5127	108	4.66	4.60	0.06	-0.36	-0.30	0.07
HIP 79672	5693	5848	108	4.48	4.44	0.06	-0.06	0.12	0.07
HIP 80337	5730	5883	109	4.50	4.46	0.06	-0.10	0.05	0.05
HIP 80686	5987	6123	122	4.46	4.41	0.06	-0.17	-0.04	0.05
HIP 81300	5165	5262	93	4.59	4.54	0.04	0.03	0.12	0.04
HIP 81693	5655	5854	148	3.67	3.72	0.12	-0.01	0.22	0.10
HIP 84405	4960	5040	173	4.57	4.52	0.04	-0.30	-0.23	0.05
HIP 84720	5131	5218	106	4.61	4.56	0.05	-0.38	-0.31	0.06
HIP 84862	5618	5773	111	4.41	4.38	0.10	-0.47	-0.31	0.06
HIP 85235	5240	5341	100	4.62	4.58	0.05	-0.50	-0.40	0.06
HIP 86032									
HIP 86036	5726	5882	112	4.42	4.39	0.08	-0.18	-0.03	0.06
HIP 86400	4833	4930	86	4.62	4.57	0.04	0.08	0.14	0.04
HIP 86974	5397	5569	107	3.96	3.98	0.09	0.26	0.45	0.07
HIP 88601	5050	5136	105	4.56	4.52	0.04	-0.05	0.03	0.07
HIP 88972	5000	5080	91	4.62	4.57	0.05	-0.10	-0.02	0.04
HIP 89937	6048	6185	128	4.34	4.29	0.10	-0.58	-0.46	0.05
HIP 90790	4953	5031	171	4.63	4.58	0.05	-0.24	-0.18	0.08
HIP 91262	1000	0001		1.00	1.00	0.00	0.21	0.10	0.00
HIP 91438	5524	5662	105	457	453	0.06	-0.35	-0.21	0.07
HIP 96100	5218	5315	96	4 61	4 56	0.00	-0.25	-0.16	0.04
HIP 97649	7646	0010	388	4 23	3.28	0.09	0.20	0.10	0.01
HIP 97944	4600		86	4 56	4.52	0.03			
HIP 98036	5106	5249	183	3.54	3.60	0.00	-0.15	0.00	0.09
HIP 99240	5347	5497	107	4.25	4.24	0.12	0.16	0.38	0.07
HIP 99461	4953	5030	90	4.67	4 61	0.10	-0.47	-0.40	0.01
HIP 99825	5022	5106	93 94	4.60	4 55	0.00	0.41	0.40	0.05
HIP 102/22	/071	5100	/12	3.54	4.00 3.60	0.04	-0.14	0.01	0.07
HIP 105858	4971 6054	6186	130	5.54 4 47	0.00 1 12	0.10	-0.14	-0.58	0.01
HIP 107556	7317	0100	105	4.47	4.42	0.01	-0.70	-0.00	0.05
HID 100176	6455	6510	129	4.92	4.24	0.07	0.99	0.17	0.06
HID 110100	5704	5956	1102	4.30	4.10	0.07	-0.22	-0.17	0.00
HIF 110109	5704	9990	112	4.49	4.40	0.07	-0.39	-0.25	0.07
HIP 113308	4749	4004	00	4 69	1 50	0.04	0.10	0.00	0.00
ПР 114022 IIID 116797	4743	4804	80	4.03	4.58	0.04	0.12	0.20	0.06
HIP 110727	4025	4800	94 110	3.47	3.54	0.20	0.20	0.40	0.15
HIP 116771	6174	6293	118	4.18	4.13	0.10	-0.14	-0.03	0.04
HIP 117712	4660		110	4.71	4.66	0.04			

TABELA D.4. Idades isocronais caracterizadas para as estrelas do levantamento S⁴N, em Ga. Os subíndices indicam o estimador pontual utilizado: mais provável, MP; esperada, E; mediana, 50. As incertezas superior e inferior ($\sigma t_{sup} e \sigma t_{inf}$) correspondem à diferença entre os percentís de 84% e 50% (superior) e de 50% e 16% (inferior). O superíndice G indica que foram utilizados os parâmetros atmosféricos originais, enquanto Gc indica o uso dos parâmetros calibrados.

estrela	$t_{\rm MP}^G$	$t_{\rm E}^G$	t_{50}^{G}	σt_{inf}^G	$\sigma t_{\rm sup}^G$	$t_{\rm MP}^{Gc}$	$t_{\rm E}^{Gc}$	t_{50}^{Gc}	$\sigma t_{\rm inf}^{Gc}$	$\sigma t_{\rm sup}^{Gc}$
HIP 171	13.5	8.8	9.3	4.4	3.0	13.5	9.2	9.7	3.9	$\frac{3ap}{2.7}$
HIP 544	3.0	5.2	4.4	3.4	4.2	3.1	4.7	3.9	3.0	3.6
HIP 1599	6.0	6.2	5.8	3.6	3.7	3.8	4.3	3.8	2.7	2.8
HIP 2021	10.0	10.0	10.0	2.1	2.1	6.4	6.7	6.6	1.6	1.7
HIP 3093	2.7	5.2	4.4	3.4	4.4	5.5	6.2	5.8	3.7	4.0
HIP 3765	0.1	5.7	4.7	3.9	5.1	6.6	6.8	6.5	4.5	4.5
HIP 3821	8.1	7.3	7.3	4.2	3.8	5.2	5.7	5.3	3.3	3.5
HIP 4148	3.2	6.1	5.4	4.1	4.8	9.7	7.5	7.6	4.6	3.9
HIP 5336	7.5	7.0	6.8	4.6	4.4	9.3	7.6	7.7	4.5	3.9
HIP 7513	4.2	5.2	5.1	1.4	1.5	3.2	3.4	3.3	0.8	1.1
HIP 7751	0.7	5.5	4.4	3.6	4.9	5.1	6.4	6.0	4.2	4.5
HIP 7918	7.2	6.8	6.7	3.9	3.5	4.3	4.4	4.0	2.7	2.6
HIP 7981	1.6	5.2	4.2	3.4	4.6	5.2	6.1	5.6	3.8	4.2
HIP 8102	5.2	6.5	6.0	4.4	4.7	6.8	6.8	6.5	4.4	4.3
HIP 8362	2.8	5.5	4.7	3.6	4.5	4.5	5.7	5.1	3.6	4.1
HIP 10138	1.6	5.5	4.6	3.7	4.8	5.3	6.4	5.9	4.1	4.4
HIP 10644	13.5	8.5	9.0	4.8	3.2	9.7	8.0	8.2	4.4	3.4
HIP 10798	3.8	6.2	5.6	4.2	4.8	6.2	6.6	6.3	4.3	4.4
HIP 12777	3.4	3.3	3.1	1.9	1.8	3.2	3.0	2.9	1.4	1.1
HIP 12843	3.4	3.5	3.2	2.0	2.0	3.2	3.2	3.0	1.4	1.3
HIP 13402	1.0	4.9	3.8	3.2	4.4	4.8	6.0	5.4	3.7	4.2
HIP 14632	7.4	7.2	7.2	2.6	2.4	4.1	4.2	4.1	1.7	1.6
HIP 14879	7.3	7.8	7.6	1.6	2.0	3.3	5.1	5.0	1.6	1.5
HIP 15330	5.1	6.1	5.5	3.9	4.3	3.6	4.9	4.2	3.1	3.6
HIP 15371	5.6	6.2	5.8	3.9	4.0	3.6	4.6	4.0	2.9	3.3
HIP 15457	4.5	5.7	5.1	3.6	4.1	2.9	4.2	3.5	2.7	3.2
HIP 15510	7.1	6.9	6.7	4.4	4.3	6.8	6.8	6.6	4.1	4.0
HIP 16537	0.8	5.2	4.1	3.4	4.8	5.1	6.3	5.8	4.1	4.4
HIP 16852	9.1	9.5	9.4	1.8	2.0	5.8	5.9	5.8	1.6	1.5
HIP 17378	13.5	8.5	9.0	4.9	3.2	13.5	8.4	8.7	4.7	3.3
HIP 17420	2.0	6.2	5.4	4.2	5.0	7.4	7.0	6.7	4.6	4.4
HIP 19849	2.1	5.5	4.6	3.7	4.8	5.5	6.4	5.9	4.1	4.4
HIP 22263	4.2	5.2	4.6	3.3	3.7	2.4	3.5	2.8	2.3	2.7
HIP 22449	1.7	1.9	1.5	1.4	1.3	2.4	2.4	2.3	0.9	0.7
HIP 23311	2.9	5.5	4.8	3.4	4.4	6.0	6.5	6.3	3.6	3.8
HIP 23693	3.1	3.8	3.3	2.5	2.7	2.8	3.1	2.7	2.0	2.0
HIP 24608										
HIP 24813	8.6	7.8	8.0	3.5	2.8	4.5	4.7	4.6	2.4	2.0

estrela	\bar{t}_{MP}^{G}	\bar{t}_{E}^{G}	\bar{t}_{50}^{G}	$\sigma t_{\rm inf}^G$	σt_{\sup}^{G}	$\overline{t}_{\mathrm{MP}}^{Gc}$	$\overline{t_{\mathrm{E}}^{Gc}}$	\overline{t}_{50}^{Gc}	$\sigma t_{\rm inf}^{Gc}$	$\sigma t_{ m sup}^{Gc}$
HIP 26779	1.1	4.6	3.5	3.0	4.2	3.9	5.3	4.6	3.3	4.0
HIP 27072	2.5	2.7	2.3	1.8	1.7	3.0	2.8	2.7	1.4	1.1
HIP 27913	4.0	4.8	4.2	3.0	3.3	2.3	3.1	2.5	2.1	2.4
HIP 29271	5.1	6.0	5.4	3.8	4.1	3.6	4.6	4.0	3.0	3.4
HIP 32349										
HIP 37279	2.1	2.1	2.0	0.5	0.4	1.8	1.9	1.8	0.2	0.3
HIP 37349	1.1	5.3	4.3	3.5	4.8	6.8	6.9	6.6	4.2	4.2
HIP 37826	1.8	4.5	3.4	1.7	4.7	1.3	1.3	1.2	0.3	0.3
HIP 40693	4.3	5.9	5.2	3.8	4.4	4.6	5.7	5.2	3.6	4.0
HIP 41926	3.5	6.3	5.6	4.3	4.8	7.3	6.9	6.7	4.5	4.4
HIP 42438	5.4	6.0	5.6	3.8	4.0	3.2	4.4	3.7	2.8	3.2
HIP 42808	0.6	4.8	3.7	3.2	4.6	5.6	6.4	6.0	4.0	4.3
HIP 43587	3.5	5.4	4.7	3.5	4.3	5.5	6.1	5.7	3.6	3.8
HIP 46853	3.1	4.1	3.9	0.9	1.3	2.7	3.0	2.8	0.5	0.9
HIP 47080	4.7	5.9	5.3	3.9	4.3	4.2	5.1	4.5	3.3	3.7
HIP 51459	3.5	4.0	3.5	2.5	2.6	2.9	3.0	2.7	2.0	1.9
HIP 53721	9.8	8.4	8.7	4.0	2.9	5.7	5.4	5.3	2.8	2.4
HIP 56452	5.6	6.7	6.2	4.6	4.7	10.8	7.6	7.7	4.8	4.0
HIP 56997	4.0	5.8	5.1	3.8	4.4	3.8	5.3	4.6	3.4	4.0
HIP 57443	6.4	6.7	6.4	4.2	4.2	5.0	5.7	5.2	3.6	3.8
HIP 57632										
HIP 57757	4.1	5.2	5.0	1.3	1.6	3.0	3.3	3.1	0.7	1.1
HIP 58576	8.6	7.2	7.2	4.6	4.0	6.4	6.3	6.0	3.9	3.8
HIP 61317	8.6	7.6	7.7	4.2	3.6	5.6	5.8	5.4	3.3	3.3
HIP 61941										
HIP 64241	3.3	2.9	2.4	2.1	2.0	3.1	2.7	2.5	2.0	1.4
HIP 64394	3.7	4.3	3.8	2.7	2.8	2.3	2.8	2.2	1.9	2.0
HIP 64797	3.0	6.2	5.5	4.2	4.9	9.2	7.3	7.3	4.7	4.1
HIP 64924	6.0	6.4	6.1	4.1	4.2	4.3	5.2	4.6	3.3	3.6
HIP 67422	13.5	8.6	9.0	4.3	3.2	4.6	6.1	5.6	3.6	4.2
HIP 67927	3.1	3.5	3.2	0.7	1.4	2.2	2.4	2.3	0.4	0.6
HIP 68184	3.9	6.3	5.7	4.1	4.7	6.6	6.9	6.7	4.1	4.1
HIP 69673										
HIP 69972	1.3	4.7	3.6	3.0	4.2	4.5	5.6	5.1	3.4	3.9
HIP 71681	1.6	5.4	4.4	3.6	4.8	5.2	6.4	5.9	4.0	4.4
HIP 71683	12.8	10.2	10.7	3.2	1.9	7.6	7.5	7.5	2.7	2.5
HIP 72659	5.5	6.5	6.0	4.2	4.4	5.9	6.4	6.0	4.0	4.1
HIP 72848	3.5	5.7	5.0	3.7	4.5	6.5	6.7	6.4	3.9	4.0
HIP 73695										
HIP 77257	9.2	8.5_	8.7	3.2	2.7	5.4	_ 5.4	5.3	2.3	2.2

estrela	$t_{\rm MP}^{G^-}$	$\overline{t_{\mathrm{E}}^{G}}$	$t_{50}^{G^{-}}$	$\sigma \bar{t}_{inf}^{G}$	$\sigma \bar{t}_{sup}^{G}$	$\overline{t}_{\mathrm{MP}}^{Gc}$	$\bar{t}_{\rm E}^{Gc}$	\bar{t}_{50}^{Gc}	$\sigma t_{\rm inf}^{Gc}$	$\sigma t_{\rm sup}^{Gc}$
HIP 77952										
HIP 78072	4.6	4.4	4.3	2.1	1.8	3.6	3.8	3.7	1.2	1.3
HIP 78775	6.5	6.8	6.4	4.6	4.6	10.1	7.6	7.7	4.7	3.9
HIP 79190	0.1	6.0	5.1	4.1	5.1	6.7	6.9	6.5	4.7	4.5
HIP 79672	4.9	5.6	5.1	3.5	3.7	2.5	3.5	2.9	2.4	2.7
HIP 80337	3.6	4.8	4.1	3.1	3.6	1.9	3.2	2.4	2.2	2.6
HIP 80686	3.0	3.9	3.3	2.5	2.9	2.2	2.8	2.3	1.9	2.1
HIP 81300	1.9	5.0	4.1	3.3	4.3	4.4	5.7	5.1	3.5	4.0
HIP 81693	4.3	6.0	5.5	1.7	2.8	2.9	4.1	3.6	1.0	2.0
HIP 84405	13.5	8.9	9.4	4.4	2.9	13.5	10.0	10.6	3.6	2.1
HIP 84720	6.9	6.9	6.6	4.5	4.4	11.1	8.0	8.2	4.6	3.6
HIP 84862	13.5	8.9	9.5	4.8	2.9	11.3	8.6	9.1	4.4	3.0
HIP 85235	5.6	6.7	6.2	4.5	4.6	8.5	7.4	7.3	4.6	4.0
HIP 86032										
HIP 86036	9.0	7.7	7.9	4.2	3.4	5.6	5.5	5.2	3.2	3.0
HIP 86400	1.1	5.5	4.5	3.7	4.9	6.9	6.8	6.6	4.3	4.3
HIP 86974	11.8	10.1	10.3	2.6	2.1	7.6	7.7	7.6	2.0	2.0
HIP 88601	9.1	7.7	7.8	4.4	3.8	11.6	8.8	9.2	4.0	2.9
HIP 88972	1.6	5.8	4.9	3.9	4.9	6.8	6.8	6.6	4.4	4.4
HIP 89937	9.8	8.7	9.0	3.6	2.8	7.2	7.0	7.0	2.8	2.5
HIP 90790	3.8	6.4	5.8	4.4	4.9	9.8	7.4	7.4	4.7	4.1
HIP 91262										
HIP 91438	4.5	6.0	5.4	3.9	4.4	3.8	5.3	4.6	3.4	4.0
HIP 96100	2.9	5.8	5.1	3.9	4.7	6.0	6.5	6.1	4.1	4.3
HIP 97649										
HIP 97944										
HIP 98036	4.1	8.0	7.8	3.2	3.7	4.2	7.1	6.6	2.4	3.8
HIP 99240	13.5	10.9	11.5	2.8	1.4	10.1	9.4	9.7	2.6	2.2
HIP 99461	2.5	6.4	5.7	4.5	5.0	10.0	7.3	7.2	4.8	4.3
HIP 99825	2.2	5.7	4.8	3.8	4.8	6.8	6.8	6.6	4.3	4.2
HIP 102422	4.1	8.4	8.3	3.6	3.5	4.6	8.2	8.1	3.3	3.6
HIP 105858	6.8	6.7	6.5	3.8	3.7	5.6	5.9	5.7	3.1	3.2
HIP 107556										
HIP 109176	3.2	3.1	2.9	1.7	1.4	3.1	3.5	3.4	0.8	1.1
HIP 110109	8.9	7.6	7.7	4.4	3.7	5.8	6.0	5.7	3.6	3.6
HIP 113368										
HIP 114622	1.6	5.6	4.6	3.7	4.8	6.6	6.9	6.7	4.2	4.2
HIP 116727	13.5	10.0	10.5	3.4	2.2	5.4	8.3	8.0	2.8	3.5
HIP 116771	5.7	5.6	5.6	1.7	1.5	3.6	4.0	3.9	0.9	1.2
HIP 117712										

Continuação

estrela	t_{MP}^{K}	$t_{\rm E}^K$	t_{50}^K	σt_{inf}^K	σt_{\sup}^K	t_{MP}^{GKc}	$t_{\rm E}^{GKc}$	t_{50}^{GKc}	$\sigma t_{ m inf}^{GKc}$	$\sigma t_{\rm sup}^{GKc}$
HIP 171	13.5	10.2	10.5	3.0	2.1	13.5	10.7	11.1	2.6	1.7
HIP 544	0.6	3.8	2.6	1.9	4.8	0.7	3.0	2.3	1.5	3.0
HIP 1599	9.4	9.0	9.1	3.0	2.9	5.9	6.4	6.2	1.8	2.1
HIP 2021										
HIP 3093	3.2	6.2	5.6	3.0	4.4	4.0	5.7	5.3	2.5	3.4
HIP 3765	6.3	7.6	7.5	3.6	3.8	6.5	7.5	7.3	3.4	3.7
HIP 3821	1.8	5.1	4.2	2.5	4.5	3.0	4.7	4.2	2.2	3.0
HIP 4148	2.3	5.7	5.0	2.9	4.5	3.5	6.3	5.9	3.3	4.2
HIP 5336	13.5	12.4	12.7	1.2	0.6	13.5	12.4	12.6	1.3	0.7
HIP 7513	3.1	6.1	5.6	3.0	4.4	3.2	3.5	3.3	0.7	1.1
HIP 7751	1.3	4.7	3.8	2.4	4.7	1.5	4.6	3.8	2.3	4.1
HIP 7918	0.6	4.4	3.2	2.4	5.3	0.8	3.4	2.9	2.0	2.7
HIP 7981	3.0	6.1	5.5	3.0	4.4	3.5	5.6	5.1	2.6	3.6
HIP 8102	4.1	6.3	5.8	2.8	3.9	4.7	6.3	5.9	2.7	3.5
HIP 8362	0.2	2.8	0.7	0.7	3.8	0.3	2.7	1.1	1.0	3.5
HIP 10138	13.5	10.7	11.1	2.8	1.7	11.9	10.1	10.4	2.7	2.1
HIP 10644	6.3	7.4	7.3	3.8	4.0	8.9	8.1	8.2	3.6	3.2
HIP 10798	3.9	6.1	5.6	2.7	3.9	4.3	6.0	5.6	2.6	3.5
HIP 12777	1.1	4.1	3.1	2.0	4.3	2.8	2.7	2.6	1.2	1.1
HIP 12843	0.1	2.1	0.1	0.1	1.5	0.1	2.1	0.8	0.8	2.3
HIP 13402	0.5	3.7	2.5	1.8	4.8	0.6	3.6	2.7	1.9	3.8
HIP 14632	6.2	7.5	7.4	3.3	3.7	4.2	4.7	4.5	1.1	1.4
HIP 14879	6.3	7.6	7.4	2.9	3.5	5.4	5.4	5.3	1.4	1.4
HIP 15330	9.6	8.3	8.4	3.7	3.4	5.6	6.3	6.1	2.5	2.9
HIP 15371	9.7	8.3	8.4	3.8	3.4	5.3	6.0	5.7	2.3	2.7
HIP 15457	0.5	3.2	1.9	1.4	4.2	0.5	2.4	1.7	1.2	2.6
HIP 15510	13.5	11.2	11.6	2.4	1.4	12.9	10.8	11.0	2.4	1.7
HIP 16537	2.7	5.6	4.9	2.6	4.2	3.1	5.3	4.8	2.4	3.6
HIP 16852	7.4	8.1	8.0	3.2	3.4	5.9	6.1	6.0	1.4	1.5
HIP 17378	4.2	6.3	5.9	2.7	3.9	6.5	7.4	7.2	3.1	3.6
HIP 17420										
HIP 19849	11.9	9.9	10.1	2.9	2.3	9.5	9.3	9.3	2.7	2.5
HIP 22263	0.3	2.8	0.9	0.8	3.7	0.3	1.9	0.8	0.8	2.2
HIP 22449	0.2	2.7	0.5	0.5	3.5	2.2	2.0	1.9	1.3	0.9
HIP 23311	9.5	8.4	8.5	3.6	3.3	7.1	7.7	7.5	2.8	3.1
HIP 23693	0.4	3.1	1.7	1.3	4.0	0.5	2.1	1.6	1.2	1.9
HIP 24608	0.9	4.2	3.1	2.1	4.7					
HIP 24813	5.8	7.2	7.1	3.7	4.0	4.8	5.0	4.9	1.8	1.8

TABELA D.5. Idades cinemática (superíndice K) e combinada (superíndice GKc) caracterizadas para as estrelas do levantamento S⁴N, em Ga. Os subíndices indicam o estimador pontual utilizado: mais provável, MP; esperada, E; mediana, 50. As incertezas superior e inferior ($\sigma t_{sup} e \sigma t_{inf}$) correspondem à diferença entre os percentís de 84% e 50% (superior) e de 50% e 16% (inferior). No caso do método combinado foram considerados os parâmetros atmosféricos calibrados.

estrela	$\bar{t}_{\mathrm{MP}}^{K}$	$\overline{t}_{\mathrm{E}}^{K}$	\bar{t}_{50}^{K}	$\sigma t_{\rm inf}^{K}$	$\sigma t_{\rm sup}^{K}$	$\overline{t}_{\mathrm{MP}}^{GKc}$	$t_{\rm E}^{GKc}$	$t_{50}^{\overline{GKc}}$	$\sigma t_{\rm inf}^{GKc}$	$\sigma t_{\rm sup}^{GKc}$
HIP 26779	1.5	5.0	4.2	2.6	4.8	1.8	4.2	3.6	2.1	3.3
HIP 27072	1.3	4.4	3.5	2.2	4.4	2.7	2.6	2.6	1.1	1.1
HIP 27913	0.6	3.5	2.4	1.7	4.3	0.7	2.2	1.8	1.1	2.0
HIP 29271	2.9	6.1	5.5	3.1	4.5	3.2	4.6	4.2	2.0	2.8
HIP 32349	1.0	4.1	3.1	2.0	4.4					
HIP 37279	1.8	5.0	4.2	2.5	4.5	1.8	1.9	1.8	0.2	0.3
HIP 37349	0.8	4.0	2.9	2.0	4.5	1.1	4.3	3.5	2.3	4.1
HIP 37826	3.8	6.2	5.7	2.8	4.1	1.5	1.6	1.4	0.3	0.2
HIP 40693	11.9	9.2	9.5	3.4	2.8	7.5	8.0	7.9	2.6	2.9
HIP 41926	6.8	7.9	7.7	3.0	3.4	6.9	7.8	7.6	2.9	3.3
HIP 42438	0.8	3.8	2.7	1.8	4.4	0.9	2.9	2.4	1.5	2.6
HIP 42808	0.2	2.7	0.7	0.7	3.6	0.3	3.0	1.3	1.2	3.9
HIP 43587	0.9	4.3	3.2	2.2	4.8	1.3	4.3	3.7	2.3	3.6
HIP 46853	7.1	7.8	7.7	3.6	3.7	2.8	3.1	2.9	0.5	1.1
HIP 47080	1.7	5.2	4.3	2.6	4.7	2.1	4.2	3.7	2.1	3.1
HIP 51459	0.3	2.8	1.1	1.0	3.7	0.3	1.9	1.3	1.1	1.9
HIP 53721	0.5	3.4	2.2	1.6	4.2	0.7	3.7	3.4	2.3	2.8
HIP 56452	4.9	6.8	6.4	2.8	3.8	5.7	7.2	6.9	2.9	3.6
HIP 56997	0.4	3.1	1.5	1.3	4.3	0.4	2.8	1.7	1.4	3.3
HIP 57443	3.9	6.8	6.5	3.8	4.3	4.6	5.8	5.5	2.8	3.4
HIP 57632	0.3	3.0	1.4	1.2	4.3					
HIP 57757	1.9	5.2	4.4	2.6	4.5	3.0	3.2	3.1	0.7	1.0
HIP 58576	2.3	5.5	4.8	2.7	4.5	3.3	5.4	4.9	2.6	3.4
HIP 61317	0.8	3.8	2.7	1.8	4.3	1.1	3.9	3.3	2.1	3.2
HIP 61941	2.2	5.3	4.6	2.6	4.4					
HIP 64241	1.6	4.8	3.9	2.4	4.5	2.9	2.7	2.6	1.2	1.2
HIP 64394	3.9	6.2	5.7	2.7	4.0	3.0	3.5	3.3	1.2	1.4
HIP 64797	1.4	4.7	3.8	2.4	4.5	1.8	5.2	4.5	2.8	4.3
HIP 64924	9.8	8.6	8.8	3.5	3.2	6.3	6.9	6.7	2.4	2.8
HIP 67422	1.2	4.8	3.9	2.5	4.8	1.9	4.6	3.9	2.3	3.7
HIP 67927	0.4	3.3	1.9	1.5	4.5	2.1	2.3	2.2	0.4	0.5
HIP 68184	3.1	6.0	5.4	2.9	4.3	4.1	6.1	5.6	2.7	3.7
HIP 69673	13.5	11.7	12.0	1.9	1.1					
HIP 69972	6.3	7.6	7.4	3.2	3.7	5.4	6.5	6.1	2.4	3.0
HIP 71681										
HIP 71683	~ ~	a –		c =	<u> </u>		~ ~	<i></i>		~ ~
HIP 72659	0.2	2.7	0.8	0.7	3.5	0.3	3.0	1.4	1.3	3.9
HIP 72848	0.8	4.0	2.9	1.9	4.6	1.1	4.4	3.6	2.4	3.9
HIP 73695	0.2	3.1	1.0	0.9	4.5					
HIP 77257	2.0	5.4	_ 4.7_	2.8	4.6	4.3	5.0	4.8	2.0	2.1

estrela	$t_{\rm MP}^{K^-}$	\bar{t}_{E}^{K}	t_{50}^{K}	$\sigma \bar{t}_{inf}^{K}$	$\sigma t_{\rm sup}^{K-1}$	\overline{t}_{MP}^{GKc}	$t_{\rm E}^{GKc}$	t_{50}^{GKc}	$\sigma t_{\rm inf}^{GKc}$	$\sigma t_{\rm sup}^{GK\overline{c}}$
HIP 77952	0.6	3.7	2.5							
HIP 78072	8.9	8.6	8.6	4.7	6.5	4.0	4.5	4.4	1.0	1.1
HIP 78775	10.9	8.7	8.9	3.7	3.4	10.3	8.9	9.2	3.4	2.9
HIP 79190	4.1	6.6	6.2	3.3	4.8	4.5	6.6	6.2	3.0	3.9
HIP 79672	3.8	6.5	6.0	3.1	5.0	3.2	4.1	3.8	1.6	2.1
HIP 80337	0.2	2.7	0.7	0.7	3.4	0.2	1.7	0.6	0.5	2.0
HIP 80686	0.6	3.6	2.5	1.7	4.7	0.8	2.1	1.8	1.1	1.8
HIP 81300	4.1	6.5	6.0	3.4	5.3	4.2	5.7	5.2	2.3	3.1
HIP 81693	10.0	8.5	8.7	4.5	5.7	3.3	4.7	4.4	1.4	2.0
HIP 84405	2.0	5.6	4.9	1.3	2.0	12.3	8.9	9.3	4.0	2.9
HIP 84720	6.7	7.7	7.5	3.0	3.6	7.9	8.2	8.2	3.0	3.1
HIP 84862	13.5	11.4	11.8	1.6	1.0	13.5	11.5	11.8	1.9	1.2
HIP 85235	6.7	7.7	7.6	3.7	4.1	7.6	7.9	7.8	3.5	3.5
HIP 86032	0.7	3.8	2.7							
HIP 86036	3.2	6.0	5.5	2.0	3.1	4.6	5.2	5.0	2.2	2.6
HIP 86400	1.2	4.4	3.5	2.3	5.0	1.4	4.6	3.9	2.4	4.1
HIP 86974	3.0	6.2	5.7	-1.4	0.5	7.4	7.3	7.3	2.1	1.9
HIP 88601	1.5	4.9	4.0	1.8	3.4	6.8	7.0	6.9	3.8	3.8
HIP 88972	2.4	5.8	5.1	3.2	5.4	3.0	5.8	5.3	3.0	4.2
HIP 89937	5.3	6.9	6.6	1.3	2.2	6.8	6.9	6.8	2.1	2.1
HIP 90790	0.4	3.8	2.2	1.8	5.0	0.6	4.6	3.5	2.7	5.1
HIP 91262	0.4	3.1	1.7							
HIP 91438	1.6	4.9	4.0	2.4	4.7	1.9	4.1	3.6	2.0	3.2
HIP 96100	6.9	7.8	7.6	3.4	4.2	6.7	7.4	7.2	2.6	3.1
HIP 97649	0.3	3.0	1.3							
HIP 97944	1.1	4.7	3.7							
HIP 98036	5.7	7.4	7.2	2.7	3.7	4.4	7.0	6.4	2.2	3.6
HIP 99240	2.4	5.7	5.0	-1.8	-1.1	9.1	8.6	8.7	2.9	2.4
HIP 99461	13.5	10.8	11.2	2.8	1.9	13.5	10.8	11.2	2.5	1.7
HIP 99825	5.3	7.2	6.9	3.6	4.9	5.7	7.0	6.8	2.9	3.5
HIP 102422	13.5	11.0	11.4	2.5	1.5	13.5	10.9	11.3	2.6	1.6
HIP 105858	6.1	7.4	7.1	2.7	3.8	5.8	6.4	6.2	2.0	2.4
HIP 107556	0.7	3.9	2.8							
HIP 109176	0.3	2.8	1.2	0.8	3.2	3.0	3.1	3.0	0.9	1.0
HIP 110109	2.2	6.1	5.6	2.6	3.6	4.6	5.6	5.3	2.8	3.3
HIP 113368	0.6	3.4	2.2							
HIP 114622	4.7	7.0	6.8	4.2	5.5	5.8	6.9	6.7	3.3	3.8
HIP 116727	3.9	6.7	6.3	0.1	1.0	5.3	7.7	7.2	2.2	3.5
HIP 116771	4.2	6.8	6.4	2.4	5.0	3.6	4.1	3.9	0.8	1.1
HIP 117712										