Universidade Federal do Rio de Janeiro Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza Observatório do Valongo

### Letícia Dutra Ferreira

Parâmetros Atmosféricos em Estrelas Anãs e Gigantes Frias e sua conexão com a presença de Anãs Marrons e Exoplanetas



### Letícia Dutra Ferreira

### Parâmetros Atmosféricos em Estrelas Anãs e Gigantes Frias e sua conexão com a presença de Anãs Marrons e Exoplanetas

Tese de Doutorado apresentada ao Programa de Pósgraduação em Astronomia, Observatório do Valongo, da Universidade Federal do Rio de Janeiro, como requisito parcial à obtenção do título de Doutor em Astronomia.

Orientador: Prof. Dr. Gustavo F. Porto de Mello Co-Orientadores: Dr. Luca Pasquini Dr. Rodolfo Smiljanic

Rio de Janeiro Novembro de 2014 Dutra Ferreira, Letícia
Parâmetros Atmosféricos em Estrelas Anãs e Gigantes Frias
e sua conexão com a presença de Anãs Marrons e Exoplanetas
Letícia Dutra Ferreira. – Rio de Janeiro: UFRJ/OV, 2014

175 f.
Orientador: Gustavo Frederico Porto de Mello.
Co-orientadores: Luca Pasquini & Rodolfo Smiljanic
Tese (doutorado) - Universidade Federal do Rio de Janeiro, Observatório

do Valongo, Programa de Pós-graduação em Astronomia, 2014.

1.Espectroscopia 2.Parâmetros fundamentais 3.Anãs e Gigantes

4. Anãs Marrons 5. Estrelas de Tipo Solar. 6. Índices Espectrais
I. Porto de Mello, Gustavo F., II. Pasquini, L., Smiljanic, R., coorient.
III. Título.

Viver é lutar. A vida é combate, Que aos fracos abate, Que os fortes, os bravos Só pode exaltar (Gonçalves Dias)

### Agradecimentos

Ao SDSS-III, pelo acesso aos dados MARVELS sem os quais a realização desta tese não seria possível.

Ao programa de financiamento da CAPES, pela concessão da bolsa de doutorado pelo período de 4 anos.

Ao ESO Studentship Program pela concessão da bolsa de doutorado sanduíche pelo período de 2 anos.

Ao LIneA pela infraestrutura e suporte à participação brasileira em experimentos científicos como o SDSS-III.

À FAPERJ e ao CNPq pelo financiamento de infraestrutura do instituto.

Aos meus pais, que durante toda a minha trajetória me apoiaram e investiram no meu sonho "louco" da carreira científica. Meu especial agradecimento à minha mãe, meu pilar e minha fonte de forças nos momentos difíceis. Não teria conquistado nada nesta vida se não fosse por você, branquinha.

Ao meu orientador Gustavo Frederico Porto de Mello, por ser simplesmente o melhor orientador da nossa Galáxia, quiçá das Galáxias vizinhas, se é que nestas existem pessoas tão extraordinárias quanto você. Agradeço pelo tempo e dedicação investidos em mim desde a iniciação científica. Agradeço pelas gentis conversas sempre frutíferas sobre ciência, sempre aprimorando os meus conhecimentos nas mais diversas áreas. Agradeço pela ENORME paciência que teve comigo nos momentos difíceis, principalmente na fase final deste doutorado. Obrigada também pela descontração e amizade, por esta sua especial sensibilidade em lidar com as pessoas. Se conquistei algo na astronomia até hoje, foi graças a você, muito obrigada!

Ao meu co-orientador Luca Pasquini por ser uma pessoa simples e fantástica. Trabalhar com você foi uma das maiores honras que eu tive durante o meu doutorado. Obrigada por todo apoio que eu recebi em terras germânicas, pela ENORME paciência que teve todo este tempo comigo e pelas enriquecedoras discussões que culminaram nesta tese. Obrigada por ter me aceitado como aluna e por ter participado ativamente da realização deste doutorado. Grazie mille!

Ao meu co-orientador Rodolfo Smijanic por todo o suporte e pelas ricas contribuições que deu para esta tese. Obrigada também ao Rodolfo meu amigo, por me acolher em Garching e por contribuir para a minha familiarização com os códigos de modelagem de atmosferas estelares.

Ao meu amigo e colaborador Luan Ghezzi pela participação expressiva na elaboração dos

códigos que compõem os *pipelines* utilizados nesta tese. Obrigada também pela amizade, pelas enriquecedoras discussões científicas e por todos os momentos de descontração que dividimos ao longo deste doutorado.

Ao colaborador Eduardo del Peloso pelo desenvolvimento de parte dos códigos de utilização do *pipeline* dos índices espectrais.

Ao meus amigo e colaborador Diego Lorenzo pela participação nas construções das calibrações utilizadas no *pipeline* dos índices espectrais. Obrigada também por ser esta pessoa ímpar e divertidíssima e por todo apoio dedicado a mim durante este doutorado.

À minha amiga Bruna Vajgel que esteve comigo presente desde o processo de inscrição até as últimas gotas de suor e lágrimas que culminaram nesta tese. Obrigada por dividir comigo os momentos de alegrias, de tristezas, de fofocas, de descarrego. Obrigada por estar sempre disposta a me ouvir, por me colocar no eixo quando eu cogitei desistir, por ser esta companheira ímpar, por não ter frescuras nem papas na língua e por ter esse gênio teimoso cheio de opinião que eu adoro. Amo você amiga! E esta tese também não teria saído sem a sua ajuda. #somosnozes!

Ao meu amigo/irmão Álvaro Irribarem, que foi descoberto como uma grata surpresa durante a minha estada em Munique. Obrigada por ser esta pessoa generosa e de bom coração. Obrigada também por ser o MELHOR companheiro de flat de todos os tempos, por ter me aturado durante quase 2 anos, mantendo sempre o bom humor e um largo sorriso de bom dia às 7 horas da manhã. Não são todos que conseguem isso, e você consegue ser o melhor bom companheiro. Considero-te o irmão que eu não tive. Amo você José!

Aos meus amigos Bruno, Babi, Flávia, Bete, Batata, Nik e Pedro pela paciência, pelo companheirismo e pela delicadeza que tiveram comigo neste último ano. Por terem esperado por diversas "sextas-feiras" até que chegasse a derradeira sexta-feira (na verdade, sábado) em que eu poderia voltar a sair e dividir momentos de alegrias com vocês sem culpa. Obrigada pela paciência que tiveram comigo durante este tempo. A minha vida é sempre mais alegre com vocês. Amo todos!

À minha irmã Patricia, por ter me apoiado durante todo o doutorado, por ter sido o braço forte (ou quase isso) da família durante o período que eu estive longe e por não ter tentado me esganar durante os últimos meses. A gente briga, mas se ama. Quando eu crescer quero ser paciente igual a você.

To the girls, Nora, Anna, Grainne and Bitten, to all the great moments we shared together at ESO. Meet you girls was one of the most fantastic things of my life. The period we shared together in Munich was magical and made me forget that I was living in a place that barely sees the Sun, and I really didn't care. I will carry each one of you in my heart forever.

Aos meus tios Paulo e Lú pelo apoio à minha carreira desde o princípio, mas principalmente pelo suporte durante o final deste doutorado.

À minha prima Camila pelos momentos de descontração e pelo suporte durante o desenvolvimento desta tese Aos meus queridos amigos da pós-graduação pela amizade, paciência e pelas ricas discussões acadêmicas e não acadêmicas.

À Cláudia por ser a mais eficiente solucionadora de pepinos de alunos desesperados da pós-graduação. Brincadeiras à parte, obrigada pela sua competência e pela gentileza com que você trata dos problemas do cotidiano da nossa pós-graduação. Esta tese também não teria acontecido sem a sua ajuda. Muito obrigada!

Aos demais funcionários do Observatório do Valongo, pela acolhida, pelo carinho e pela amizade durante o período do meu doutorado. Em especial agradeço ao Bazílio, ao Elias, ao Júlio, ao Luis Paulo, à Mônica e à Altair.

Ao programa de pós-graduação e a diretoria do Observatório do Valongo, pelo esforço em sempre fornecer aos alunos as melhores condições de trabalho no instituto.

#### Resumo

Determinamos os parâmetros atmosféricos em estrelas anãs e gigantes frias com o objetivo de caracterizar estrelas hospedeiras de companheiras subestelares e contribuir para a compreensão da frequência de ocorrência destes sistemas, assim como a transição em massa entre anãs marrons e exoplanetas. Primeiramente apresentamos uma metodologia de análise em alta resolução (R ~ 50,000) para estrelas do levantamento SDSS/MARVELS que são hospedeiras de anãs marrons ou estrelas de baixa massa. Nossa técnica utiliza a medida automática de linhas de Fe I/Fe II e o equilíbrio de excitação e ionização. Em alguns casos utilizamos também o perfil de linhas de Balmer e das linhas HK do Ca II para a quantificação da atividade cromosférica. Caracterizamos seis sistemas entre anãs marrons (incluindo objetos no brown dwarf desert) e companheiras de baixa massa, estabelecendo um pipeline confiável para a caracterização das hospedeiras de dezenas de exoplanetas e anãs marrons em vias de serem confirmadas pelo SDSS/MARVELS. Também foi reportada a descoberta de uma binária espectroscópica pelo MARVELS e uma binária eclipsante pelo levantamento piloto do MARVELS utilizando versões adaptadas deste pipeline. A segunda abordagem construiu um pipeline completo de caracterização de anãs/subgigantes para os ~60,000 espectros de resolução moderada (R ~ 12,000) da amostra SDSS/MARVELS. O pipeline realiza a normalização dos espectros, a medida de índices espectrais e a determinação de parâmetros atmosféricos de modo totalmente automático. Nossa técnica mostrou-se capaz de recuperar os parâmetros atmosféricos das estrelas de modo altamente competitivo quando comparada com as determinações baseadas em espectroscopia clássica de alta resolução. O método é bastante flexível, pode ser adaptado para outros contextos na análise de espectros de moderada resolução, e será utilizado na caracterização das 3.300 estrelas observadas no SDSS/MARVELS, sendo fundamental para a quantificação da frequência de ocorrência de companheiras subestelares em estrelas de tipo solar. A terceira abordagem investiga a coerência da escala de temperaturas efetivas e abundâncias químicas entre estrelas anãs e gigantes frias. Utilizamos o aglomerado aberto das Híades cujas gigantes dispõem de temperaturas efetivas diretas baseadas em diâmetros angulares. Diferentes listas de linhas foram testadas para minimizar possíveis efeitos dos desvios do ETL e para otimização da análise de estrelas gigantes. Os parâmetros atmosféricos e as abundâncias químicas de anãs e gigantes foram determinadas segundo dois métodos: um com o uso de diâmetros angulares e temperaturas efetivas fotométricas além de apresentar uma calibração inédita do parâmetro microturbulência baseada em modelos atmosféricos 3D; e outro que consiste na análise espectroscópica clássica. O primeiro método apresentou melhor desempenho na recuperação das escala de metalicidades para as anãs e gigantes das Híades. O método da espectroscopia clássica sofre de maiores sistematicidades para as estrelas gigantes dependendo da lista de linhas e, possivelmente também, para as estrelas anãs mais frias. Os nossos resultados recomendam cautela na interpretação de recentes trabalhos que sugerem que estrelas gigantes hospedeiras de exoplanetas não tendem a ser ricas em metais, contrariamente ao que é observado e bem estabelecido para estrelas anãs. Mais investigações são necessárias para atestar se a escala de metalicidades utilizada para a amostra de gigantes não está sendo afetada por efeitos sistemáticos da análise espectroscópica.

**Palavras-chave**: Técnicas: espectroscopia – Técnicas: índices espectrais – Estrelas: parâmetros fundamentais – Estrelas: tipo solar – Estrelas: anãs e gigantes – Estrelas: anãs marrons– Planetas: Exoplanetas.

### Abstract

We determined the atmospheric parameters for FGK dwarfs and giants with the aim of characterizing stars that host substellar companions and to contribute to the understanding of the occurrence rate of these systems as well the transition in mass between brown dwarfs and exoplanets. First, we present a high resolution ( $R \sim 50,000$ ) analysis pipeline developed for the stars which host brown dwarfs or low mass stellar companions of the SDSS/MARVELS survey. Our technique employs an automatic measurement of the equivalent widths (EW) and the ionization&excitation equilibria of Fe I and Fe II lines. In some cases, we also used the Balmer and the HK Ca II lines profiles to quantify the chromospheric activity level of our stars. We analysed 6 systems among brown dwarfs (including candidates in the brown dwarf desert) and low mass stellar companions, establishing a trustworthy pipeline to characterize the stars which host exoplanets and brown dwarfs to be discovered by SDSS/MARVELS. We have also reported the discovery of one spectroscopic binary by MARVELS and one eclipsing binary in its pilot survey by using alternative versions of our pipeline. The second approach has built a full pipeline to characterize more than 60,000 spectra with low-to-moderate resolution (R~12,000) of dwarfs and subgiants from the MARVELS sample. This pipeline performs the normalization of the spectra, the measurement of the stellar spectral indices and the derivation of the atmospheric parameters in a fully automated way. Our technique is capable of recovering the atmospheric parameters in a highly competitive way when compared to determinations from classical high-resolution spectroscopy analyses. The method is highly flexible and can be adapted to other needs in the analysis of low-to-moderate resolution spectra. This pipeline will be use to characterize 3,300 stars observed by the SDSS/MARVELS, being fundamental to quantify the occurrence rate of substellar companions of solar type stars. A third approach aims to investigate the consistency of the effective temperature and metallicity scales between FGK giants and dwarfs. We used the Hyades open cluster in which the giants have effective temperatures derived from observed angular diameters. Different line-lists were tested to minimize NLTE effects and optimize the approach for the analysis of the giants. The stellar parameters and the metallicity scale were determined by two methods: one uses the angular diameters and the photometric effective temperatures, besides presenting a novel calibration of the microturbulence parameter based on 3D atmospheric models; the second relies on the classical spectroscopic analysis. The first method proved more sucessful in retrieving the metallicity scale of the Hyades dwarfs and giants. The classical spectroscopic analysis is more sensitive to systematic effects, more prone to plague giant stars, probably caused by inadequate linelists, and also, possibly, other systematics affecting the coolest dwarfs of the sample. Our results urge caution in the interpretation of recent works that suggest that giants which host exoplanets are not preferably metal-rich, in contrast to the behaviour well established for the dwarfs. More investigations are needed to attest that the giants metallicity scale is not being affected by systematic effects of the spectroscopic analysis.

**Keywords**: Technique: spectroscopy – Technique: Spectral Indices – Stars: Fundamental parameters – Stars: solar-type – Stars: dwarfs and giants – Stars: brown dwarfs – Planets: exoplanets.

### Sumário

Intr	odução		1
Car	acteriza	ção de Estrelas Hospedeiras de Objetos Subestelares	12
2.1	O MA	RVELS	12
2.2	A Cara	acterização de Estrelas com Companheiros Subestelares	18
2.3	O Pipe	eline de Caracterização Estelar	21
	2.3.1	Seleção da Lista de Linhas	22
	2.3.2	Medidas das Larguras Equivalentes (LEs)	23
	2.3.3	Testes Estatísticos de qualidade das LEs	24
	2.3.4	Cálculo dos parâmetros atmosféricos	26
	2.3.5	Estimativas de incertezas nos parâmetros atmosféricos	27
2.4	Result	ados	29
	2.4.1	Candidatas a Anãs Marrons	41
	2.4.2	Regime de Transição entre Anãs Marrons e Companheiras Estelares de	
		Baixa Massa	44
	2.4.3	Sistemas binários	45
	2.4.4	Limitações do <i>Pipeline</i>	46
Pará	âmetros	Atmosféricos em Moderada Resolução de Estrelas de Campo	50
3.1	Descri	ção dos Dados	52
	3.1.1	Amostra de Calibração	52
	3.1.2	Amostra de Validação	53
3.2	Seleçã	o dos Índices Espectrais	55
3.3	3 O Método Automático de Normalização		58
	3.3.1	Domínio de Parâmetros de Entrada do marvels_norm	60
	3.3.2	O Uso das Janelas de Contínuo Local	60
	3.3.3	Intervalo dos Parâmetros de Entrada do Ajuste Polinomial	65
	3.3.4	Critério de Escolha da Solução de Normalização	67
	3.3.5	Limitações do marvels_norm	71
3.4	4 Medidas dos Índices Espectrais		73
3.5	Calibr	Calibrações Multiparamétricas dos Índices Espectrais	
3.6	Deterr	ninação dos Parâmetros Atmosféricos	80
3.7	Result	Resultados	
	3.7.1	Desempenho do <i>pipeline</i> dos Índices na Amostra de Calibração	83
	3.7.2	Desempenho do <i>pipeline</i> dos Índices na Amostra de Validação	85
	3.7.3	Correção da Escala de LEs da Amostra de Validação	87
	3.7.4	Limitações do <i>pipeline</i> dos Índices Espectrais	92
	Intr Car 2.1 2.2 2.3 2.4 2.4 Para 3.1 3.2 3.3 3.4 3.5 3.6 3.7	IntroduçãoCaracteriza2.1O MA2.2A Cara2.3O Pipa2.3.1 $2.3.2$ 2.3.3 $2.3.4$ 2.3.5 $2.4$ 2.4.1 $2.4.2$ 2.4.3 $2.4.4$ Parâmetros3.1Descri3.1Descri3.1.1 $3.1.2$ 3.2Seleçã3.3O Mét3.3 $3.3.4$ 3.5 $3.4$ Medid $3.5$ 3.4Medid3.5 $3.4$ 3.7Result $3.7.1$ $3.7.2$ $3.7.3$ $3.7.4$	Introdução         Caracterização de Estrelas Hospedeiras de Objetos Subestelares         2.1       O MARVELS         2.2       A Caracterização de Estrelas com Companheiros Subestelares         2.3       O Pipeline de Caracterização Estelar         2.3.1       Seleção da Lista de Linhas         2.3.2       Medidas das Larguras Equivalentes (LEs)         2.3.3       Testes Estatísticos de qualidade das LEs         2.3.4       Cálculo dos parâmetros atmosféricos         2.3.5       Estimativas de incertezas nos parâmetros atmosféricos         2.4.1       Candidatas a Anãs Marrons         2.4.2       Regime de Transição entre Anãs Marrons e Companheiras Estelares de Baixa Massa         2.4.3       Sistemas binários         2.4.4       Limitações do Pipeline         Parâmetros Atmosféricos em Moderada Resolução de Estrelas de Campo         3.1       Descrição dos Dados         3.1.1       Amostra de Calibração         3.3       O Método Automático de Normalização         3.3.1       Domíni de Parâmetros de Entrada do marvels_norm         3.3.2       O Uso das Janelas de Contínuo Local         3.3.3       Intervalo dos Parâmetros de Entrada do Ajuste Polinomial         3.3.4       Critério de Escolha da Solução de Normalização         3.3.5

4	A Es	scala de	Metalicidade e Temperatura Efetiva de Anãs e Gigantes Frias	94
	4.1	Híades	: o aglomerado aberto	96
	4.2	Descri	ção e Redução dos Dados	97
	4.3	Seleçã	o das Listas de Linhas	100
	4.4	Detern	ninação das Medidas de LEs	102
	4.5 Determinação da Escala de Metalicidade através de Parâmetros At		ninação da Escala de Metalicidade através de Parâmetros Atmosféricos	
	Robustos		tos	104
		4.5.1	A Escala de Temperaturas Efetivas	106
		4.5.2	As Gravidades Superficiais	108
		4.5.3	Calibração da Microturbulência	109
		4.5.4	O Método#1	115
	4.6	Anális	e Espectroscópica Clássica: O Método#2	116
	4.7	.7       Abundâncias Solares	120	
	4.8		ados	123
		4.8.1	Comparação entre as Listas de Linhas MASH e ASPL	124
		4.8.2	Comparação entre os Métodos #1 e #2	125
		4.8.3	Híades: A Escala de Metalicidades	129
		4.8.4	Comparação com outros Trabalhos da Literatura	133
5	Con	clusões	e Perspectivas	134
A	List	a de Lir	nhas Atômicas do <i>Pipeline</i> BPG-MARVELS	151
B	Índi	ces Esp	ectrais e Coeficientes das Funções de Correlação	161
С	C Listas de Linhas Atômicas da Análise do Aglomerado das Híades			168
D	D Lista de Publicações Relacionadas a esta Tese			173

# Lista de Figuras

1.1 1.2	O deserto das anãs marrons ilustrado em um diagrama de massa versus período. Histograma das companheiras de tipo solar a 25 parsecs ilustradas em função	3
	da massa.	4
1.3	Histograma da distribuição de metalicidade de estrelas anãs e gigantes com pla-	
	netas.	8
2.1	Esquema representativo do DFDI.	15
2.2	Histogramas da distribuição de temperaturas efetivas, das gravidades superfici- ais, das metalicidades e da magnitude $V$ da amostra estelar do MARVELS	17
2.3 2.4	Teste estatístico de FWHM/ $\lambda$ vs. LE para o espectro FEROS de Ganimedes Teste estatístico da profundidade da linha vs. LE/ $\lambda$ para o espectro FEROS de	25
	Ganimedes	26
2.5 2.6	Análise espectroscópica da candidata MARVELS-2b Diferencas entre os parâmetros obtidos com o <i>pipeline</i> BPG-MARVELS e os	28
	parâmetros da literatura em função dos parâmetros da literatura.	32
2.7	Comparação das LEs medidas com o <i>bplot</i> para os espectros FEROS e UVES	25
20	Comparação na ragião da linha K do Ca II entre a estrela Marvela A e outras	33
2.0	três estrelas com parâmetros atmosféricos similares	42
29	Comparação na região da linha H $\alpha$ entre Marvels 4 e o Sol	43
2.10	Distribuição das estrelas com companheiras subestelares do MARVELS	47
3.1	Distribuição no espaço de parâmetros atmosféricos das estrelas de calibração e validação	55
3.2	Seleção dos índices espectrais utilizando duas versões do espectro FEROS de	
	Ganimedes como gabarito	56
3.3	Região dos espectros FEROS degradados de Ganimedes e das estrelas HD 32147 e HD 52298	57
3.4	Espectro degradado da estrela de calibração HD 14802 antes e depois da nor-	
	malização do marvels_norm.	61
3.5	Amostra de 27 estrelas com espectros MARVELS e FEROS degradados para	
	os testes de normalização	62
3.6	Exemplo de uma janela de contínuo local em 5309 Å	63
3.7	Comparação dos espectros normalizados das estrelas TYC 3463-00185-1 e TYC	
	3216-01744-1 com e sem o uso das janelas de contínuo	64
3.8	Exemplos de curvas de normalização obtidas para a estrela TYC 276200177-1.	69
3.9	Exemplo de uma solução ruim de normalização	70
3.10	Exemplo da normalização do espectro da HD 104690 que possui uma descon-	
	tinuidade na colagem das ordens <i>echelle</i>	73

3.11	Distribuição das LEs do índice 38 em função dos parâmetros atmosféricos para	75
2 1 2	Exemple de função de celibração.	73
3.12		/9
3.13 3.14	Exemplo dos diagramas de residuos da função de calibração do indice 38 Comparação entre os parâmetros atmosféricos derivados via <i>pipeline</i> dos índi- ces espectrais e os determinados com espectros de alta resolução para a amostra	81
	de calibração.	84
3.15	Comparação entre as LEs dos espectros FEROS e MARVELS em função do número de fibras para o índice 59.	87
3.16	Comparação entre os parâmetros atmosféricos derivados via <i>pipeline</i> dos índi- ces espectrais com as correções de LE e os determinados com espectros de alta	01
	resolução para a amostra de validação.	90
3.17	Resíduos dos parâmetros atmosféricos e incertezas internas relativas a estes pa- râmetros em função da S/R	91
4.1	Diagrama cor–magnitude do aglomerado aberto das Híades.	98
4.2	Espectros de três estrelas da amostra das Híades	100
4.3	Comparação das LEs obtidas com o ARES e o splot para os espectros de Gani-	
	medes, para a HIP 20205 e para a HIP 22566	105
4.4	Comparação das LEs da estrela HIP 20205 para os espectros UVES e HARPS .	106
4.5	Esquema gráfico da determinação da Microturbulência através do uso de mode-	
	los 3D	113
4.6	Diagrama dos resíduos da calibração de microturbulência em 3D	114
4.7	Análise espectroscópica da estrela HIP 13976 com a lista MASH.	119
4.8	Comparação entre os parâmetros atmosféricos obtidos com os Métodos #1 e #2	127
4.9	Comparação entre as escalas de temperaturas efetivas dos métodos #1 e #2	128
4.10	Abundâncias das linhas de Fe I em função das temperaturas efetivas para os	
	Métodos #1 e #2, utilizando as listas MASH e ASPL.	129

## Lista de Tabelas

2.1	Parâmetros Atmosféricos de seis estrelas bem estudadas na literatura para os testes de validação do <i>pipeline</i> BPG-MARVELS.	31
2.2	Parâmetros atmosféricos obtidos com o <i>pipeline</i> para os espectros ARCES e FEROS	33
2.3	Parâmetros atmosféricos obtidos com o <i>pipeline</i> para três espectros UVES.	33
2.4	Parâmetros do ajuste linear entre as medidas de LEs obtidas com espectros FE-	24
2.5	Parâmetros atmosféricos obtidos com o <i>pipeline</i> dos espectros UVES com as	34
26	Les corrigidas para a escala do FEROS.	34
2.0	nheiras estelares de baixa massa do MARVELS	37
2.7	Parâmetros atmosféricos do BPG-MARVELS e parâmetros atmosféricos finais	57
,	recomendados ao MARVELS.	40
3.1	Parâmetros atmosféricos da amostra de validação.	54
3.2	Ajustes obtidos para as estrelas da amostra de testes de normalização segundo	
	os dois critérios de escolha da melhor solução de normalização	68
3.3	Lista de espectros com problemas na junção das ordens <i>echelle</i> da amostra de calibração	72
3.4	Comparação dos parâmetros atmosféricos determinados pelo <i>pipeline</i> dos índi- ces espectrais e pelas análises com espectros em alta resolução utilizando 92 índicas	96
35	Indices	86
5.5	ces espectrais e pelas análises com espectros em alta resolução utilizando 64	00
36	Comparação entre os parâmetros atmosfóriços derivados polo ninclina dos índi	88
5.0	ces e análises de alta resolução da literatura para casos limites	93
4.1	Amostra de estrelas selecionadas do Aglomerado das Híades	98
4.2	Temperaturas efetivas interferométricas e de IRFM para as gigantes das Híades.	107
4.3	Índices de cor e temperaturas efetivas fotométricas de uma amostra das anãs das Híades	107
4.4	Seleção de modelos 3D e microturbulências calibradas pela comparação entre	- • ·
	modelos 3D e 1D para as estrelas da amostra Híades.	111
4.5	Parâmetros atmosféricos e metalicidades para as anãs e gigantes das Híades de	
	acordo com o Método#1	117
4.6	Parâmetros atmosféricos e metalicidades para as anãs e gigantes das Híades de	
	acordo com o Método#2	121

4.7	Abundâncias Solares obtidas com os Métodos #1 e #2, para as listas MASH e ASPL.	122
4.8	Comparação das abundâncias obtidas com o ARES e o <i>splot</i> utilizando o Método#1 para os espectros de Ganimedes, HIP 20205 e HIP 22566	123
4.9	Abundâncias do Fe I e Fe II, diferenciais em relação ao Sol, para as anãs e gigantes das Híades obtidas com o Método#1	131
4.10	Abundâncias do Fe I e Fe II, diferenciais em relação ao Sol, para as anãs e gigantes das Híades obtidas com o Método#2	132
A.1	Tabela com as linhas espectrais utilizadas para o cálculo dos parâmetros atmos- féricos do espectro solar obtido com o FEROS.	151
A.2	Tabela com as linhas espectrais utilizadas para o cálculo dos parâmetros atmos- féricos do espectro solar obtido com o ARCES.	155
A.3	Tabela com as linhas espectrais utilizadas para o cálculo dos parâmetros atmos- féricos do espectro solar obtidos com o SARG.	158
B.1 B.2	Propriedades dos Índices Espectrais	161
		165
C.1	Lista de linha MASH com seus respectivos dados atômicos. As medidas das LEs e abundâncias apresentadas correspondem à análise do espectro de Gani- medes segundo o Método#1	168
C.2	Lista de linha ASPL com seus respectivos dados atômicos. As medidas das LEs e abundâncias apresentadas correspondem à análise do espectro de Ganimedes	100
	segundo o Método#1	171

# Capítulo 1 Introdução

A caracterização dos parâmetros atmosféricos e da escala de abundâncias químicas estelares consiste em uma das ferramentas mais importantes utilizadas pelos astrônomos no entendimento de diversos assuntos no contexto da Astrofísica Estelar. Em particular, a caracterização dos parâmetros atmosféricos de estrelas que hospedam companheiras subestelares desempenha um importante papel na compreensão de um dos temas de maior importância na agenda científica do século XXI: os mecanismos de formação planetária, bem como a frequência de ocorrência de planetas em função de propriedades fundamentais da estrela hospedeira, tais como massa, metalicidade e idade. Isto porque, para acessar os parâmetros físicos do planeta em questão, é necessário conhecer previamente os parâmetros atmosféricos da estrela que o hospeda.

Existem diversas questões de interesse conectadas ao entendimento da origem e formação de sistemas planetários. A questão da habitabilidade, por exemplo, está diretamente associada às propriedades físicas da estrela hospedeira. Tipicamente, a zona habitável é definida como a região ao redor da estrela central na qual as condições físicas favorecem a existência de água líquida em superfícies planetárias por um período de tempo longo o bastante para promover a evolução biológica (Kasting et al. 1993).

Previsões teóricas sugerem que a metalicidade estelar possui influência não apenas na probabilidade de formação de planetas terrestres, mas também em sua localização na zona habitável (e.g. Lineweaver 2001). Além disso, detalhes específicos da abundância de determinados elementos, tais como o Si, K, U, Th, entre outros, podem influenciar nas propriedades essenciais ligadas à habitabilidade, como por exemplo, a presença de oceanos, a intensidade de campos magnéticos e a atuação da tectônica de placas (González et al. 2001; Porto de Mello et al. 2006).

A busca por planetas em estrelas do tipo solar evoluiu rapidamente ao longo das últimas décadas. Na vanguarda das descobertas planetárias, a técnica de velocidades radiais se destaca por apresentar um excelente desempenho na descoberta de diversos exoplanetas em estrelas de tipos FGK desde o pioneiro trabalho de 51 Peg b (Mayor & Queloz 1995). Um nicho particular ganhou especial contribuição paralela oriunda destes levantamentos em busca de exoplanetas: as anãs marrons. No contexto da técnica de velocidades radiais, as anãs marrons são relativamente mais fáceis de serem detectadas que os planetas, pois a amplitude de variação das velocidades radiais para estes objetos atinge valores de alguns milhares de m/s, o que corresponde a valores muito maiores do que o sinal de velocidades radiais produzido por planetas gigantes.

Anãs marrons são objetos subestelares que abrangem uma faixa de massa entre aproximadamente 13 e 80 massas de Júpiter  $(M_{Jup}^{-1})$  e que não possuem massa suficiente para sustentar a fusão nuclear do hidrogênio (Burrows et al. 1997). Ao invés disto, estes objetos realizam a fusão de deutério em seus núcleos. Por estas características, estes objetos ocupam o regime de transição entre as estrelas de mais baixa massa e os planetas.

Os primeiros trabalhos acerca da descoberta fidedigna (*bona fide*) de uma anã marrom foram reportados no mesmo ano da descoberta do primeiro planeta extrassolar, em 1995 (Rebolo et al. 1995; Nakajima et al. 1995; Oppenheimer et al. 1995). Atualmente, de acordo com o *DwarfArchive.org*<sup>2</sup> existem mais de 1200 anãs marrons descobertas na literatura, sendo boa parte desta amostra composta de objetos isolados, que em sua maioria, foram descobertos por levantamentos de imagem. Os levantamentos de velocidades radiais, por sua vez, fomentaram a descoberta de uma classe relativamente rara de anãs marrons de períodos curtos que orbitam estrelas do tipo solar. No entanto, a taxa de ocorrência destes sistemas são relativamente baixas quando comparadas à frequência de estrelas de baixa massa e exoplanetas companheiros de estrelas do tipo solar.

Existem algumas poucas dezenas de anãs marrons com períodos relativamente curtos (P < 5 anos) que foram descobertas como companheiras de estrelas de tipo solar (por exemplo, Marcy & Butler 2000; Sahlmann et al. 2011; Díaz et al. 2012). O déficit na distribuição de objetos com massas na faixa das anãs marrons em órbita de estrelas do tipo solar, dentro de 3-5 UA, é conhecido como o "deserto das anãs marrons", do inglês *brown dwarf desert* (Marcy & Butler 2000). A Figura 1.1 apresenta um diagrama de massa contra o período que ilustra a existência de um deserto de anãs marrons para companheiras de estrelas de tipo solar de período curto (diagrama original de Grether & Lineweaver 2006). Como a sensibilidade dos levantamentos de velocidades radiais é maior para as anãs marrons do que para os planetas, este mínimo na distribuição é real. Este comportamento em função da massa não é observado para as estrelas anãs marrons isoladas.

Diversos estudos de binaridade em função da massa da companheira estelar apontam que a taxa de ocorrência de anãs marrons próximas ou a distâncias moderadas das estrela hospedeira ( $\leq 10$  UA) é menor que 1%. De acordo com o levantamento do *California & Carnegie Planet Search* esta frequência corresponde ao valor de 0.7±0.2%, obtido com dados de uma amostra de 1000 estrelas (Vogt et al. 2002; Patel et al. 2007). O *Mc Donald Observatory Planet Search* encontrou uma taxa similar de 0.8±0.6% quando realizaram o mesmo tipo de estudo de sua amostra de 250 estrelas (Wittenmyer et al. 2009). Mais ainda, Sahlmann et al. (2011) encontram um limite superior de 0.6% para a frequência de anãs marrons de período curto ao redor de

 $<sup>{}^{1}</sup>M_{Jup}$ = Massas de Júpiter. Como os primeiros planetas extrassolares descobertos eram gigantes, tornou-se comum representar a massa destes planetas em função da massa de Júpiter.

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup>http://www.dwarfarchives.org.



Figura 1.1: O deserto das anãs marrons ilustrado em um diagrama da massa versus o período de companheiras de estrelas de tipo solar. Original da figura 5 de Grether & Lineweaver (2006).

estrelas do tipo solar para uma amostra do CORALIE (Udry et al. 2000a) e do levantamento de planetas feito com o HARPS (Mayor et al. 2003).

Grether & Lineweaver (2006) investigaram a taxa de ocorrência por massa de companheiras de estrelas de tipo solar. Estes autores encontraram que aproximadamente 16% da amostra possui companheiras de período curto. Desta amostra, em torno de 11% são companheiras estelares, 5% são companheiras planetárias e menos de 1% são anãs marrons. Estes resultados confirmam que o mínimo da distribuição de ocorrência de objetos companheiros subestelares ou quase subestelares encontra-se próximo ao regime de massas das anãs marrons, reforçando a existência do deserto. Estes autores investigaram ainda o valor mínimo do número de companheiras por intervalo de massa, e encontraram que a faixa de massa na região mais "árida" deste deserto está localizada em  $M = 31 \frac{-18}{+25} M_{Jup}$ .

A formação de anãs marrons, assim como a formação de sistemas planetários, é uma tema de intenso debate na literatura. Numa visão geral, acredita-se que anãs marrons se formem pelos mesmos mecanismos das estrelas, via colapso gravitacional (Padoan & Nordlund 2004) ou fragmentação em uma nuvem molecular (Hennebelle & Chabrier 2008). Entretanto, companheiras com ~10  $M_{Jup}$ , ou até mesmo 38  $M_{Jup}$ , podem se formar em discos protoplanetários, como sugere o modelo de acreção nucleada para planetas<sup>3</sup> (Alibert et al. 2005; Mordasini et al. 2009). Por se tratarem de objetos de transição entre os planetas e as estrelas de baixa massa,

<sup>&</sup>lt;sup>3</sup>Mais adiante na página 7, o leitor pode apreciar uma discussão mais completa sobre os mecanismos de formação planetária.

entender a origem do deserto das anãs marrons pode fornecer vínculos para melhor estabelecer a divisão entre os objetos formados por discos protoplanetários e os objetos formados pelo colapso gravitacional.

Completando a complexidade do cenário, os mecanismos de formação das anãs marrons companheiras de estrelas do tipo solar não parecem ser os mesmos das anãs marrons encontradas no campo ou em aglomerados. Grether & Lineweaver (2006) encontram um decréscimo linear em direção à faixa de massa das anãs marrons de período curto provenientes tanto da direção da região de massas estelares quanto da direção da região de massas planetárias, como mostra a Figura 1.2. Nesta figura, é mostrado um histograma das companheiras de estrelas de tipo solar a uma distância de 25 parsecs em função da massa da companheira. Em contrapartida, a reprodução deste tipo de estudo apresenta uma tendência aproximadamente constante para objetos, de campo ou de aglomerados, com massas em torno de 20  $M_{Jup}$  (Luhman et al. 2000; Chabrier 2002).



Figura 1.2: Histograma das companheiras de tipo solar a 25 parsecs ilustradas em função da massa da companheira. É possível notar um decréscimo na presença de companheiras em direção a região correspondente às anãs marrons. Mais detalhes sobre esta figura podem ser encontrados na versão original (Figura 10 de Grether & Lineweaver 2006).

As propriedades das anãs marrons, assim como as propriedades das estrelas que as hospedam, contém um conjunto de informações que pode nos auxiliar a compreender melhor os mecanismos de formação destes sistemas e sua relação com a formação estelar e a formação planetária. Por exemplo, Ma & Ge (2014) realizaram uma compilação de anãs marrons publicadas na literatura e encontraram que, para estes sistemas, as estrelas hospedeiras não aparentam ser mais ricas em metais, como ocorre para as estrelas anãs hospedeiras de planetas gigantes (jovianos). Estes autores argumentam que para as anãs marrons o cenário de formação deve ser, ao menos em parte, diferente da teoria de acreção nucleada. Para os objetos encontrados no deserto das anãs marrons, o mecanismo de formação baseado na acreção nucleada deve estar perdendo sua eficiência, em virtude da dificuldade de formar objetos de maior massa na distribuição de massas. Por outro lado, o colapso gravitacional também deve perder eficiência para formar objetos de massas tão pequenas. Uma questão que é levantada é se existe um mínimo onde ocorre a separação da contribuição destes dois processos de formação ou se estes atuam mutuamente na formação de objetos no deserto das anãs marrons. Para entender melhor estas questões é necessário ampliar a amostra de anãs marrons nesta faixa de massa.

Outra classe de objetos que também se beneficia indiretamente dos levantamentos da busca de planetas em estrelas do tipo solar são as companheiras estelares de baixa massa ( $M \leq 0.1 M_{\odot}$ ). Novamente, para estes objetos, o nosso entendimento sobre os seus mecanismos de formação não é completo. Estes sistemas binários, ou sistemas múltiplos (quando existe a presença de mais de uma companheira), não são incomuns em nossa Galáxia (Duquennoy & Mayor 1991; Raghavan et al. 2010). Nestes casos também é possível obter as propriedades do sistema através da caracterização da estrela primária, desde que não haja contaminação significativa do espectro da secundária no espectro da primária. As propriedades do sistema como a razão de massa, a idade, a metalicidade, entre outros, são parâmetros fundamentais utilizados nas teorias de formação estelar.

Raghavan et al. (2010) analisaram uma amostra de aproximadamente 500 estrelas de tipo solar próximas (da vizinhança solar) selecionadas com o HIPPARCOS e notaram que a maioria das companheiras destas estrelas com períodos curtos (P < 100 dias) são, na verdade, sistemas triplos. A formação de tal configuração sugere que potencialmente estes sistemas experimentaram migração orbital (Bate et al. 2002).

Estudos estatísticos de companheiras estelares dentro de 10 UA ao redor de estrelas de tipo solar apontam para uma ausência de objetos com razões de massa q < 0.2, onde q representa a razão entre a massa da companheira e a massa da estrela (Pont et al. 2005; Bouchy et al. 2011). Este comportamento sugere um análogo do deserto das anãs marrons para companheiras anãs M (Burgasser et al. 2007). Bouchy et al. (2011) propõe ainda que objetos de baixa massa e de período curto são preferencialmente encontrados ao redor de estrelas ligeiramente mais massivas, de tipo F, por exemplo, do que em estrelas do tipo G. De acordo com estes autores, a redução da taxa de rotação estelar associada ao campo magnético das estrelas G e K gera uma perda de momento angular que é transferida para a companheira, provocando um aumento das interações gravitacionais entre o sistema, e fazendo com que a companheira migre para órbitas mais próximas, podendo ainda ser "engolida" pela estrela que a hospeda. Esta ideia, no entanto, foi sustentada tão somente com base na ausência de companheiras observadas nesta faixa de massa, numa amostra reduzida de estrelas. Uma vez mais, é necessária a detecção de um número maior de estrelas companheiras para melhor definir as estatísticas de frequência desses objetos.

Os estudos das taxas de ocorrência de sistemas planetários, companheiros subestelares ou

companheiros estelares de baixa massa são de grande valia para entender melhor os mecanismos de formação de tais sistemas. É importante ter em mente que, linguisticamente, existe uma separação para os objetos companheiros estelares a saber: estrelas de baixa massa, anãs marrons e exoplanetas. No entanto, do ponto de vista astrofísico, existe um contínuo de massas que está conectado aos processos de formação. Dependendo da massa do objeto, um processo prevalecerá sobre outro. A caracterização dos parâmetros atmosféricos e orbitais destes sistemas certamente contribuem para um melhor entendimento do cenário apresentado.

Um outro contexto onde a caracterização estelar desempenha um importante papel é o estudo da escala de metalicidades e de temperaturas efetivas de estrelas em diferentes estágios evolutivos, tais quais anãs e gigantes. Um exemplo disto ocorre quando ao investigar-se simultaneamente certas classes de estrelas evoluídas e da sequência principal, muitas vezes adota-se a mesma escala de abundâncias químicas para tais objetos (e.g., ver Santos et al. 2009). Esta medida, entretanto, pode ter consequências nas interpretações de algumas questões.

A comparação da escala de metalicidades de anãs e gigantes pode ter implicações nos estudos de evolução química da Galáxia, por exemplo. Em alguns casos, somos forçados a comparar estrelas em diferentes estágios evolutivos e em diferentes regiões da Galáxia. Para ilustrar este problema, Zoccali et al. (2006) analisaram uma amostra de gigantes frias do bojo e compararam estes resultados com as abundâncias de anãs de tipo solar do disco fino e espesso da literatura. Estes autores encontraram uma maior razão [ $\alpha$ /H] para o bojo e interpretaram este resultado sugerindo que a formação do bojo ocorreu anteriormente e mais rapidamente que no disco. Em contrapartida, Meléndez et al. (2008) analisaram uma amostra de gigantes do bojo e do disco e encontram que o padrão de abundâncias das duas populações é indistinguível. Em vista disto, estes autores argumentam em favor de um histórico de formação similar para o disco e o bojo. A dicotomia dos resultados encontrados ilustra bem o retrato dos efeitos sistemáticos que podem afetar diferentemente a análise de anãs e gigantes.

Ao comparar as abundâncias de anãs e gigantes, é preciso ter em mente que alguns aspectos evolutivos podem afetar as abundâncias das estrelas gigantes. Em investigações que consideram elementos que podem ser processados durante a evolução estelar, como o sódio (Na), alumínio (Al) ou os elementos do ciclo CNO, a situação torna-se ainda mais crítica. A escolha de uma mesma escala de abundância para diferentes tipos de estrelas em uma amostra pode mascarar a influência, por exemplo, de um episódio extra de mistura com o material produzido no interior estelar. Obviamente, ao se comparar duas classes de objetos tão distintas, devemos considerar possíveis diferenças em suas histórias nucleossintéticas, além das suas diferenças estruturais.

Apesar da clara distinção entre estrelas anãs e gigantes de tipo FGK, ambas tornaram-se alvos de grande interesse na busca de planetas extrassolares. Inicialmente motivados pela busca de sistemas planetários similares ao Sistema Solar, muitos trabalhos direcionaram seus estudos para as estrelas da Sequência Principal, mais especificamente, anãs de tipo tardio. Além da razão óbvia de procurar planetas ao redor de estrelas similares ao Sol – que sozinho abriga oito planetas – algumas técnicas otimizam a probabilidade de encontrar planetas em torno de

estrelas de tipo solar. Este é o caso do método das medidas de velocidades radiais, o qual é mais eficiente quanto maior a capacidade de separação das linhas espectrais, assim como a quantidade destas linhas e a estreiteza de seus perfis em comprimento de onda. De fato, o alargamento rotacional nos perfis das linhas espectrais é maior para estrelas de tipo anterior do que em estrelas de tipo tardio. Em contrapartida, embora gigantes apresentem variações intrínsecas nas velocidades radiais maiores que as anãs, tal classe de estrelas também têm sido explorada na busca de exoplanetas devido aos notáveis progressos na técnica de velocidades radiais. Alguns grupos iniciaram levantamentos com estrelas evoluídas e descobriram planetas ao redor de estrelas gigantes de tipo espectral G e K (Frink et al. 2002; Setiawan et al. 2003; Döllinger et al. 2007).

Neste sentido, uma conclusão com respeito aos planetas e às propriedades de suas estrelas hospedeiras tornou-se evidente: estrelas da Sequência Principal de tipo espectral FGK hospedeiras de planetas gigantes ( $\geq 1.0 \ M_{Jup}$ ) são preferencialmente mais ricas em metais quando comparadas às estrelas de tipo solar sem planetas (Gonzalez 1997; Santos et al. 2004; Fischer & Valenti 2005). Estudos subsequentes mostraram que estes resultados não são produzidos por efeitos espúrios de seleção da amostra, levando-nos à conclusão de que este é um comportamento real. Estrelas hospedeiras de planetas são, em média, em torno de 0.25 dex mais ricas em metais que suas respectivas companheiras sem planetas (Santos et al. 2004, 2005; Pasquini et al. 2007).

A correlação entre a metalicidade a a frequência planetária fornece importantes vínculos para os modelos de formação planetária. Atualmente, os dois principais cenários propostos para explicar a formação de planetas são: o cenário de acreção nucleada e o cenário de instabilidade (ou colapso) gravitacional. O cenário de acreção nucleada (Pollack et al. 1996) argumenta que a formação de um planeta seria o resultado da aglutinação de um núcleo sólido por colisões sucessivas de planetesimais. Após atingir um certo valor de massa, o núcleo passaria a capturar o gás da nebulosa, formando um envoltório e, em seguida, um planeta joviano. Entretanto, a principal crítica à este cenário reside no fato de que a escala de tempo necessária para a formação de um planeta gigante gasoso é comparável com o limite superior da escala de tempo de depleção do gás no disco protoplanetário (Haisch et al. 2001). Alternativamente, o cenário de instabilidade gravitacional (Boss 1997, 1998; Nayakshin et al. 2014, sendo o último um modelo misto) prevê que instabilidades gravitacionais no disco protoplanetário dariam origem a regiões de altas densidades que, posteriormente, sofreriam colapso gravitacional ocasionando a formação dos planetas. De acordo com este cenário, os planetas gigantes se formariam antes da depleção do gás no disco protoplanetário. Entretanto, este modelo não prevê nenhum enriquecimento adicional de material refratário, já que o planeta se formaria de um mero colapso, sem diferenciação e com a mesma abundância de seu disco de formação.

Em favor do cenário de acreção nucleada está a hipótese de enriquecimento primordial. Esta sugere que a soma de material do núcleo do disco protoplanetário capaz de formar planetas é proporcional à metalicidade da estrela central, uma vez que a estrela e o seu disco protoplane-

tário advém da mesma nuvem de gás e poeira. Neste caso, a formação planetária dependeria fortemente da quantidade de poeira (Ida & Lin 2004). Por outro lado, a hipótese de poluição sustenta que a metalicidade da estrela pode ser modificada pela presença dos planetas ao seu redor. Esta hipótese está em acordo com o cenário de instabilidade gravitacional porque a estrela seria contaminada pelos restos do sistema planetário, tendo suas camadas externas como as únicas regiões afetadas (Laughlin & Adams 1997), e não a sua composição como um todo.

Embora para as estrelas anãs uma correlação entre a metalicidade da estrela e a frequência planetária seja corroborada por muitos autores, o mesmo padrão não é encontrado em trabalhos com estrelas gigantes. da Silva et al. (2006) estudaram uma amostra de 72 gigantes das quais três possuíam companheiros subestelares. Apesar do pequeno número da amostra, estes autores defendem que as gigantes com planetas parecem ser mais pobres em metais, resultado este em desacordo com o obtido para as anãs.

Pasquini et al. (2007) também encontraram um resultado similar com base em uma amostra de 14 gigantes com planetas, e argumentam que estrelas gigantes hospedeiras de planetas não favorecem objetos de alta metalicidade. A distribuição de metalicidade das estrelas gigantes por eles apresentada possui o mesmo formato da distribuição de metalicidades das estrelas anãs, porém deslocada em torno de 0.30 dex para valores mais baixos de metalicidade, como mostra a Figura 1.3. Os autores também compararam a distribuição de estrelas anãs com planetas de longo período (≥ 180 dias), posto que a maioria dos planetas encontrados em torno de estrelas gigantes possui longo período, com o intuito de eliminar possíveis efeitos de seleção nas comparações entre as amostras. Todavia, como pode ser visto na Figura 1.3, não foram encontradas diferenças entre na distribuição de metalicidades em estrelas anãs com planetas de períodos longo e curto. Pasquini et al. (2007) sugerem ainda que um cenário que inclua uma possibilidade de migração planetária é plausível, porém indicam como uma explicação mais imediata que as altas metalicidades observadas em estrelas de sequência principal estão relacionadas à poluição de suas atmosferas. Tal comportamento não seria evidente nas gigantes devido à extensa profundidade da zona convectiva destas estrelas, que dilui o excesso de metais gerado pela poluição.

É importante ressaltar ainda que a grande maioria das gigantes da população local foram estrelas de tipo espectral A durante sua fase de sequência principal. A ausência de um efeito de metalicidade na frequência de planetas jovianos nas gigantes poderia ser, portanto, evidência de um processo distinto de formação destes planetas em estrelas de tipo A, em contraste com as estrelas de tipo F e G, de menor massa.

Por outro lado, uma conclusão um pouco diferente foi obtida por Hekker & Meléndez (2007), que determinaram metalicidades de 380 gigantes de tipo espectral G e K, das quais 5 apresentavam planetas. Estes autores compilaram resultados da literatura para outras 15 gigantes com planetas, totalizando uma amostra de 20 estrelas, e encontram uma diferença média de 0.13 dex entre a metalicidade média das gigantes com e sem planetas. Apesar de haver uma intersecção de 10 estrelas entre a amostra de Pasquini et al. (2007) e a de Hekker & Meléndez



Figura 1.3: Histograma da distribuição de metalicidade de estrelas anãs e gigantes com planetas. A linha contínua azul corresponde a distribuição de metalicidade de estrelas gigantes com planetas, a linha tracejada vermelha representa a distribuição de metais em estrelas anãs com planetas de períodos maiores que 180 dias e a linha pontilhada em preto corresponde a distribuição de metalicidade de toda a amostra de estrelas anãs com planetas. Mais detalhes sobre esta figura podem ser encontrados na versão original (figura 1 de Pasquini et al. 2007).

(2007), os últimos autores argumentam que sua amostra possui gigantes mais ricas em metais, não encontradas nos trabalhos anteriores. Takeda et al. (2008) analisaram uma amostra de 322 gigantes de tipo espectral K (das quais 10 possuem planetas) e não encontraram nenhuma diferença significativa entre as distribuições de metalicidades das estrelas com e sem planetas.

Existem muitas razões que podem explicar as discrepâncias nos resultados apresentados e em suas interpretações. O uso combinado de metalicidades de diferentes referências pode introduzir alguns efeitos sistemáticos nos resultados, principalmente devido aos diferentes métodos de análise e determinação da temperatura efetiva aplicados em cada trabalho. A amostra de análise deve ser escolhida de maneira bastante cautelosa, de forma a evitar qualquer tipo de efeito de seleção que possa comprometer os resultados da análise (e.g., a comparação de estrelas com diferentes tipos de planetas e de diferentes períodos, os efeitos de seleção produzidos nos planetas detectados pela técnica das velocidades radiais, entre outros). Gigantes frias ricas em metais são relativamente raras, portanto alguns cuidados devem ser tomados ao comparar a metalicidade de amostras de anãs e gigantes de forma a garantir a completeza de ambas. Finalmente, alguns cuidados devem ser tomados quando comparamos anãs e gigantes, uma vez que espera-se diferenças sistemáticas devido às diferenças nas suas estruturas internas e nos parâmetros atmosféricos (Asplund 2005), que terminam por refletir na incapacidade dos modelos atmosféricos de representar os dois tipos de objetos com a mesma física.

Um fator crucial na determinação das abundâncias químicas é a escala de temperaturas

efetivas. Qualquer modelo de atmosfera estelar dependerá significativamente deste parâmetro. Estudos recentes apontam pequenas ou moderadas divergências entre duas ou mais escalas de temperatura efetiva, comumente adotadas na literatura (Ramírez et al. 2007; Heiter & Luck 2003). Em geral, as temperaturas obtidas por espectroscopia são mais altas que as temperaturas obtidas por fotometria. Discrepâncias moderadas (~150 K) podem ser explicadas, por exemplo, pelas características do modelo atmosférico estelar adotado. No entanto, diferenças maiores que 150 K são demasiadamente altas para serem justificadas desta maneira.

Em um estudo detalhado de anãs e gigantes do aglomerado aberto IC 4651, Pasquini et al. (2004) encontraram discrepâncias entre as escalas de temperatura fotométrica e espectroscópica da ordem de 100-300 K, dependendo do estágio evolutivo da estrela. Possíveis explicações para este resultado estão associadas a erros na calibração de temperatura–cor, a efeitos sistemáticos devido ao modelo de atmosferas adotado e, no caso de aglomerados estelares, aos erros na estimativa do avermelhamento. Santos et al. (2009) realizaram um trabalho similar com 13 aglomerados abertos e encontraram diferenças semelhantes nas escalas de temperatura efetiva. Eles notaram que as maiores diferenças aparecem para as estrelas gigantes e, ainda, que os valores de temperatura espectroscópica dependem da lista de linhas utilizada.

Porto de Mello et al. (2008) encontraram um bom acordo na comparação entre as temperaturas efetivas fotométricas e as temperaturas efetivas obtidas pelo ajuste dos perfis de H $\alpha$  no sistema binário de  $\alpha$  Centauri. Este é um sistema binário muito bem estudado e para qual massas dinâmicas de alta precisão estão disponíveis, além de gravidades superficiais astrométricas e massas e idades astrossismológias. Os autores deste trabalho mostram que as temperaturas espectroscópicas são mais quentes quando comparadas às temperaturas fotométricas, e sugerem que estes desacordos podem estar associados a efeitos não ETL (equilíbrio termodinâmico local), atividade cromosférica estelar ou ao modelo atmosférico estelar adotado. Estes efeitos devem ser mais intensos em estrelas mais frias, como no caso das anãs. A investigação destas discrepâncias e a determinação das temperaturas efetivas por diferentes métodos são essenciais para a caracterização de abundâncias estelares com alta precisão e, portanto, desempenham papel fundamental na solução da controvérsia do efeito metalicidade na presença de planetas em estrelas anãs e gigantes.

Devido à complexidade técnica e observacional na determinação de medidas precisas de abundâncias químicas, um dos melhores sítios para investigar o panorama anteriormente apresentado são os aglomerados abertos. Estes possuem uma vantagem adicional de fornecer uma amostra de estrelas formadas da mesma nuvem molecular gigante e que possuem aproximadamente a mesma idade. Isto significa, no caso particular das estrelas de Sequência Principal, que tais objetos devem apresentar a mesma composição química atmosférica. Nestes sítios também, a abundância global de gigantes e anãs deve ser a mesma, exceto para os elementos químicos afetados pelos processos de mistura presentes nas estrelas gigantes.

Uma análise detalhada da composição química de um número estatisticamente representativo de estrelas anãs e gigantes, em um aglomerado aberto, produzirá resultados consistentes, uma vez que não se espera nenhuma variação intrínseca na escala de metalicidade destas estrelas. Desta forma, será possível compreender melhor se a diferença de metalicidades entre estrelas anãs e gigantes, hospedeiras de planetas, realmente existe. Em particular, é também importante determinar a temperatura efetiva por diferentes métodos, a fim de entender as limitações de cada metodologia e seus efeitos sobre o objetivo de obter uma escala precisa de abundâncias químicas. Somente após tal detalhado estudo será possível identificar se as discrepâncias nas abundâncias de alguns elementos, como o Na, são provocadas por algum mecanismo físico ou pelas peculiaridades de uma dada metodologia (por exemplo, modelos de atmosferas não ETL e ETL, modelos de atmosfera 1D e 3D, efeitos de componentes não fotosféricas tais como a cromosfera, lista de transições espectrais, e outros).

Seguindo esta filosofia, será possível assegurar uma metodologia de análise química que seja capaz de produzir resultados consistentes entre estrelas anãs e gigantes, tornando a comparação entre suas escalas de metalicidades mais confiável e robusta. A resposta a tais questões terá um importante impacto nas teorias de formação planetária e nos estudos de frequência planetária.

Dentro dos contextos apresentados, esta tese de doutorado possui foco na caracterização de estrelas anãs, subgigantes e gigantes, com diferentes metodologias. As estrelas anãs e subgigantes serão primeiramente exploradas num contexto da presença de companheiras subestelares ou planetárias. Serão abordados métodos de caracterização de estrelas de tipo solar com companheiras e a determinação dos parâmetros da companheira a partir dos parâmetros da hospedeira (Capítulo 2).

Futuramente, planejamos contribuir para estudos de frequência na comparação de estrelas com e sem companheiras subestelares ou planetárias em amostras grandes. Para cumprir este objetivo, apresentaremos uma metodologia de caracterização automatizada de uma amostra de alguns milhares de estrelas anãs e subgigantes de tipo solar. A caracterização estelar destes objetos também irá contribuir para os estudos de evolução química e cinemática das estrelas da vizinhança solar (Capítulo 3).

Por fim, apresentaremos uma avaliação da escala de metalicidades e de temperaturas efetivas entre anãs e gigantes do aglomerado das Híades. Apresentaremos uma metodologia de caracterização para estrelas em diferentes estágios evolutivos juntamente com a investigação dos principais efeitos sistemáticos que podem afetar a análise destes objetos. Este tipo de estudo também possui impacto em questões relacionadas à frequência planetária, além de contribuir para o nosso entendimento da caracterização estelar simultânea de anãs e gigantes (Capítulo 4).

Nossos principais objetivos com tais estudos concentram-se em explorar diversas técnicas de caracterização estelar, avaliando procedimentos otimizados para o tratamento de sistemas individuais, mas também procedimentos direcionados para o tratamento de grandes amostras. Além disso, investigaremos em detalhes a escala de metalicidades e de temperaturas efetivas entre anãs e gigantes.

### Capítulo 2

# Caracterização de Estrelas Hospedeiras de Objetos Subestelares

Neste capítulo serão abordados os principais aspectos da caracterização dos parâmetros estelares e abundâncias químicas das estrelas hospedeiras de anãs marrons, exoplanetas ou companheiras subestelares de baixa massa. Os objetos de interesse deste estudo fazem parte do *Sloan Digital Sky Survey III* (SDSS-III, Eisenstein et al. 2011), que é um consórcio patrocinado pela *Alfred P. Sloan Foundation*, pelas Instituições participantes<sup>1</sup>, a *National Science Foundation* e o *U.S. Department of Energy Office of Science*. Mais informações sobre os projetos do SDSS-III estão disponíveis em https://www.sdss3.org. A seguir, serão apresentadas as principais características deste levantamento assim como a metodologia de análise e os objetos abordados neste estudo.

#### 2.1 O MARVELS

O MARVELS (*Multi-object APO Radial Velocity Exoplanet Large-area Survey*) é um sublevantamento espectroscópico do SDSS-III, que monitorou por um período de aproximadamente 4 anos as velocidades radiais de cerca de 3.300 estrelas de tipos espectrais FGK e de magnitudes entre 7.6 < V < 13.0. Como ciência principal, o MARVELS pretende contribuir para a detecção de novos planetas gigantes gasosos ( $M \le 10 M_{Jup}$ ) e anãs marrons, cujos períodos orbitais variem de algumas horas até aproximadamente 2 anos.

Uma amostra que possua as características dos objetos alvo do MARVELS é de grande inte-

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>O SDSS-III é gerenciado pelo consórcio de pesquisa em astrofísica composto pelas seguintes instituições de participação da colaboração: University of Arizona, o Brazilian Participation Group, Brookhaven National Laboratory, Carnegie Mellon University, University of Florida, o French Participation Group, o German Participation Group, Harvard University, o Instituto de Astrofisica de Canarias, o Michigan State/Notre Dame/JINA Participation Group, Johns Hopkins University, Lawrence Berkeley National Laboratory, Max Planck Institute for Extraterrestrial Physics, New Mexico State University, New York University, Ohio State University, Pennsylvania State University, University of Portsmouth, Princeton University, o Spanish Participation Group, University of Tokyo, University of Utah, Vanderbilt University, University of Virginia, University of Washington e Yale University.

resse para o entendimento de algumas questões da astronomia ligadas à formação e frequência planetária e a formação estelar em regime de baixa massa. A descoberta de novos sistemas com planetas gigantes de períodos curtos pode fornecer vínculos para as teorias de formação planetária. Isto porque, em um dos cenários mais aceitos para a formação de gigantes jovianos, prevê-se que tais planetas sejam originados para além da chamada "linha de gelo", região do disco protoplanetário na qual gelos podem condensar-se mais facilmente (Lissauer 1987). Desta forma, espera-se que planetas com essas características apresentem períodos orbitais de vários anos. A presença de planetas gigantes de períodos curtos sugere que algum mecanismo de migração deve ocorrer na formação destes sistemas. Diversos mecanismos de migração e de interação dinâmica foram propostos para explicar estes sistemas, tais como a migração induzida por interações com o disco protoplanetário (Lin et al. 1996), interações com a órbita da estrela hospedeira (Rasio & Ford 1996), além de mecanismos de migração via ressonância de Kozai (Wu 2003; Wu & Murray 2003), etc. Um grande número de teorias têm sido propostas na tentativa de explicar a grande diversidade de semieixos maiores e excentricidades orbitais encontradas nestes sistemas. Neste sentido, o MARVELS espera contribuir para o entendimento de tais questões através do aumento da estatística de planetas gigantes gasosos. Paralelamente, por estar otimizado para a busca de planetas de alta massa, o MARVELS também tem potencial para explorar o chamado deserto das anãs marrons, que corresponde à visível escassez de objetos de períodos curtos entre os planetas de maior massa e as estrelas de menor massa  $(13 M_{Jup} < M < 80 M_{Jup})$  ao redor de estrelas de tipo solar. As anãs marrons detectadas pelo MARVELS em tal região "desértica" irão colaborar para o entendimento da origem e formação destes objetos.

A maioria dos levantamentos de velocidades radiais existentes que monitoram estrelas à procura de planetas o fazem utilizando espectros em alta resolução (por exemplo, Udry et al. 2000b; Bouchy et al. 2009; Pepe et al. 2004). Tradicionalmente, os pequenos desvios nas velocidades radiais da estrela são medidos através da correlação cruzada entre as várias linhas do espectro estelar com um espectro de referência, por exemplo, o de lâmpadas de calibração de Th-Ar (ex., Mayor & Queloz 1995). Alternativamente, pode-se passar a luz estelar por um meio que contenha gás iodo, de maneira a sobrepor as linhas de absorção que fornecem a escala de comprimento de onda diretamente no espectro estelar (Butler & Marcy 1996). Diferentemente destas técnicas, o MARVELS opera em um regime de baixa resolução graças a uma tecnologia inovadora, conhecida como interferômetro com dispersor de atraso fixo, ou DFDI, da sigla em inglês *dispersed fixed-delay interferometer* (Erskine & Ge 2000; Ge 2002; van Eyken et al. 2010).

O esquema instrumental do DFDI funciona da seguinte forma: a luz do telescópio é guiada por um conjunto de fibras ópticas até um interferômetro de tipo Michelson que contém um aparato adicional de atraso fixo, localizado em um dos braços do interferômetro. A luz proveniente das fibras é separada pelos dois braços do interferômetro, que imprime um padrão franjado no feixe (interferências construtivas e destrutivas), perpendicular à direção do dispersor. Em seguida o feixe é direcionado a um dispersor, que no caso do MARVELS é um espectrógrafo de baixa resolução ( $R \sim 12.000$ ), e por fim, encaminhado a um detector CCD. A configuração instrumental é análoga à de uma transformada de Fourier espectroscópica, porém, neste caso, o elemento dispersor que amplifica o contraste do padrão de interferência das franjas está localizado após o interferômetro. Um esquema representativo do DFDI é apresentado na Figura 2.1 que foi adaptada da figura 1 de van Eyken et al. (2010).

Para entender a origem da determinação das velocidades radiais através da técnica de DFDI consideremos, primeiramente o esquema apresentado na parte superior da Figura 2.1 com um dos espelhos inclinado capaz de se mover ao redor de um eixo paralelo ao plano da página (y). Se sobre tal esquema incidirmos uma fonte luminosa de cor branca, observaremos com resultado um padrão de franjas brilhantes e escuras, paralelas e igualmente espaçadas (parte inferior da Figura 2.1). Este padrão é também denominado combo do interferômetro. Se introduzirmos agora um espectro estelar, o padrão observado é uma combinação do padrão de franjas produzido pelo interferômetro juntamente com as linhas de absorção estelar, gerando um padrão moiré<sup>2</sup>. Assim como o combo do interferômetro, o padrão moiré observado possui característica senoidal na direção do dispersor. Finalmente, se substituirmos o dispersor por um espectrógrafo de baixa ou moderada resolução observamos que o combo do interferômetro não é mais resolvido, porém o padrão *moiré* resultante ainda é observado. Essencialmente esta técnica aplica uma transformação no espaço de altas frequências do espectro (que contém toda informação acerca das velocidades radiais e assimetrias das linhas espectrais) para um espaço de baixas frequências, que são resolvidas pelo elemento dispersor. Em teoria esta transformada espectroscópica não afeta a precisão necessária para as medidas das velocidades radiais.

O MARVELS é caracterizado como um instrumento multiobjeto por observar simultaneamente 60 estrelas através de fibras ópticas ligadas ao esquema do DFDI localizado no telescópio de 2.5 m (Gunn et al. 2006) do *Apache Point Observatory*, doravante APO. Cada braço do interferômetro produz um espectro franjado, de forma que, para cada estrela, dois espectros são gerados por vez com uma cobertura em comprimento de onda na faixa de ~ 5000 a 5700 Å. Ademais, cada estrela é revisitada 24 vezes durante um período de 18 meses a fim de produzir uma distribuição de velocidades radiais suficiente para a detecção de planetas ou anãs marrons com períodos orbitais de até 1.5 anos. Os valores iniciais de estimativa da precisão das velocidades radiais são da ordem de ~ 10 m/s para os objetos mais brilhantes (V ~ 8.5) e ~ 40 m/s para os objetos mais fracos (V ~ 11.5). Entretanto, a precisão efetivamente obtida para detecção de planetas gigantes ainda não está de acordo com estas estimativas como será mencionado mais adiante.

Os objetos de estudo que o MARVELS observou foram selecionados de maneira criteriosa, de modo que a amostra total possui tendenciosidades bem conhecidas e efeitos de seleção bem caracterizados. Primeiramente, um conjunto de alvos foi pré-selecionado como possíveis

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup>Padrão de interferência produzido pelo movimento relativo da sobreposição de duas estruturas, por exemplo, duas imagens com linhas verticais.



Figura 2.1: *Parte superior*: Esquema representativo do DFDI. *Parte inferior*: Os dois primeiros padrões de interferometria apresentados foram obtidos com um espectrógrafo de alta resolução. O primeiro apresenta um padrão de franjas brilhantes e escuras produzidas por uma fonte luminosa de cor branca. O segundo padrão representa a combinação do combo do interferômetro com as linhas de absorção do espectro estelar, gerando um padrão *moiré*. O terceiro padrão representa novamente um padrão *moiré*, produzido desta vez para um espectrógrafo de baixa resolução. Figura adaptada de van Eyken et al. (2010). Ver texto para mais detalhes.

candidatos para observação. A pré-seleção foi realizada utilizando objetos em comum entre os catálogos *The Guide Star Catalogue II* (GSC2.3, Spagna et al. 2006) e o *The Two Micron All Sky Survey* (2MASS, Skrutskie et al. 2006). Em seguida, aplicou-se um corte em magnitude em aproximadamente 7.6  $\leq V \leq 13.0$  e um corte em cor para (J - K) > 0.29. A seleção em magnitude foi escolhida de maneira a evitar objetos muito fracos que estivessem no limite observacional do levantamento, porém não tão brilhantes que pudessem saturar as observações de pré-seleção. Esta lista inicial de objetos foi observada com o espectrógrafo duplo do SDSS (Uomoto et al. 1999) localizado no telescópio de 2.5 m do SDSS no APO. Os espectros de pré-seleção possuem cobertura de 3900–9100 Å e um poder resolutor de R = 1.800.

A redução dos espectros de pré-seleção foi feita com o *pipeline* espectroscópico do SDSS (Stoughton et al. 2002) e a determinação dos parâmetros atmosféricos das estrelas –  $T_{\text{eff}}$ , log *g* e [Fe/H] – foi realizada com o SEGUE *Stellar Parameter Pipeline* (SSPP, Lee et al. 2008). É necessário ressaltar que este procedimento foi realizado de forma a obter uma classificação espectral inicial dos objetos-alvo do MARVELS. O SSPP opera em baixa resolução, e é sabido que a caracterização estelar baseada em espectros de baixa resolução está sujeita a maiores incertezas: para o SSPP estes valores são de aproximadamente  $\sigma(T_{\text{eff}}) \le 200 \text{ K}, \sigma(\log g) \le 0.40 \text{ K}$  e  $\sigma([Fe/H]) \le 0.13 \text{ dex}$ . Além disso, o SSPP tende a sobre-estimar o valor das gravidades, principalmente para temperaturas menores que 5000 K. Por esta razão, estima-se que exista uma contaminação em torno de 30% de estrelas gigantes na amostra de pré-seleção. Esta fração apenas reduz o número de anãs e subgigantes da lista de objetos-alvo do MARVELS. Mais adiante, veremos que os parâmetros atmosféricos determinados via SSPP não são utilizados na caracterização das estrelas hospedeiras.

Após a reclassificação espectral obtida com o SSPP, os objetos de pré-seleção foram divididos em dois grupos, um com objetos de magnitude mais fraca  $(9.0 \le V \le 13.0)$  onde anãs e subgigantes foram classificadas através de um corte em gravidade  $\log g > 3.0$ , e um outro grupo com objetos mais brilhantes ( $7.6 \le V \le 9.0$ ) onde as anãs e subgigantes eram definidas através de um diagrama de movimentos próprios reduzidos. Para o ramo dos objetos brilhantes também foi feita uma busca na literatura a fim de rejeitar objetos conhecidos como sistemas binários ou estrelas variáveis. Além destes critérios, nenhum objeto com  $T_{\text{eff}} > 6250 \text{ K}$  foi selecionado para a amostra final, já que para estrelas nessa faixa de temperatura a determinação das velocidades radiais é sujeita a maiores incertezas. Isto porque em estrelas quentes (de tipo espectral anterior ao F) as poucas transições espectrais disponíveis possuem perfis mais severamente afetados pela rotação estelar. Finalmente, uma lista de 60 alvos é distribuída para cada campo de observação do MARVELS, respeitando os critérios descritos anteriormente. A Figura 2.2 apresenta os histogramas com a distribuição dos parâmetros atmosféricos e magnitudes aparentes das estrelas observadas pelo MARVELS. Nota-se que aproximadamente 70% da amostra possui temperaturas até  $T_{\rm eff} \leq 5800$  K e 60% foram classificadas como anãs ou subgigantes via SSPP. Nenhum critério de seleção da amostra foi baseado explicitamente em metalicidade, níveis de atividade ou idade das estrelas candidatas.



Figura 2.2: Histogramas da distribuição de  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ , [Fe/H] e da magnitude V da amostra estelar do MARVELS obtida após os critérios de pré-seleção. Os gráficos apresentados são cortesia da colaboração do MARVELS.

Atualmente o pipeline de velocidades radiais não atinge os requisitos propostos pelo levantamento em termos da precisão das velocidades radiais (em torno de 10 m/s para as estrelas com  $V \le 8.5$  e 45 m/s para estrelas com V = 11.5). Isto porque o resíduo médio das velocidades radiais a longo prazo tende a aumentar muito, com valores da ordem de 50-80 m/s para os objetos de menor magnitude e atingindo até 100-200 m/s para os objetos mais fracos. Com esta precisão, nenhum planeta foi descoberto pelo MARVELS até o presente momento. O grupo responsável pelo pipeline do MARVELS aponta que as principais causas destes altos valores de resíduos estão relacionadas a problemas de hardware, problemas de calibração e limitações do próprio pipeline. Este nível de desafio já era esperado dado que o MARVELS utiliza uma técnica inovadora e sofisticada. Todavia, este mesmo grupo tem trabalhado em solucionar tais problemas de forma a recuperar a fração de planetas estimada a ser detectada pelo MARVELS (aproximadamente 60 planetas com períodos < 2 anos e  $M < 10 M_{Jup}$ ). Além disso, uma nova versão do pipeline deve ser entregue até o final de 2014 juntamente com a redução de todos os dados do levantamento. Estimativas iniciais desta nova versão do pipeline de velocidades radiais atingem uma precisão de 40 m/s e apontam para a descoberta de 23 novos planetas gigantes e 25 anãs marrons e estrelas de baixa massa. A nova versão do *pipeline* está no momento em fase de teste. Embora o pipeline atual ainda não contemple uma das principais metas do MAR-VELS, os produtos finais atualmente disponíveis pelo levantamento contribuem para o aumento da estatística de distribuição das anãs marrons, além de uma gama de ciências auxiliares como a identificação de binárias eclipsantes de referência para estudos de evolução estelar e estudos de evolução galáctica envolvendo velocidades radiais e abundâncias químicas de uma amostra local de anãs do disco galáctico.

Nas próximas seções serão mostradas as principais contribuições desta tese de doutoramento na caracterização das estrelas com candidatas a companheiras subestelares e no legado que ficará disponível para a caracterização de estrelas com planetas gigantes uma vez que estas sejam detectadas pelo MARVELS.

### 2.2 A Caracterização de Estrelas com Companheiros Subestelares

Uma vez identificados os potenciais candidatos a anãs marrons ou estrelas de baixa massa através das observações do MARVELS, inicia-se um processo de caracterização da estrela hospedeira que engloba diversas frentes de estudo. Por ser um trabalho que envolve muitas áreas de especialização, estas etapas são divididas entre diferentes grupos de ciência do MARVELS. A caracterização da estrela hospedeira pode ser dividida em três principais nichos de estudo: a análise das curvas de velocidades radiais, a análise fotométrica e a determinação dos parâmetros atmosféricos da estrela hospedeira. Com base nestas análises é possível determinar os parâmetros orbitais e algumas propriedades físicas da companheira subestelar. A presente tese de doutorado contribuiu diretamente apenas para a caracterização dos parâmetros estelares das hospedeiras de anãs marrons e estrelas de baixa massa. Todavia, uma breve menção aos procedimentos envolvendo a análise fotométrica e análise das velocidades radiais é apresentada a seguir, com intuito de fornecer um panorama geral do trabalho de identificação e caracterização de sistemas com companheiros subestelares.

O primeiro passo para a caracterização de uma estrela com uma companheira subestelar é a análise das curvas de velocidades radiais do MARVELS. Uma vez identificado um candidato potencialmente interessante, dados adicionais de velocidades radiais também são obtidos com outros instrumentos em alta resolução (ex: espectrógrafos SARG-TNG, HRS-HET, SMARTS-CTIO, ARCES-APO) com o objetivo de melhor caracterizar a companheira subestelar ou o planeta.

As medidas precisas de velocidades radiais em função do tempo podem ser representadas pela curva de velocidades radiais. A partir destas, realizam-se ajustes de órbitas keplerianas que melhor traduzam o efeito gravitacional da presença da companheira, e desta forma, determinem os parâmetros da órbita. A velocidade radial da estrela com uma companheira que descreve uma órbita kepleriana é dada por:

$$V_r = K[\cos(\theta + w) + e\cos(w)], \qquad (2.1)$$

onde *K* é a semiamplitude da variação da velocidade radial, *w* é o argumento do periastro, *e* é a excentricidade da órbita e  $\theta$  é o ângulo entre o periastro e a posição da companheira, também chamado de anomalia verdadeira. A semiamplitude *K* pode ainda ser escrita em função da massa da estrela  $M_{\star}$ , da massa da companheira  $M_c$ , do período orbital *P* e da excentricidade *e* pela seguinte expressão:

$$K = \left(\frac{2\pi G}{P}\right)^{1/3} \frac{M_c \, sen \, i}{\left(M_\star + M_c\right)^{2/3}} \frac{1}{\left(1 - e^2\right)^{1/2}}.$$
(2.2)

Para o tratamento de mais de uma companheira, pode-se generalizar a Equação (2.1) para *n* corpos, adotando a ausência de interações entre estes. Desta forma, a descrição da perturbação das velocidades radiais provocada pela presença de sistemas múltiplos pode ser escrita como o somatório das órbitas keplerianas de cada companheira:

$$V_{r,j} = \sum_{i} V_r + C_j,$$
 (2.3)

onde  $V_r$  é dado pela Equação (2.1) e  $C_j$  é uma constante de ponto zero que depende do observatório.

A tarefa de ajuste dos parâmetros aos modelos keplerianos é geralmente realizada utilizando estimadores de máxima verossimilhança, como o método dos mínimos quadrados, por exemplo. Seguindo esta filosofia, um algoritmo muito utilizado para a determinação dos mínimos locais num espaço de  $\chi^2$  é o de Levenberg-Marquardt (L-M, Press et al. 1992). Todavia, a procura do

melhor ajuste sob esta metodologia pode resultar em uma busca aleatória no espaço de parâmetros caso não hajam boas estimativas dos parâmetros iniciais (em particular, do período P) e algum poder computacional. Outras ferramentas estatísticas podem ser utilizadas juntamente com a técnica de L-M para encontrar mínimos globais como o algoritmo genético, por exemplo. Para o ajuste das órbitas keplerianas nos trabalhos do MARVELS foram utilizados uma gama de códigos com este objetivo, como o MPFIT (Markwardt 2009), o RVLIN (Wright & Howard 2012) e o EXOFAST (Eastman et al. 2013). A análise das curvas de velocidades radiais fornece os parâmetros orbitais do sistema, como o período, a semiamplitude e a excentricidade, entre outros.

Uma estimativa do período orbital da companheira pode ser obtida e/ou confirmada através da análise de um periodograma de Lomb-Scargle (Lomb 1976; Scargle 1982). De maneira sucinta, este periodograma estima os picos de frequência baseados nos valores de  $\chi^2$  de um ajuste senoidal em dados de séries temporais. Os picos mais pronunciados deste diagrama, ou seja, aqueles que excedam significativamente o critério de probabilidade de alarme falso, podem ser utilizados como estimativas iniciais do período orbital da companheira.

A análise fotométrica também desempenha um importante papel na caracterização da estrela central e de sua possível companheira. As curvas de luz da estrela central podem indicar se o objeto em questão apresenta altos níveis de variabilidade. Flutuações significativas na magnitude da estrela central são fortes indicativos da presença de trânsito da companheira, que podem ocorrer tanto para a estrela de baixa massa ou um objeto subestelar, como uma anã marrom ou planeta, variando apenas a intensidade da queda do fluxo dependendo do raio da companheira. As variações fotométricas também podem indicar que a estrela central é ativa cromosfericamente. É importante avaliar a questão da atividade estelar porque os modelos mais simples de ajuste kepleriano de órbitas não incluem o termo de *jitter*, que introduz um ruído adicional provocado pela atividade estelar.

A fotometria também pode corroborar a determinação espectroscópica dos parâmetros atmosféricos da estrela central através da construção do espectro de distribuição de energia da estrela, popularmente conhecidos como SEDs, do inglês *spectral energy distribution*. Ademais, pequenos excessos no infravermelho ou no ultravioleta próximo na SED de uma candidata podem caracterizar um indicativo da presença da companheira, seja esta uma anã marrom, uma estrela de baixa massa ou um planeta. Este tipo de análise é geralmente feita para confirmar ou refutar candidatos indicados pela análise das curvas de velocidades radiais.

Além da fotometria, o MARVELS também faz uso do imageamento em alta resolução, com o intuito de buscar por companheiras visuais em larga separação angular que possam influenciar os dados espectroscópicos, e também por companheiras de menor massa não detectadas pela curva de velocidade radial. O MARVELS utiliza técnicas de imageamento com câmera rápida (*FastCam Lucky Imaging*, Oscoz et al. 2008) e de imageamento com ótica adaptativa para realizar tais tarefas. A técnica de *Lucky Imaging* consiste na aquisição de um grande número de imagens com uma rápida cadência, próxima ao limite de difração do telescópio. Dentre estas, são selecionadas as imagens menos afetadas pela turbulência atmosférica. Por sua vez, o imageamento com óptica adaptativa permite a correção dos movimentos turbulentos atmosféricos simultaneamente às observações. Ambas são técnicas complementares, uma vez que o imageamento com a câmera rápida cobre distâncias maiores da estrela central enquanto o imageamento com óptica adaptativa possui foco em regiões bem próximas a estrela central.

A única informação direta sobre a companheira que pode ser obtida a partir dos parâmetros orbitais do sistema é a função de massa da secundária (ver Equação 2.2). Para estimar a massa mínima da companheira é necessário conhecer a massa da estrela hospedeira. Por esta razão, a determinação dos parâmetros da estrela hospedeira é fundamental para a caracterização completa da componente secundária. Neste sentido, a estimativa dos parâmetros estelares obtida com os espectros de baixa resolução pelo SSPP não preenche os requisitos necessários para tal análise, devido às grandes incertezas associadas a estes parâmetros. Para a caracterização dos parâmetros atmosféricos das estrelas do MARVELS são utilizados espectros de *follow-up* em alta resolução (R  $\geq$  30.000), obtidos em outros espectrógrafos de acesso aos membros da colaboração deste levantamento. A partir da análise destes espectros é possível obter parâmetros estelares precisos que possam vincular as principais propriedades físicas das componentes subestelares.

A caracterização das estrelas hospedeiras faz parte desta tese de doutoramento e é realizada em conjunto pelo grupo de colaboração brasileira no SDSS-III, o BPG (*Brazilian Participation Group*)<sup>3</sup>, do qual eu participo. O BPG é um dos subgrupos do LIneA (Laboratório Interinstitucional de e-Astronomia) que é uma organização que tem por objetivo dar suporte à participação brasileira em grandes levantamentos como o SDSS. A principal contribuição do BPG para o MARVELS é fornecer os parâmetros atmosféricos das estrelas candidatas a hospedar companheiras subestelares ou de baixa massa. Além dos parâmetros atmosféricos, o estado evolutivo e o padrão de abundâncias de alguns elementos químicos representados por um bom número de linhas espectrais (por exemplo, Ca, Ni, Si, Sc, Mn, V, Co, Cr e Ti) podem ser também determinados. Uma descrição detalhada do *pipeline* de caracterização das estrelas do MARVELS e da contribuição da presente tese em tal colaboração é apresentada na próxima seção.

#### 2.3 O Pipeline de Caracterização Estelar

O *pipeline* de caracterização estelar do BPG-MARVELS realiza uma análise diferencial baseada em métodos padrão de espectroscopia (equilíbrio de excitação e ionização). Dentro da participação brasileira do BPG, a determinação dos parâmetros atmosféricos ficou a cargo do desenvolvimento e aplicação do *pipeline* de caracterização estelar desenvolvido por mim (ver seções 2.3.1 a 2.3.3) e pelo Dr. Luan Ghezzi (ver seção 2.3.4 e 2.3.5). Um conjunto de programas foi desenvolvido e/ou adaptado de forma a preencher os requisitos de análise das estrelas do MARVELS. O processo, no entanto, é considerado semiautomático, pois permite ao

<sup>&</sup>lt;sup>3</sup>http://bpg.linea.gov.br/
usuário a liberdade de modificar cada etapa de análise das estrelas, desde a seleção das linhas espectrais até a determinação dos parâmetros atmosféricos.

A análise espectroscópica aplicada no *pipeline* segue a filosofia do método diferencial. Este procedimento referencia todas as abundâncias e parâmetros atmosféricos a um objeto padrão bem conhecido, geralmente o Sol, de modo que seja possível calcular um modelo atmosférico confiável utilizado para representar a formação das linhas espectrais deste objeto (por exemplo, Porto de Mello et al. 2008). Assim, os parâmetros atmosféricos e as abundâncias dos objetos analisados são obtidos através de diferenças entre estes valores na estrela em estudo e na estrela padrão. A principal vantagem do uso desta técnica reside na minimização dos eventuais erros sistemáticos nos resultados devido ao seu cancelamento parcial ou total pela estrela padrão. Tendo em vista que as estrelas observadas pelo MARVELS podem ser consideradas, em boa aproximação, objetos de tipo solar, este tipo de análise constitui uma poderosa ferramenta na determinação dos parâmetros atmosféricos com uma boa precisão.

Como objeto de referência foi adotado o espectro de comparação de Ganimedes, que é um satélite de Júpiter amplamente utilizado para obter o espectro de fluxo refletido do Sol. Por questões de conveniência e acesso, nem sempre é possível utilizar o mesmo instrumento na obtenção dos espectros de *follow-up*. Até o presente momento, três espectrógrafos foram utilizados na aquisição destes espectros, sendo eles: o espectrógrafo FEROS (*Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*), do MPG/ESO (*Max Planck Gesellschaft - European Southern Observatory*), o espectrógrafo ARCES (*ARC Echelle Spectrograph*) do APO e o espectrógrafo SARG (*Spettografo Alta Rizoluzione Galileo*) do TNG (*Telescopio Nazionale Galileo*). Todos estes instrumentos possuem alta resolução espectral dentro dos requisitos da análise do *pipeline*, variando entre R = 32.000 para o espectrógrafo ARCES até R  $\approx$  45.000 para os espectrógrafos FEROS e SARG. Para cada espectrógrafo utilizado foi observado um espectro de referência de Ganimedes.

## 2.3.1 Seleção da Lista de Linhas

A primeira etapa do *pipeline* consistiu em determinar o conjunto de linhas espectrais a serem utilizadas na análise. Para a seleção destas linhas, utilizamos um espectro FEROS de Ganimedes obtido em agosto de 1999, com o auxílio de um Atlas Solar (Kurucz et al. 1984) e de um catálogo de identificação de linhas no Sol (Moore et al. 1966). Um conjunto de 132 linhas do Fe I e 14 linhas do Fe II, além de alguns outros elementos químicos de interesse, a saber, Si, Ca, Ti, Cr e Ni, foi cuidadosamente selecionado por meio de uma inspeção visual com o intuito de escolher linhas suficientemente isoladas, próximas de regiões de contínuo local aparente, entre linhas com larguras equivalentes (LE) fracas e moderadamente intensas (5 mÅ < LE < 120 mÅ). Não foram selecionadas linhas próximas a linhas telúricas, linhas contaminadas com mais de um elemento químico no mesmo perfil ou linhas com identificações duvidosas. Os valores centrais das linhas e os seus respectivos potenciais de excitação foram

obtidos do banco de dados VALD (*Vienna Atomic Line Database*<sup>4</sup>). Os valores das constantes de amortecimento também foram obtidos do VALD e apenas a constante de van der Waals foi multiplicada por um fator 2, em acordo com Holweger et al. (1991).

## 2.3.2 Medidas das Larguras Equivalentes (LEs)

O perfil resultante de uma linha espectral, também conhecido como perfil de Voigt, é composto pela convolução entre os perfis gaussiano e lorentziano desta linha. Contudo, o perfil observado é determinado pela convolução entre o perfil verdadeiro e o perfil instrumental, este último gaussiano. Como, para a nossa resolução (R ~ 30.000 - 45.000), o perfil instrumental é mais largo que o verdadeiro, temos então que, para linhas fracas ou moderadamente intensas, o perfil final observado será gaussiano. Este raciocínio não se aplica a linhas muito intensas (LE >120 mÅ), onde a contribuição do perfil lorentziano é mais expressiva, resultando em transições espectrais com asas bastante pronunciadas.

Com base nestas informações, realizamos as medidas das larguras equivalentes utilizando a tarefa *bplot* do pacote *Image Reduction and Analysis Facility* - IRAF<sup>5</sup>. O *bplot* utiliza um arquivo cursor, previamente definido na escolha de linhas, que contém instruções para aplicar ajustes gaussianos em um dado conjunto de linhas. Para cada transição espectral, devem ser fornecidos valores de comprimentos do onda de seus limites iniciais e finais, o seu centro (ou centros, no caso de ajustes duplos ou triplos), além do nível de contínuo a ser utilizado no ajuste. Os limites dos comprimentos de onda de cada transição foram definidos através de medidas manuais que ajustavam o melhor perfil no espectro de Ganimedes do FEROS. Uma vez executado o arquivo cursor, o programa inicia a série de ajustes gaussianos automáticos que irão formecer a largura equivalente das linhas espectrais, além da medida do FWHM e da profundidade. Para os outros dois espectrógrafos utilizados em trabalhos do MARVELS, o SARG/TNG e o ARCES/APO, adaptamos o cursor do bplot de forma a representar as linhas espectrais dos espectros de Ganimedes obtidos com estes instrumentos. Posteriormente, utilizamos cada arquivo cursor representativo de um espectro solar para medir as larguras equivalentes das estrelas do MARVELS, de acordo com o instrumento utilizado para a obtenção das mesmas.

Uma boa estimativa da qualidade dos espectros pode ser obtida através do cálculo da razão sinal-ruído (S/R). O *bplot* também foi utilizado pra produzir estimativas médias da razão S/R dos espectros. Para este fim, entretanto, selecionamos um conjunto de 30 janelas de contínuo aparente no espectro de Ganimedes e construímos um arquivo cursor com o comprimento de onda inicial e final de cada uma destas. De posse deste novo arquivo cursor, determinamos as razões S/R para os espectros solares e aplicamos um corte em  $2\sigma$  em torno da média com a finalidade de remover as janelas mais discrepantes. Este procedimento apresentou bom acordo

<sup>&</sup>lt;sup>4</sup>Disponível em http://vald.astro.univie.ac.at/

<sup>&</sup>lt;sup>5</sup>O IRAF é um pacote de tratamento e redução de imagens astronômicas fornecido e desenvolvido pelo NOAO National Astronomy Observatories e operado pela Association of Universities for Research in Astronomy - AURA, EUA.

com as estimativas manuais de S/R, e, por isso, foi aplicado às demais estrelas.

## 2.3.3 Testes Estatísticos de qualidade das LEs

Por trabalhar com regiões previamente definidas dos intervalos de comprimento de onda das linhas espectrais, o *bplot* pode apresentar algumas soluções indesejáveis de larguras equivalentes, que não representam o melhor ajuste gaussiano para uma dada transição espectral. Alguns problemas nas medidas de larguras equivalentes automatizadas podem aparecer, como linhas mescladas, defeitos de redução, efeitos de ruído, raios cósmicos ou incertezas referentes ao contínuo, já que não estamos avaliando individualmente a qualidade das medidas. Para evitar que medidas espúrias de largura equivalente afetassem a determinação dos parâmetros atmosféricos, realizamos alguns testes estatísticos para avaliar a qualidade das larguras equivalentes. Estes testes podem ser divididos em três etapas a serem detalhadas a seguir.

#### 1. Significância Estatística das LEs

Ao fazer uso de um procedimento automático de medidas de linhas espectrais, devemos estar atentos se as LEs utilizadas possuem significância estatística para a nossa análise. Linhas demasiadamente fracas possuem perfis mais sensíveis ao ruído ou incertezas relativas ao contínuo. Quando a LE de uma linha é comparável com a incerteza cometida em sua medida, esta linha não se torna confiável para ser utilizada na análise. A incerteza nas medidas de nossas LEs é de aproximadamente 2.0 - 2.5 mÅ. Assim, adotamos como o limite da confiabilidade estatística de nossas larguras equivalentes como  $2\sigma$  da nossa incerteza em LE. Logo, todas as linhas com LEs menores que 5.0 mÅ foram descartadas de nossa análise.

#### **2. Teste FWHM**/ $\lambda$ vs. LE

Dado que a resolução dos espectros de *follow-up* do MARVELS está em torno de R ~ 30.000-50.000, o perfil instrumental domina o perfil da linha, e, uma vez que a resolução é fixa, esperase que a quantidade FWHM/ $\lambda$  seja aproximadamente constante para todas as linhas. O emprego do FWHM/ $\lambda$  (ao invés de FWHM) foi adotado para reduzir eventuais variações do FWHM com o comprimento de onda, o que é comum em espectrógrafos cujo poder resolutor é fixo e quando consideramos uma grande cobertura espectral a ser utilizada. Neste sentido, aplicamos um corte nas linhas fora do intervalo de  $2\sigma$  do valor médio de FWHM/ $\lambda$  presentes no gráfico do FWHM/ $\lambda$ versus LE. Este processo foi repetido até a convergência, ou seja, a ausência de linhas fora do intervalo de  $2\sigma$ . Um exemplo gráfico deste teste é mostrado na Figura 2.3 para o espectro solar de Ganimedes obtido com o espectrógrafo FEROS.

Duas tendências devem ser destacadas no gráfico citado anteriormente. Primeiramente, a dispersão no FWHM/ $\lambda$  é maior para linhas com menores LEs. Isto ocorre pois linhas fracas são mais sensíveis a qualquer flutuação devido a ruídos, pequenos defeitos no espectro ou a

incertezas no posicionamento do contínuo. Um segundo efeito aparece na tendência do aumento paulatino do FWHM/ $\lambda$  com o aumento das LEs. Este comportamento reflete que o ajuste gaussiano não está sendo uma boa representação para linhas intensas. Ocorre que, ao tentar reproduzir um perfil com asas pronunciadas (perfil Lorentziano), o ajuste gaussiano reage aumentando espuriamente o FWHM da linha. Neste caso, o ajuste gaussiano não está sendo uma boa representação para as linhas intensas. Por esta razão, não adotamos em nossa análise nenhuma linha com LE > 120 mÅ . Ademais, em uma análise diferencial, sendo semelhantes a estrela em estudo e a padrão, este pequeno efeito sistemático tende a se cancelar e não deve constituir uma fonte apreciável de erro.



Figura 2.3: Teste estatístico do FWHM/ $\lambda$  vs. LE para o espectro solar obtido com o espectro FEROS de Ganimedes. A linha vermelha representa o ajuste linear e as linhas azuis representam os limites a  $\pm 2\sigma$  do ajuste.

#### **3. Teste Profundidade vs.** LE/ $\lambda$

Este teste é meramente uma consequência natural do teste anterior. Como FWHM/ $\lambda$  é aproximadamente constante para linhas com diferentes valores de LEs, espera-se um comportamento linear entre este parâmetro e a profundidade da linha. Na verdade, como LE  $\propto$  FWHM  $\times$  profundidade, e FWHM  $\propto \lambda$ , isto implica que a profundidade é proporcional à largura equivalente reduzida, LE/ $\lambda$ . Novamente, eliminamos do gráfico profundidade versus LE/ $\lambda$  todas as linhas que se encontravam fora do intervalo de dispersão de  $2\sigma$  do ajuste linear. Um exemplo deste teste é ilustrado na Figura 2.4, novamente para o espectro solar do FEROS. Este procedimento foi repetido até que a convergência fosse atingida.

A informação necessária para todos os testes acima descritos é fornecida pelo arquivo de saída da tarefa *bplot*. Desenvolvemos um código em linguagem IDL (*Interactive Data Language*), parcialmente interativo, que elimina as linhas com LEs menores que 5.0 mÅ deste



Figura 2.4: Teste estatístico da profundidade da linha (Prof) vs. a largura equivalente reduzida para o espectro solar obtido com o satélite de Júpiter Ganimedes. A linha vermelha representa o ajuste linear e as linhas azuis representam os limites a  $\pm 2\sigma$  do ajuste.

arquivo e aplica os testes acima descritos permitindo ao usuário a visualização de cada gráfico antes de uma nova iteração. Este programa também utiliza um critério de tolerância para garantir a convergência para um número razoável de linhas. Isto porque, caso a dispersão das linhas em torno da média seja muito baixa, o programa sempre encontra alguma linha fora do critério de corte  $2\sigma$  para ser eliminada, e reinicia um novo ajuste. Desta forma, o critério de tolerância impede que o programa elimine mais linhas que o necessário. O resultado final obtido com estes testes é uma lista de linhas de Fe I e Fe II que será utilizada a seguir para a determinação dos parâmetros atmosféricos. No anexo A, apresentamos as tabelas com as linhas espectrais utilizadas no cálculo dos parâmetros atmosféricos, assim como suas respectivas constantes atômicas adotadas e os valores das larguras equivalentes obtidas para cada um dos três espectros solares utilizados pelo *pipeline*.

Todo o processo de verificação dos espectros, seleção de linhas espectrais e determinação das larguras equivalentes para os espectros de calibração, desenvolvimento e aplicação dos testes estatísticos que fornecem as melhores linhas a serem utilizadas na caracterização estelar foi realizado como parte de minha contribuição na colaboração do MARVELS. A determinação dos parâmetros atmosféricos e suas respectivas estimativas de erro foi realizada pelo Dr. Luan Ghezzi utilizando a metodologia apresentada nas seções (2.3.4) e (2.3.5).

#### 2.3.4 Cálculo dos parâmetros atmosféricos

Para a determinação dos parâmetros espectroscópicos de uma estrela é necessário adotar, primeiramente, um modelo de atmosferas estelares. Em geral estes modelos reproduzem uma descrição física das camadas externas de uma estrela e de como os seus parâmetros termodinâmicos variam com a profundidade óptica. Como esta é uma tarefa demasiadamente complexa, algumas simplificações são adotadas para minimizar o uso de recursos computacionais. Estas simplificações em geral são a hipótese de equilíbrio termodinâmico local, simetria esférica, aproximação plano-paralela e negligência de efeitos do campo magnético, rotação, entre outros. Utilizamos a rede de modelos atmosféricos ODFNEW do ATLAS9 (Castelli & Kurucz 2004). Esta rede de modelos cobre uma ampla faixa de parâmetros atmosféricos sendo,  $3.500 \le T_{\text{eff}} \le 50.000 \text{ K}, 0.0 \le \log g \le 5.0 \text{ e} - 2.5 \le [\text{Fe/H}] \le +0.5$ . Primeiramente, os valores das forças de oscilador (gfs) são calculados utilizando um modelo solar com  $T_{\rm eff}$  = 5777 K,  $\log q = 4.44$ , [Fe/H] = 0.00 e  $\xi = 1.00$  km s<sup>-1</sup>. O valor da abundância solar adotado foi de 7.50 dex (Asplund et al. 2009). De posse dos modelos de atmosferas e da lista de linhas de Fe I e Fe II de um determinado objeto, derivamos os parâmetros atmosféricos de todas as estrelas com o auxílio do código MOOG (versão 2002, Sneden 1973). Este código calcula a temperatura efetiva da estrela fazendo com que a inclinação do gráfico da abundância das linhas de Fe I, doravante A(Fe I), versus o potencial de excitação  $\chi$  seja nula. De maneira similar, a velocidade de microturbulência é obtida forçando a inclinação do gráfico A(Fe I) versus largura equivalente reduzida ser nula, e completando assim o equilíbrio de excitação. As gravidades superficiais foram obtidas através do equilíbrio de ionização, quando as linhas de Fe I e Fe II fornecem a mesma abundância em média. Este processo é iterado até a convergência de todos os parâmetros para uma única solução e a metalicidade é um subproduto desta análise.

Após a determinação dos parâmetros atmosféricos, realizamos um último teste estatístico que verifica se existem linhas acima de uma dispersão de  $2\sigma$  em torno do valor médio da abundância final derivada pelo programa. Sendo este o caso, eliminamos as linhas fora do intervalo de  $2\sigma$  e prosseguimos com uma nova determinação dos parâmetros atmosféricos utilizando esta nova lista de linhas na entrada do código. Os parâmetros finais da estrela são obtidos quando ocorre uma convergência em todos os processos anteriormente descritos. A Figura 2.5 apresenta um exemplo gráfico das determinações dos parâmetros atmosféricos da estrela candidata a possuir companheira de baixa massa Marvels-2b.

## 2.3.5 Estimativas de incertezas nos parâmetros atmosféricos

Para a estimativa dos erros relativos à nossa análise é necessário calcular as incertezas associadas às inclinações dos ajuste lineares de cada um dos gráficos utilizados na determinação dos parâmetros atmosféricos. De posse do desvio médio associado ao coeficiente angular de cada gráfico, efetuamos o cálculo do erros de cada parâmetro. Iniciamos pela microturbulência. Variamos o valor da velocidade de microturbulência até que o novo valor do coeficiente angular



Figura 2.5: Análise espectroscópica da candidata Marvels-2b. De cima para baixo os gráficos ilustram os ajustes lineares para a determinação da temperatura efetiva, da velocidade de microturbulência e da gravidade superficial. A metalicidade, representada no eixo das ordenadas pelo *log eps*, é obtida como um subproduto desta análise.

do gráfico A(Fe I) versus log (EW/ $\lambda$ ) fosse numericamente igual ao erro da sua determinação. Quando essa condição é atingida, calculamos a diferença entre este valor de  $\xi$  e o valor de fato atribuído à estrela. O resultado obtido fornece o erro relativo à velocidade de microturbulência.

Um procedimento similar é realizado para a temperatura efetiva. Este parâmetro é modificado até que o coeficiente angular do gráfico A(Fe I) versus  $\chi$  seja equivalente ao erro anteriormente derivado para este parâmetro. Quando esta condição é alcançada, calculamos a diferença entre o novo valor de  $T_{\text{eff}}$  e o anteriormente atribuído à estrela. Consideramos também o reflexo da incerteza da microturbulência na temperatura. Para tanto, aumentamos em 1 $\sigma$  o valor de  $\xi$ e contabilizamos as mudanças na inclinação do gráfico A(Fe I) versus  $\chi$ , já que as abundâncias serão modificadas pelo novo valor de  $\xi$ . Em seguida, estimamos o valor de temperatura necessário para produzir a nova inclinação do gráfico. A incerteza final em temperatura é dada pela soma em quadratura dos dois erros acima descritos.

O erro da gravidade superficial é obtido a partir de três contribuições. A primeira é dada pela dispersão nas abundâncias de Fe II. A gravidade então é modificada até que a diferença entre as abundâncias de Fe I e Fe II seja igual a esta dispersão das abundâncias de Fe II. A segunda contribuição vem da influência da  $T_{\text{eff}}$ . Após aumentar em 1 $\sigma$  o valor da  $T_{\text{eff}}$ , os valores das A(Fe I) serão modificados, e então, estimamos a mudança em log *g* necessária para produzir esta diferença. O mesmo raciocínio se aplica à microturbulência. Aumentamos em 1 $\sigma$  o valor de  $\xi$  e contabilizamos as modificações sofridas pelas A(Fe I). Em seguida, modificamos o valor de log *g* de forma a compensar esta diferença. A incerteza final da gravidade superficial é dada pela soma em quadratura dos erros provenientes das três contribuições.

Finalmente, o erro na metalicidade é estimado pela contribuição de três fontes de incerteza. A primeira é dada pela dispersão das abundâncias de Fe I. A segunda provém da influência da  $\xi$ . Adicionamos  $1\sigma$  do valor de  $\xi$  e calculamos a diferença entre o novo valor da A(Fe I) e o valor anterior. O mesmo é aplicado para a  $T_{\text{eff}}$ , aumentando em  $1\sigma$  o valor desta grandeza e, novamente, calculando a diferença entre o novo valor da A(Fe I) e o valor anterior. A incerteza final na metalicidade é dada pela soma em quadratura destas três fontes de erro.

## 2.4 Resultados

O *pipeline* anteriormente apresentado foi submetido a uma série de testes de validação com o intuito de avaliar se nossa metodologia produz parâmetros atmosféricos consistentes com outros trabalhos da literatura. Para tanto, selecionamos estrelas amplamente estudadas e, preferencialmente, com determinações de parâmetros atmosféricos similares à nossa análise, ou seja, que utilizem o equilíbrio de ionização e excitação das linhas de Fe I e Fe II.

A maioria dos espectros de *follow-up* do MARVELS foi obtida com o espectrógrafo AR-CES, localizado no APO, que é um dos telescópios de fácil acesso do SDSS. Assim, obtivemos espectros de quatro estrelas bem estudadas na literatura, sendo estas HD 20630, HD 22484, HD 153458 e HD 172051, para realizar os testes de validação do *pipeline* com este espectrógrafo. Além destas quatro estrelas, utilizamos espectros FEROS das estrelas HD 20807 e HD 115383, além da estrela HD 22484, para avaliar o desempenho do *pipeline* com este outro instrumento também utilizado pela colaboração do MARVELS. Note que a estrela HD 22484 foi observada com os dois espectrógrafos e foi duplamente analisada propositalmente para verificar a resposta do *pipeline* com ambos instrumentos. A Tabela 2.1 apresenta os parâmetros atmosféricos obtidos em diferentes trabalhos na literatura das seis estrelas selecionadas para os testes de validação e a média aritmética de cada parâmetro computada a partir destes trabalhos. Todas as referências selecionadas utilizam de metodologias similares às do *pipeline*, com exceção de Valenti & Fischer (2005), cuja metodologia segue os princípios da técnica de síntese espectral. Estes últimos autores também adotam um valor fixo de microturbulência igual a  $\xi = 0.85$  km s<sup>-1</sup>, uma vez que estes encontram uma forte correlação entre a microturbulência e a metalicidade, que inviabilizou a determinação direta do parâmetro  $\xi$ . Por esta razão, não foram considerados no cálculo das médias apresentadas na Tabela 2.1 os valores de microturbulência

Os espectros das quatro estrelas observadas com o ARCES e das três estrelas observadas com o FEROS foram reduzidos de acordo com procedimentos padrão e, em seguida, processados pelo *pipeline* do BPG-MARVELS. Os parâmetros finais encontrados para estas estrelas são apresentados na Tabela 2.2. Existe um bom acordo entre os resultados encontrados pelo *pipeline* BPG-MARVELS e os valores médios obtidos com parâmetros da literatura para ambos espectros ARCES e FEROS. O bom acordo entre os parâmetros atmosféricos derivados com o *pipeline* BPG-MARVELS e os parâmetros médios obtidos da literatura pode ser melhor apreciado na Figura 2.6. Nesta, são apresentadas as diferenças entre os parâmetros atmosféricos obtidos entre o *pipeline* BPG-MARVELS e os parâmetros médios da Tabela 2.1 em função dos parâmetros da literatura. Na Figura 2.6 as barras de erro associadas à cada estrela ( $\Delta$ ) correspondem ao erro propagado obtido pela raiz da soma quadrática das incertezas da análise do BPG-MARVELS e da literatura. Nota-se que os valores de  $\Delta$  apresentados nos diagramas não ultrapassam os erros típicos obtidos com as análises clássicas da literatura, ou seja, em torno de 100 K para  $T_{eff}$ , 0.10 dex para [Fe/H], 0.20 dex para log *g* e 0.20 km s<sup>-1</sup> para  $\xi$ .

Na Tabela 2.2 também nota-se que o número de linhas utilizadas na análise é maior para as estrelas observadas com o FEROS do que com o ARCES. Tal efeito ocorre devido à modificação feita no cursor *bplot* originalmente projetado para o espectrógrafo FEROS e que foi adaptado para o espectrógrafo ARCES. Como a resolução espectral do ARCES (R = 31.500) é um pouco menor que a do FEROS (R = 48.000) algumas linhas podem não estar bem representadas no cursor do *bplot*, e são portanto naturalmente eliminadas.

A análise da estrela HD 22484 apresentou um excelente acordo entre os espectros FEROS e ARCES, indicando que o *pipeline* produz resultados consistentes com ambos espectrógrafos. De fato, para este objeto, o número de linhas utilizado na análise não representou uma apreciável fonte de erro (diferença de aproximadamente 35 linhas entre os dois espectros).

Os testes estatísticos mencionados na seção (2.3.3) desempenham um papel mais expressivo

HD 20630									
Referência	$T_{\rm eff}$	$\log g$	[Fe/H]	ξ					
Gonzalez et al. (2010)	5749	4.51	0.08	1.10					
Ribas et al. (2010)	5780	4.48	0.07	-					
Takeda et al. (2005)	5769	4.54	0.11	1.13					
Luck & Heiter (2006)	5700	4.55	0.05	0.95					
Valenti & Fischer (2005)	5742	4.49	0.12	0.85*					
Média	$5748 \pm 31$	$4.51 \pm 0.03$	$0.09\pm0.03$	$1.06\pm0.10$					
	HD	22484							
Referência	$T_{\rm eff}$	$\log g$	[Fe/H]	ξ					
Gonzalez et al. (2010)	5996	3.97	-0.05	1.40					
Takeda et al. (2005)	6022	4.06	-0.04	1.30					
Luck & Heiter (2006)	6050	4.20	-0.14	1.70					
Valenti & Fischer (2005)	6038	4.21	-0.02	0.85*					
Média	$6027 \pm 23$	$4.11 \pm 0.12$	$-0.06 \pm 0.05$	$1.47\pm0.21$					
	HD	153458							
Referência	$T_{\rm eff}$	$\log g$	[Fe/H]	ξ					
Gonzalez et al. (2010)	5841	4.51	0.13	1.20					
Valenti & Fischer (2005)	5907	4.59	0.16	0.85*					
Média	$5874 \pm 47$	$4.55\pm0.06$	$0.15\pm0.02$	1.20					
	HD	172051							
Referência	$T_{\rm eff}$	$\log g$	[Fe/H]	ξ					
Luck & Heiter (2006)	5700	4.55	-0.24	0.96					
Santos et al. (2005)	5634	4.43	-0.21	1.06					
Bensby et al. (2003)	5580	4.42	-0.24	0.55					
Valenti & Fischer (2005)	5564	4.50	-0.26	0.85*					
Média	$5620 \pm 62$	$4.48 \pm 0.06$	$-0.24 \pm 0.02$	$0.86 \pm 0.27$					
	HD	20807							
Referência	$T_{\rm eff}$	$\log g$	[Fe/H]	ξ					
Sousa et al. (2008)	5866	4.52	-0.23	1.04					
Santos et al. (2004)	5843	4.47	-0.23	1.17					
Valenti & Fischer (2005)	5845	4.54	-0.26	0.85*					
Média	$5851 \pm 13$	$4.51\pm0.04$	$-0.24 \pm 0.02$	$1.11 \pm 0.09$					
	HD	115383							
Referência	$T_{\rm eff}$	$\log g$	[Fe/H]	ξ					
Gonzalez et al. (2010)	6100	4.28	0.19	1.50					
Takeda et al. (2005)	6120	4.25	0.21	1.27					
Valenti & Fischer (2005)	6234	4.60	0.28	0.85*					
Média	$6151 \pm 72$	$4.38 \pm 0.20$	$0.23 \pm 0.05$	$1.39 \pm 0.16$					

Tabela 2.1: Parâmetros atmosféricos de seis estrelas bem estudadas na literatura para os testes de validação do *pipeline* BPG-MARVELS.

Os valores de microturbulência marcados com (\*) não foram considerados nas médias por se tratarem de valores fixos adotados na análise de Valenti & Fischer (2005).



Figura 2.6: Diferenças entre os parâmetros obtidos com o *pipeline* BPG-MARVELS e os parâmetros da literatura em função dos parâmetros da literatura.

na eliminação de linhas espectrais do que o critério de abundâncias da análise dos parâmetros atmosféricos (seção 2.3.4). Notamos que pouquíssimas (< 6) linhas, e em muitos casos nenhuma, foram eliminadas pelo critério de abundância para as seis estrelas desta amostra teste. Este resultado mostra que os testes estatísticos são uma boa ferramenta de seleção das melhores linhas a serem utilizadas na determinação dos parâmetros atmosféricos. Os resultados obtidos com os espectros ARCES e FEROS confirmam que o *pipeline* produz resultados consistentes com estudos semelhantes de abundâncias na literatura.

Aplicamos um segundo teste para avaliar a performance do *pipeline* com um instrumento com maior poder resolutor do que os mencionados anteriormente. Para tanto, utilizamos espectros obtidos da base de dados do UVES localizado no telescópio Kueyen de 8.2 m do VLT (Dekker et al. 2000). Selecionamos espectros das estrelas HD 20807, HD 22484 e HD 115383, todos com alta razão S/R ~ 600 e com poder resolutor de R = 100.000. Novamente, obtivemos os parâmetros atmosféricos e a metalicidade para estas estrelas utilizando o *pipeline* do BPG-MARVELS. Os resultados desta análise podem ser vistos na Tabela 2.3. Uma vez mais encontramos um bom acordo, dentro de 1 $\sigma$  da dispersão da média, entre os parâmetros da literatura e os parâmetros gerados pelo *pipeline*, exceto para a metalicidade da estrela HD 115383. De fato, as metalicidades obtidas com os espectros UVES aparecem ligeiramente mais baixas do que as metalicidades obtidas com os espectros FEROS, embora os valores estejam dentro da

Espectros ARCES								
HD	$T_{\rm eff}$ (K) $\log g$ [Fe/H] $\xi$ km s <sup>-1</sup> N(FeI/FeI)							
20630	$5803 \pm 43$	$4.60\pm0.08$	$0.09\pm0.06$	$1.07\pm0.08$	73/5			
22484	$6023\pm63$	$4.14\pm0.14$	$-0.09\pm0.05$	$1.41 \pm 0.08$	51/6			
153458	$5918\pm50$	$4.60\pm0.12$	$0.11\pm0.05$	$1.03\pm0.08$	63/6			
172051	$5674\pm50$	$4.60\pm0.22$	$-0.24\pm0.05$	$0.85\pm0.08$	66/8			
Espectros FEROS								
HD	$T_{\rm eff}$ (K) $\log g$ [Fe/H] $\xi$ km s <sup>-1</sup> N(FeI/Fe							
20807	$5841 \pm 47$	$4.34 \pm 0.10$	$-0.29 \pm 0.05$	$1.08\pm0.06$	81/8			
22484	$6034\pm56$	$4.10\pm0.10$	$-0.14\pm0.06$	$1.50\pm0.08$	85/8			
115383	$6191 \pm 43$	$4.44\pm0.14$	$0.20\pm0.05$	$1.45\pm0.06$	66/10			

Tabela 2.2: Parâmetros atmosféricos derivados pelo *pipeline* BPG-MARVELS para os espectros ARCES e FEROS.

Tabela 2.3: Parâmetros atmosféricos derivados pelo *pipeline* BPG-MARVELS para os espectros UVES.

HD	$T_{\rm eff}$ (K)	$\log g$	[Fe/H]	$\xi$ (km s <sup>-1</sup> )	N(FeI/FeII)
20807	$5876 \pm 50$	$4.55 \pm 0.12$	$-0.35 \pm 0.05$	$1.08\pm0.08$	59/8
22484	$6091 \pm 64$	$4.30\pm0.20$	$-0.16\pm0.06$	$1.46\pm0.08$	62/6
115383	$6147 \pm 51$	$4.47 \pm 0.14$	$0.05\pm0.05$	$1.47\pm0.08$	57/8

incerteza associada à medida para duas estrelas dos três casos testados. Existem duas possibilidades que podem provocar tal efeito: os testes estatísticos podem estar eliminando um número demasiadamente alto de linhas ou os ajustes gaussianos pré-determinados nos espectros FEROS podem não estar representando corretamente os perfis das linhas nos espectros UVES, que possuem maior poder resolutor. Neste último caso, o perfil observado das linhas pode estar mais próximo de um perfil de Voigt. Ambos os casos apresentados manifestam sua influência nas medidas das LEs dos espectros UVES.

Para verificar se tais hipóteses são responsáveis pelos efeitos encontrados na Tabela 2.3 realizamos dois testes. Primeiramente repetimos a análise adotando um critério mais generoso nos testes estatísticos, ou seja, aplicando apenas uma iteração nos testes de FWHM/ $\lambda$  vs. LE e de Profundidade vs. LE/ $\lambda$  em vez de repetir o procedimento até a convergência. Para esta nova análise encontramos os seguintes parâmetros atmosféricos para a estrela HD 115383:  $T_{\text{eff}} = 6150\pm57$  K, log  $g = 4.49\pm0.16$  dex,  $\xi = 1.49\pm0.08$  km s<sup>-1</sup> e [Fe/H] = +0.05\pm0.06 dex. Esta nova determinação utilizou 69 linhas de Fe I e 10 linhas de Fe II, totalizando 14 linhas a mais que a análise anterior. Os resultados obtidos com este teste são muito similares aos encontrados na Tabela 2.3. Logo, concluímos que os cortes aplicados pelos testes estatísticos não são responsáveis pelas discrepâncias reportadas anteriormente.

HD	<i>(α)</i>	$\sigma_{lpha}$	(β)	$\sigma_{eta}$	Núm. de linhas	$\langle \Delta LE \rangle$ (FEROS-UVES)
				-		(mÅ)
20807	1.026	0.016	1.972	0.650	55	$2.901 \pm 2.457$
22484	1.021	0.018	2.007	0.807	57	$2.856 \pm 2.884$
115383	1.005	0.017	5.512	0.980	47	$5.755 \pm 2.510$

Tabela 2.4: Parâmetros do ajuste linear entre as medidas de LEs obtidas com espectros FEROS e as medidas de LEs obtidas com espectros UVES.

O segundo teste consistiu na comparação das LEs medidas com os espectros FEROS e UVES. A Figura 2.7 apresenta esta comparação para as três estrelas em comum na análise dos espectros FEROS e UVES. Nos gráficos apresentados a linha vermelha representa uma regressão linear do tipo LE\_FEROS =  $\alpha \times \text{LE}_U\text{VES} + \beta$ , onde  $\alpha$  é o coeficiente angular e  $\beta$  é o coeficiente linear do ajuste, e a linha pontilhada corresponde à função identidade. Os parâmetros do ajuste linear e as médias das diferenças entre as LEs dos espectros FEROS e UVES são mostrados na Tabela 2.4. A estrela HD 115383 apresentou o pior acordo entre as LEs do FEROS e do UVES, o que pode ser notado tanto no último gráfico da Figura 2.7 quanto na última coluna da tabela 2.4.

De posse dos resultados de tal comparação, corrigimos as LEs do UVES com relação às LEs do FEROS e recomputamos os parâmetros atmosféricos com este novo conjunto de LEs corrigidas. A Tabela 2.5 mostra os resultados desta análise, que revela resultados mais consistentes com os derivados previamente com os espectros FEROS mostrados na Tabela 2.2. Mais uma vez as maiores diferenças foram encontradas para a estrela HD 115383, entretanto, dessa vez tais diferenças encontram-se dentro de 1 $\sigma$  de dispersão da média. Não obstante, esta estrela HD 115383 é o objeto com maior velocidade de rotação na amostra de teste (6-7 km s<sup>-1</sup>, valores calculados pelo Dr. Luan Ghezzi), e este fator torna os perfis das linhas espectrais mais largos, o que pode ser a causa das maiores discrepâncias encontradas pelo nosso *pipeline*.

Com base nos testes apresentados concluímos que o *pipeline* BPG-MARVELS pode também ser aplicado para instrumentos com R > 50.000, sob a aplicação de uma correção nas medidas das LEs para a escala de LEs do FEROS. A homogeneização das LEs é importante para contextualizar a análise diferencial e minimizar as incertezas sistemáticas sobre o *pipeline*. Nossos resultados também indicam que o uso do *pipeline* em estrelas de alta rotação requer especial atenção, já que nossa metodologia de medidas das LEs não leva em conta perfis severamente afetados por efeitos de alargamento. Nestes casos, os parâmetros atmosféricos produzidos pelo *pipeline* estão sujeitos a maiores incertezas.

Uma vez satisfeitos com os testes de validação do *pipeline* prosseguimos para a análise dos estrelas candidatas a possuir anãs marrons ou companheiras estelares de baixa massa do MARVELS. À medida que a análise das velocidades radiais fornece indícios de uma candidata interessante descoberta pelo MARVELS, isto é, uma potencial candidata a anã marrom, planeta



Figura 2.7: Comparação das LEs medidas com o *bplot* para os espectros FEROS e UVES de três estrelas. De cima para baixo: Gráficos das estrelas HD 20807, HD 22484 e HD 115383. Em cada gráfico, a linha vermelha contínua representa o ajuste linear e a linha preta pontilhada representa a função identidade.

HD	$T_{\rm eff}$ (K)	$\log g$	[Fe/H]	$\xi$ (km s <sup>-1</sup> )	N(FeI/FeII)
20807	$5819 \pm 57$	$4.40\pm0.16$	$-0.30 \pm 0.05$	$1.01\pm0.08$	59/8
22484	$6035 \pm 67$	$4.18\pm0.16$	$-0.12\pm0.06$	$1.42\pm0.08$	61/6
115383	$6118 \pm 50$	$4.29 \pm 0.24$	$0.17\pm0.05$	$1.38\pm0.06$	57/8

Tabela 2.5: Parâmetros atmosféricos derivados pelo *pipeline* BPG-MARVELS dos espectros UVES com as LEs corrigidas para a escala do FEROS.

ou companheira estelar de baixa massa, esta é encaminhada para as demais etapas de análise e recebe um número de identificação MARVELS do tipo "Marvels-n", onde n se refere a ordem de indicação da estrela. Em caso de companheiras candidatas a anãs marrons, a identificação é seguida de uma letra minúscula, e para companheiras no regime estelar de baixa massa, a identificação é seguida de letras maiúsculas, iniciando-se sempre em ordem alfabética para sistemas múltiplos. Estrelas que são identificadas como binárias espectroscópicas não recebem um número de identificação MARVELS.

De posse dos espectros de *follow-up* reduzidos, corrigidos para o comprimento de onda de repouso e normalizados, é possível aplicar o *pipeline* do BPG-MARVELS para a análise dos parâmetros atmosféricos. Para algumas estrelas dispúnhamos de mais de um espectro, em alguns casos, observados com diferentes espectrógrafos (por exemplo, ARCES e FEROS). A análise das estrelas com múltiplos espectros foi realizada segundo os seguintes critérios: a) em caso de mais de um espectro de um dado espectrógrafo, foi feita uma média dos espectros, e este foi utilizado na derivação dos parâmetros atmosféricos pelo *pipeline*. b) No caso de espectros múltiplos adquiridos com diferentes instrumentos, derivamos os parâmetros atmosféricos separadamente para cada espectro e, em seguida, realizamos a média dos valores obtidos dos parâmetros atmosféricos correspondentes a cada espectro. Uma das vantagens deste procedimento é verificar a consistência dos parâmetros atmosféricos obtidos com um mesmo espectrógrafo em geral aumenta a razão S/R do espectro médio a ser analisado.

Seguindo os procedimentos descritos na seção (2.3), derivamos os parâmetros atmosféricos e a metalicidade para nove estrelas, entre candidatas hospedeiras de anãs marrons, estrelas de baixa massa ou sistemas binários do MARVELS. A Tabela 2.6 a seguir mostra os parâmetros atmosféricos derivados pelo *pipeline* do BPG-MARVELS para cada espectro associado a uma candidata do MARVELS. Estrelas com mais de uma determinação de parâmetros atmosféricos são discriminadas pelo instrumento utilizado para a obtenção de seus espectros. As candidatas com número de identificação parcial do catálogo Tycho (Høg et al. 2000) correspondem a estrelas binárias ou candidatas ainda em fase de análise que não foram publicadas. Uma abordagem detalhada da análise da maior parte das estrelas da Tabela 2.6 é apresentada mais adiante (exceto dos objetos em ainda em análise).

Além do pipeline do BPG-MARVELS, um outro grupo dentro da colaboração do MAR-

Tabela 2.6: Parâmetros atmosféricos das candidatas a hospedarem anãs marrons ou companheiras estelares de baixa massa do MARVELS. As estrelas estão representadas pelo seu nome de identificação no MARVELS ou identificação parcial do catálogo Tycho.

ID	$T_{\rm eff}$	$\log g$	[Fe/H]	ξ	N <sub>linhas</sub>	Inst.	$\langle S/R \rangle$
	(K)	(dex)	(dex)	$({\rm km}~{\rm s}^{-1})$	(Fe I)-(Fe II)		
Marvels_1	$6284 \pm 67$	$4.08 \pm 0.13$	$-0.11 \pm 0.08$	$1.29\pm0.08$	59-9	FEROS	340
Marvels_1	$6344 \pm 81$	$4.27\pm0.27$	$-0.18\pm0.08$	$1.53\pm0.14$	64-9	ARCES	200
Marvels_2	$6415 \pm 76$	$4.44 \pm 0.16$	$-0.03 \pm 0.06$	$1.34\pm0.12$	67-9	ARCES	220
Marvels_2	$6406 \pm 110$	$4.47\pm0.18$	$-0.13\pm0.08$	$1.44 \pm 0.20$	60-8	SARG	400
Marvels_3	$5878 \pm 49$	$4.43 \pm 0.12$	$0.00\pm0.06$	$1.00\pm0.08$	60-8	ARCES	175
Marvels_4	$5805 \pm 71$	$4.02\pm0.18$	$-0.24\pm0.10$	$1.74\pm0.10$	73-9	FEROS	200
Marvels_5	$6037 \pm 71$	$4.55\pm0.12$	$0.04 \pm 0.05$	$1.09\pm0.08$	61-10	ARCES	290
Marvels_6	$5652 \pm 75$	$4.46\pm0.12$	$0.44 \pm 0.09$	$0.36\pm0.20$	61-6	ARCES	110
TYC 1275	$6127 \pm 85$	$4.15\pm0.18$	$-0.48\pm0.07$	$1.22\pm0.18$	55-6	ARCES	210
TYC 3010	$5216 \pm 49$	$4.32\pm0.26$	$-0.06\pm0.05$	$1.03\pm0.10$	60-6	ARCES	170
TYC 3091	5576 ± 46	$4.52 \pm 0.11$	$-0.06 \pm 0.07$	$1.15\pm0.08$	68-9	ARCES	150

VELS é também responsável pela caracterização das estrelas hospedeiras: o grupo do IAC (Instituto de Astrofísica das Canárias). O grupo do IAC segue uma metodologia semelhante à utilizada pelo *pipeline* do BPG, ou seja, a determinação dos parâmetros atmosféricos é feita de acordo com o equilíbrio de ionização e excitação das linhas de Fe I e Fe II. As principais diferenças entre os dois métodos referem-se às listas de linhas utilizadas, ao método de medidas das LEs e à escolha do modelo de atmosferas e constantes atômicas utilizadas na análise. Mais detalhes da metodologia do IAC são fornecidos na seção 3.1.1 de Wisniewski et al. (2012). Apenas para a candidata Marvels\_1 uma estimativa adicional dos parâmetros atmosféricos das estrelas do MARVELS foi também determinada utilizando o código de síntese espectral SME (Valenti & Piskunov 2012).

O conjunto final de parâmetros atmosféricos espectroscópicos recomendados ao MARVELS foi determinado através da média ponderada pelo inverso dos desvios internos do valores de  $T_{\text{eff}}$ , log g,  $\xi$  e [Fe/H] das análises do BPG, do IAC e do SME, este último quando disponível. Em outras palavras, para um dado parâmetro x, a média dos valores obtidos pelos *pipelines* utilizados na análise é dado pela expressão

$$\bar{x} = \frac{\sum_{i} x_i / \sigma_i^2}{\sum_{i} 1 / \sigma_i^2},\tag{2.4}$$

onde *i* corresponde ao número de determinações de um dado parâmetro atmosférico fornecido pelos *pipelines* utilizados na análise e  $\sigma_i$  é o erro interno da determinação deste mesmo parâmetro. As incertezas finais foram calculadas através do somatório dos inversos quadráticos dos erros internos de cada *pipeline* utilizado na caracterização estelar.

Grande parte das estrelas do MARVELS possuem apenas as paralaxes fornecidas pelo catá-

logo Tycho, cujos erros associados impossibilitam uma determinação mais precisa das massas e raios através de trajetórias evolutivas teóricas. Assim, massas e raios das estrelas hospedeiras foram determinados utilizando as relações empíricas de Torres et al. (2010). Tais relações correlacionam os valores dos parâmetros atmosféricos das estrelas, sendo eles  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  e [Fe/H], com medidas acuradas de massas e raios obtidos a partir de uma amostra de binárias eclipsantes. As incertezas nas massas e raios foram calculadas por propagação das incertezas dos parâmetros atmosféricos utilizando as matrizes de covariância das relações de Torres et al. (2010), gentilmente fornecidas por estes autores. Por fim, de posse de todos os parâmetros físicos da estrela e dos parâmetros orbitais, é possível inferir uma massa mínima para a companheira subestelar através da Equação (2.2), como mencionado na seção (2.2). A Tabela 2.7 apresenta os parâmetros atmosféricos finais determinados pelo pipeline do BPG e os parâmetros atmosféricos recomendados ao MARVELS (BPG+IAC), assim como as massas e raios das estrelas hospedeiras e a massa mínima da companheira, isto é para sen i = 1, obtidas a partir destes últimos parâmetros. As candidatas referidas na Tabela 2.6 como TYC 1275 e TYC 3091, referentes às estrelas TYC 1275-00027-1 e TYC 3091-00716-1, ainda estão em fase de análise e, portanto, não possuem estimativas da massa da companheira na Tabela 2.7. A estrela referida como TYC 3010 na mesma tabela, de identificação TYC 3010-01494-1, não é mostrada na Tabela 2.7 por se tratar de uma binária espectroscópica. A análise deste sistema utilizando o *pi*peline do BPG-MARVELS como apresentado não produz resultados confiáveis (mais detalhes sobre as limitações do pipeline são apresentados na seção 2.4.4).

Os resultados apresentados na Tabela 2.7 mostram um bom acordo dentro de  $1\sigma$  entre os parâmetros atmosféricos determinados pelo *pipeline* do BPG-MARVELS e os parâmetros recomendados ao MARVELS, o que basicamente reflete que os diferentes *pipelines* utilizados na análise das candidatas do MARVELS produzem resultados bastante consistentes. Duas exceções são relativas às estrelas Marvels\_1 e Marvels\_4, onde o acordo para a microturbulência e a temperatura efetiva é satisfeito dentro de um intervalo de  $2\sigma$  da dispersão da média. Estas duas candidatas merecem um destaque especial no que diz respeito à análise dos parâmetros atmosféricos.

A estrela Marvels\_1, de numeração TYC 1240-945-1, foi a primeira candidata reportada no trabalho de Lee et al. (2011) com os dados do primeiro ano de observações do MARVELS. Por se tratar da primeira detecção do MARVELS, a análise presente neste trabalho não utilizou o *pipeline* do BPG-MARVELS, que, na ocasião, ainda não estava concluído. Lee et al. (2011) utilizam as metodologias de Ghezzi et al. (2010a) e Gonzalez & Vanture (1998), que também se baseiam no equilíbrio de excitação e ionização das linhas de Fe I e Fe II, mas diferem do *pipeline* do BPG-MARVELS nos critérios de seleção da lista de linhas e constantes atômicas, no método de medidas das LEs e nos modelos de atmosferas empregados. Através da análise de dois espectros, obtidos com os espectrógrafos FEROS e ARCES, estes autores atribuíram os seguintes parâmetros atmosféricos para a estrela hospedeira:  $T_{eff} = 6186 \pm 92$  K, log  $g = 3.89 \pm 0.07$  dex e [Fe/H] = -0.15  $\pm 0.04$  dex.

Posteriormente, novos dados de velocidades radiais indicaram um alto resíduo nas medidas das velocidades radiais e levantaram a hipótese de uma possível companheira planetária (Wright et al. 2013). Motivados pela natureza deste sistema, os espectros FEROS e ARCES foram reanalisados pelos pipelines do BPG-MARVELS e do IAC. A nova análise também incluiu o cálculo dos parâmetros atmosféricos determinados pelo código de síntese espectral SME (Valenti & Piskunov 2012). Neste novo trabalho, os parâmetros atmosféricos resultantes da estrela hospedeira foram determinados pela média das determinações obtidas com os *pipelines* do BPG, do IAC e do SME. Os resultados obtidos através desta reanálise constam na Tabela 2.7 e são bastante consistentes com os de Lee et al. (2011) com exceção da gravidade superficial. Lyra & Porto de Mello (2005) analisaram as trajetórias evolutivas para diversas estrelas de tipo solar e adotaram o valor de gravidade de 4.20 como o mais representativo para uma estrela de massa solar que atinge o ramo das subgigantes, ou seja, que esgotou o hidrogênio em seu núcleo. Porém, quando consideramos estrelas de maior massa (acima de 1.2  $M_{\odot}$ , como é o caso da Marvels\_1) esta aproximação deixa de ser razoável, pois estrelas nesta faixa de massa podem apresentar gravidades ainda mais baixas que  $\log g = 4.20$  e permanecerem como anãs (Dutra Ferreira 2010). Desta forma, os novos valores de gravidade ( $\log q > 4.20$ ) sugerem que esta estrela seja uma anã, e não uma subgigante como sugerida no trabalho de Lee et al. (2011).

Por sua vez, a estrela Marvels\_4, de numeração TYC 2087-00255-1, destacou-se pela maior discrepância encontrada para a temperatura efetiva entre os *pipelines* do BPG-MARVELS e do IAC. Esta diferença é provavelmente atribuída às distintas metodologias utilizadas para as medidas das LEs em cada *pipeline*. O grupo do IAC utiliza um código que realiza medidas automáticas da LEs ajustando um contínuo local ao redor das linhas (o código ARES - Sousa et al. 2007, ver mais detalhes no capítulo 4) enquanto o *pipeline* do BPG-MARVELS utiliza o *bplot*, que necessita de instruções para localizar o contínuo de cada transição espectral, contínuo este que é geralmente dado pela resposta da normalização global aplicada à estrela.

Além disso, dentre os objetos analisados até o momento, este é o que apresentou a maior velocidade de rotação (*vsen i* = 10.1 ± 0.9 km s<sup>-1</sup>), e, talvez, nesse regime, as diferenças entre as duas técnicas de medidas de LEs sejam mais evidentes. Muito provavelmente, estas diferenças estão relacionadas com a dificuldade de relacionar o contínuo local ao contínuo global para estrelas de alta rotação. Além disso, nossa análise com os objetos de teste revelou que, para estrelas com maior velocidade de rotação (*vsen i*  $\geq$  6-7 km s<sup>-1</sup>), a determinação dos parâmetros do *pipeline* BPG-MARVELS pode estar sujeita a maiores incertezas. Contudo, as diferenças encontradas não foram consideravelmente significativas a ponto de comprometer o bom acordo de ambos *pipelines*.

Tabela 2.7: Parâmetros atmosféricos obtidos com o pipeline do BPG-MARVELS e parâmetros atmosféricos finais recomendados ao MARVELS, com as respectivas determinações de massa  $(M_{\star})$  e raio  $(R_{\star})$  da estrela hospedeira e massa mínima  $(M_c)$  para a companheira.

	Parâmetros BPG				Parâmetros MARVELS						
ID	$T_{\rm eff}$	$\log g$	ξ	[Fe/H]	$T_{\rm eff}$	$\log g$	ξ	[Fe/H]	$M_{\star}(M_{\odot})$	$R_{\star}(R_{\odot})$	$M_c(M_{\rm Jup})^*$
Marvels_1	6308±52	4.12±0.12	1.35±0.07	-0.15±0.06	6297±28	4.22±0.09	$1.50 \pm 0.03$	-0.13±0.04	1.25±0.06	$1.48^{+0.22}_{+0.26}$	1.04±0.05**
Marvels_2	6412±62	$4.47 \pm 0.18$	$1.37 \pm 0.10$	-0.07±0.05	6427±33	$4.52 \pm 0.14$	$1.40 \pm 0.05$	-0.04±0.05	1.21±0.08	$1.09^{+0.13}_{+0.15}$	68.1±3.0
Marvels_3	5878±49	4.43±0.12	$1.00 \pm 0.08$	$0.00 \pm 0.06$	5879±29	$4.48 \pm 0.15$	$0.94 \pm 0.04$	-0.01±0.05	1.07±0.08	$0.99_{+0.18}^{-0.18}$	>97.7±5.8
Marvels_4	5805±71	$4.02 \pm 0.18$	$1.74 \pm 0.10$	-0.24±0.10	5903±42	4.07±0.16	$1.70 \pm 0.06$	-0.23±0.07	1.16±0.11	$1.64_{+0.37}^{-0.37}$	$40.0 \pm 2.5$
Marvels_5	6037±71	4.55±0.12	$1.09 \pm 0.08$	$0.04 \pm 0.05$	6004±34	4.55±0.17	$1.03 \pm 0.04$	$0.04 \pm 0.06$	1.10±0.09	$0.92^{-0.19}_{+0.19}$	65.0±2.9
Marvels_6	5652±75	$4.46 \pm 0.12$	$0.36 \pm 0.20$	$0.44 \pm 0.10$	5598±63	$4.44 \pm 0.17$	$0.38 \pm 0.17$	$0.40 \pm 0.09$	1.11±0.11	$1.06_{+0.23}^{-0.23}$	31.7±2.0
TYC1275-0027-1	6127±85	4.15±0.18	$1.22 \pm 0.18$	-0.48±0.07	6214±38	4.38±0.15	$1.32 \pm 0.07$	-0.45±0.06	1.06±0.10	$1.11\substack{+0.21\\+0.21}$	-
TYC3091-00716-1	5576 ± 46	$4.52\pm0.11$	$1.15\pm0.08$	$-0.06\pm0.07$	5614±29	4.61±0.09	1.13±0.05	-0.09±0.06	0.96±0.07	$0.92^{-0.13}_{+0.13}$	-

40

(\*)  $M_c$  corresponde à massa mínima da companheira (*sin i*=1), em  $M_{Jup}$ .

(\*\*) Valores de massa para binárias em unidades de  $M_{\odot}$ .

Até o presente momento, as estrelas publicadas pelo MARVELS compreendem três principais nichos: candidatas a anãs marrons, candidatas no regime de transição entre anãs marrons e companheiras estelares de baixa massa e sistemas binários. As próximas seções apresentam alguns aspectos do contexto físico no qual se encaixam estes três grupos de candidatas estudadas, além de uma avaliação dos indicadores de atividade cromosférica para as estrelas do MAR-VELS, realizada por mim como uma contribuição adicional para a análise da caracterização estelar.

## 2.4.1 Candidatas a Anãs Marrons

As estrelas Marvels\_4 e Marvels\_6 foram apresentadas como candidatas fidedignas a hospedarem anãs marrons. Como visto na introdução, anãs marrons são objetos que não possuem massa suficiente para sustentar a queima de hidrogênio em seus núcleos, mas possuem massa suficiente para a queima de deutério (Chabrier et al. 2000). Objetos desta natureza devem possuir massas entre ~13 a 70  $M_{Jup}$  e existe um especial interesse na busca de anãs marrons de curto período ( $\leq 3-5$  anos) companheiras de estrelas de tipo solar. O trabalho de Grether & Lineweaver (2006) definiu o valor de  $31^{-18}_{+25} M_{Jup}$  como representativo dos limites de massa de objetos localizados no centro da distribuição que ocupa o deserto das anãs marrons, ou seja, a região na qual o número de companheiras de estrelas de tipo solar é mínimo. Ambas as candidatas discutidas nesta seção estão localizadas nesta região do deserto, e em particular, a candidata Marvels\_6 possui uma estimativa de massa exatamente no mínimo desta distribuição.

A estrela GSC 03546-01452, candidata Marvels\_6, foi reportada no trabalho de De Lee et al. (2013a), do qual sou coautora, como hospedeira de uma anã marrom com massa mínima (*sen i* = 1) de 31.7  $\pm$  2.0  $M_{Jup}$  e um período orbital de 47 dias. A massa mínima deste objeto é compatível com o mínimo da distribuição de massas de anãs marrons companheiras de estrelas de tipo solar, o que torna este sistema bastante raro mesmo entre as anãs marrons conhecidas na literatura.

A estrela Marvels\_4, de identificação TYC 2087-00255-1, é uma subgigante de tipo espectral GOIV que foi reportada no trabalho de Ma et al. (2013), do qual sou coautora, como a hospedeira de uma anã marrom com massa mínima em torno de 40  $M_{Jup}$  e um período orbital de aproximadamente nove dias. Além de ser uma candidata ao deserto das anãs marrons, este sistema é particularmente interessante devido ao nível de atividade e o estado evolutivo da companheira. Para esta estrela, realizamos um estudo da atividade estelar da hospedeira e suas consequências na caracterização das propriedades do sistema. Para tanto, utilizamos as linhas HK do Ca II e H $\alpha$  como indicadores de atividade cromosférica.

Por se tratar de uma subgigante, não são esperados grandes níveis de atividade cromosférica, já que os dínamos estelares que alimentam a atividade magnética em estrelas frias (FGK) perdem boa parte de sua eficiência durante a sequência principal (Lyra & Porto de Mello 2005). Isto porque nestes objetos a atividade cromosférica é gerada através do efeito dínamo. Na superfície destas estrelas, o plasma magnetizado é forçado a seguir as linhas de campo magnético, carregando consigo momento angular para longe da estrela em forma de vento. Como resultado temos a transmissão de um torque à estrela, gerando uma frenagem na sua taxa de rotação. Assim, à medida que a estrela perde rotação, seu dínamo torna-se mais ineficiente, injetando assim menos energia magnética na cromosfera da estrela. Neste cenário, o grau de atividade magnética têm correlação direta com a idade estelar, uma vez que estrelas jovens possuem alta rotação e esta decresce com a idade (Skumanich & Eddy 1981; Simon et al. 1985).

O primeiro indício do alto nível de atividade cromosférica da estrela TYC 2087-00255-1 foi confirmado através da comparação do espectro FEROS na região da linha K do Ca II desta estrela com outras três estrelas com parâmetros atmosféricos similares (valores obtidos de Ghezzi et al. 2010a,b), porém cromosfericamente inativas. O resultado desta comparação é mostrado na Figura 2.8. O excesso no centro da linha K do Ca II é bastante expressivo para a Marvels\_4, indicando que esta estrela é de fato muito mais ativa que suas análogas mostradas na figura.



Figura 2.8: Comparação na região da linha K do Ca II entre a estrela Marvels\_4 e as estrelas semelhantes HD 38283, HD 168871 e HD 193193. A região apresentada corresponde ao uma ampliação ao redor do centro da linha K do Ca II do espectro FEROS normalizado da estrela TYC 2087 (Marvels\_4). A evidente emissão no núcleo da linha da estrela TYC 2087 indica um maior nível de atividade cromosférica do que as estrelas com parâmetros similares e relativamente inativas ilustradas para fins de comparação.

Adicionalmente avaliamos a atividade cromosférica utilizando a linha H $\alpha$ . Para tal análise utilizamos espectros de ordem única obtidos com o espectrógrafo coudé acoplado ao telescópio de 1,60 m, do Observatório do Pico dos Dias (OPD) operado pelo Laboratório Nacional de Astronomia (LNA/MCT). Diferentemente dos espectrógrafos *echelle*, os espectros do OPD não

apresentam o perfil das asas da linha de H $\alpha$  distorcidos devido às correções da função *blaze* empregadas na remoção de ondulações nas ordens *echelle*. A Figura 2.9 mostra o espectro sobreposto do perfil de H $\alpha$  da estrela TYC 2087-00255-1 com o espectro do Sol, representado por Ganimedes e obtido sob as mesmas condições observacionais. Diferentemente de HK do Ca II, o fluxo cromosférico em H $\alpha$  é um pouco menos evidente, porém, por ser uma transição espectral localizada na região do visível do espectro de frequências, é menos sensível a fenômenos transientes característicos do UV e dos raios–X, e a modulações dos ciclos de atividade. Todavia, percebe-se na Figura 2.9 que o centro da linha de H $\alpha$  da estrela TYC 2087-00255-1 é mais raso, indicando preenchimento cromosférico mais intenso que no Sol.

É possível quantificar a emissão cromosférica no centro de H $\alpha$  utilizando os parâmetros atmosféricos da estrela e as relações de Lyra & Porto de Mello (2005). Derivamos o fluxo cromosférico total no centro de H $\alpha$  igual a 13,4 × 10<sup>5</sup> erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>. De acordo com Lyra & Porto de Mello (2005), o erro estimado na medida do fluxo cromosférico em H $\alpha$  é de aproximadamente 0,5 × 10<sup>5</sup> erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>. Este valor é quatro vezes o valor de fluxo esperado para subgigantes típicas nessa faixa de  $T_{\text{eff}}$  (ver fig. 3 de Lyra & Porto de Mello 2005) e é ainda compatível com um nível de fluxo cromosférico entre as Plêiades (com uma idade de ~0,1 Ganos) e o grupo cinemático Ursa Maior (com um idade aproximada de 0,4 Ganos). Portanto, dois indicadores cromosféricos independentes confirmam que a estrela Marvels\_4 possui um nível de atividade atípico para uma subgigante.



Figura 2.9: Comparação na região de H $\alpha$  entre a estrela TYC 2087 (Marvels\_4) e o Sol. O centro mais raso da asa de H $\alpha$  para a estrela TYC 2087 sugere um preenchimento cromosférico mais intenso que no Sol. Além disso, o mesmo efeito no perfil das asas desta linha sugere uma temperatura efetiva inferior a do Sol.

Paralelamente, as asas do perfil de H $\alpha$  são bastante sensíveis à temperatura efetiva estelar, e praticamente insensíveis aos demais parâmetros da estrela (Fuhrmann et al. 1993), podendo assim ser utilizadas como uma medida independente da temperatura efetiva da estrela. Assim, a  $T_{\rm eff}$  (H $\alpha$ ) foi derivada através do ajuste de modelos teóricos ao perfil observado de H $\alpha$  do espectro da TYC 2087-00255-1, de acordo com o procedimento descrito em Lyra & Porto de Mello (2005) e Porto de Mello et al. (2008). As incertezas associadas ao ajuste, considerando os erros nos modelos atmosféricos teóricos, as incertezas na normalização do contínuo e o ruído fotônico são da ordem ~50 K para um espectro com uma razão S/R = 200. O espectro da TYC 2087-00255-1 obtido com o OPD tem S/R = 80 e, assim, a incerteza na temperatura efetiva para esta estrela é da ordem de 100 K. O resultado encontrado para a  $T_{\rm eff}(H\alpha) = 5454 \pm 134$  K, sendo a maior fonte de erro oriunda do ruído fotônico.

A baixa  $T_{\text{eff}}$  encontrada a partir de H $\alpha$  pode ser interpretada como uma evidência da contaminação do fluxo da componente secundária no espectro da primária. As asas do perfil de H $\alpha$ podem estar aparecendo mais rasas devido ao velamento provocado pelo fluxo da secundária, produzindo assim um ajuste para uma temperatura mais fria. Entretanto, a qualidade dos dados não permite uma análise mais quantitativa desta suposta contaminação.

Os resultados da análise da atividade estelar foram relevantes para a determinação dos parâmetros orbitais, uma vez que o tratamento de estrelas ativas requer a inclusão do termo de *jitter* no ajuste das órbitas keplerianas, que foi considerado na análise da Marvels\_4. Mais ainda, um possível cenário que explique este sistema deve envolver interações gravitacionais entre a primária e a secundária. Interações de maré entre a estrela e a anã marrom podem ter mantido o sistema girando rapidamente por mais tempo, mantendo assim os níveis de atividade da estrela hospedeira.

## 2.4.2 Regime de Transição entre Anãs Marrons e Companheiras Estelares de Baixa Massa

As estrelas apresentadas nesta seção preenchem a região cuja massa se encontra entre os objetos formados pela fragmentação de nuvens moleculares e/ou colapso gravitacional. Não menos importantes, objetos nesta região fornecem vínculos observacionais para a distinção da formação e evolução de anãs marrons e companheiras estelares de baixa massa.

A estrela Marvels\_2, de número TYC 2930-00872-1, foi identificada no trabalho de Fleming et al. (2012), do qual sou coautora, por possuir uma companheira secundária com uma massa mínima no regime de massa de uma anã marrom (M ~ 68  $M_{Jup}$ ) e de curto período (P ~ 2.43 dias). Entretanto, a análise dinâmica e fotométrica do sistema sugere que este é possivelmente um sistema triplo, onde a companheira secundária é uma estrela de baixa massa em torno de 0.3-0.4  $M_{\odot}$ , considerando a hipótese do momento angular da companheira estar alinhado com o eixo de rotação da hospedeira. Não foi encontrado nenhum vestígio de contaminação de fluxo pelas companheiras no espectro da primária, o que reforçou a estimativa da massa total das companheiras de aproximadamente 1  $M_{\odot}$ , considerando que estas não são remanescentes estelares. A companheira terciária, neste caso, que possuiria uma massa em torno de 0.5-0.6  $M_{\odot}$ , deve apresentar uma órbita bastante inclinada com relação à secundária, sugerindo que o mecanismo de Kozai-Lidov pode ter sido o responsável pela configuração dinâmica atual deste sistema.

A estrela HIP 67526, foi associada à candidata Marvels\_5 por Jiang et al. (2013), do qual sou coautora, como sendo a hospedeira de uma possível candidata a anã marrom ou estrela de baixa massa. A massa mínima atribuída para a secundária é de ~65.0  $M_{Jup}$  com um período orbital em torno de 90 dias. Este objeto também ocupa a região ligeiramente escassa das companheiras de baixa massa ao redor de estrelas de tipo solar.

A estrela Marvels\_3, de numeração TYC 4110-01037-1, foi reportada por Wisniewski et al. (2012), do qual sou coautora, como a hospedeira de uma estrela de baixa massa ( $M_{sen i=1} \approx 97.7$   $M_{Jup}$ ) e de curto período (~ 79 dias). Este objeto é bastante interessante pois a razão de massa q entre a primária e a secundária está em torno de 0.087 < q < 0.149, que é atípica entre companheiras de baixa massa ao redor de estrelas de tipo solar (em geral, > 0.2). Em estrelas de tipo solar, as companheiras de baixa massa e de período curto são mais frequentemente encontradas ao redor de estrelas ligeiramente mais massudas de tipo espectral F do que em estrelas de tipo espectral G, como é o caso da Marvels\_3 (Pont et al. 2006; Beatty et al. 2007; Bouchy et al. 2011, entre outros). Logo, o sistema da Marvels\_3, por suas características de período curto e baixa razão de massa, pode ser entendido como um análogo da região do deserto das anãs marrons com respeito a objetos de baixa massa. Bouchy et al. (2011) propõe que companheiras de baixa massa podem se formar ao redor de uma ampla faixa de massas, porém, para as estrelas jovens de tipo G, o mecanismo de frenagem magnética é mais forte e, desta maneira, as interações de maré do sistema podem induzir a migração da companheira para órbitas mais internas, podendo até mesmo ser "engolida" pela estrela primária.

## 2.4.3 Sistemas binários

A presença de sistemas binários na amostra do MARVELS é previsível, uma vez que este levantamento tem como alvos estrelas de magnitudes mais fracas e utilizou regiões do céu bastante povoadas. As medidas de velocidade radiais, que são a principal ferramenta utilizada para a detecção de uma possível companheira, podem gerar resultados errôneos caso a contaminação do espectro da secundária não seja identificada. Por esta razão, uma avaliação da fotometria do sistema envolvendo a variabilidade das curvas de luz e o imageamento em alta resolução com a óptica adaptativa, entre outras técnicas, são essenciais para validar ou eliminar companheiras planetárias ou anãs marrons em uma série de situações (Wright et al. 2013).

A estrela Marvels\_1 foi inicialmente identificada como uma subgigante de tipo espectral F com uma possível companheira candidata a anã marrom por Lee et al. (2011). Este trabalho também investigou a hipótese de contaminação provocada pela presença de uma companheira secundária de baixa massa, como uma anã M por exemplo. Neste sentido, foi feita uma com-

paração do espectro sintético de uma estrela binária com parâmetros muitos similares aos encontrados para Marvels\_1, na região entre 8570-8630 Å, onde espera-se que o contraste entre a razão de fluxo entre uma anã M e uma subgigante F seja relativamente alta. Isto porque nesta faixa de comprimento de onda, a razão S/R dos espectros é bastante alta, a normalização do contínuo possui alta confiabilidade e existe um bom número de transições atômicas, principalmente do Fe I. Todavia, a hipótese de uma companheira de baixa massa foi descartada devido à ausência de uma contaminação significativa oriunda de um objeto de baixa massa, dando assim ênfase à interpretação de uma possível companheira anã marrom.

Mais tarde, Wright et al. (2013), trabalho do qual eu participo, utilizando imagens de óptica adaptativa, concluíram que a estrela faz parte de um sistema triplo com uma companheira gravitacionalmente ligada de tipo M ou K e uma terceira componente, que aparece como uma estrela de fundo, possivelmente uma anã M. Complementando esta análise, este trabalho também realizou uma investigação mais rigorosa com respeito à contaminação espectral por meio da análise das variações dos bissetores de linhas intensas. Esta análise mais detalhada identificou a contaminação do espectro da secundária, reclassificando a companheira Marvels\_1b como a companheira binária com o plano da órbita visto de face.

As implicações sobre a classificação espectral deste objeto tem grande impacto na avaliação sobre o nível de contaminação da secundária no espectro da primária. Uma avaliação visual dos espectros FEROS e ARCES não revelou nenhuma evidência de linhas duplas ou mescladas que pudessem indicar a presença de contaminação de uma companheira estelar de tipo M anterior ou K tardio. Todavia, os resultados obtidos para esta estrela devem ser observados com cautela, já que nossa análise considerou um espectro sem a contribuição do fluxo da secundária.

A seguir apresentamos a distribuição das candidatas detectadas pelo MARVELS com respeito a suas respectivas companheiras estelares e subestelares (Fig. 2.10). Neste diagrama, a disposição das candidatas é mostrada em escalas relativas de raio, além disso, a temperatura efetiva de cada estrela varia da mais quente para a mais fria, sendo as estrelas quentes representadas pelos tons mais claros e as estrelas frias representadas pelos tons mais escuros de azul. As anãs marrons são mostradas em uma escala de raio arbitrária e fixa. As companheiras anãs marrons estão dispostas de acordo com a distância do semieixo maior, e suas respectivas estimativas da massa mínima também estão indicadas. As exceções aparecem para as estrelas Marvels\_1 e para a estrela TYC 3010, que constituem sistemas binários.

Apesar do número relativamente pequeno de candidatas analisadas até o momento e apresentadas na Figura 2.10, a expectativa é que este número cresça significativamente com a futura versão do *pipeline* de velocidades radiais. Uma vez que estas candidatas sejam detectadas pelo levantamento, o nosso *pipeline* fornece uma ferramenta rápida e confiável para a caracterização destes sistemas. Assim, juntamente com os *pipelines* do IAC e SME, fornecer o melhor conjunto de parâmetros atmosféricos para as candidatas do MARVELS.



Figura 2.10: Distribuição das estrelas com companheiras subestelares do MARVELS. As estrelas são mostradas pela abreviação do número de identificação Marvels=MV e são amostradas em escala de raio. A temperatura efetiva de cada estrela varia com a escala de cor da hospedeira, na qual as mais quentes são representadas pelos tons mais claros e as mais frias são representadas pelos tons mais escuros de azul. O Sol é representado para fins de comparação. As companheiras subestelares estão dispostas de acordo com o semieixo maior de sua órbita.

## 2.4.4 Limitações do Pipeline

O *pipeline* desenvolvido apresenta boa performance para os sistemas descritos mas não é otimizado para o tratamento de estrelas binárias, salvo os casos em que a contaminação do espectro da secundária no espectro da primária é realmente pequena (em torno de 10% ou menos). Portanto, quando a contaminação não é muito intensa, é possível fornecer uma boa estimativa dos parâmetros da estrela, que foi o caso do sistema binário eclipsante da estrela TYC 0270-00458-1 (Fleming et al. 2011, do qual sou coautora). Já cientes de que a secundária deste sistema introduzia uma contaminação no fluxo da primária no visível em torno de 8%, aplicamos uma correção nas LEs da primária e derivamos os parâmetros atmosféricos espectroscópicos de acordo com o *pipeline* do BPG-MARVELS. Os resultados encontrados são compatíveis com a análise da SED de uma anã G de aproximadamente 5750 K com uma companheira K.

Para este sistema também encontramos uma  $T_{\text{eff}}$  espectroscópica maior que a  $T_{\text{eff}}$  obtida pelo ajuste dos perfis de H $\alpha$  (derivada segundo o mesmo método utilizado para a estrela Marvels\_4) e temperatura obtidas pelo método de fluxo no infravermelho - IRFM (Casagrande et al. 2010). Apesar da razão de fluxo ser baixa no visível, a contaminação é mais importante em regiões de maior comprimento de onda do espectro, onde a distribuição de energia da secundária é mais relevante diante da primária. Logo, no infravermelho próximo, a contribuição do fluxo da secundária pode afetar as determinações da  $T_{\text{eff}}$  (IRFM). O mesmo efeito pode ocorrer para H $\alpha$ , porém vale ressaltar que é bastante comum as  $T_{\text{eff}}$  de H $\alpha$  serem menores do que as determinações de  $T_{\text{eff}}$  espectroscópicas (como encontrado em alguns trabalhos, por exemplo, Porto de Mello et al. 2008). Para esta estrela também, um efeito análogo ao mencionado para a candidata Marvels\_4 pode ser o responsável pelas baixas  $T_{\text{eff}}$  em H $\alpha$ . O fluxo da secundária pode estar preenchendo o perfil da H $\alpha$  da primária, simulando assim, asas mais rasas e, consequentemente uma  $T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$  mais baixa.

Uma outra candidata em que foi necessário introduzir algumas adaptações no *pipeline* do BPG-MARVELS foi a TYC 3010-1494-1. Esta estrela foi reportada no trabalho de Mack et al. (2013), no qual sou coautora, como uma binária espectroscópica com período longo (~ 238 dias) e alta excentricidade ( $e \sim 0.8$ ). Para a determinação dos parâmetros atmosféricos desta estrela utilizamos um espectro da primária obtido próximo ao periastro da órbita. As medidas das LEs foram determinadas manualmente a fim de evitar a contaminação das linhas da estrela secundária no espectro da estrela primária, principalmente para as linhas mais fracas. Além disso, adotamos uma correção nas LEs da estrela primária que leva em conta o velamento do fluxo do contínuo produzido pelo espectro da secundária similar ao descrito em González Hernández et al. (2008). Seguindo a recomendação destes autores, pode-se relacionar a LE verdadeira (LE<sub>true</sub>) de uma linha com a LE observada (LE<sub>obs</sub>) através da seguinte relação:

$$LE_{true}, A = f_A(LE_{obs,A}), \qquad (2.5)$$

onde  $f_A$  é o fator de velamento para a primária A. Através do uso das equações apresentadas em

González Hernández et al. (2008) e da razão de fluxo entre as componentes obtida com a tarefa TODCOR, estimamos um fator de velamento em torno de 1.34 no contínuo da primária.

Após a correção das LEs por este fator, derivamos o seguinte conjunto de parâmetros atmosféricos:  $T_{\text{eff}} = 5589 \pm 148$  K,  $\log g = 4.68 \pm 0.44$  dex,  $[\text{Fe/H}] = 0.09 \pm 0.20$  dex e  $\xi = 1.14 \pm 0.24$  km s<sup>-1</sup>. Este novo conjunto de parâmetros é consideravelmente diferente dos parâmetros iniciais derivados para esta estrela e apresentados na Tabela 2.6, o que mais uma vez indica que o *pipeline* apresentado possui limitações no tratamento de sistemas binários. Além disso, mesmo adotando as correções nas LEs, as incertezas encontradas para o novo conjunto de parâmetros são substancialmente maiores que os erros típicos encontrados pelo nosso *pipeline* para as outras estrelas.

## Capítulo 3

# Parâmetros Atmosféricos em Moderada Resolução de Estrelas de Campo

No capítulo anterior apresentamos uma metodologia de análise para espectros de alta resolução referentes às estrelas candidatas a possuir companheiras subestelares ou estelares de baixa massa. O MARVELS, porém, conta com uma amostra de alguns poucos milhares de estrelas, dentre as quais, nem todas são hospedeiras de planetas, anãs marrons ou estrelas de baixa massa. Desta forma, apenas uma pequena parcela dos dados MARVELS pode ser contemplada com o método desenvolvido no Capítulo 2. Como parte da ciência auxiliar do MARVELS, apresentamos neste capítulo um método de análise automático que tem por objetivo derivar os parâmetros atmosféricos ( $T_{eff}$ , log g, [Fe/H]) para os espectros em baixa resolução deste levantamento. Desta maneira poderemos investigar o padrão de abundâncias químicas das estrelas anãs da vizinhança solar, e também entender a influência dos parâmetros atmosféricos das estrelas nas propriedades dos planetas e companheiros subestelares.

As estrelas sem companheiras identificadas dispõem apenas dos espectros MARVELS que abrangem a faixa entre ~5000-5700 Å , possuem uma boa razão sinal-ruído (S/R  $\geq$  200, já que cada objeto é revisitado em torno de 20 vezes) e resolução espectral de R ~ 12.000. Espectros com esta resolução apresentam as transições espectrais mescladas com as transições vizinhas mais próximas, o que torna inviável a medida individual das larguras equivalentes como comumente aplicado na espectroscopia clássica. Sendo assim, é preciso utilizar um método alternativo para a caracterização destes espectros em baixa resolução.

A determinação dos parâmetros atmosféricos de espectros em baixa resolução é geralmente realizada através de duas técnicas: a de síntese espectral e a dos índices espectrais. A técnica de síntese espectral realiza uma comparação entre os espectros observados e espectros sintéticos oriundos de extensas bibliotecas espectrais. A determinação dos parâmetros é normalmente feita utilizando um critério de máxima verossimilhança entre os dados, como o  $\chi^2$ , por exemplo. Alguns exemplos da aplicação da técnica de síntese espectral em espectros de baixa ou moderada resolução são encontrados no SSPP do SEGUE (Lee et al. 2008), no *pipeline* do RAVE (Boeche et al. 2011; Siebert et al. 2011), no ULySS do LAMOST (Koleva et al. 2009; Wu et al.

2011), entre outros.

Por outro lado, a técnica dos índices espectrais (por exemplo, Nissen 1981; Worthey et al. 1994) baseia-se na medida da intensidade de um conjunto de linhas de absorção que não podem ser resolvidas individualmente. Um determinado índice espectral corresponde a um grupo de linhas mescladas formadas por transições similares. Esta técnica tem sido aplicada com sucesso em estudos de abundância na literatura (ex. Robinson et al. 2006, 2007) e também em estudos de populações estelares em galáxias (Trager et al. 2000; Ogando et al. 2008; Franchini et al. 2014).

Ambas técnicas, apesar de apresentarem resultados encorajadores nos exemplos supracitados, possuem algumas limitações. A técnica de síntese espectral depende de uma extensa lista de linhas espectrais, o que em muitos casos inclui linhas com grandes incertezas nas constantes atômicas; pode também sofrer de autocorrelações entre os parâmetros atmosféricos (Torres et al. 2012) e a acurácia na determinação dos parâmetros atmosféricos depende do faixa de comprimento de onda utilizada. Por sua vez, a técnica dos índices espectrais possui desvantagens em geral associadas à compilação do conjunto de índices sensíveis aos parâmetros atmosféricos e da dependência dos índices com as especificidades do projeto, como resolução espectral, faixa de comprimento de onda e tipo espectral da amostra analisada. Ponderando estas limitações e considerando a cobertura espectral limitada dos espectros MARVELS, optamos por utilizar a técnica dos índices espectrais para a determinação dos parâmetros atmosféricos dos espectros em moderada resolução deste levantamento.

Dada a quantidade de estrelas que o MARVELS observou (~3.300, totalizando ~ 60.000 espectros), uma metodologia automatizada faz-se necessária a fim de reduzir o tempo de análise e evitar a introdução de erros provenientes da escolha de critérios subjetivos característicos da análise manual, que podem surgir, por exemplo, na normalização dos espectros ou nas medidas dos índices espectrais. Desta forma, foram desenvolvidos três códigos que compõe o chamado *pipeline* dos Índices Espectrais do MARVELS. Estes códigos são responsáveis pela normalização dos espectros MARVELS, pelas medidas dos índices espectrais e pela aplicação das calibrações entre os índices e os parâmetros atmosféricos. Mais detalhes sobre cada código e as etapas de análise serão descritos nas próximas seções.

O presente projeto é de autoria do BPG-MARVELS, cujo artigo foi recentemente aceito para publicação (ver Ghezzi et al. 2014, do qual sou coautora). Além do grupo do BPG, este trabalho também contou com a participação do estudante de doutorado Diego Lorenzo de Oliveira, que contribuiu significativamente na etapa de construção das calibrações dos índices espectrais. A presente tese de doutoramento ficou responsável pela validação do código de normalização e sua aplicação nas amostras de calibração e teste, além de contribuir na construção das calibrações dos índices e na determinação dos parâmetros atmosféricos.

A primeira etapa deste projeto consiste na definição dos índices espectrais a serem utilizados nos espectros MARVELS. Em seguida, estes índices precisam ser testados em uma amostra de controle, para a construção das calibrações entre os índices e os parâmetros atmosféricos.

Por fim, de posse das calibrações, determinaremos os parâmetros atmosféricos da amostra de calibração e de uma amostra de teste composta de estrelas com parâmetros bem conhecidos e que também possuem espectros MARVELS. As etapas de medidas dos índices espectrais, normalização dos espectros, aplicação das calibrações dos índices espectrais e determinação dos parâmetros atmosféricos fazem parte do *pipeline* dos índices espectrais, cujos detalhes serão apresentados nas próximas seções.

## 3.1 Descrição dos Dados

Para a definição dos índices espectrais foram utilizados dois tipos de dados. O primeiro refere-se a uma amostra de calibração com parâmetros atmosféricos bem conhecidos a ser utilizada na construção das calibrações dos índices espectrais. Uma outra amostra é composta de espectros do MARVELS de estrelas com parâmetros atmosféricos obtidos através de espectros em alta resolução, que será utilizada para testar a acurácia dos parâmetros atmosféricos determinados pelo *pipeline* dos índices espectrais. Os detalhes da seleção e características de cada amostra são apresentados a seguir.

## 3.1.1 Amostra de Calibração

A amostra de calibração é composta de 309 estrelas, sendo 291 selecionadas de Ghezzi et al. (2010a,b) e 17 de del Peloso et al. (2005a,b). De cada base de dados foram obtidos os espectros e os parâmetros atmosféricos ( $T_{\text{eff}}$ , log g, [Fe/H]) utilizados em nossa análise.

A fração da amostra selecionada de Ghezzi et al. (2010a,b) contém 262 anãs e 29 subgigantes. Nenhuma gigante foi selecionada uma vez que estas estrelas possuem características espectrais consideravelmente distintas das anãs e subgigantes, o que exigiria a definição de um novo grupo de índices otimizados para a análise destes objetos. Os espectros desta base de dados foram obtidos com o espectrógrafo FEROS em abril de 2007 e agosto de 2008, e possuem alta resolução espectral (R ~ 48.000) e uma alta razão sinal-ruído (S/R  $\geq$  200). Os parâmetros atmosféricos destas estrelas foram determinados de maneira homogênea segundo uma análise espectroscópica clássica, isto é, através do equilíbrio de ionização e excitação das linhas do Fe I e Fe II (mais detalhes em Ghezzi et al. 2010a,b).

O restante dos espectros foi selecionado de del Peloso et al. (2005a,b) com o intuito de melhor povoar a região de [Fe/H] < -0.50 dex do espaço de parâmetros. Estas estrelas também possuem espectros FEROS em alta resolução (R ~ 48.000) e com uma razão S/R ~ 300. Tais espectros foram observados entre março e agosto de 2001.

Os parâmetros atmosféricos das 17 estrelas foram determinados utilizando um método iterativo descrito em detalhes em del Peloso et al. (2005b). Brevemente, a temperatura efetiva é estimada através da média entre a temperatura determinada por calibrações fotométricas e a temperatura de H $\alpha$ . A gravidade superficial é determinada a partir da temperatura efetiva, além das massas e luminosidades das estrelas. Finalmente, a metalicidade é obtida através de uma análise diferencial entre as linhas de Fe I e Fe II da estrela e as do Sol. Os três parâmetros são iterados até que a convergência final seja atingida.

Embora a determinação dos parâmetros atmosféricos seja notavelmente diferente entre as duas bases de dados, a comparação dos parâmetros atmosféricos das estrelas em comum sugere que estas diferenças não comprometem a homogeneidade da amostra de calibração. Existem nove estrelas em comum entre os trabalhos de del Peloso et al. (2005a,b) e Ghezzi et al. (2010a,b). As diferenças médias absolutas nos parâmetros atmosféricos entre estes dois trabalhos para estas nove estrelas são de  $\Delta T_{\text{eff}} = 4 \pm 41$  K,  $\Delta \log g = 0.00 \pm 0.12$  dex e  $\Delta$ [Fe/H] = 0.04 ± 0.04 dex, o que configura um excelente acordo.

Por razões de consistência, os espectros FEROS de calibração foram degradados e reamostrados para a resolução espectral e amostragem do MARVELS. Este procedimento foi realizado utilizando a tarefa *gauss* (adotando-se  $\sigma = 8$ ) e a tarefa *dispcor* (adotando-se dw = 0.11), ambas do IRAF. Por fim, foi realizado um corte em comprimento de onda na região entre 5100–5590 Å, para garantir que a região espectral utilizada concorde com as soluções de comprimento de onda obtidas para a maioria dos espectros MARVELS.

## 3.1.2 Amostra de Validação

A amostra de validação compreende um total de 30 estrelas observadas com o MARVELS, que também possuem espectros obtidos em alta resolução. Deste total, 16 estrelas são objetos com companheiras detectadas ou objetos atualmente em análise pela colaboração do levantamento. Os parâmetros atmosféricos destas estrelas foram obtidos utilizando-se os *pipelines* do BPG-MARVELS e do IAC apresentados no Capítulo 2.

As demais 14 estrelas constituem um conjunto de objetos previamente conhecidos por hospedar sistemas planetários, e que foram utilizados como padrões de referência nos testes das medidas de velocidades radiais do MARVELS. Os parâmetros atmosféricos desta fração da amostra foram obtidos de análises de espectros em alta resolução de múltiplas fontes da literatura, que em sua maioria, adotam a espectroscopia clássica. A Tabela 3.1 apresenta os parâmetros atmosféricos das 30 estrelas utilizadas na amostra de validação, bem como as fontes de determinação destes parâmetros.

Os espectros da amostra de validação foram obtidos com o esquema instrumental do MAR-VELS, isto é, possuem R = 12.000, S/R  $\geq$  200 e cobertura entre 5000–5700 Å. Desta forma, foi necessário reduzir estes dados para espectros em 1D, corrigidos para o comprimento de onda de repouso. Esta etapa do processo foi feita pela colaboração do MARVELS.

A Figura 3.1 mostra a distribuição das amostras de calibração e de validação no espaço de parâmetros atmosféricos. A amostra de calibração apresenta uma boa cobertura no espaço de parâmetros dentro dos seguintes intervalos: 4800 K  $\leq T_{\text{eff}} \leq 6500$  K, 3.60  $\leq \log g \leq 4.70$ , -0.90  $\leq$  [Fe/H]  $\leq +0.50$ . Tal intervalo abrange a maior parcela do domínio dos parâmetros atmosféri-

Estrela	$T_{\rm eff}$	[Fe/H]	$\log g$	Referência
Marvels_1	$6297 \pm 28$	$-0.13 \pm 0.04$	$4.22 \pm 0.09$	Wright et al. (2013)
Marvels_6	$5598 \pm 63$	$0.40 \pm 0.09$	$4.44\pm0.17$	De Lee et al. (2013b)
MC5	$6214 \pm 38$	$-0.45\pm0.06$	$4.38 \pm 0.15$	Este trabalho
Marvels_2	$6427 \pm 33$	$-0.04\pm0.05$	$4.52\pm0.14$	Fleming et al. (2012)
Marvels_3	$5879 \pm 29$	$-0.01\pm0.05$	$4.48\pm0.15$	Wisniewski et al. (2012)
Marvels_5	$6004 \pm 29$	$0.04 \pm 0.05$	$4.55\pm0.15$	Jiang et al. (2013)
Marvels_4	$5903 \pm 42$	$-0.23\pm0.07$	$4.07\pm0.16$	Ma et al. (2013)
MCKGS1-50	$5540 \pm 39$	$0.20\pm0.07$	$4.48 \pm 0.23$	Este trabalho
MCKGS1-52	$6403 \pm 44$	$0.17\pm0.07$	$4.42\pm0.24$	Este trabalho
MCKGS1-61	$5757 \pm 43$	$-0.22\pm0.07$	$4.29\pm0.22$	Este trabalho
MCKGS1-70	$5135 \pm 39$	$-0.01\pm0.08$	$3.42\pm0.18$	Este trabalho
MCKGS1-94	$4903 \pm 47$	$-0.49\pm0.08$	$4.48 \pm 0.28$	Este trabalho
MCKGS1-112	$5782 \pm 42$	$0.01 \pm 0.07$	$4.21\pm0.23$	Este trabalho
MCKGS1-135	$5525 \pm 71$	$-0.17\pm0.08$	$4.39 \pm 0.23$	Este trabalho
MCKGS1-153	$5614 \pm 29$	$-0.09\pm0.06$	$4.61 \pm 0.09$	Este trabalho
MCUF1-11	$5315 \pm 44$	$0.33 \pm 0.06$	$4.23\pm0.19$	Este trabalho
WASP 1	$6161 \pm 52$	$0.19\pm0.06$	$4.23\pm0.05$	1,2,3
HD 4203	$5644 \pm 61$	$0.41 \pm 0.03$	$4.24\pm0.14$	4,5,6,7,8,9,10,11
HD 9407	$5661 \pm 5$	$0.03 \pm 0.02$	$4.45\pm0.03$	12,8,13
HD 17156	$6057 \pm 46$	$0.19 \pm 0.05$	$4.20\pm0.11$	1,14,7,15,16,17
HIP 14810	$5515 \pm 25$	$0.27\pm0.02$	$4.27\pm0.06$	18,14,5,7,19
HD 43691	$6200 \pm 39$	$0.29 \pm 0.02$	$4.23\pm0.12$	14,18,7,20
HD 49674	$5632 \pm 31$	$0.33 \pm 0.01$	$4.48 \pm 0.12$	18,7,8,9
XO-2	$5356 \pm 19$	$0.41 \pm 0.05$	$4.36\pm0.19$	1,16,21
HD 68988	$5968 \pm 48$	$0.35\pm0.02$	$4.44\pm0.08$	18,7,22,8,9,11,23
HD 80606	$5615\pm70$	$0.37\pm0.08$	$4.44\pm0.07$	1,7,22,8,9,23,10,24
HD 118203	$5767 \pm 70$	$0.15\pm0.06$	$3.92\pm0.04$	25,18,7
HAT-P-3	$5205 \pm 28$	$0.34 \pm 0.10$	$4.60\pm0.02$	1,26
TReS-2	$5840 \pm 41$	$-0.03\pm0.11$	$4.39 \pm 0.09$	1,16,27
HAT-P-1	$6026 \pm 71$	$0.17\pm0.06$	$4.46\pm0.01$	16,28

Tabela 3.1: Parâmetros atmosféricos da amostra de validação.

**Notas**: Estrelas apresentadas como "Este trabalho" na coluna de referências tiveram os seus parâmetros atmosféricos determinados ametodologia apresentada no Capítulo 2. As demais estrelas tiveram os parâmetros atmosféricos determinados através da média aritmética entre as referências apresentadas a seguir. Para estes objetos, os erros apresentados na tabela correspondem à propagação dos erros provenientes dos trabalhos utilizados. **Referências:** (1) Torres et al. (2012); (2) Albrecht et al. (2011); (3) Stempels et al. (2007); (4) Saffe (2011); (5) Ghezzi et al. (2010b); (6) González Hernández et al. (2010); (7) Gonzalez et al. (2010); (8) Mishenina et al. (2008); (13) Mashonkina & Gehren (2000); (14) Kang et al. (2011); (15) Barbieri et al. (2009); (16) Ammler-von Eiff et al. (2009); (17) Fischer et al. (2007); (18) Brugamyer et al. (2011); (19) Wright et al. (2009); (20) da Silva et al. (2007); (21) Burke et al. (2007); (22) Luck & Heiter (2006); (23) Heiter & Luck (2003); (24) Naef et al. (2001); (25) Zieliński et al. (2012); (26) Torres et al. (2007); (27) Sozzetti et al. (2007); (28) Bakos et al. (2007).

cos das anãs e subgigantes observadas pelo MARVELS (ver Figura 2.2), tornando a amostra de calibração representativa das estrelas observadas pelo MARVELS. Alternativamente, a amostra de validação nos permite avaliar nossa metodologia com dados reais do MARVELS, incluindo efeitos instrumentais, ruído, etc. Ainda que a amostra de validação apresente um número pequeno de estrelas, estas encontram-se bem distribuídas no espaço de parâmetros da amostra de calibração.



Figura 3.1: Distribuição no espaço de parâmetros atmosféricos das 309 estrelas de calibração e das 30 estrelas da amostra de validação. A amostra de validação – representada pelos quadrados vermelhos – cobre adequadamente o espaço de parâmetros da amostra de calibração – representada pelos círculos pretos.

## 3.2 Seleção dos Índices Espectrais

A seleção do conjunto de índices espectrais utilizadas neste trabalho obedeceu à duas etapas. A primeira consistiu na determinação dos elementos químicos que compõe os índices espectrais e em uma estimativa inicial dos limites em comprimento de onda destes índices. A segunda etapa foi realizada com intuito de definir mais rigorosamente os limites em comprimento de onda dos índices que melhor representam as estrelas observadas pelo MARVELS.

A primeira etapa foi feita utilizando-se um espectro FEROS de Ganimedes com alto poder resolutor ( $R \sim 48.000$ ) e altíssima razão sinal-ruído ( $S/R \sim 1.000$ ) obtido de Ribas et al. (2010). Além deste, um segunda versão deste espectro foi obtida através da degradação deste para a resolução espectral do MARVELS (R = 12.000). Estes espectros em alta e baixa resolução foram então sobrepostos para facilitar a identificação visual das linhas que compõe os potenciais candidatos a índices espectrais, como mostra a Figura 3.2. Este processo foi feito com o auxílio do Atlas de Fluxo Solar (Kurucz et al. 1984) e com o catálogo de identificação de linhas no Sol (Moore et al. 1966). Os valores dos potenciais de excitação de cada linha foram também obtidos de Moore et al. (1966).



Figura 3.2: Seleção dos índices espectrais utilizando duas versões do espectro FEROS de Ganimedes como gabarito. O espectro de Ganimedes em alta resolução é mostrado pela linha preta fina, enquanto a linha preta espessa mostra o mesmo espectro degradado para a resolução espectral do MARVELS. As transições espectrais são identificadas por seus elementos químicos. Os limites em comprimento de onda de três índices espectrais são mostrados no topo dos espectros.

A segunda etapa foi realizada utilizando os espectros FEROS de Ganimedes e das estrelas HD 32147 e HD 52298, todos degradados para a resolução espectral do MARVELS. A HD 32147 é uma estrela fria e rica em metais ( $T_{eff}$  = 4850 K e [Fe/H] = 0.25 dex, De Silva et al. 2007) e corresponde a um bom objeto de referência na identificação de índices muito intensos, que possam estar contaminados por transições espectrais vizinhas. Por outro lado, a HD 52298 é uma estrela quente e pobre ( $T_{eff}$  = 6253 K e [Fe/H] = -0.31, del Peloso et al. 2005b) e pode fornecer bons limites de índices muito fracos que prejudiquem a aferição da intensidade dos mesmos. A Figura 3.3 mostra a sobreposição dos espectros normalizados de Ganimedes, da HD 32147 e da HD 52298, além dos intervalos dos comprimentos de onda dos mesmos índices espectrais apresentados na Figura 3.2. As duas estrelas escolhidas aqui são bastante representativas dos extremos das intensidades dos índices do MARVELS e da localização de regiões de contínuo em comum para diferentes estrelas. Nota-se que a estrela fria e rica em metais (HD 32147) define os limites de comprimento de onda dos índices espectrais. Por sua vez, a estrela quente e pobre em metais (HD 52298) delimita o grau de sensibilidade dos índices com respeito aos níveis de ruído e posicionamento do contínuo, além de estabelecer limites mínimos para a medida da intensidade dos índices quando eles se tornam fracos.



Figura 3.3: Região dos espectros FEROS degradados de Ganimedes e das estrelas HD 32147 e HD 52298. As estrelas HD 32147 e HD 52298 auxiliaram na determinação dos limites de comprimento de onda e da intensidade dos índices, respectivamente. Os limites em comprimento de onda de três índices espectrais são mostrados no topo dos espectros.

Os índices selecionados foram então classificados segundo três diferentes grupos: índices dominados por elementos do pico do ferro (como V, Cr, Mn, Fe, Co e Ni), índices dominados por espécies ionizadas (como Ti II, Cr II e Fe II) e índices dominados por elementos  $\alpha$  (como Mg, Si, Ca e Ti). Um dado índice é classificado como pertencente a um determinado grupo quando ao menos 90% da absorção total da linha é proveniente de elementos deste grupo. Os
índices foram selecionados dentro do intervalo de comprimento de onda de 5100–5590 Å, que corresponde à solução de comprimento de onda que melhor abrange todos os espectros MARVELS.

No total foram identificados 108 potenciais candidatos a índices espectrais, sendo 80 índices correspondentes ao grupo do ferro, 16 índices de espécies ionizadas e 14 índices dominados por elementos  $\alpha$ , com dois destes presentes também ao grupo anterior. Estes índices são classificados como potenciais porque a sua sensibilidade aos parâmetros atmosféricos será avaliada mais adiante. Apesar de selecionados, os índices dos elementos  $\alpha$  não foram testados neste trabalho, uma vez que desejamos primeiramente validar a metodologia de determinação dos parâmetros atmosféricos. Os 108 índices selecionados podem ser apreciados na Tabela B.1 do anexo B. Esta etapa do projeto foi realizada pelo Dr. Luan Ghezzi.

# 3.3 O Método Automático de Normalização

O primeiro código do *pipeline* dos índices espectrais é o marvels\_norm. Este código foi desenvolvido com o finalidade de efetuar a normalização dos espectros reduzidos do MARVELS, isto é, que foram processados pelas etapas básicas de correção de *bias*, *flat-field*, remoção do franjamento, subtração do céu, linearização do espectro, calibração em comprimento de onda e correção Doppler.

O marvels\_norm foi escrito em linguagem C e C++ pelo Dr. Eduardo F. del Peloso e é inspirado na tarefa *continuum* do IRAF. A principal diferença entre estes códigos reside no fato que o marvels\_norm permite o cálculo de todas as possíveis soluções de normalização compreendidas no domínio dos parâmetros de entrada, ao passo que a tarefa *continuum* exige um nível maior de interação com o usuário na escolha da melhor solução de normalização.

O programa requer como dados de entrada espectros FITS reduzidos e em comprimento de onda de repouso, além de uma série de parâmetros de entrada que definem o ajuste do polinômio e são detalhados a seguir:

#### 1. Intervalo de comprimento de onda

Corresponde à região útil em comprimento de onda do espectro observado que será utilizada na normalização, isto é, os limites mínimo e máximo em  $\lambda$  do espectro observado. Como a cobertura do espectros MARVELS é razoavelmente estreita, optamos por utilizar toda a faixa de comprimento de onda destes espectros, adotando o intervalo entre 5100-5590 Å.

#### 2. Número de espectros (AVG\_NUM)

Em caso da existência de mais de um espectro para uma dada estrela, é possível combinar estes em um único ou mais espectros médios. O AVG\_NUM determina o número de espectros a serem utilizados no cálculo do espectro médio. Por exemplo, se para uma estrela

dispomos de 18 espectros, e este parâmetro é igual a 5, o programa irá produzir quatro espectros médios obtidos dos arquivos de 1-5, 6-10, 11-15 e 16-18, respectivamente.

#### 3. Ordem do polinômio (O)

O marvels\_norm determina a curvatura do contínuo através do ajuste de uma função polinomial de Legendre nos pontos mais altos do espectro. Este parâmetro determina os valores mínimo e máximo da ordem dos polinômios que serão utilizados no ajuste do contínuo.

#### 4. Pontos de rejeição (High Rej. e Low Rej.)

Estes pontos correspondem aos limites superior e inferior de rejeição de pontos em unidades de resíduo do ajuste. O *low rejection* define a parcela de pontos que serão rejeitados abaixo do ajuste ( $fit - Low Rej. \times \sigma$ ) e o *high rejection* define a parcela de pontos que serão excluídos acima do ajuste ( $fit + High Rej. \times \sigma$ ). O marvels\_norm permite escolher os limites mínimo e máximo destes parâmetros, assim como o passo da variação destes parâmetros em cada iteração.

#### 5. O parâmetro Grow (G)

Este parâmetro define o número de pontos rejeitados na vizinhança de um ponto excluído. O usuário pode escolher o número mínimo e máximo de pontos (em unidades de pixel) a serem excluídos em torno de um ponto previamente rejeitado.

#### 6. Número de iterações (N<sub>i</sub>)

Este parâmetro corresponde ao número de iterações realizadas pelo algoritmo com a finalidade de obter uma regressão robusta. O programa permite a escolha de um número mínimo e um número máximo de iterações.

### 7. Janelas de Contínuo Local

Este parâmetro consiste de um arquivo texto que contém os intervalos em comprimento de onda de janelas de contínuo previamente conhecidas. Estas janelas podem ser utilizadas para garantir que a função ajustada atravesse regiões do espectro com pontos confiáveis de contínuo.

Dados o espectro observado e o conjunto de parâmetros iniciais, o marvels\_norm ajusta uma função polinomial de uma dimensão que suaviza a curvatura do espectro. Esta função polinomial é ajustada em uma faixa de pontos automaticamente identificada pelo programa como pontos pertencentes à regiões de contínuo, que são definidos de acordo com os parâmetros de entrada estabelecidos pelo usuário. Em outras palavras, o programa realiza um ajuste robusto, primeiramente aplicando o ajuste aos prováveis pontos de contínuo, e em seguida, rejeitando os pontos que não respeitam as condições estabelecidas pelos parâmetros de entrada, repetindo o ajuste até a convergência. Como última etapa, o programa pode ainda fazer uso de janelas de contínuo pré-definidas pelo usuário. Esta opção permite que a função polinomial seja deslocada verticalmente até uma posição de contínuo confiável determinada pelas janelas de contínuo local. A função polinomial resultante é então dividida pelo espectro observado, produzindo o espectro normalizado.

Como mencionado anteriormente, o marvels\_norm foi desenvolvido para calcular todas as soluções de normalização dadas pelas possíveis combinações dos parâmetros de entrada. Para cada uma destas combinações, três arquivos de saída são gerados: i) um arquivo texto que contém o espectro normalizado em formato lambda–fluxo, ii) um arquivo .gif que contém a curva de normalização e o espectro não normalizado e iii) um arquivo .gif contendo o espectro normalizado. O marvels\_norm também fornece os parâmetros estatísticos do ajuste do polinômio que representa a curva do contínuo. Estes parâmetros são os coeficientes do ajuste, o coeficiente de correlação ( $R^2$ ) e o desvio padrão ( $\sigma$ ) do ajuste. A Figura 3.4 mostra o exemplo da saída do programa marvels\_norm para o espectro FEROS degradado da estrela de calibração HD 14802 antes e depois da normalização. Os testes apresentados nas próximas seções fazem parte da contribuição da presente tese de doutorado e apresentam a validação do programa marvels\_norm, bem como a normalização de todos os espectros com fins de uso para o projeto dos índices espectrais.

# 3.3.1 Domínio de Parâmetros de Entrada do marvels\_norm

O marvels\_norm como descrito acima, não apresenta uma opção que escolha, dentre as soluções de normalização computadas, a curva que melhor reproduz o contínuo de um dado espectro. Desta forma, é necessário estabelecer um critério para a escolha automática do melhor ajuste. Antes de determinar este critério, realizamos uma série de testes para avaliar o uso das janelas de contínuo e determinar um intervalo de domínio para os parâmetros de entrada, com a finalidade de evitar que o programa calcule infinitas soluções e, assim, de reduzir o tempo de processamento computacional.

Para esta etapa de testes utilizamos uma amostra de 7 estrelas com espectros FEROS degradados e 20 estrelas com espectros MARVELS. No total, 27 estrelas foram selecionadas de maneira a possuir uma distribuição razoavelmente representativa dos limites esperados de intensidade dos índices espectrais do MARVELS. Além disso, esta amostra possui algumas estrelas frias e ricas em metais, que são fundamentais para testar a capacidade do código de encontrar regiões de contínuo aparente em objetos com linhas espectrais intensas e com baixa razão S/N (e.g., em relação aos demais objetos). A Figura 3.5 apresenta os parâmetros atmosféricos das 27 estrelas selecionadas para os testes de normalização, cujos parâmetros atmosféricos das estrelas FEROS foram obtidos da seção (3.1.1). As 20 estrelas do MARVELS selecionadas para estes testes foram observadas durante o primeiro ano de funcionamento do MARVELS e seus parâmetros atmosféricos foram obtidos da pré-seleção com o SSPP (ver Capítulo 2, seção 2.1).



Figura 3.4: Exemplo da normalização do espectro degradado da estrela de calibração HD 14802 aplicada pelo marvels\_norm. *Em cima*: Espectro degradado antes da normalização. A linha em preto ilustra a curva do polinômio que melhor ajusta o contínuo para este objeto. Os valores dos parâmetros de entrada utilizados para este ajuste também são mostrados. *Embaixo*: O mesmo espectro após a normalização do contínuo. A linha em preto agora representa o contínuo normalizado arbitrariamente localizado no número 1. Os parâmetros estatísticos do ajuste também são mostrados.



Figura 3.5: Amostra de 27 estrelas com espectros MARVELS e FEROS degradados para os testes de normalização. Na figura, as estrelas representadas pelos triângulos em vermelho foram obtidas da amostra de calibração, que aparece representada pelos círculos em cinza, e a amostra MARVELS é representada pelos quadrados em azul. A amostra de teste (MARVELS+FEROS) está razoavelmente bem distribuída nos limites de intensidade esperados para os índices do MARVELS.

## **3.3.2** O Uso das Janelas de Contínuo Local

As janelas de contínuo local são um recurso extra para garantir que a curva de normalização atravesse regiões de contínuo confiáveis. Entretanto, determinar regiões de contínuo comum para o espaço de parâmetros das estrelas do MARVELS não é uma tarefa simples. Estrelas com diferentes parâmetros atmosféricos exibem características espectrais distintas, e como resultado, as regiões de contínuo confiáveis variam de estrela para estrela. Além disso, pequenos defeitos na redução espectral ou a presença de raios cósmicos podem afetar uma região de contínuo pré-determinada. Entretanto, se adotarmos a mesma aproximação feita para a escolha dos limites dos índices espectrais, podemos escolher regiões de contínuo aparente comuns aos espectros de Ganimedes e das estrelas HD 32147 e HD 52298. Como visto na seção (3.2), estas duas estrelas juntamente com o espectro solar definem bem os extremos de intensidade e comprimento de onda dos índices do MARVELS. Desse modo, definimos um conjunto de seis janelas de contínuo aparente presentes nos espectros destas três estrelas. O exemplo de uma destas janelas de contínuo é mostrado na Figura 3.6.

As janelas de contínuo selecionadas foram introduzidas nos parâmetros de entrada do programa e testadas juntamente com um amplo conjunto de combinações para os parâmetros do ajuste do polinômio. Estas janelas seriam possivelmente capazes de refinar o ajuste de contínuo



Figura 3.6: Espectros sobrepostos das estrelas HD 32147 (linha pontilhada vermelha) e HD 52298 (linha azul contínua), além do espectro de Ganimedes (em preto). Estas três estrelas foram selecionadas para a localização das janelas de contínuo aparente. Um exemplo de uma janela de contínuo local é mostrado em 5309 Å.

caso a curva do polinômio ajustada esteja localizada em uma região muito mais alta ou mais baixa do espectro.

Os espectros normalizados das 27 estrelas da amostra de teste foram inspecionados visualmente. Em 14% dos casos testados, o uso da janela de contínuo apresentou resultados de acordo com as expectativas acerca da introdução deste recurso. Para outros 33% o uso das janelas de contínuo foi indiferente, já que a curva do contínuo coincidiu com a posição das janelas. Todavia, para uma parcela significativa dos espectros (53%) a inclusão das janelas de contínuo piorou a solução de normalização.

Nos poucos casos em que o uso das janelas de contínuo apresentou bons resultados foi possível encontrar soluções alternativas e igualmente satisfatórias variando-se apenas os parâmetros do ajuste da função polinomial, tais como O, o *High* e *Low rej.*, o  $N_i$ , entre outros. Por outro lado, para a parcela de estrelas com soluções ruins, o recurso das janelas de contínuo impossibilitou a obtenção de soluções aceitáveis pois o polinômio atravessava o espectro em uma região com linhas espectrais, rebaixando a curva do contínuo. No topo da Figura 3.7 apresentamos dois exemplos no qual o uso das janelas de contínuo rebaixou a curva de normalização. Na parte inferior da mesma figura são mostradas soluções de normalização sem o uso das janelas de contínuo local.

O resultado deste teste indicou que o ajuste polinomial foi capaz de identificar a posição da curva de normalização do contínuo sem o auxílio do uso das janelas de contínuo local. Desta forma, optamos por não utilizar este recurso na normalização dos espectros de análise



Figura 3.7: Comparação dos espectros normalizados das estrelas TYC 3463-00185-1 e TYC 3216-01744-1. Os gráficos da parte superior da figura mostram o resultado da normalização com o uso das janelas de contínuo, representadas pelos pontos vermelhos. Os gráficos da parte inferior mostram a normalização obtida sem o uso das janelas de contínuo. Nota-se que, nos gráficos da parte superior, a normalização adotada está um pouco rebaixada, atravessando assim regiões com a presença de linhas espectrais.

do *pipeline* dos índices espectrais do MARVELS. Contudo esta opção pode ser considerada no programa para o uso em outras aplicações científicas, futuramente.

## 3.3.3 Intervalo dos Parâmetros de Entrada do Ajuste Polinomial

O conjunto de parâmetros de entrada apresentado no início da seção (3.3) pode admitir diferentes valores, porém testar infinitas combinações destes parâmetros requer uma grande soma de tempo e recursos computacionais. Além disso, os testes preliminares aplicados para a avaliação do uso das janelas de contínuo mostraram que uma fração considerável de parâmetros iniciais não produziu soluções visualmente aceitáveis. Por esta razão, decidimos restringir o domínio dos parâmetros de entrada relativos ao ajuste da curva do polinômio que descreve o contínuo.

O intervalo inicial de parâmetros de entrada a ser testado foi escolhido baseado em nossa experiência na redução de dados e normalização de espectros de estrelas de tipo solar. Inspe-

cionamos visualmente todas as soluções e avaliamos as combinações de parâmetros de entrada que produziram os melhores resultados de normalização.

O primeiro parâmetro testado foi a ordem do polinômio. Decidimos investigar todas as soluções possíveis para este parâmetro entre as ordens 4 e 7. Este intervalo foi escolhido considerando as características dos espectros MARVELS e o intervalo em comprimento de onda a ser utilizado na normalização. Notamos que polinômios de ordem 4 não apresentaram graus de liberdade suficiente para descrever a curva do contínuo em nossa cobertura espectral. Do mesmo modo, polinômios com ordem 7 apresentaram graus de liberdade excessivos para descrever o ajuste do contínuo para a maior parte de nossos espectros. Vale lembrar que o parâmetro "ordem" equivale ao número de termos do polinômio, e não ao grau do termo mais elevado. Assim, adotamos como valor da ordem do polinômios os valores 5 ou 6. As curvas de contínuo obtidas com estas ordens, em geral, produzem curvaturas suaves e sem maiores regiões de inflexão.

Em seguida, testamos o domínio do parâmetro *Low reject*. Este parâmetro é responsável por eliminar pontos baixos indesejáveis do ajuste, que no nosso caso correspondem às linhas fotosféricas. Em princípio, variamos este parâmetro de 1 a 3 com passos de 0.5. As melhores respostas visuais de normalização foram encontradas para valores de *Low Rej.*=1 ou 1.5. Neste domínio, as linhas fotosféricas são eliminadas sem comprometer pontos confiáveis de contínuo no ajuste do polinômio.

Similarmente, avaliamos o comportamento do parâmetro *High reject*. A principal função deste parâmetro é eliminar pontos espúrios localizados em regiões acima do ajuste, como raios cósmicos ou defeitos na redução espectral. Inicialmente, variamos este parâmetro entre 2 e 4 com passo de 0.5. As melhores respostas de normalização foram encontradas para valores de *High Rej.* entre 3 e 4.

Investigamos também o comportamento do parâmetro *grow*. Para este parâmetro adotamos o intervalo de teste entre os valores de 0 a 2. Não foram testados valores acima de 2 para evitar a exclusão de um número excessivo de pontos ao redor de um ponto rejeitado. Não foram encontrados bons ajustes de contínuo para valores de *grow* = 0 e, em alguns casos, ajustes com *grow* = 2 divergiram e não foram considerados satisfatórios. Desta forma, decidimos adotar apenas valores de *grow* = 1.

Por fim, avaliamos os valores de  $N_i$  utilizados no ajuste. Para a normalização do espectro solar na cobertura do MARVELS, notou-se que  $N_i = 11$  produziu um ajuste de contínuo satisfatório. Baseado neste valor, decidimos variar este parâmetro entre 10 e 12. Optamos por este intervalo estreito para garantir um número mínimo de iterações que produzissem um ajuste robusto, sem eliminar excessivamente bons pontos de contínuo. Dado um conjunto de soluções visualmente satisfatórias, não foram encontradas mudanças significativas na variação deste parâmetro. De fato,  $N_i$  apenas determina o ponto de convergência do ajuste e, desta forma, variações suaves neste parâmetro não devem produzir grandes mudanças no ajuste do contínuo.

Os testes mencionados anteriormente baseiam-se principalmente no critério de inspeção visual, o que naturalmente introduz um critério pessoal nos testes, mas constitui uma maneira rápida de identificar e descartar os intervalos de parâmetros que produzem soluções notoriamente ruins. Encontramos diferenças visuais significativas ao variar os valores da ordem do polinômio, do *High Rej.* e *Low Rej*, e do *grow*, porém, a mesma avaliação não foi possível ao analisar o parâmetro  $N_i$ . Para minimizar o fator pessoal na escolha do domínio deste último parâmetro, computamos numericamente a diferença entre o fluxo normalizado obtido com diferentes valores de  $N_i$  para soluções de normalização visualmente satisfatórias. Este teste foi realizado para 21 das 27 estrelas de amostra de teste, nas quais foi possível encontrar boas soluções de normalização distintas apenas pelo critério do  $N_i$ . A máxima diferença de fluxo ( $\Delta F_{max}$ ) encontrada foi de 1% para a estrela fria e rica em metais HD 32147, com grande parte das estrelas com variações máximas da ordem de 0.5%. É importante ressaltar que estas são diferenças máximas em um dado comprimento de onda, e não representam um deslocamento global do contínuo. Dadas as pequenas variações na determinação do contínuo apresentadas nos testes relativos ao parâmetro  $N_i$ , decidimos adotar como domínio para este os valores de 10 ou 11, uma vez que os últimos correspondem à maior incidência de boas soluções para os casos testados.

Os testes descritos nesta subseção restringiram o domínio de parâmetros de entrada do marvels\_norm, reduzindo assim o número total de possíveis combinações de respostas para a curva de normalização para 24 possibilidades (dois valores para a ordem do polinômio; 2 e 3 possibilidades para os limites de *Low* e *High Rej.*, respectivamente; 1 valor para o parâmetro *grow* e 2 valores para o número de iterações). A restrição do domínio dos parâmetros de entrada reduz o tempo computacional e o espaço físico de armazenamento das respostas de normalização. Contudo, é importante ressaltar que diferentes intervalos para os parâmetros de entrada podem ser definidos de acordo com as necessidades do usuário, o que permite uma boa flexibilidade de aplicação deste código para estudos espectroscópicos futuros.

## 3.3.4 Critério de Escolha da Solução de Normalização

Na seção anterior determinamos os intervalos dos parâmetros de entrada que devem conter as melhores soluções de normalização. Porém, é necessário ainda estabelecer um critério para a escolha da melhor solução de normalização. Para definir este critério realizamos alguns testes utilizando os parâmetros estatísticos do polinômio que define a curva do contínuo.

Avaliamos as respostas de normalização obtidas com o marvels\_norm utilizando os seguintes parâmetros como critério de escolha da melhor normalização: o máximo coeficiente de correlação ( $R_{max}^2$ ) e o mínimo desvio padrão ( $\sigma_{min}$ ). Estes parâmetros fornecem informações sobre a qualidade do ajuste e correspondem a uma abordagem mais simples da determinação da melhor solução de normalização. Novamente, inspecionamos visualmente todas as respostas de normalização escolhidas de acordo com os dois critérios apresentados. Em 88% dos casos testados, a melhor solução de normalização foi encontrada adotando-se o polinômio com  $R_{max}^2$ . O critério  $\sigma_{min}$  apresentou bons resultados para 52% das soluções e nenhuma boa solução foi encontrada para três das estrelas testadas.

A Tabela 3.2 apresenta os parâmetros de entrada e os parâmetros estatísticos  $R^2$  e  $\sigma$  das soluções de normalização obtidas para as 27 estrelas de acordo com os critérios de escolha  $R_{max}^2$ ou  $\sigma_{min}$ . A última coluna da mesma tabela mostra os critérios que apresentaram boas soluções de normalização verificadas visualmente. Da tabela, nota-se que em aproximadamente 62% das estrelas testadas os critérios de  $R_{max}^2$  e  $\sigma_{min}$  produzem soluções idênticas. Tal comportamento era esperado já que ajustes com maior coeficiente de correlação devem também apresentar menor desvio em torno da média dos resíduos. Além disso, os valores de  $\sigma$  do ajuste obtidos com ambos os critérios são muito semelhantes. Entretanto, apesar das semelhanças nos valores de  $\sigma$ , as melhores soluções parecem se comportar em função do parâmetro  $R^2$ . A Figura 3.8 apresenta as soluções de normalização obtidas com os dois critérios testados para a estrela TYC 276200177-1. Para esta estrela, a diferença entre o  $\sigma$  dos dois ajustes é de 0.0016; ainda assim o melhor ajuste é obtido adotando-se o critério do  $R_{max}^2$  (ver topo da Figura 3.8), que ajusta melhor as bordas do espectro que o ajuste obtido com o critério do  $\sigma_{min}$  (parte inferior da mesma figura). Provavelmente, a resposta escolhida pelo critério de  $\sigma_{min}$  rejeitou pontos excessivos na região esquerda do espectro e, portanto, produziu um ajuste baseado em um número menor de pontos de contínuo, e consequentemente, apresenta um valor menor de  $\sigma$ .

Investigamos também como um critério de escolha da melhor normalização a combinação que maximizasse o  $R^2$  e minimizasse o  $\sigma$  do ajuste simultaneamente. Os resultados deste teste foram idênticos aos resultados obtidos adotando-se o  $R^2_{max}$  como critério de escolha. Com base nestes testes, decidimos adotar como critério de escolha da melhor solução de normalização do marvels\_norm o ajuste com  $R^2_{max}$ .

Estrela	Critério $R_{max}^2$			Critéri	Melhor Critério		
	Param	$R^2$	$\sigma$	Param	$R^2$	$\sigma$	
Sol	O6L1H3G1N11	0.9875	0.0042	O6L1H3G1N11	0.9875	0.0042	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
HD10700	O6L1H3G1N11	0.9947	0.0004	O6L1H3G1N11	0.9947	0.0004	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
HD12661	O5L1H3G1N11	0.9976	0.0009	O5L1H3G1N11	0.9976	0.0009	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
HD22879	O6L1H3G1N11	0.9999	0.0021	O6L1H3G1N11	0.9999	0.0021	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
HD32147	O5L1H3G1N11	0.9509	0.0084	O6L1H3G1N11	0.9403	0.0083	$R_{max}^2$
HD52298	O6L1H3G1N11	0.9988	0.0027	O6L1H3G1N11	0.9988	0.0021	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
HD112164	O6L1H3.5G1N11	0.9917	0.0210	O6L1H3G1N11	0.9910	0.0206	$R_{max}^2$
HIP57265	O6L1H3G1N11	0.9411	0.0036	O5L1H3G1N11	0.9281	0.0032	$R_{max}^2$
TYC0173-00892-1	O6L1H3G1N11	0.9080	0.0022	O6L1H3G1N11	0.9080	0.0022	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
TYC0173-02410-1	O6L1H3G1N11	0.9560	0.0019	O5L1H3G1N11	0.9408	0.0018	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
TYC1275-01062-1	O5L1H3G1N11	0.9190	0.0030	O5L1H3G1N11	0.9190	0.0030	_
TYC1275-01402-1	O6L1H3G1N11	0.8845	0.0022	O6L1H3G1N11	0.8845	0.0022	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
TYC1715-00760-1	O6L1H3G1N11	0.9637	0.0022	O5L1H3G1N11	0.9272	0.0021	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
TYC1716-00325-1	O6L1H3G1N11	0.8999	0.0286	O5L1H3G1N11	0.8834	0.0285	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
TYC2606-00051-1	O5L1H3G1N11	0.8736	0.0048	O5L1H3G1N11	0.8736	0.0048	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
TYC2606-01633-1	O5L1H4G1N11	0.9612	0.0069	O6L1H3.5G1N11	0.8893	0.0060	$R_{max}^2$
TYC2762-00177-1	05L1H3G1N11	0.9197	0.0052	O6L1H3G1N11	0.9136	0.0036	$R_{max}^2$
TYC3004-00198-1	O6L1H3G1N11	0.9662	0.0038	O6L1H3G1N11	0.9662	0.0038	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
TYC3144-00151-1	O6L1H3G1N11	0.9190	0.0021	O6L1H3G1N11	0.9190	0.0021	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
TYC3216-00576-1	O6L1H3G1N11	0.9488	0.0029	O6L1H3G1N11	0.9488	0.0029	-
TYC3216-01744-1	O5L1H3G1N11	0.8546	0.0028	O5L1H3G1N11	0.8546	0.0028	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
TYC3219-03361-1	O6L1H3G1N11	0.9223	0.0027	O5L1H3G1N11	0.9149	0.0026	$R_{max}^2$
TYC3301-01732-1	O5L1H3G1N11	0.7536	0.0025	O6L1H3G1N11	0.6995	0.0023	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
TYC3305-00806-1	O5L1H3G1N11	0.9330	0.0023	O5L1H3G1N11	0.9330	0.0023	-
TYC3308-00060-1	O6L1H3.5G1N11	0.9128	0.0030	O5L1H3G1N11	0.8009	0.0029	$R_{max}^2$
TYC3463-00185-1	O6L1H3G1N11	0.9194	0.0032	O6L1H3G1N11	0.9194	0.0032	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$
TYC4126-01542-1	O6L1H3.5G1N11	0.8895	0.0039	O6L1H3.5G1N11	0.8895	0.0039	$R_{max}^2$ e $\sigma_{min}$

Tabela 3.2: Ajustes obtidos para as estrelas da amostra de testes de normalização segundo os critérios  $R_{max}^2$  e o  $\sigma_{min}$ . A coluna *param* apresenta os valores dos parâmetros de entrada adotados ordenados pela ordem O, *Low Rej.* L, *High Rej.* H, *grow* G e número de iterações N, segundo cada critério. A última coluna da tabela apresenta os critérios que produziram boas determinações visuais da curva de normalização.



Figura 3.8: Duas curvas de normalização obtidas para a estrela TYC 276200177-1. O gráfico superior mostra o ajuste de normalização do contínuo obtido com o critério do  $R_{max}^2$ . O gráfico inferior mostra o melhor ajuste obtido com o critério do  $\sigma_{min}$ . Nota-se que o gráfico na parte inferior não ajusta bem o contínuo na borda esquerda do espectro.

Para três estrelas da amostra testada nenhuma boa solução de normalização foi encontrada independente do critério adotado. Este foi o caso da estrela TYC 127501062-1 (ver Figura 3.9), na qual não foi possível encontrar, dentro do intervalo de parâmetros testados e de acordo com o critério de escolha definido, um bom ajuste que descrevesse adequadamente o contínuo deste espectro. Curiosamente, o contínuo dessa estrela parece bem ajustado, com exceção da região em torno da borda esquerda do espectro. O principal problema identificado nestes três espectros é a incapacidade do programa de ajustar adequadamente o contínuo nas bordas dos espectros.



Figura 3.9: Exemplo de uma solução ruim de normalização encontrada para a estrela TYC 127501062-1. Nenhuma boa solução foi obtida para esta estrela adotando-se a restrição dos parâmetros de entrada e os critérios de escolha da melhor normalização testados.

Tal problema pôde ser contornado ampliando-se um pouco mais o intervalo de parâmetros de entrada. Uma solução adequada para esta estrela foi encontrada utilizando-se o critério de escolha do  $R_{max}^2$ , além dos seguintes parâmetros de entrada: O = 8, Low Rej. = 1, High Rej. = 3, G = 1, N = 12. Boas soluções de normalização foram também encontradas para os dois outros objetos aplicando-se o mesmo procedimento de ampliação do domínio de parâmetros de entrada.

Os espectros das 309 estrelas da amostra de calibração foram normalizados utilizando o marvels\_norm seguindo as restrições nos limites de parâmetros e o critério de escolha da normalização estabelecidos anteriormente. Uma vez que estas estrelas serão utilizadas na construção das calibrações dos índices espectrais, o resultado da normalização de toda a amostra de calibração foi inspecionado visualmente com a finalidade de identificar possíveis problemas na normalização que pudessem afetar as medidas dos índices. Os espectros das 30 estrelas da amostra de validação também foram normalizados segundo o mesmo procedimento.

O resultado das normalizações obtidas com o marvels\_norm foi bastante satisfatório. Em apenas 9% dos casos da amostra de calibração, substituímos a solução automática fornecida pelo programa por melhores soluções identificadas visualmente. Estes casos estão principalmente associados à presença de defeitos nas ordens *echelle* no caso dos espectros FEROS degradados. Nenhuma substituição da solução de normalização foi feita na amostra de validação. A próxima subseção apresenta mais detalhes das limitações do uso do código marvels\_norm.

## 3.3.5 Limitações do marvels\_norm

O marvels\_norm produziu bons resultados para a maioria das estrelas testadas, mas existem algumas limitações em função das quais o uso do código dentro dos critérios estabelecidos anteriormente não produziu soluções satisfatórias. Tais questões estão principalmente relacionadas com a presença de defeitos de redução, como curvaturas acentuadas nas bordas ou problemas nas colagens das ordens *echelle* dos espectros, e presença de raios cósmicos.

Algumas das estrelas da amostra de calibração obtidas dos trabalhos de del Peloso et al. (2005a,b) possuem espectros FEROS datados do ano de 2001. Na ocasião da redução destes espectros, o *pipeline* de redução automática do FEROS apresentava problemas na junção das ordens *echelle*, introduzindo assim regiões mais elevadas no espectros, como ilustra a Figura 3.10. Com efeito, a curva de normalização para estas estrelas aparece ligeiramente mais elevada em algumas regiões do espectro. Mesmo após o processo de degradação espectral para a resolução do MARVELS, é possível notar no exemplo da Figura 3.10 a presença de "degraus" em algumas regiões do espectro. Uma maneira elegante de contornar o efeito destas estruturas no contínuo é dividir os espectros nestas regiões e normalizá-los separadamente. Todavia, devido à cobertura limitada dos nossos espectros descartamos este tipo de abordagem. As estrelas com problemas de colagem das ordens *echelle* foram apenas marcadas como possíveis fontes de *outliers* na construção das calibrações. É importante enfatizar aqui que estes problemas estão presentes em uma parcela mínima das estrelas de calibração, totalizando 16 estrelas, que estão listadas na Tabela 3.3. Estes objetos, porém, possuem notória importância no preenchimento do espaço de parâmetros do MARVELS.

A presença de defeitos nos espectros também foi observada em alguns espectros MAR-VELS. Neste objetos, a presença de curvaturas acentuadas nas bordas impossibilitou a obtenção de uma solução de normalização adequada, dentro dos limites e critérios estabelecidos anteriormente (como exemplificado na Figura 3.9). Estes casos foram identificados visualmente e uma nova solução de normalização foi obtida ampliando os intervalos dos parâmetros de entrada do programa, em especial a ordem do polinômio. Futuramente, planejamos incluir uma *flag* no código que automaticamente identifique casos deste tipo.

Notamos ainda que, para alguns espectros MARVELS utilizados nos testes de normalização, pontos altos no espectro provenientes de raios cósmicos não foram completamente eliminados do ajuste pelo parâmetro *High Rej*. Na ocasião destes testes, o MARVELS se encontrava no primeiro ano de observação, e a maioria das estrelas testadas possuía apenas um ou poucos espectros (< 6). Entretanto, a presença de raios cósmicos não deve configurar uma problema para a normalização dos espectros da amostra MARVELS (~3.300 estrelas), uma vez que cada estrela deverá possuir um número de espectros igual ou maior que 20.

HD	Observações
1461	descontinuidade no meio do intervalo espectral
6512	descontinuidade no meio do intervalo espectral
9562	descontinuidade no meio do intervalo espectral
30562	pequena descontinuidade no meio do intervalo espectral
28305	possível descontinuidade no meio do intervalo espectral
43947	descontinuidade no meio do intervalo espectral
52298	possível descontinuidade no meio do intervalo espectral
12264	possível descontinuidade / presença de defeito no inicio do intervalo espectral
71334	descontinuidade no meio do intervalo espectral
131117	descontinuidade no meio do intervalo espectral
140690	descontinuidade no meio do intervalo espectral
159656	descontinuidade no meio do intervalo espectral
203608	espectro com múltiplas descontinuidades
209458	descontinuidade no meio do intervalo espectral
216436	espectro com múltiplas descontinuidades
221287	possível descontinuidade no meio do intervalo espectral

Tabela 3.3: Lista de espectros com problemas na junção das ordens *echelle* da amostra de calibração.



Figura 3.10: Exemplo de uma solução de normalização para o espectro da estrela HD 104690 que apresenta descontinuidades devido à colagem das ordens *echelle*. Nota-se que a normalização aparece ligeiramente elevada em algumas regiões.

# 3.4 Medidas dos Índices Espectrais

O segundo código do *pipeline* dos índices espectrais é chamado de marvels\_index e é responsável pela determinação das LEs dos índices espectrais. Este programa realiza a medida das LEs através da integração direta dos perfis dos índices, cujos limites de comprimento de onda inicial e final foram definidos na seção (3.2). O método de integração numérica foi esco-lhido porque os índices são formados por múltiplas transições espectrais, cada uma delas com diferentes perfis de linha. Como resultado, o conjunto das linhas que definem um índice não apresenta um perfil Gaussiano ou Lorentziano, assim, a integração numérica dos limites dos índices até o valor 1.0 adotado para o fluxo do contínuo normalizado constitui um método mais apropriado.

Este código foi também escrito pelo Dr. Eduardo F. del Peloso e é inspirado na tarefa *splot* do IRAF. Como parâmetros de entrada o marvels\_index utiliza o espectro normalizado (em formato ASCII) obtido com o marvels\_norm e um arquivo em formato ASCII que contém os índices espectrais juntamente com os seus respectivos limites em comprimento de onda ( $\lambda_i$  e  $\lambda_f$ ). Estas características tornam este código aplicável para outros estudos com diferentes resolução espectral e cobertura em comprimento de onda. As medidas dos índices espectrais e os testes referentes a este código foram realizadas pelo Dr. Luan Ghezzi.

O programa marvels\_index foi utilizado na determinação das medidas dos 96 índices

(do grupo do Fe e do grupo de índices ionizados) para as estrelas das amostras de calibração e validação. As LEs dos índices medidos para a amostra de calibração serão utilizadas na construção das calibrações destes mesmos índices na próxima seção.

Optamos por não adotar quaisquer mecanismos de avaliação acerca da qualidade das medidas dos índices espectrais, exceto índices que apresentassem medidas de LEs negativas. Contudo, problemas nas medidas dos índices serão automaticamente identificados no estudo da tendência geral dos índices contra os parâmetros atmosféricos, também discutidos na próxima seção.

# 3.5 Calibrações Multiparamétricas dos Índices Espectrais

Esta seção é dedicada à descrição da construção das calibrações que serão utilizadas na determinação dos parâmetros atmosféricos do *pipeline* dos índices espectrais. A presente tese de doutoramento também contribuiu na escolha do melhor modelo regressivo para as calibrações do projeto dos índices. Inicialmente examinamos o comportamento das LEs de cada índice em função dos parâmetros atmosféricos ( $T_{eff}$ , log g, [Fe/H]), como mostrado no exemplo da Figura 3.11. Na figura, apresentamos a distribuição das LEs em função dos parâmetros atmosféricos para o índice 38. Nota-se uma clara dependência entre as LEs e os parâmetros  $T_{eff}$  e [Fe/H], enquanto existe um largo espalhamento para log g. Optamos por ilustrar o índice 38 pois este apresenta um comportamento típico da maioria dos índices.

A análise qualitativa de gráficos como os da Figura 3.11 é bastante eficiente para a avaliação e classificação de índices promissores, além de fornecer uma ideia geral do modelo regressivo que melhor descreve os dados apresentados. A Figura 3.11 sugere, baseado no comportamento da  $T_{\rm eff}$  e do log g, que um modelo regressivo de segunda ordem deve ser suficiente para explicar os dados apresentados. Por outro lado, é preciso analisar esses dados com cautela. A verdadeira origem do espalhamento para a gravidade superficial pode ser fruto do efeito mascarado de uma problema mais complexo, em três dimensões, que estamos avaliando em apenas uma dimensão. Em outras palavras, pode haver uma interdependência entre os parâmetros em questão e, por esta razão, a relevância do parâmetro log g em uma possível relação direta com as LEs dos índices pode aparecer diluída. Adicionalmente, problemas nas medidas dos índices espectrais, ou índices contaminados por outros elementos em quantidades maiores do que as previamente estimadas, são difíceis de avaliar em tal abordagem. Por todas estas razões, decidimos não eliminar nenhum índice baseados na análise qualitativa dos diagramas análogos aos da Figura 3.11.

Utilizamos uma análise regressiva multivariacional para a construção das relações de calibração. Em princípio, testamos expressar os parâmetros atmosféricos  $T_{eff}$  e log g em função dos índices espectrais através de polinômios de segunda ordem da seguinte forma:



Figura 3.11: Distribuição das LEs do índice 38 em função dos parâmetros atmosféricos para as estrelas da amostra de calibração. Da esquerda para a direita, os círculos aparecem em códigos de cores em função da temperatura efetiva, da metalicidade e da gravidade superficial. Existe uma clara dependência entre as LEs dos índices e os parâmetros  $T_{\rm eff}$  e [Fe/H], enquanto apenas um espalhamento é observado entre as LEs dos índices e a gravidade superficial.

$$[Fe/H] = a_0 + a_1 LE + a_2 T_{eff} + a_3 \log g + a_4 LE T_{eff}$$
$$+a_5 LE \log g + a_6 T_{eff} \log g + a_7 LE^2 + a_8 T_{eff}^2 + a_9 \log g^2$$
(3.1)

$$T_{\rm eff} = a_0 + a_1 LE + a_2 [Fe/H] + a_3 \log g + a_4 LE [Fe/H] + a_5 LE \log g + a_6 [Fe/H] \log g + a_7 LE^2 + a_8 [Fe/H]^2 + a_9 \log g^2.$$
(3.2)

Para a gravidade utilizamos uma expressão similar, porém, na tentativa de minimizar o efeito provocado pelos outros parâmetros na relação, optamos por usar razões de índices. Inspirados na determinação da gravidade na espectroscopia clássica, utilizamos a razão entre um índice dominado por uma espécie neutra e um índice dominado por uma espécie ionizada (ex. FeI/FeII, CrI/CrII, TiI/TiII), desde que os índices em questão apresentassem valores médios de potenciais de excitação similares. Tal aproximação tem base na determinação da pressão eletrônica, e consequentemente, da gravidade superficial via equação de Saha. Neste caso, a gravidade pode ser estimada quando, para uma dada temperatura, observa-se o equilíbrio de ionização de um elemento químico com linhas em dois estágios de ionização diferentes. Assim, para o parâmetro log *g* utilizamos uma função polinomial do tipo:

$$\log g = a_0 + a_1 L E_r + a_2 [Fe/H] + a_3 T_{eff} + a_4 L E_r [Fe/H] + a_5 L E_r T_{eff} + a_6 [Fe/H] T_{eff} + a_7 L E_r^2 + a_8 [Fe/H]^2 + a_9 T_{eff}^2,$$
(3.3)

onde  $LE_r$  é a razão entre dois índices da mesma espécie. Este modelo quadrático corresponde ao nosso ponto de partida na busca pelo melhor conjunto de calibrações. A análise dos resíduos desta regressão pode revelar tendências com os parâmetros atmosféricos que podem exigir a introdução de um modelo mais complexo.

Os testes com os modelos apresentados anteriormente apresentaram um resultado satisfatório para um bom número de índices tanto para a  $T_{\rm eff}$  como para a [Fe/H], porém os resultados para a gravidade superficial não foram igualmente bem sucedidos, mesmo utilizando a razão de índices. Os resultados obtidos apresentaram grandes estruturas nos resíduos, o que constitui um indicativo clássico de que o modelo regressivo adotado não representa adequadamente o conjunto de dados observados. Testamos ainda um modelo para a gravidade sem o uso da razão de índices e análogo às Equações (3.1) e (3.2), e os resultados foram igualmente ruins. Outros modelos de primeira e terceira ordem também foram testados sem sucesso.

Optamos então por avaliar um modelo regressivo que contém as LEs dos índices como variável dependente e os parâmetros atmosféricos como variável independente. Assim, investigamos as melhores calibrações para cada índice espectral utilizando um modelo de segunda ordem com a seguinte estrutura:

LE (mÅ) = 
$$a_0 + a_1[Fe/H] + a_2 T_{eff} + a_3 \log g + a_4[Fe/H]T_{eff} + a_5[Fe/H] \log g + a_6 T_{eff} \log g + a_7([Fe/H])^2 + a_8(T_{eff})^2 + a_9(\log g)^2.$$
 (3.4)

Novamente, modelos lineares e modelos cúbicos também foram testados. Notamos que as regressões cúbicas e quadráticas apresentam uma incerteza relativa ligeiramente menor que no modelo linear, e, com respeito às incertezas, não existe diferença significativa entre o modelo quadrático e o modelo cúbico. Por outro lado, analisando o comportamento dos resíduos encontramos um pequeno aumento de um padrão sistemático nos resíduos das regressões cúbicas. Assim, concluímos que o modelo quadrático é o que melhor descreve os nossos dados por apresentar uma consistência com ajuste visual, não apresentar a presença de estruturas sistemáticas nos resíduos e ainda por ser o modelo mais simples.

Após uma primeira inspeção visual no diagrama dos resíduos das regressões obtidas com a Equação (3.4), realizamos ainda uma série de testes para a escolha do melhor conjunto de calibrações. O modelo apresentado na Equação (3.4) possui um amplo número de termos que devem ser suficientes para descrever a dependência das LEs dos índices com os parâmetros atmosféricos. Entretanto, alguns termos da Equação (3.4) podem ser estatisticamente irrelevantes, e para avaliar esta possibilidade, utilizamos uma série de programas escritos em linguagem *Python* desenvolvidos especialmente para este projeto pelo doutorando Diego Lorenzo de Oliveira. Estes códigos determinam os coeficientes da regressão através do método de mínimos quadrados ordinários, do inglês *Ordinary Least Squares*–OLS, ou seja, nenhum peso estatístico é designado para nenhum dos coeficientes da calibração. Estes modelos foram caracterizados como modelos completos.

Em seguida, prosseguimos a análise com a determinação das estrelas classificadas como *outliers* para cada índice espectral. Este procedimento foi realizado aplicando três iterações de cortes em  $2\sigma$  no diagrama dos resíduos de cada regressão. O limite de três iterações foi esco-lhido a fim de evitar que um número excessivo de estrelas fossem eliminadas das regressões. O número médio de estrelas classificadas como *outliers* em todas as regressões foi 37, com valores mínimo e máximo de 19 e 49, respectivamente. Estes números correspondem a uma fração razoável da amostra de calibração, em torno de 6-16%. As estrelas classificadas como *outliers* não correspondem àquelas estrelas que apresentaram problemas na normalização e cujas normalizações foram substituídas por melhores ajustes obtidos visualmente (ver Tabela 3.3 na seção 3.3.5).

Após o procedimento descrito acima, o código fornece ainda informações estatísticas de cada modelo regressivo, como o coeficiente de correlação do ajuste ( $R^2$ ), o desvio padrão dos resíduos ( $\sigma$ ) e o critério de informação bayesiana (BIC)<sup>1</sup>.

O passo seguinte foi procurar por modelos quadráticos mais simples que explicassem os dados observados com sucesso igual ou superior aos modelos completos. Para tanto, removemos dos modelos completos um termo por vez, excluíndo primeiramente os termos de maior ordem e computamos os parâmetros estatísticos deste novo modelo, isto é,  $R^2$ ,  $\sigma$  e BIC. Estes novos modelos foram caracterizados como modelos reduzidos. O modelo reduzido era então comparado com o modelo completo, e, caso os valores do BIC e do  $\sigma$  fossem menores que o modelo completo, e ainda que o coeficiente do termo removido fosse estatisticamente insignificante, o modelo completo era substituído pelo modelo reduzido. Caso contrário, o termo excluído era readmitido no modelo, um novo termo era então excluído e o processo era iterado até a convergência, ou seja, até todos os termos serem testados e mantendo no mínimo um termo de segunda ordem. O resultado da análise descrita acima produziu as calibrações finais para cada índice espectral utilizadas neste trabalho. Todo o procedimento de determinação das melhores calibrações via modelos regressivos reduzidos foi realizado pelo doutorando Diego Lorenzo de Oliveira.

A Tabela B.2 do anexo 2 apresenta os coeficientes  $a_i$  das 96 calibrações construídas para o nosso conjunto de índices. Vale recordar que os 14 índices selecionados para os elementos  $\alpha$ não foram testados neste projeto. Além dos coeficientes, os parâmetros estatísticos do ajuste,  $R^2$ e  $\sigma$ , e os limites da faixa de LEs válidas para as calibrações também são mostrados na mesma tabela. A faixa de validade para os parâmetros atmosféricos não é mostrada pois esta cobre aproximadamente a faixa dos parâmetros estelares da amostra de calibração (ver Figura 3.1).

Para garantir que apenas as regressões mais acuradas fossem utilizadas na determinação dos parâmetros atmosféricos, decidimos manter em nossa análise apenas calibrações de índices com coeficiente de correlação  $R^2 > 0.90$ . Este corte removeu quatros índices, sendo eles os índices 1, 41, 64 e 65. Estes índices aparecem marcados nas notas da Tabela B.1 com o número 2. A Figura 3.12 mostra um exemplo da calibração final adotada para o índice 38. Na figura, a calibração adotada representa acuradamente o comportamento das estrelas da amostra de calibração, que estão representadas pelos círculos com códigos de cores correspondentes as faixas de metalicidade e temperatura efetiva.

O último teste realizado para garantir que as calibrações selecionadas são potencialmente capazes de produzir parâmetros atmosféricos acurados foi a análise dos resíduos dos modelos regressivos dos 92 índices restantes. Para isso, computamos as diferenças entre as LEs calculadas pelas calibrações (dadas pela Equação 3.4) e as LEs observadas, ou seja, aquelas que foram

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>O critério de informação Bayesiana (BIC) é um critério para seleção de um modelo regressivo dentro de um dado conjunto finito de modelos. Desta maneira, considerando dois modelos igualmente complexos, o modelo com maior número de parâmetros apresentará também o maior valor de BIC, devendo portanto ser classificado com inferior ao modelo com menor número de variáveis, desde que ambos possuam habilidades similares em descrever os dados observados.



Figura 3.12: Exemplo da função de calibração do índice 38. *Em cima*: Variação da LE em função da temperatura efetiva. Os pontos representam as estrelas de calibração em códigos de cores correspondentes à metalicidade. As linhas pontilhadas, sólida e tracejada representam a Equação 3.4 para  $\log g = 4.44$  e [Fe/H] = -0.50, 0.00 e +0.50, respectivamente. *Embaixo*: Variação da LE em função da metalicidade. Novamente, os pontos representam as estrelas de calibração, porém agora em códigos de cores correspondentes à temperatura efetiva. As linhas pontilhada, sólida e tracejada representam a Equação 3.4 para log g = 4.44 e [Fe/H] = -0.50, 0.00 e +0.50, respectivamente. *Embaixo*: Variação da LE em função da metalicidade. Novamente, os pontos representam as estrelas de calibração, porém agora em códigos de cores correspondentes à temperatura efetiva. As linhas pontilhada, sólida e tracejada representam a Equação 3.4 para log g = 4.44 e  $T_{eff} = 5000, 5700$  e 6500, respectivamente.

medidas nos espectros de calibração. Em seguida, analisamos os gráficos entre as diferenças nas LEs ( $\Delta$ LE) e os parâmetros atmosféricos  $T_{\text{eff}}$ , log g e [Fe/H], além das próprias LEs observadas. Exemplos deste tipo de gráfico são mostrados na Figura 3.13, também para o índice 38. Quaisquer possíveis tendências ou presença de estrutura neste tipo de gráfico significa que o modelo regressivo adotado não ajusta adequadamente os dados. Com o intuito de quantificar a ausência de tendências nos gráficos dos resíduos, aplicamos um ajuste linear e analisamos seu coeficiente angular, assim como o coeficiente de correlação  $R^2$ . A linha verde pontilhada no primeiro diagrama da Figura 3.13 ilustra o ajuste linear no diagrama dos resíduos, que neste caso, possui um coeficiente de correlação  $R^2 = 0.007$  e um desvio padrão de  $\sigma = 18.36$  mÅ. Estas duas quantidades são também bastante pequenas no conjunto de regressões testadas. O coeficiende de correlação médio entre as 92 calibrações é de  $0.024 \pm 0.017$ , com valores mínimos e máximos de 0.006 e 0.096, respectivamente. Outro parâmetro que pode ser utilizado para quantificar a probabilidade de dois conjuntos de dados pertencerem a diferentes grupos é o t-value. Quanto menor o t-value, maior a probabilidade de anti-correlação do conjunto de dados testados. O valor médio dos t-values obtidos para as 92 calibrações está em torno de  $0.150 \pm 0.555$ , com mínimos e máximos de 0.000 e 1.399, respectivamente. Estes resultados comprovam matematicamente que os resíduos de nossas calibrações são livres de quaisquer tendências sistemáticas e que não existe a necessidade de aplicar nenhuma correção a posteriori nas LEs calculadas pela Equação (3.4).

# 3.6 Determinação dos Parâmetros Atmosféricos

O último código do *pipeline* dos índices espectrais foi desenvolvido pelo Dr. Luan Ghezzi e é responsável pela determinação dos parâmetros atmosféricos a partir das LEs dos índices e das calibrações desenvolvidas na seção anterior. A escolha do melhor conjunto de parâmetros para uma dada estrela é baseada em um método de mínimos quadrados reduzidos ( $\chi_r^2$ ). Além da determinação da  $T_{\text{eff}}$ , log g e [Fe/H] o programa também estima as incertezas associadas a esses parâmetros.

A determinação dos parâmetros atmosféricos foi realizada como se segue. Primeiramente montamos um conjunto com 92 LEs teóricas obtidas através do cálculo de cada ponto de uma extensa grade de parâmetros atmosféricos. Esta faixa cobre os intervalos de  $4700 \le T_{\text{eff}} \le 6600$  K,  $-0.90 \le [\text{Fe/H}] \le 0.50$  e  $3.50 \le \log g \le 4.70$ . Os passos utilizados no cálculo desta grade foram de 10 K para  $T_{\text{eff}}$ , 0.02 dex para [Fe/H] e 0.05 dex para log *g*. Diferentes conjuntos de passos foram testados, incluindo grades com um espaçamento mais fino, porém sem nenhuma melhoria expressiva nos resultados.

Na sequência, para cada conjunto de parâmetros atmosféricos existente na grade efetuamos a comparação entre as LEs observadas (LE<sup>obs</sup>) e as LEs teóricas (LE<sup>teo</sup>) utilizando um método



Figura 3.13: Diagramas dos resíduos ( $\Delta LE = LE_{calc} - LE_{obs}$ ) para o índice 38. De cima para baixo os gráficos correspondem à distribuição dos resíduos em função das LEs observadas, da  $T_{eff}$ , da [Fe/H] e da log g. Em todos os gráficos, a linha preta contínua indica um acordo perfeito, ao passo que as linhas tracejadas azuis e vermelhas indicam respectivamente os limites a 1 $\sigma$  e  $2\sigma$ , onde  $\sigma$  corresponde ao desvio padrão do ajuste. A linha verde pontilhada no primeiro gráfico corresponde ao ajuste linear aplicado no diagrama dos resíduos. Não foi encontrada nenhuma tendência significativa dos resíduos em função dos parâmetros atmosféricos ou das LEs observadas.

de minimização de  $(\chi_r^2)$  dado pela seguinte expressão:

$$\chi_{r}^{2} = \frac{1}{N_{ind}} \sum_{i}^{N_{ind}} \frac{\left( \text{LE}_{i}^{\text{obs}} - \text{LE}_{i}^{\text{teo}} \right)^{2}}{\sigma_{i}^{2}}.$$
(3.5)

Na Equação (3.5),  $N_{ind}$  corresponde ao número de índices,  $\sigma_i$  é o erro associado às LEs,  $LE_i^{obs}$  e  $LE_i^{teo}$  são as LEs do i-ésimo índice medido dos espectros observados e teóricos, respectivamente. Os valores de  $\sigma_i$  utilizados na Equação (3.5) são distintos para as amostras de calibração e validação. No caso da amostra de calibração, as incertezas nas LEs são dadas pelo desvio padrão obtido de cada calibração, isto é,  $\sigma_i = \sigma_i^{calib}$ . Os valores das incertezas das LEs para a amostra de calibração são apresentados na Tabela B.2 do anexo 2. Para a amostra de validação, o erro total na LE foi estimado pela composição do erro nas medidas das LEs dos espectros estelares ( $\sigma^*$ ) e do  $\sigma_i^{calib}$ . Como para a amostra de validação dispúnhamos de mais de um espectro por estrela, o erro nas medidas das LEs foi estimado pelo desvio padrão da média das medidas de LE (após um corte em  $2\sigma$  para a exclusão de *outliers*, ver seção 3.7.2). Assim, as incertezas nas LEs para a amostra de validação foram estimadas pela expressão  $\sigma_i = \sqrt{(\sigma_i^{calib})^2 + (\sigma^*)^2}$ . Por fim, o conjunto final de parâmetros atmosféricos corresponde àquele com menor valor de  $\chi_r^2$ .

Para o cálculo das incertezas associadas a cada parâmetro atmosférico ( $T_{\text{eff}}$ , log g, [Fe/H]), consideramos todas as soluções contidas entre ( $\chi_r^2$ )<sub>min</sub>  $\leq \chi_r^2 \leq 2(\chi_r^2)_{min}$ . Em seguida, calculamos as diferenças entre estes parâmetros –  $P_x(\chi_{ri})$  – e o melhor conjunto de parâmetros atmosféricos –  $P_x(\chi_{rmin}^2)$  – que é dado por ( $\chi_r^2$ )<sub>min</sub>. Finalmente, as incertezas finais são computadas através do valor quadrático médio de tais diferenças, como mostra a equação a seguir:

$$\sigma_{P_x} = \left[\frac{1}{N} \sum_{i=\chi^2_{rmin}}^{2\chi^2_{rmin}} P_x(\chi^2_{ri}) - P_x(\chi^2_{rmin})\right]^{1/2},\tag{3.6}$$

onde N é o número de soluções entre  $(\chi_r^2)_{min} \le \chi_r^2 \le 2(\chi_r^2)_{min}$ .

# 3.7 Resultados

As seções anteriores detalharam a metodologia por nós utilizada no desenvolvimento do *pipeline* dos índices espectrais. Diferentes tipos de código foram desenvolvidos para a obtenção das LEs dos índices nos espectros estudados, na construção das calibrações dos índices e do uso destas duas quantidades na determinação dos parâmetros atmosféricos e suas incertezas associadas. Assim, o próximo passo consiste em avaliar a acurácia e a precisão do nosso *pipeline* em recuperar os parâmetros atmosféricos com eficiência competitiva aos parâmetros determinados em análises com espectros em alta resolução.

Para avaliar o desempenho do *pipeline* dos índices espectrais, fizemos uso das amostras de calibração e validação apresentadas na seção (3.1). Estes resultados encontram-se presentes no

trabalho de Ghezzi et al. (2014) no qual participo como segunda autora.

# 3.7.1 Desempenho do pipeline dos Índices na Amostra de Calibração

Nosso primeiro teste consistiu em avaliar se o *pipeline* dos índices espectrais é capaz de recuperar os parâmetros atmosféricos das 309 estrelas da amostra de calibração. Comparamos os resultados obtidos pelo nosso *pipeline* e os resultados obtidos das análises com espectros em alta resolução. As diferenças médias entre os parâmetros atmosféricos derivados por estas duas metodologias são  $1 \pm 78$  K para  $T_{\text{eff}}$ ,  $0.01 \pm 0.06$  dex para [Fe/H] e  $0.00 \pm 0.15$  dex para log *g*. A Figura 3.14 apresenta um conjunto de gráficos contendo a comparação entre os parâmetros atmosféricos derivados pelo *pipeline* dos índices e os parâmetros atmosféricos obtidos na análise de espectros com alta resolução. Nota-se que os desvios entre estes dois conjuntos de parâmetros atmosféricos são praticamente desprezíveis.

Numericamente, as incertezas médias encontradas pelo *pipeline* dos índices são da ordem ou ligeiramente maiores que as incertezas internas tipicamente encontradas em análise com espectros de alta resolução. As incertezas internas do *pipeline* dos índices estão tipicamente na faixa de 50-150 K para  $T_{\text{eff}}$ , 0.05-0.10 dex para [Fe/H] e 0.10-0.25 dex para log g. Logo, os resíduos apresentados acima também são menores ou da ordem das incertezas internas do *pipeline*.

Uma exceção ao comportamento anteriormente citado é a estrela HD 43947, que aparece como um *outlier* discrepante nos diagramas referentes à metalicidade da Figura 3.14. Este objeto foi também identificado como *outlier* em 94 calibrações na análise dos modelos regressivos da seção (3.5). O outro *outlier* visível na parte inferior do mesmo gráfico corresponde à estrela HD 120136 que possui uma  $T_{eff} = 6460$  K. Este objeto se encaixa dentro do comportamento sistemático encontrado para altas temperaturas, mencionado a seguir.

Os diagramas mostrados na Figura 3.14 não apresentam tendências significativas nos resíduos; porém, no segundo diagrama da esquerda para a direita relativo à  $T_{\text{eff}}$  nota-se dois comportamentos sistemáticos para altas e baixas temperaturas. As  $T_{\text{eff}}$  que aparecem sistematicamente mais baixas em torno de ~5400 K podem estar associadas a uma pequena descontinuidade no número de calibrações com estrelas frias e quentes (veja a distribuição de  $T_{\text{eff}}$  da Figura 3.1). Este efeito, no entanto, é de baixa amplitude e possui a maior parte dos resíduos contidos entre ± 100 K.

As tendências para maiores  $T_{\text{eff}}$  (em torno de ± 6300 K) são provavelmente associadas ao número reduzido de estrelas de calibração utilizadas para o preenchimento deste intervalo (apenas 7). Além disso, a maioria dos índices espectrais tornam-se mais fracos em torno dos regimes de  $T_{\text{eff}}$  mais altas. Esta proposição é também corroborada pelo comportamento das incertezas internas do *pipeline*. De fato, estas tendem a apresentar um leve crescimento em direção a maiores valores de  $T_{\text{eff}}$  e menores valores de [Fe/H].

Como um teste complementar também analisamos o espectro solar obtido com o espectro-



Figura 3.14: Comparação entre os parâmetros atmosféricos derivados via *pipeline* dos índices espectrais e os determinados com espectros de alta resolução para a amostra de calibração. De cima para baixo, a primeira coluna mostra a comparação direta entre os parâmetros  $T_{\rm eff}$ , [Fe/H] e log g, respectivamente. As diferenças entre os parâmetros determinados via índices e os parâmetros determinados através de espectros em alta resolução são mostradas nos diagramas seguintes. A segunda, a terceira e a quarta colunas apresentam os diagramas que contém estas diferenças contra a  $T_{\rm eff}$ , [Fe/H] e log g determinados pelos espectros em alta resolução. Em todos os diagramas, a linha preta contínua corresponde ao acordo perfeito. As linhas tracejadas azuis e vermelhas representam, respectivamente, os deslocamentos de  $\pm 100$  e  $\pm 200$  K para  $T_{\rm eff}$ , de  $\pm 0.10$  e  $\pm 0.20$  dex para a [Fe/H] e de  $\pm 0.20$  e  $\pm 0.40$  dex para log g. Os diagramas acima apresentam um bom acordo entre os parâmetros atmosféricos sem grandes desvios e tendências sistemáticas nos resíduos.

gráfo FEROS e analisado no trabalho de Ghezzi et al. (2010b). Este espectro foi degradado e reamostrado conforme a necessidade do *pipeline* dos índices espectrais. Em seguida, derivamos os parâmetros atmosféricos para o Sol de acordo com a metodologia apresentada neste capítulo. Os parâmetros atmosféricos derivados pelo *pipeline* dos índices espectrais para o Sol foram:  $T_{\text{eff}} = 5720 \pm 95 \text{ K}$ , [Fe/H] = -0.02  $\pm$  0.06 dex e log  $g = 4.30 \pm 0.16$  dex. Este resultados estão em bom acordo com os parâmetros atmosféricos canônicos para o Sol (5777/0.00/4.44) dentro de 1 $\sigma$  dos erros associados às medidas. Contudo, tal acordo era de certa forma esperado uma vez que a seleção dos índices espectrais foi realizada tendo um espectro solar como gabarito. Ainda assim, o conjunto de testes apresentados nesta subseção confirmam que o *pipeline* dos índices espectrais produz resultados internamente consistentes e sem componentes sistemáticas apreciáveis.

# 3.7.2 Desempenho do pipeline dos Índices na Amostra de Validação

Um segundo teste foi realizado com o intuito de verificar a confiabilidade do *pipeline* dos índices em reproduzir os parâmetros atmosféricos obtidos com espectros de alta resolução. Desta vez, utilizamos a amostra de validação que contém estrelas com parâmetros atmosféricos determinados majoritariamente pelo equilibrio de excitação e ionização, seja de diferentes fontes da literatura ou adotando a metodologia apresentada no Capítulo 2. Os parâmetros que desejamos recuperar estão apresentados na Tabela 3.1.

Os dados da amostra de validação precisaram ser preparados de acordo com as exigências do *pipeline* dos índices. Isto porque atualmente, o *pipeline* de velocidades radiais do MARVELS não produz os espectros em 1D, defranjados, corrigidos de luz espalhada e em comprimento de onda de repouso. Entretanto, para a aplicação do *pipeline* dos índices em toda a amostra do MARVELS, estes dados devem ser fornecidos para o BPG-MARVELS no futuro.

Além disto, os espectros MARVELS possuem algumas peculiaridades se comparados aos espectros FEROS da amostra de calibração. Como visto no Capítulo 2, a luz proveniente da estrela é dividida em dois feixes que são coletados por um par de fibras ópticas vizinhas. Portanto, como o MARVELS consegue observar um total de 60 objetos, por vez são produzidos 120 espectros, sendo dois para cada estrela. Estes espectros foram analisados separadamente com o intuito de obter múltiplas medidas de LEs dos índices e remover aquelas classificadas como *outliers*, além de fornecer uma estimativa das incertezas nas LEs dos índices. Assim, não utilizamos para estes dados a função de combinação dos espectros AVG\_NUM durante o processo de normalização.

Como dispúnhamos agora de mais de uma medida de LE para um dado índice, e uma vez que as estrelas foram observadas mais de uma vez e que cada observação gera dois espectros, determinamos as LEs médias (LE) aplicando um corte em  $2\sigma$  até a convergência deste processo. Todas as LEs removidas neste processo foram classificadas como *outliers*. O desvio padrão final obtido após este procedimento corresponde ao  $\sigma^*$  apresentado na seção (3.6). Em seguida as estrelas foram analisadas separadamente pelo *pipeline* dos índices e seus parâmetros atmosféricos foram combinados através de uma média aritmética simples. As incertezas relativas a estes parâmetros foram determinadas via propagação de erros, ou seja, a raiz quadrada do somatório quadrático dos erros relativos à cada medida.

Os resultados desta primeira análise dos dados de validação não foram satisfatórios. A diferença média entre os parâmetros obtidos pelo *pipeline* dos índices e os parâmetros obtidos pelas análises com espectro de alta resolução são mostrados na segunda linha da Tabela 3.4. Os valores determinados para a amostra de calibração são mostrados na primeira linha da mesma tabela para fins comparativos. As diferenças encontradas entre os parâmetros obtidos com os índices espectrais e os parâmetros determinados com espectros de alta resolução são bastante significativas, principalmente para a  $T_{eff}$  e para log g. Existem duas prováveis fontes das causas destes resultados: as calibrações ou as LEs utilizadas. A primeira fonte dos problemas presentes na análise dos espectros de validação pode ser descartada, uma vez que as calibrações apresentaram bom desempenho na amostra de calibração, como mostrado na seção anterior.

Tabela 3.4: Comparação dos parâmetros atmosféricos determinados pelo *pipeline* dos índices espectrais e pelas análises com espectros em alta resolução utilizando 92 índices.

Amostra	$\Delta T_{\mathrm{eff}}$	$\Delta$ [Fe/H]	$\Delta \log g$	Número de estrelas		
92 índices           Calibração         1 ± 78         0.01 ± 0.06         0.00 ± 0.15         309						
Calibração	$1 \pm 78$	$0.01 \pm 0.06$	$0.00 \pm 0.15$	309		
Validação	$-97 \pm 110$	$0.00\pm0.07$	$-0.30\pm0.17$	30		

Para investigar se as LEs dos espectros MARVELS poderiam ser a causa das grandes diferenças encontradas entre os parâmetros atmosféricos derivados pelos índices espectrais e os determinados através de espectros em alta resolução, analisamos o comportamento das LEs do MARVELS contra as LEs do FEROS (obtidas da amostra de calibração). A Figura 3.15 mostra a comparação entre estes conjuntos de LEs para o índice 59 em função da posição do espectro nas fibras. Podemos ver que as diferenças entre os dois conjuntos de LEs estão, na média, em torno de 48 mÅ, demostrando que estes dois tipos de LEs não estão na mesma escala. Este comportamento também foi notado para outros índices. Estas diferenças, no entanto, não foram causadas pelo processo de normalização e nem demostraram tendências sistemáticas quanto aos parâmetros atmosféricos como  $T_{eff}$ , [Fe/H] e log g. Desta forma, decidimos derivar correções individuais para cada índice com o objetivo de transformar as LEs do MARVELS para a escala de LEs do FEROS.



Figura 3.15: Comparação entre as LEs dos espectros FEROS e MARVELS em função do número de fibras para o índice 59. A linha preta contínua apresenta a média das diferenças entre as LEs do FEROS e do MARVELS, isto é,  $\Delta LE = LE_{FEROS} - LE_{MARVELS}$ . A média e o desvio desta quantidade são mostradas no topo da figura para as 120 fibras. As linhas tracejadas vermelhas apresentam os limites dentro de 1 $\sigma$ . É notório que as LEs do MARVELS não estão na mesma escala das LEs do FEROS.

### 3.7.3 Correção da Escala de LEs da Amostra de Validação

Para as correções na escala de LEs dos espectros de validação, utilizamos 120 espectros solares, sendo um para cada fibra do instrumento, observados simultaneamente em 17 de novembro de 2009. Estes espectros solares também foram utilizados para avaliar a solução das LEs com respeito às fibras utilizadas no instrumento, uma vez que os espectros MARVELS podem ser observados utilizando quaisquer destas.

Existe uma pequena diferença na solução de comprimento de onda das 120 fibras do MAR-VELs, de forma que a cobertura espectral varia um pouco entre as fibras. Para evitar a utilização de índices com poucas determinações de LEs decidimos adotar em nossa análise o intervalo espectral comum às 120 fibras, que corresponde a faixa de ~5137-5543 Å. Como consequência, 18 índices foram removidos nesta etapa da análise. São estes os índices de 2 a 7 no lado azul e de 85 a 96 no lado vermelho dos espectros. Estes índices também aparecem indicados com o número 3 na Tabela B.1 do anexo B.

Dentro desta nova cobertura espectral, calculamos a média e o desvio padrão com relação aos índices presentes em cada um dos 120 espectros. Nenhum índice foi removido desta análise a fim de manter toda informação acerca das variações das LEs dos índices com a número da fibra do instrumento. Na sequência, calculamos as diferenças absolutas entre as LEs médias dos espectros MARVELS e as LEs do espectro FEROS solar, isto é,  $|\langle LE_{MARVELS} \rangle - LE_{FEROS}|$ . Caso essas diferenças fossem maiores que a incerteza nas LEs médias dos espectros solares MARVELS ( $\sigma(\langle LE_{MARVELS} \rangle)$ ), o índice em questão era removido. Este foi o caso dos seguintes índices: 33, 34, 39, 40, 54, 55, 61, 62, 66 e 67. Estes últimos índices aparacem indicados com o número 4 na Tabela B.1 do anexo B.

Por fim, para os 64 índices restantes, as LEs dos espectros solares MARVELS foram corrigidas pela diferença  $|\langle LE_{MARVELS} \rangle - LE_{FEROS}|$ . Embora esta seja uma correção derivada para

o espectro solar, aplicamos esta correção para as demais estrelas da amostra de validação independentemente de seus parâmetros atmosféricos. Este tipo de correção é justificável dada a grande semelhança entre as nossas estrelas e o Sol. Além disso, veremos a seguir que estas correções apresentaram resultados bastante positivos na determinação dos parâmetros da amostra de validação. Também removemos da análise todas as LEs corrigidas que se encontravam fora da faixa de LEs definida pela amostra de calibração (ver Tabela B.2 do anexo B). Este corte foi feito a fim de evitar extrapolações fora do espaço de parâmetros definido pela amostra de calibração.

Seguindo a metodologia apresentada anteriormente, utilizamos este novo conjunto de LEs para derivar os parâmetros atmosféricos das 30 estrelas da amostra de validação. Relembramos que, como os espectros eram divididos entre fibras vizinhas, cada estrela dispunha de dois espectros e dois conjuntos de parâmetros atmosféricos foram derivados para cada um destes. Os parâmetros atmosféricos obtidos pelas fibras adjacentes apresentaram um bom acordo entre si, e suas diferenças médias estão em torno de  $-18 \pm 91$  K para  $T_{\text{eff}}$ ,  $0.01 \pm 0.06$  dex para [Fe/H] e  $-0.09 \pm 0.16$  dex para log g. Estes resultados demonstram o que os parâmetros atmosféricos obtidos de diferentes fibras são consistentes entre si.

Comparamos os parâmetros atmosféricos derivados pelos índices espectrais e os parâmetros atmosféricos determinados por análises com espectros em alta resolução para a amostra de validação com as LEs corrigidas para a escala do FEROS. As diferenças médias entre estes dois conjuntos de parâmetros são mostradas na segunda linha da Tabela 3.5. O desvio entre os dois conjuntos de parâmetros com respeito a metalicidade encontra-se em torno de zero. Para a  $T_{\text{eff}}$  e para log g, tais diferenças não são necessariamente próximas de zero, mas são ainda inferiores às incertezas típicas encontradas para estes parâmetros e à dispersão de seus resíduos. Para a gravidade porém, estes desvios podem refletir um comportamento inerente da amostra de calibração. Ghezzi et al. (2010b) encontraram um pequeno desvio nas gravidades superficiais determinadas por este trabalho e os valores da literatura (veja a tabela 5 destes autores). Como boa parte dos parâmetros da amostra de calibração são provenientes deste trabalho, os pequenos desvios em relação à gravidade podem estar associados aos mesmos desvios encontrados por Ghezzi et al. (2010b).

Para fins de comparação, também são mostrados na Tabela 3.5 a diferença entre os parâmetros atmosféricos computados para a amostra de calibração que utiliza os mesmos 64 índices aplicados para a análise da amostra de validação, porém sem as correções das LEs, e os parâmetros atmosféricos determinados com espectros em alta resolução. Não foram encontradas diferenças significativas na comparação das determinações de parâmetros atmosféricos para a amostra de calibração utilizando os 92 índices (Tabela 3.4) com as determinações feitas utilizando os 64 índices (Tabela 3.5).

A Figura 3.16 apresenta a comparação entre os parâmetros atmosféricos derivados pelo *pipeline* dos índices para a amostra de validação com as LEs corrigidas e os parâmetros atmosféricos obtidos com espectros em alta resolução. Uma vez mais, não existem grandes tendências

espectrais e pelas análises com espectros em alta resolução utilizando 64 índices. Os parâmetros
da amostra de validação foram calculados com as LEs corrigidas para a escala do FEROS.

Tabela 3.5: Comparação dos parâmetros atmosféricos determinados pelo pipeline dos índices

Amostra	$\Delta T_{\mathrm{eff}}$	$\Delta$ [Fe/H]	$\Delta \log g$	Número de estrelas		
64 índices           Calibração         -3 ± 80         0.01 ± 0.06         0.00 ± 0.15         309						
Calibração	$-3 \pm 80$	$0.01 \pm 0.06$	$0.00 \pm 0.15$	309		
Validação	$-28 \pm 81$	$0.02\pm0.05$	$-0.07\pm0.15$	30		

nos resíduos, com exceção de um possível comportamento sistemático em direção a maiores temperaturas ( $T_{\text{eff}} \sim 6400 \text{ K}$ ), que corresponde ao mesmo comportamento encontrado para a amostra de calibração.

As dispersões internas em torno da média são menores ou da ordem dos erros típicos encontrados em análises de espectros em alta resolução. Tais dispersões são também menores que as incertezas internas do método, as quais, recalculadas para este novo conjunto de índices, possuem valores típicos da ordem de 80–160 K para  $T_{\text{eff}}$ , 0.05–0.10 dex para [Fe/H] e 0.15–0.25 dex para log g.

Investigamos ainda se os resíduos nos parâmetros atmosféricos e as incertezas associadas a estes parâmetros exibiam alguma tendência com relação a razão S/R e a magnitude V das estrelas, como mostrado na Figura 3.17. A S/R para uma dada estrela da amostra de validação foi obtida pela média aritmética dos valores de S/R derivados entre todos os espectros desta estrela  $\langle (S/R)_{spec} \rangle$  multiplicado pela raiz quadrada do número de espectros  $\sqrt{N_{spec}}$ . Esta é uma aproximação razoável para a determinação da S/R considerando que os tempos de exposição são similares para uma dada estrela. As magnitudes V das estrelas MARVELS foram obtidas do *The Guide Star Catalogue* (Lasker et al. 2008).

Não foram encontradas quaisquer tendências expressivas nos resíduos dos parâmetros atmosféricos e de suas incertezas contra a S/R e a magnitude V das estrelas. Ocorre apenas um ligeiro aumento dos resíduos para altas magnitudes e baixas S/R, o que já era esperado. A ausência de tendências nos diagramas referentes a S/R é de certa forma pouco esperada, mas reflete uma particularidade interessante dos nossos dados. Todas as estrelas possuem S/R  $\geq$  200 e este valor é certamente maior que o limite inferior no qual começaríamos a evidenciar um decréscimo na qualidade dos resultados em função da S/R. Os gráficos da Figura 3.17 demonstram que, para os dados MARVELS, o *pipeline* dos índices espectrais pode ser aplicado em sua máxima precisão e acurácia.

Também avaliamos a influência da diferença nas LEs provocada por flutuações na curva do contínuo. Para isto, estimamos os parâmetros atmosféricos de dois espectros distintos apenas por um deslocamento do contínuo de 1%. O valor de 1% foi escolhido baseado na máxima



Figura 3.16: Comparação entre os parâmetros atmosféricos derivados via *pipeline* dos índices espectrais com as correções de LE e os determinados com espectros de alta resolução para a amostra de validação. De cima para baixo, a primeira coluna mostra a comparação direta entre os parâmetros  $T_{\text{eff}}$ , [Fe/H] e log *g*, respectivamente. As diferenças entre os parâmetros determinados via índices e os parâmetros determinados através de espectros em alta resolução são mostradas nos diagramas seguintes. A segunda, a terceira e a quarta colunas apresentam os diagramas que contém estas diferenças contra a  $T_{\text{eff}}$ , [Fe/H] e log *g* determinados pelos espectros em alta resolução. Em todos os diagramas a linha preta contínua corresponde ao acordo perfeito. As linhas tracejadas azuis e vermelhas representam, respectivamente, os deslocamentos de ±100 e ±200 K para  $T_{\text{eff}}$ , de ±0.10 e ±0.20 dex para a [Fe/H] e ±0.20 e ± 0.40 dex para log *g*. Os diagramas acima apresentam um bom acordo entre os parâmetros atmosféricos sem desvios e/ou tendências sistemáticas nos resíduos.



Figura 3.17: **Esquerda**: Resíduos dos parâmetros atmosféricos em função da S/R. **Direita**: Incertezas internas do *pipeline* dos índices em função da S/R. De cima para baixo os diagramas mostram os casos para  $T_{\text{eff}}$ , [Fe/H] e log g, respectivamente. Estrelas com V < 9,  $9 \le V < 11$ e  $V \ge 11$ , são mostradas pelos círculos pretos, azuis e vermelhos, respectivamente. Em todos os diagramas, a linha preta contínua representa o acordo perfeito. As linhas pontilhadas e tracejadas representam, respectivamente, os limites a ±100 K e ±200 K para  $T_{\text{eff}}$ , ±0.10 e ±0.20 dex para [Fe/H] e ±0.20 e ±0.40 dex para log g. As diferenças entre os dois conjuntos de parâmetros atmosféricos e suas incertezas internas não apresentam nenhuma dependência contra a S/R e a magnitude V dos espectros MARVELS. Todavia nota-se um ligeiro aumento dos resíduos para altas magnitudes e baixas S/R.

diferença de fluxo encontrada entre duas soluções de normalização consideradas visualmente boas (ver seção 3.3.3). Encontramos as seguintes variações nos parâmetros atmosféricos destes dois espectros:  $T_{\text{eff}} = -5 \pm 42$  K,  $\log g = +0.07 \pm 0.07$  dex e [Fe/H] =  $+0.12 \pm 0.04$  dex, onde as dispersões apresentadas foram determinadas pelo erro propagado das duas determinações de parâmetros atmosféricos. Estes valores estão também dentro da estimativa de incertezas do *pipeline* dos índices. Adicionalmente, as incertezas apresentadas devem ser consideradas como valores máximos de erro a serem introduzidos pelo processo de normalização, uma vez que possíveis deslocamentos de contínuo devem ocorrer de maneira não uniforme e em ambas direções ao longo do espectro.

Um último teste de validação do *pipeline* dos índices espectrais foi utilizar a informação dos 120 espectros solares do MARVELS para a determinação dos parâmetros atmosféricos do Sol. Aplicamos a esses espectros o mesmo procedimento que fora aplicado para a amostra de validação utilizando as LEs corrigidas; porém, para garantir o melhor conjunto de parâmetros, aplicamos um corte em  $2\sigma$  nas LEs solares até a convergência, ou seja, até não restar nenhum *outlier* no cálculo das LEs médias do Sol. Os parâmetros atmosféricos do Sol derivados por este procedimento foram  $T_{\text{eff}} = 5760 \pm 81$  K, [Fe/H] = -0.04± 0.05, log  $g = 4.40 \pm 0.15$ , e estão em excelente acordo com os parâmetros atmosféricos canônicos do Sol.

Os resultados apresentados nas últimas seções demonstram que o *pipeline* dos índices espectrais é capaz de recuperar os parâmetros atmosféricos precisos obtidos em análises em alta resolução utilizando apenas as LEs dos índices medidas em espectros de moderada resolução.

## 3.7.4 Limitações do *pipeline* dos Índices Espectrais

O *pipeline* dos índices espectrais, como apresentado, possui bom desempenho na análise das estrelas anãs e subgigantes de tipo solar do MARVELS. Todavia, a técnica discutida neste capítulo não está otimizada para a análise de espectros de estrelas com possíveis contaminações de companheiras. Adicionalmente o *pipeline* não deve apresentar bom desempenho na análise da fração de estrelas gigantes que contaminam a amostra total de estrelas observadas pelo MARVELS. Ambos objetos descritos aqui integram a amostra das ~ 3.300 estrelas observadas pelo MARVELS.

De forma a quantificar o desempenho do *pipeline* dos índices espectrais frente a análise deste tipo de estrelas, aplicamos o nosso método aos seguintes objetos: a estrela gigante HD 17092 que possui também uma companheira planetária (Ghezzi et al. 2010b) e o sistema binário da estrela TYC 301001494-1, que possui uma razão de massa próxima de 1, o que indica que pode haver contaminação nas linhas da primária pelas linhas da secundária (Mack et al. 2013). A Tabela 3.6 apresenta uma comparação entre os resultados obtidos com o *pipeline* dos índices e os parâmetros da literatura para estas estrelas.

Analisando a Tabela 3.6, é possível notar que o *pipeline* dos índices não foi capaz de recuperar acuradamente os valores dos parâmetros atmosféricos obtidos com a análise de espectros

	Índices			Alta Resolução			Δ		
Estrela	$T_{\rm eff}$	[Fe/H]	$\log g$	$T_{\rm eff}$	[Fe/H]	$\log g$	$\Delta T_{\rm eff}$	$\Delta$ [Fe/H]	$\Delta \log g$
HD 17092	$5040 \pm 70$	$0.45 \pm 0.10$	3.50±0.12	4587	0.03	2.56	453	0.42	0.94
TYC 3010	5250±144	$0.06 \pm 0.13$	4.38±0.25	5589	0.09	4.68	-339	-0.03	-0.30

Tabela 3.6: Comparação entre os parâmetros atmosféricos derivados pelo *pipeline* dos índices e análises de alta resolução para uma gigante com planeta e para uma binária.

Os valores dos parâmetros atmosféricos da análise de alta resolução foram obtidos de Mack et al. (2013) para a estrela TYC 301001494-1 e de Zieliński et al. (2012) para a gigante HD 17092.

em alta resolução. Para ambas estrelas os valores de  $T_{\text{eff}}$  e log *g* estão claramente fora de acordo, sendo os piores resultados encontrados para a gigante HD 17092.

As grandes incertezas nos parâmetros associadas à estes resultados são um aspecto interessante deste tipo de análise. As maiores incertezas encontradas para a  $T_{\text{eff}}$  da estrela TYC 301001494-1 podem servir de indicativos para a identificação de possíveis candidatas de sistemas binários. É importante ressaltar também que os sistemas binários serão, em sua maioria, identificados pela análise das velocidades radiais. Mais além, os baixos valores de gravidade obtidos com o *pipeline* dos índices espectrais devem ser admitidos com cautela e podem representar um indicativo de estrelas gigantes que estejam contaminando a amostra do MARVELS.
# Capítulo 4

# A Escala de Metalicidade e Temperatura Efetiva de Anãs e Gigantes Frias

Nos capítulos anteriores foram apresentadas duas diferentes metodologias para a análise de estrelas anãs e subgigantes de tipo FGK, utilizando espectros em alta resolução. Ambas as técnicas abordadas não estão otimizadas para o estudo de objetos em estados evolutivos mais avançados, como as estrelas gigantes frias. Estes objetos, contudo, fazem parte de uma fração da amostra do MARVELS e de outros estudos que têm como interesse principal a caracterização de estrelas de tipo espectral FGK.

Estrelas gigantes possuem um relevante papel nos estudos de distribuição de metalicidades e de evolução química. Isto porque, por serem relativamente brilhantes, as gigantes são objetos de fácil acesso em áreas remotas de nossa Galáxia ou de galáxias vizinhas, como a nuvem de Magalhães (ver, por exemplo, Dobbie et al. 2014; Smith et al. 2002). Estrelas gigantes frias também podem ser utilizadas no entendimento da abundância de elementos afetados pela evolução estelar, como o sódio (Na), o alumínio (Al) e os elementos do ciclo CNO (Smiljanic et al. 2009; Smith et al. 2013).

A caracterização estelar de gigantes frias, por sua vez, requer maior cautela e não deve ser tratada como uma simples reprodução da metodologia de caracterização aplicada às anãs. Independentemente das limitações intrínsecas de uma dada técnica, gigantes e anãs podem experimentar diferentes efeitos sistemáticos dentro de uma mesma análise. Alguns estudos reproduzem a análise espectroscópica clássica na caracterização simultânea de anãs e gigantes. Por espectroscopia clássica, entendemos todas as metodologias que utilizam o equilíbrio de excitação e ionização das linhas de Fe I e Fe II. Limitações desta técnica porém, podem afetar diferentemente a determinação de abundâncias de anãs e gigantes, como por exemplo o quão realistas são os modelos de atmosferas utilizados, a normalização do contínuo aplicada para estas estrelas, a lista de linhas atômicas e moleculares adotadas, entre outros. Em particular, o uso de uma mesma lista de linhas para anãs e gigantes em si já caracteriza um desafio, posto que a intensidade das linhas espectrais nestas duas classes de objetos são visivelmente diferentes.

Além disto, estrelas gigantes são, em geral, mais afetadas por efeitos de não-ETL do que es-

trelas anãs dentro de uma mesma metalicidade. Desvios do ETL para o Fe I são particularmente importantes em regimes de baixa gravidade e baixas metalicidades (Asplund 2005). Por esta razão, as gravidades de estrelas gigantes determinadas via equilíbrio de ionização podem não ser confiáveis devido ao excesso de ionização do ferro. Estrelas anãs quentes ( $T_{eff} \ge 6000$  K) podem também sofrer deste mesmo efeito (Mashonkina et al. 2010). Adicionalmente, a análise de abundâncias em estrelas gigantes requer o uso de *gf* s bastante acurados, uma vez que o uso da análise diferencial em relação ao Sol, por exemplo, não irá cancelar as incertezas associadas a estas constantes.

Com relação aos estudos de evolução química, é importante ainda avaliar os contextos nos quais anãs e gigantes compartilham a mesma escala de metalicidades. Este tipo de premissa tem potencial impacto em uma época na qual dispomos de um grande número de levantamentos espectroscópicos tais como o GAIA-ESO (Randich et al. 2013), o GALAH (Zucker et al. 2012) e o RAVE (Steinmetz et al. 2006), entre outros. Estes levantamentos exploram, ou explorarão entre outros objetos, estrelas anãs e gigantes em diversas regiões da Galáxia. Os levantamentos supracitados contam com o seus próprios *pipelines* de determinação dos parâmetros atmosféricos e abundâncias químicas, que, em sua maioria, utilizam as técnicas de síntese espectral ou a espectroscopia clássica. Todavia, o uso das abundâncias provenientes desses *pipelines* requer cautela, principalmente quando se deseja abordar alguns problemas astrofísicos que envolvam a escala de abundâncias de anãs e gigantes, como, por exemplo, a questão da frequência planetária em anãs e gigantes mencionada na introdução. A utilização de parâmetros determinados por bases de dados não homogêneas pode introduzir efeitos sistemáticos na comparação da escala de metalicidades de anãs e gigantes.

No Capítulo 3, mencionamos brevemente algumas das limitações da técnica de síntese espectral. Neste capítulo iremos investigar com mais detalhes as limitações da espectroscopia clássica, tal como aplicada no *pipeline* desenvolvido no Capítulo 2, na obtenção de uma escala comum de metalicidades entre anãs e gigantes. A espectroscopia clássica corresponde a uma das técnicas mais utilizadas na determinação das abundâncias de estrelas de tipo FGK. Entender como sistematicidades de tal técnica afetam cada um destes objetos é fundamental para o estabelecimento de uma escala de abundâncias químicas e de temperaturas efetivas única entre anãs e gigantes.

Os melhores sítios para se investigar as questões acima expostas são os aglomerados abertos. Aglomerados abertos são um conjunto de estrelas que compõem uma amostra formada da mesma nuvem gigante molecular, e que consequentemente, possuem aproximadamente a mesma idade. Isto também significa, no caso particular das estrelas de sequência principal, que tais objetos devem apresentar a mesma composição química atmosférica. Assim sendo, torna-se mais fácil o estudo da metalicidade de vários espectros estelares, partindo da hipótese de que tais estrelas devem compartilhar a mesma composição química. Nestes ambientes, também, a abundância global de gigantes e anãs deve ser a mesma, exceto para os elementos químicos afetados pelos processos de mistura presentes nas estrelas gigantes, como por exemplo, o Na e os elementos do ciclo CNO, que são afetados pelos episódios de dragagem que ocorrem ao longo da evolução estelar. Adicionalmente, por se tratarem de um conjunto de estrelas com a mesma idade e composição química, a determinação dos parâmetros evolutivos é mais fácil nestes ambientes do que em estrelas do campo.

Neste capítulo, apresentaremos um estudo homogêneo da escala de metalicidades e de temperaturas efetivas do aglomerado aberto das Híades. Avaliaremos a metodologia da espectroscopia clássica e de um outro método baseado em parâmetros atmosféricos bem determinados para a obtenção de uma escala única de abundâncias entre estrelas anãs e gigantes deste sistema.

# 4.1 Híades: o aglomerado aberto

O aglomerado aberto das Híades é um conjunto de estrelas relativamente jovem, com uma idade estimada em torno de  $625 \pm 50$  Ma (Perryman et al. 1998). É também o conjunto coevo de estrelas mais próximo do nosso sistema solar, localizado a uma distância de ~ 46.5 parsecs (van Leeuwen et al. 1997). Por estas características, este aglomerado é um dos mais estudados na literatura.

Diversos estudos espectroscópicos encontram-se disponíveis para as anãs do tipo FGK das Híades. Grande parte destas análises reportam um bom acordo em torno de ~0.13 dex para a metalicidade do aglomerado obtida através das anãs (Cayrel et al. 1985; Boesgaard & Friel 1990; Paulson et al. 2003; Schuler et al. 2006). Análises com respeito às estrelas gigantes, entretanto, indicam uma metalicidade para o grupo com um espalhamento maior, entre ~0.11 dex e 0.16 dex (Schuler et al. 2006; Mishenina et al. 2006; Carrera & Pancino 2011). Este espalhamento, porém, é quase sempre atribuído à estrela HIP 20889, que aparece em algumas análises com uma metalicidade um pouco elevada em relação ao grupo, da ordem de 0.20 dex (Schuler et al. 2006; Kang et al. 2011); além é claro, do menor número de estrelas gigantes comparativamente às estrelas anãs. No entanto, mesmo com uma dispersão ligeiramente maior, a metalicidade das gigantes ainda encontram-se em bom acordo com as anãs.

O regime de metalicidade das Híades é bastante apropriado para avaliar as sistematicidades da análise espectroscópica clássica, já que para altas metalicidades os desvios do ETL não são significativos para o Fe I. Além disso, para valores de metalicidade próximos à solar, a temperatura média da atmosfera está próxima da temperatura de equilíbrio radiativo, e, desta forma, possíveis diferenças na modelagem de atmosferas 1D e 3D devem ser relativamente pequenas (Asplund 2005).

A principal vantagem de se fazer uso das estrelas do aglomerado das Híades reside no fato de que estes objetos podem ter seus parâmetros atmosféricos bem determinados por outras técnicas que não a espectroscopia clássica. Do ponto de vista das gigantes, medidas interferométricas dos diâmetros angulares estão disponíveis na literatura, o que permite a determinação direta da  $T_{\rm eff}$  para estas estrelas, como feito em Boyajian et al. (2009). Ademais, todas as estrelas possuem medidas precisas de paralaxe através do HIPPARCOS (van Leeuwen et al. 1997). Assim,

é possível determinar gravidades superficiais confiáveis, que não estão sujeitas ao excesso de ionização do Fe, como as gravidades espectroscópicas. Por fim, um grande número de anãs e todas as quatro gigantes deste aglomerado possuem dados públicos disponíveis em bases de dados observacionais na literatura. Por todas estas características, o aglomerado aberto das Híades é bastante apropriado para testar as limitações da análise espectroscópica clássica.

No contexto da busca de companheiras planetárias, o aglomerado das Híades foi também bem explorado, especialmente utilizando a técnica de velocidades radiais (Cochran et al. 2002; Paulson et al. 2004). Apesar de um grande esforço na busca por companheiras planetárias em estrelas de aglomerados, apenas dois objetos foram reportados com possíveis companheiras planetárias nas Híades. A primeira foi a estrela gigante HIP 20889 que possui um planeta de período longo (~ 594 dias) e uma massa de 7.6  $M_{Jup}$  (Sato et al. 2007). Mais recentemente, Quinn et al. (2014) reportaram a descoberta do primeiro Júpiter quente ao redor de uma estrela anã no aglomerado das Híades. A hospedeira em questão é a estrela HD 285507, reportada por abrigar um planeta com um período orbital de ~ 6 dias e uma massa de 0.91  $M_{Jup}$ .

Para a nossa análise selecionamos inicialmente um conjunto de estrelas dos catálogos de Perryman et al. (1998). Em seguida, mantivemos apenas os objetos que respeitavam os critérios de candidatas confiáveis deste aglomerado definido por Delorme et al. (2011). Estes últimos autores utilizaram dados do SuperWASP (Pollacco et al. 2006) e selecionaram todos os objetos com movimentos próprios e magnitudes aparentes típicas das estrelas das Híades, e, em seguida, determinaram um conjunto de candidatas com alto grau de confiabilidade dentro da faixa de cor entre  $0.2 < (J - K_s) < 0.82$ . Candidatas provenientes dos trabalhos mencionados e dentro deste limite de cor desenham um diagrama cor-magnitude que define bem uma curva isócrona para as Híades, como mostrado na Figura 4.1. Nesta figura, a amostra de candidatas confiáveis de Perryman et al. (1998) (em escala cinza) também é mostrada para fins de comparação. Nota-se ainda que nossa amostra engloba um número de estrelas anãs bem distribuídas com respeito às temperaturas efetivas (4700 K  $\leq T_{eff} \leq 6200$  K). Esta grande faixa de temperaturas efetivas foi propositalmente escolhida com o intuito de investigar os possíveis efeitos sistemáticos da análise clássica como função deste parâmetro.

Diversos estudos na literatura abordam a questão da binaridade nas Híades (Stefanik & Latham 1985, 1992). Nossa amostra foi escolhida de maneira a evitar a presença de sistemas binários. Por este motivo, excluímos da amostra de gigantes deste aglomerado a estrela HIP 20885, que é uma binária espectroscópica (SB1). Torres et al. (1997) estimaram que o fluxo da secundária contribui para o fluxo da primária em torno de 3%; assim, uma análise acurada de abundâncias deste objeto deve levar em conta a técnica de desembaraçamento de linhas.

Como último critério de seleção, priorizamos estrelas que foram previamente estudadas pelos trabalhos de Paulson et al. (2003), Schuler et al. (2006) e Carrera & Pancino (2011). A intenção desta seleção foi comparar os parâmetros e abundâncias determinadas pelo nosso trabalho e pelos mencionados autores. Os trabalhos supracitados foram escolhidos por possuírem um bom número de estrelas das Híades em suas análises. A tabela 4.1 apresenta as 14 anãs e 3 gigantes selecionadas para a nossa análise.

Tabela 4.1: Amostra de estrelas selecionadas do aglomerado das Híades. As letras nas colunas possuem os seguintes significados: (a) Identificação van Bueren ; (b) Magnitude V do catálogo Johnson & Knuckles (Johnson & Knuckles 1955), exceto para as estrelas com índices numéricos; (c) Paralaxes do HIPPARCOS e seus respectivos erros (em milissegundos de arco); (d) Velocidades radiais de Perryman et al. (1998) e seus respectivos erros em (km s<sup>-1</sup>); (e) Massas adotadas em unidades de  $M_{\odot}$  (ver seção 4.5.2 para detalhes).

	Gigantes								
HIP	vB	Tipo Esp.	V	A.R.(J2000)	Dec.(J2000)	$(\pi \pm \sigma_{\pi})$ (mas)	$(V_r \pm \sigma_{V_r})$ (km s <sup>-1</sup> )	М	S/R @ 609 nm
	(a)		(b)			(c)	(d)	(e)	
20205	28	K0III	3.66	04:19:47.6	+15:37:39.5	21.17±1.17	+39.28±0.11	2.48	400
20455	41	K0IV	3.77	04:22:56.1	+17:32:33.0	$21.29 \pm 0.93$	$+39.65 \pm 0.08$	2.48	380
20889	70	K0III	3.52	04:28:36.9	+19:10:49.5	$21.04 \pm 0.82$	$+39.37 \pm 0.06$	2.48	440
					Anãs				
13976	-	K2.5V	7.95 <sup>(1)</sup>	03:00:02.8	+07:44:59.1	42.66±1.22	$+28.35\pm0.18$	0.83	220
16529	4	G5D	8.89	03:32:50.1	+23:41:31.8	22.78±1.26	$+32.72\pm0.17$	0.87	210
18946	-	K5D	$10.10^{(2)}$	04:03:39.0	+19:27:18.0	23.07±2.12	$+36.93 \pm 0.26$	0.75	150
19098	-	K2D	9.29 <sup>(2)</sup>	04:05:39.7	+17:56:15.7	19.81±1.39	$+37.61 \pm 0.05$	0.88	160
19148	10	G0V	7.81	04:06:16.1	+15:41:53.2	21.41±1.47	$+38.04 \pm 0.17$	1.08	310
19781	17	G5V	8.42	04:14:25.6	+14:37:30.1	21.91±1.27	$+39.24 \pm 0.06$	0.97	290
19793	15	G3V	8.05	04:14:32.3	+23:34:29.8	$21.69 \pm 1.14$	+38.21±0.23	1.01	320
19934	21	G5D	9.15	04:16:33.5	+21:54:26.9	19.48±1.17	$+38.46 \pm 0.19$	0.92	230
20130	26	G9V	8.60	04:18:57.9	+19:54:24.1	23.53±1.25	$+39.58 \pm 0.06$	0.93	330
20146	27	G8V	8.43	04:19:08.0	+17:31:29.1	21.24±1.32	$+38.80 \pm 0.08$	0.94	300
20899	73	G2V	7.84	04:28:48.3	+17:17:07.7	$21.04 \pm 0.82$	$+39.37 \pm 0.06$	1.06	470
21112	88	F9V	7.75	04:31:29.3	+13:54:12.5	19.46±1.02	$+40.98 \pm 0.31$	1.13	320
22422	118	F8D	7.74	04:49:32.1	+15:53:19.5	19.68±0.96	$+42.04\pm0.14$	1.10	320
22566	143	F8D	7.89	04:51:23.2	+15:26:00.5	$17.14 \pm 1.00$	$+42.92\pm0.19$	1.17	250

Referências adicionais de magnitude V:(1) Koen et al. (2010), (2) Johnson et al. (1962).

# 4.2 Descrição e Redução dos Dados

Neste trabalho utilizamos dados provenientes de dois diferentes espectrógrafos. Todos os espectros foram obtidos da base de dados pública do ESO, o *science archive facility*<sup>1</sup>. Os espectros das três gigantes das Híades foram obtidos com o espectrógrafo HARPS (R = 110.000) que está situado no telescópio de 3.6 m do observatório de La Silla, no Chile (Mayor et al. 2003). Estes dados fazem parte do programa 088.C-0513(B) e possuem uma cobertura espectral entre 3800 a 6900 Å, com uma pequena lacuna entre 5300 até 5330 devido à estrutura do mosaico do CCD. Os espectros possuem alta razão S/R, em média, aproximadamente 400 em 6109 Å. Todos os espectros foram reduzidos utilizando a última versão do *pipeline* do HARPS (DRS versão 3.5), e apenas a correção Doppler e a normalização do contínuo dos espectros das gigantes foram realizadas utilizando as rotinas *dopcor* e *continuum* do IRAF.

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup>Disponível em http://archive.eso.org/eso/eso\_archive\_adp.html



Figura 4.1: Diagrama cor-magnitude do aglomerado aberto das Híades. Os triângulos em preto representam as estrelas selecionadas para a nossa análise. Os pontos em cinza representam os outros membros do aglomerado. Todos os objetos selecionados fazem parte da amostra de Perryman et al. (1998).

Os espectros das anãs foram adquiridos com o espectrógrafo de alta resolução UVES (R ~ 60.000). Estes dados fazem parte dos programas 70D-0356/A e B, possuem uma cobertura espectral entre 4780 a 6800 Å, com uma lacuna entre 5750 e 5830 devido à estrutura do mosaico do CCD. Para manter a consistência entre os dados das anãs, selecionamos apenas estrelas que foram observadas com a mesma configuração instrumental, isto é, com uma fenda de 0.8 segundos de arco e um comprimento de onda central em 5800 Å obtido com braço vermelho do instrumento. As razões S/R estimadas para as anãs em 6109 Å variam de 150 para os objetos mais frios até 400 para estrelas mais brilhantes. A redução dos dados foi realizada utilizando a versão 2.3 do *pipeline* do UVES, o REFLEX (Freudling et al. 2013), novamente com exceção da correção doppler que foi realizada utilizando o IRAF. Os espectros das anãs não foram normalizados, com exceção da HIP 22566 cuja normalização foi obtida para fins comparativos.

Adiante veremos que a normalização do contínuo foi aplicada localmente para as anãs e gigantes durante o processo de medidas das LEs. Todavia alguns espectros foram normalizados com o intuito de comparar as LEs obtidas automaticamente e manualmente (ver seção 4.4). A estrela HIP 20205 também foi observada com o espectrógrafo UVES para fins de comparação entre os espectros UVES e HARPS.

A Figura 4.2 ilustra uma região de aproximadamente 15 Å dos espectros de uma das gigantes da amostra, a HIP 20205, da anã fria HIP 13976 e da anã quente HIP 22566. Algumas linhas



Figura 4.2: Espectro de três estrelas da amostra das Híades. Destaque para as transições espectrais mais intensas encontradas no espectro da gigante HIP 20205 em preto em relação aos espectros das anãs HIP 18946 em azul e HIP 20566 em vermelho.

fotosféricas também estão identificadas na figura. Nota-se que os espectros possuem excelente qualidade, sendo portanto, bastante apropriados para a análise acurada das abundâncias de Fe I e Fe II. Percebe-se também que as transições espectrais são relativamente mais intensas na estrela gigante e que a estrela quente HIP 22566 apresenta as linhas de menor intensidade. As estrelas quentes são também mais sujeitas à deformação dos perfis espectrais devido às altas taxas de rotação estelar encontradas para  $T_{\text{eff}} \ge 6400 \text{ K}.$ 

Além dos espectros das estrelas das Híades, utilizamos dois espectros representativos do Sol. O primeiro é um espectro de Ganimedes obtido com o espectrógrafo HARPS, que foi observado com a mesma configuração das estrelas gigantes. O segundo é um espectro refletido do Sol obtido com a Lua iluminando uma fenda de 0.3 segundos de arco e utilizando o espectrógrafo UVES. Ambos espectros possuem uma razão sinal-ruído S/R  $\geq$  300.

# 4.3 Seleção das Listas de Linhas

A seleção das listas de linhas aplicadas ao presente trabalho seguiu duas abordagens distintas. Como nosso objetivo principal é analisar estrelas com valores bastante distintos de gravidades superficiais, tais como anãs e gigantes, uma primeira medida foi tentar minimizar possíveis desvios do ETL que afetam diferentemente objetos com uma ampla faixa de gravidades e também com uma ampla faixa de temperaturas efetivas.

Em atmosferas estelares, a hipótese de ETL – equilíbrio termodinâmico local – admite que, para um pequeno volume da camada atmosférica a aproximação de equilíbrio termodinâmico é válida, ou seja, a temperatura e a pressão para os processos físicos presentes nesta camada são constantes. A aproximação de ETL é adequada para ambientes no qual a densidade de partículas é alta e a intensidade do campo de radiação é relativamente fraca, como estrelas de altas gravidades e baixas temperaturas efetivas, como as anãs frias da sequência principal. Por outro lado, em atmosferas mais rarefeitas como as de estrelas gigantes, o livre caminho médio dos fótons (taxa radiativa) domina a taxa de transições colisionais. Neste caso, é necessária uma descrição detalhada dos processos atômicos de excitação e ionização, tal qual descrito pelas equações de equilíbrio estatístico (Não-ETL).

Em estrelas do tipo solar, os cálculos que consideram o não-ETL prevêem pequenos desvios nas abundâncias para estrelas como o Sol, e efeitos maiores para estrelas com maiores temperaturas efetivas e menores gravidades superficiais e metalicidades. Algumas linhas, entretanto, apresentam assinaturas claras dos desvios do ETL em estrelas como o Sol. Este tipo de comportamento, por exemplo, é previsto para algumas linhas de baixo potencial de excitação do Fe I (Shchukina & Trujillo Bueno 2001).

O principal efeito dos desvios do ETL em estrelas de tipo solar é o excesso de ionização de algumas espécies. Em geral, os efeitos de não-ETL para as linhas do Fe I em estrelas do tipo solar são da ordem de  $\approx 0.05$  dex enquanto podem alcançar valores da ordem de  $\approx 0.10$  dex ou mais para estrelas de baixa gravidade e metalicidade. Neste contexto, as linhas de Fe II são menos sensíveis a possíveis desvios do ETL em estrelas de tipo solar (Asplund & García Pérez 2001), sendo adotadas em alguns casos como indicadores mais seguros de metalicidade do que as linhas de Fe I.

Tendo estas informações em mente, nossa primeira lista de linhas foi escolhida de forma a tentar reduzir os possíveis desvios do ETL, ao menos no regime de metalicidade e de gravidades superficiais das anãs e gigantes das Híades.

Mashonkina et al. (2011) avaliaram os desvios do ETL na formação dos dois íons do Fe em estrelas frias de referência, sendo algumas destas com metalicidades comparáveis à das Híades. Neste estudo, os autores concluem que os desvios do ETL são virtualmente desprezíveis para as linhas do Fe II (menores que 0.01 dex) e muito pequenos para as linhas do Fe I para metalicidades ligeiramente maiores que a metalicidade solar, mesmo variando o valor do fator de aumento de colisão de H I ( $S_H$ ) do caso mais forte para o mais fraco de não-ETL.

Desta maneira, selecionamos da lista de Mashonkina et al. (2011) um total de 42 linhas do Fe I e 15 linhas do Fe II, entre transições fracas e moderadamente intensas, e livres de contaminação por estruturas vizinhas sempre que possível. Excluímos 14 linhas da lista original nas quais as LEs medidas para o Sol superaram o valor de 120 mÅ, ou seja, caracterizam transições que estão localizadas na região saturada da curva de crescimento.

Mashonkina et al. (2011) alegaram que as abundâncias de ferro reportadas neste trabalho

podem ter sua acurácia afetada pela qualidade das fontes de *gf* s utilizados. Os valores de *gf* s utilizados por estes autores foram obtidos de cálculos experimentais de diferentes trabalhos (ver tabela 5 de Mashonkina et al. 2011). Para a nossa análise, aperfeiçoamos os *gf* s da lista de Mashonkina et al. (2011) com novas determinações gentilmente fornecidas pela Dra. Maria Bergemann. No anexo C, apresentamos a Tabela C.1 que contém a lista de linhas selecionadas, seus dados atômicos, as LEs e as abundâncias obtidas para o espectro solar de Ganimedes (valores determinados de acordo com o Método#1, ver seção 4.5.4). Doravante, chamaremos este conjunto de linhas como lista MASH.

Uma segunda lista de linhas foi escolhida priorizando a análise das estrelas gigantes. Isto porque é comum que linhas selecionadas no espectro de anãs de tipo solar não sejam representativas do melhor conjunto de transições atômicas para a análise de estrelas gigantes. Como as gigantes possuem transições atômicas mais pronunciadas (ver Fig. 4.2), as linhas fracas e moderadamente intensas selecionadas no Sol apresentaram perfis de moderadamente intensas até saturadas em estrelas gigantes. Além disso, os espectros das gigante frias apresentam maiores contaminações por linhas moleculares como o CN, C2, CH e MgH. Neste sentido, selecionamos um conjunto de 34 linhas do Fe I e 7 linhas do Fe II, que foram otimizadas para a análise de estrelas gigantes, gentilmente cedidas pelo Dr. Martin Asplund. Esta lista de linhas compreende um conjunto de transições bem isoladas e livres de contaminação por estruturas vizinhas, em especial, linhas moleculares. De agora em diante referiremo-nos a este conjunto de linhas como lista ASPL.

Os valores de *gf*'s desta lista foram obtidos de cálculos de laboratório ou semiempíricos presentes na literatura, principalmente dos grupos de Oxford (Blackwell et al. 1995), de Hannover-Kiel (Holweger et al. 1995), O'Brian et al. (1991), Raassen & Uylings (1998), entre alguns outros. As abundâncias de Fe obtidas no ajuste de perfis de linhas com modelos 3D, e utilizando este conjunto de *gf*'s, apresentam um espalhamento em torno de ~0.05 dex. Este valor é consideravelmente inferior ao valor encontrado por Mashonkina et al. (2011) (da ordem de ~0.10 dex), comprovando assim a melhor qualidade dos dados atômicos da lista ASPL em relação à lista MASH. A tabela C.2 do anexo C, apresenta os comprimentos de onda centrais, os dados atômicos, as LEs e as abundâncias obtidas para o espectro solar de Ganimedes (valores determinados de acordo com o Método#1, ver seção 4.5.4) para a lista ASPL.

## 4.4 Determinação das Medidas de LEs

Nesta etapa de análise, novamente, fizemos o uso das LEs para a determinação dos parâmetros atmosféricos e da metalicidade. Para isto, foi necessário adotar uma metodologia para a medida das LEs nas estrelas de nossa amostra. No Capítulo 2, utilizamos o cursor *bplot* para a realização das medidas automáticas das LEs. Esta ferramenta, contudo, não efetua também a normalização dos espectros. Como nosso principal intuito é verificar as limitações da análise clássica, e principalmente quando esta é aplicada para algumas dezenas de estrelas, priorizamos a utilização de um método capaz de realizar simultaneamente as tarefas de normalização dos espectros e medidas de LEs.

Existem alguns códigos na literatura que realizam medidas automatizadas das LEs e aplicam um ajuste de contínuo local ao redor da linha que se deseja aferir, como por exemplo, o DAOSPEC (Stetson & Pancino 2008) e o ARES (Sousa et al. 2007), entre outros. A determinação do contínuo de um dado espectro é uma das principais fontes de incerteza das medidas de LEs. A escolha da melhor curva de contínuo pode ser global, como apresentada na seção 3.3 do Capítulo 3 e utilizada na análise do Capítulo 2; pode ser local, ou seja, a posição do contínuo é ajustada em torno de cada linha que se deseja medir; e pode ainda ser uma combinação de ambas. Dependendo da escolha do código, uma das possibilidades acima é priorizada.

Dentre os códigos disponíveis para realizar as medidas automáticas de LEs na literatura, escolhemos o ARES para execução desta tarefa. O ARES foi escolhido por ser um código bastante utilizado (por exemplo, Santos et al. 2009; Ghezzi et al. 2010b; Ruchti et al. 2013) e por ser um código flexível no que diz respeito ao posicionamento do contínuo ao redor das linhas espectrais.

Basicamente, o ARES aplica um ajuste gaussiano nos perfis das linhas de absorção, ajustando simultaneamente um contínuo local ao redor de uma dada linha de acordo com os parâmetros de entrada fornecidos pelo usuário. A posição do contínuo é determinada iterativamente utilizando um polinômio de segunda ordem e um algoritmo de rejeição de corte em unidades de  $\sigma$ , sendo o parâmetro de rejeição determinado pelo usuário. O código também permite a escolha da resolução espectral das linhas, a magnitude da LE da linha mais fraca e o intervalo em Å para o cálculo de cada linha. Utilizando este código, determinamos as medidas das LEs das linhas de Fe I e Fe II das listas MASH e ASPL para toda a nossa amostra de estrelas das Híades.

Para o nosso conjunto de espectros foram testadas diferentes combinações de valores de entrada até que os melhores perfis de ajustes de LEs fossem encontrados para cada estrela. Estes testes foram aplicados tanto para os espectros UVES quanto para os espectros HARPS. Diferentes valores de parâmetros de entrada foram utilizados para as estrelas de nossa amostra, principalmente para o parâmetro do critério de rejeição do contínuo, que variou de 0.997 até 1,001 dependendo da estrela. Como o ARES permite a visualização do ajuste de cada linha, variamos os parâmetros de entrada até obter os melhores ajustes visuais das LEs para o maior conjunto de linhas. Após esta etapa, as linhas que por ventura não apresentaram bons ajustes foram eliminadas da análise. Também eliminamos todas as linhas com LEs > 120 mÅ e LE < 5 Å de acordo com as razões apresentadas no Capítulo 2, ou seja, para evitar linhas muito intensas que não apresentam perfis gaussianos e linhas muito fracas cuja a significância estatística é próxima do erro na determinação das LEs.

De acordo com Sousa et al. (2007) a resposta das LEs automáticas do IRAF é comparável com as medidas das LEs obtidas utilizando-se a tarefa *splot* do IRAF para espectros do HARPS e do UVES. Repetimos este exercício comparando as LEs automáticas do ARES com a de-

terminação manual das LEs através do *splot* para os espectros da gigante HIP 20205, da anã quente HIP 20566 e do espectro solar obtido com Ganimedes. Para a determinação das LEs com o *splot*, os espectros das três estrelas anteriormente citadas foram normalizados utilizando a tarefa *continuum* do IRAF.

Os objetos acima foram selecionados de acordo com diferentes fins. O espectro de Ganimedes foi escolhido para repetição do mesmo teste apresentado no trabalho de Sousa et al. (2007), porém agora utilizando as nossas listas de linhas. Os demais objetos foram selecionados de forma a povoar o extremo de temperaturas efetivas e de intensidade das linhas de nossa amostra. O espectro da HIP 20205 deve representar um caso limite de determinação da curva do contínuo, haja vista que estrelas gigantes apresentam linhas muito mais intensas que as anãs, o que pode tornar mais raso o posicionamento do contínuo localmente. Por outro lado, o espectro da HIP 20566 foi escolhido para avaliar a capacidade do código de representar bem as medidas das LEs de estrelas quentes, que possuem linhas mais fracas e começam a apresentar efeitos de rotação em seus perfis espectrais.

A Figura 4.3 mostra os resultados da comparação das LEs para o espectros de Ganimedes, para a HIP 20205 e para a HIP 22566. Em geral, existe um bom acordo entre as LEs automáticas obtidas com o ARES e as LEs "manuais" obtidas com *splot*. Notamos ainda da mesma figura que o coeficiente angular do ajuste de LEs entre o ARES e o *splot* está próximo de 1 para todos os casos testados. Para o caso de Ganimedes, o coeficiente angular e o rms são muito próximos aos valores reportados por Sousa et al. (2007) (slope: 1.012 e rms: 1.141), sendo nossos valores ligeiramente maiores provavelmente pelo menor número de linhas de nossas listas, dado que a lista de Sousa et al. (2007) possui algumas centenas de linhas (~300).

As diferenças médias entre as LEs automáticas e as LEs computadas pelo *splot* são de (- $1.37 \pm 1.45$ ) mÅ para o espectro de Ganimedes. Estas diferenças sofrem um pequeno aumento para o caso das demais estrelas testadas, porém ainda dentro de um limite aceitável, com valores médios iguais a ( $2.17 \pm 2.67$ ) mÅ e ( $-2.27 \pm 2.81$ ) mÅ para as estrelas HIP 22566 e HIP 20205, respectivamente.

Percebe-se que o número de linhas apresentado em cada gráfico da Figura 4.3 também variou de estrela para estrela. Isto ocorreu porque, em alguns casos, as LEs medidas automaticamente não apresentaram ajustes visualmente satisfatórios. Todavia, para manter a consistência entre nossas LEs, decidimos realizar a análise com um número menor de linhas para estas estrelas em detrimento de substituir estas LEs por medidas manuais obtidas com o *splot*.

Realizamos também uma última comparação para avaliar a compatibilidade das LEs obtidas com o UVES e com o HARPS. Uma vez que nosso objetivo é comparar a escala de abundâncias entre anãs e gigantes, e que estes objetos foram observados por diferentes espectrógrafos, é desejável estimar a compatibilidade das LEs obtidas com estes dois instrumentos. Com esse intuito, comparamos as LEs da estrela HIP 20205 que foi observada com os dois espectrógrafos. A Figura 4.4 mostra a comparação entre as LEs obtidas com o UVES e o HARPS para este objeto.



Figura 4.3: Comparação das LEs obtidas com o ARES e o *splot* para os espectros de Ganimedes, para a HIP 20205 e para a HIP 22566. A linha vermelha contínua representa o ajuste linear de cada gráfico. Alguns parâmetros do ajuste como o coeficiente angular (slope), o ponto zero e o rms da relação são mostrados na parte superior esquerda de cada diagrama. A relação identidade é representada pela linha preta tracejada.



Figura 4.4: Comparação entre as LEs do HARPS e as LEs do UVES para a HIP 20205. Alguns parâmetros do ajuste como o coeficiente angular (slope), o ponto zero e o rms da relação são mostrados na parte superior esquerda dos gráficos. A relação identidade é representada pela linha preta tracejada.

Do gráfico anterior vemos que as LEs do UVES são sistematicamente maiores do que as LEs do HARPS. Esta constatação em princípio, não compromete o nosso procedimento de análise mas serve de alerta para identificar possíveis diferenças na análise com estes dois instrumentos. As diferenças médias entre as LEs entre o UVES e o HARPS são de  $2.50 \pm 3.23$  mÅ, com mínimo e máximo em -5.21 e 9.58 mÅ, respectivamente. Na média estas diferenças não são alarmantes mas em alguns casos as LEs para uma mesma estrela são bastante distintas. Veremos adiante na seção de resultados que a comparação das abundâncias de Fe I e Fe II obtidas com estes diferentes instrumentos são comparáveis dentro das incertezas de nosso método.

# 4.5 Determinação da Escala de Metalicidade através de Parâmetros Atmosféricos Robustos

Nesta seção apresentamos uma abordagem para a determinação das abundâncias estelares utilizando um conjunto de parâmetros atmosféricos bem estabelecidos através de metodologias de análise distintas da espectroscopia clássica. O principal objetivo desta análise é a obtenção de uma escala de metalicidades robusta entre anãs e gigantes que possa ser utilizada para a comparação com a escala de metalicidades obtida através da espectroscopia clássica.

O método descrito nesta seção será referido adiante como Método#1. Este método utiliza valores previamente estabelecidos de  $T_{\text{eff}}$ , log  $g \in \xi$  para a determinação da razão [Fe/H], variando os parâmetros de entrada dentro de erros conservativos. Neste contexto, a determinação acurada dos parâmetros atmosféricos é fundamental para a obtenção de uma escala confiável de

Tabela 4.2: Temperaturas efetivas interferométricas ( $T_{\text{eff(INT)}}$ ) e suas respectivas incertezas ( $\sigma_{\text{(INT)}}$ ) para as gigantes das Híades. Os valores das temperaturas efetivas de IRFM também são mostrados para fins de comparação. A última coluna da tabela reforça o excelente acordo entre estas duas escalas de temperaturas efetivas.

HIP	$T_{\rm eff(INT)}$	$\sigma_{(\mathrm{INT})}$	$T_{\rm eff(IRFM)}$	$\sigma_{ m IRFM}$	$\Delta T_{\rm eff}$ (IRFM-INT)
20205	4844	47	4854	58	-10
20455	4826	51	4860	44	-34
20889	4827	44	4801	129	-26

[Fe/H] entre anãs e gigantes.

Nas próximas subseções, abordaremos os processos de determinação dos parâmetros  $T_{\text{eff}}$ , log  $g \in \xi$ , e em seguida, apresentaremos uma descrição completa do Método#1 e da determinação da escala de metalicidades entre anãs e gigantes.

#### **4.5.1** A Escala de Temperaturas Efetivas

As temperaturas efetivas foram determinadas segundo diferentes métodos para anãs e gigantes. Para as gigantes, adotamos as determinações fundamentais de  $T_{\text{eff}}$  obtidas a partir dos diâmetros angulares ( $\theta$ ) e do fluxo bolométrico ( $F_{BOL}$ ) das estrelas. Boyajian et al. (2009) mediram os diâmetros angulares das gigantes das Híades utilizando interferometria óptica de linha longa de base. Estes autores também determinaram o fluxo bolométrico utilizando as correções bolométricas de Allende Prieto & Lambert (1999), adotando  $M_{bol,\odot} = 4.74$ . De posse destas informações, as temperaturas efetivas podem ser diretamente calculadas através da relação,

$$F_{BOL} = \frac{1}{4} \theta^2 \sigma T_{\text{eff}}^4, \tag{4.1}$$

onde  $\sigma$  é a constante de Stefan-Boltzman. Os valores das  $T_{\text{eff}}$  interferométricas para as gigantes podem ser contemplados na Tabela 4.2. Estes valores foram utilizados como parâmetros de entrada de  $T_{\text{eff}}$  para as gigantes no Método#1.

Determinações de  $T_{\text{eff}}$  como descritas anteriormente são consideradas como estimativas diretas da temperatura atmosférica da estrela (ver mais detalhes em Böhm-Vitense 1981), pois não dependem de modelos e baseiam-se na definição fundamental de  $T_{\text{eff}}$ . As temperaturas derivadas segundo esta técnica atingem uma acurácia de 1%.

Para as anãs, por outro lado, as medidas de diâmetros angulares estão restritas a uma pequena fração de estrelas e não se encontram disponíveis na literatura para os objetos da nossa amostra. Assim, para as anãs obtivemos as  $T_{\text{eff}}$  a partir de calibrações fotométricas baseadas no método de fluxo do infravermelho (IRFM). O IRFM pode ser considerado um método semidireto de determinação da  $T_{\text{eff}}$ , que também faz uso da Equação (4.1) (Blackwell et al. 1990). Sua principal ideia consiste na utilização do fluxo monocromático do infravermelho, que depende

HIP	(B-V)	(V - J)	(V - H)	(V - K)	$T_{\rm eff}(V-J)$	$T_{\rm eff}(V-H)$	$T_{\rm eff}(V-K)$	$T_{\rm eff}({ m B-V})$	$T_{\rm eff < med >}$	$\sigma_{\mathrm{T}_{\mathrm{med}}}$
13976	0.926	1.647	2.019	2.129	5111	5078	5075	5046	5063	31
16529	0.844	1.506	1.862	1.973	5210	5250	5238	5246	5237	18
18946	1.095	_	_	-	-	_	_	_	4682	-
19098	0.890	1.542	1.925	2.036	5157	5179	5170	5132	5168	20
19148	0.593	1.097	1.318	1.404	5944	5978	5976	5970	5971	16
19781	0.693	1.234	1.534	1.625	5668	5661	5659	5658	5661	4
19793	0.657	1.173	1.451	1.534	5786	5778	5784	5767	5782	9
19934	0.813	1.439	1.764	1.865	5313	5364	5359	5325	5351	25
20130	0.745	1.334	1.620	1.699	5487	5545	5561	5509	5541	34
20146	0.721	1.336	1.598	1.683	5483	5574	5582	5577	5563	47
20899	0.609	1.134	1.368	1.426	5866	5901	5943	5918	5916	32
21112	0.540	1.047	1.208	1.325	6054	6157	6101	6159	6111	50
22422	0.578	1.078	1.287	1.365	5985	6027	6037	6020	6024	23
22566	0.527	0.970	1.214	1.229	6234	6147	6262	6196	6221	50

Tabela 4.3: Índices de cor e temperaturas efetivas fotométricas de uma amostra das anãs das Híades.

do diâmetro angular da estrela, e que, em primeira aproximação, depende principalmente da  $T_{\text{eff}}$  da estrela, e em menor escala, da gravidade superficial, da metalicidade e do comprimento de onda. Por estas razões este método é tido como quase independente de modelos atmosféricos e possui também como seu principal ingrediente as cores no infravermelho, que são menos dependentes da abundância de metais e da gravidade do que cores como B - V, por exemplo (ver Böhm-Vitense 1981). Estudos recentes indicam que as temperaturas efetivas derivadas pelo método do fluxo do infravermelho apresentam uma acurácia próxima de 1% (Casagrande et al. 2014).

Sendo assim, selecionamos as cores  $JHK_s$  do catálogo 2MASS (Skrutskie et al. 2006) e B-V do catálogo Hipparcos (van Leeuwen et al. 1997) para o cálculo das  $T_{eff}$  através do método de IRFM. As  $T_{eff}$  foram obtidas utilizando as calibrações do IRFM de Casagrande et al. (2010) para as cores (V-J), (V-H),  $(V-K_s)$  e (B-V). A temperatura efetiva fotométrica final adotada para cada estrela foi calculada pela média das quatro diferentes temperaturas ponderadas pelo erro de cada calibração, como mostra a Equação (4.2) a seguir:

$$T_{\rm eff < med>} = \frac{\sum_{i=1}^{N} \frac{1}{\sigma_i^2} (T_{\rm eff,i})}{\sum_{i=1}^{N} \frac{1}{\sigma_i^2}},$$
(4.2)

onde N é o número de calibrações utilizadas, uma vez que nem todas as estrelas possuíam os quatro índices de cor, como foi o caso da HIP 18946. As incertezas relativas às calibrações de  $(V - J), (V - H), (V - K_s) \in (B - V)$  são, respectivamente, 42, 33, 25 e 73 K. Este procedimento também foi utilizado para o cálculo das  $T_{\text{eff}}$  via método do IRFM para as gigantes apresentadas na tabela 4.2, para fins de comparação com as temperaturas interferométricas. O acordo entre estas duas escalas de temperatura é excelente.

A Tabela 4.3 mostra as cores obtidas com o 2MASS, as temperaturas efetivas derivadas com as calibrações de Casagrande et al. (2010), a temperatura efetiva média final e sua respectiva

dispersão para cada anã de nossa amostra das Híades. As  $T_{\text{eff}}$  da última coluna da Tabela 4.1 foram utilizadas como parâmetros de entrada para as anãs no Método#1.

As  $T_{\text{eff}}$  das gigantes reportadas no trabalho de Boyajian et al. (2009) possuem uma incerteza em torno de 50 K. Por sua vez, as incertezas combinadas das calibrações fotométricas utilizadas para a determinação da escala de  $T_{\text{eff}}$  das anãs também estão em torno de ~50 K. Baseados nisso, adotamos o valor de 50 K como erro típico das temperaturas efetivas fotométricas de nossa amostra das Híades.

#### 4.5.2 As Gravidades Superficiais

As gravidades superficiais foram determinadas de acordo com a seguinte expressão:

$$\log(g_{\star}/g_{\odot}) = \log(M_{\star}/M_{\odot}) + 4 \, \log(T_{\rm eff \star}/T_{\rm eff \odot}) - \log g(L_{\star}/L_{\odot}), \tag{4.3}$$

onde " $\star$ " representa os parâmetros estelares e " $\odot$ " representa os valores do Sol. As massas das estrelas anãs foram determinadas através de trajetórias evolutivas e são mostradas na Tabela 4.1. Utilizamos as trajetórias de massa de da Silva et al. (2006), que utilizam um método Bayesiano para a determinação dos parâmetros evolutivos estelares como massa, idade, entre outros. Uma interface gráfica deste método está disponível online em http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/param. Para as estrelas gigantes, adotamos um valor de massa igual a 2.48  $M_{\odot}$ , tal qual adotado em Smiljanic (2012). Este autor utilizou uma isócrona de 625 Ma de Girardi et al. (2002) com uma metalicidade igual a +0.13 dex para inferir o valor de massa das estrelas gigantes no *clump* das Híades.

As luminosidades foram obtidas do trabalho de de Bruijne et al. (2001) e as temperaturas efetivas foram determinadas segundo o exposto na subseção 4.5.1. Finalmente, as gravidades superficiais obtidas com a Equação (4.3) foram utilizadas como parâmetros de entrada para o Método#1.

#### 4.5.3 Calibração da Microturbulência

O único parâmetro que não pode ser determinado pelo nosso conhecimento observacional do aglomerado é a velocidade de microturbulência ( $\xi$ ). Isto porque este não é um parâmetro físico real da estrela. Independente das diferentes técnicas que podem ser adotadas para estimar a microturbulência, é importante relembrar que este parâmetro surge de uma limitação da análise clássica (1D) em descrever apropriadamente os campos de velocidades presentes nas fotosferas estelares.

Com consequência, para descrever os movimentos convectivos das atmosferas estelares utilizando modelos em 1D, é necessária a inclusão de um termo adicional no campo de velocidades que leve em conta o alargamento extra observado nas linhas localizadas no regime saturado da curva de crescimento. Na prática, o uso deste termo é essencial para se obter a mesma abundância com linhas de diferentes valores de LEs. Neste tipo de análise, o padrão de abundâncias observado contra a largura equivalente de linhas fracas e moderadamente intensas tem que ser ajustado com um diagrama teórico dado pelos modelos. Com efeito, a melhor correção de microturbulência é obtida impondo a ausência de correlação entre as abundâncias e as larguras equivalentes de um dado conjunto de linhas. Tal metodologia, todavia, depende de um bom conjunto de linhas de perfil fraco e moderadamente intenso, que seja, principalmente, estatisticamente significativo. Em geral, tais características representam um desafio à análise simultânea de anãs e gigantes.

Uma alternativa para tentar solucionar a problemática apresentada acima é fazer uso de modelos de atmosfera em 3D como calibradores da velocidade de microturbulência. Os modelos 3D não necessitam da inclusão de termos como a microturbulência e a macroturbulência para a descrição do campo de velocidades hidrodinâmico. Entretanto, se forem considerados como estimativas mais realistas da descrição da atmosfera estelar, os modelos 3D podem ser utilizados para derivar o valores de microturbulência associados aos perfis de linhas 1D que produzem perfis similares aos produzidos pelos modelos 3D.

Abordagens desta natureza têm sido exploradas na literatura por Steffen et al. (2009, 2013), e são baseadas na comparação de espectros sintéticos utilizando modelos 3D e 1D. A microturbulência é associada ao valor que melhor representa o acordo entre as abundâncias destes dois modelos. Importante ressaltar ainda que, de fato, o melhor valor de  $\xi$  é na verdade uma média de diferentes valores, já que cada linha fornece uma estimativa de  $\xi$  que é válida para aquela linha especificamente, que por sua vez depende da posição onde a linha é formada na atmosfera estelar.

Adotamos os modelos hidrodinâmicos 3D da grade CIFIST<sup>2</sup> que foi computada utilizando o código CO<sup>5</sup>BOLD<sup>3</sup> (Freytag et al. 2012). Os modelos foram selecionados de forma a abranger a mesma faixa de gravidades e temperaturas efetivas da nossa amostra de estrelas das Híades (ver Tabela 4.4). Estes modelos possuem metalicidade solar, uma vez que esta grade não possui modelos computados para estrelas mais ricas em metais que o Sol.

É relevante mencionar que as diferenças entre os modelos 3D e 1D são mais importantes no regime de baixa metalicidade. A intensidade das linhas computadas em 3D e em 1D difere principalmente devido às diferentes estruturas médias atmosféricas e sua não homogeneidade. Para a metalicidade solar ou metalicidades ligeiramente maiores que a solar, a abundância das linhas espectrais gera um aquecimento radiativo das camadas opticamente finas, e, como resultado, a temperatura média da camada é próxima da temperatura de equilíbrio radiativo. Por esta razão, as diferenças entre os modelos 3D e 1D para tais metalicidades devem ser relativamente pequenas. O efeito oposto ocorre no regime de baixas metalicidades, no qual a escassez de linhas implica um acoplamento muito mais fraco entre o campo de radiação e o gás. Como consequência, o resfriamento da expansão quasiadiabática do material em ascensão domina o

<sup>&</sup>lt;sup>2</sup>Grade estendida de modelos com respeito ao trabalho de Ludwig et al. (2009).

<sup>&</sup>lt;sup>3</sup>http://www.astro.uu.se/bf/co5bold main.html

Estrela	Modelo 3D	$T_{\rm eff}~{ m K}$	log g dex	$\langle \xi  angle$
Gigante	t45g25mm00n01	4500	2.5	0.89
Gigante	t50g25mm00n01	5000	2.5	1.40
Subgigante	t46g32mm00n01	4600	3.2	0.84
Subgigante	t50g35mm00n01	5000	3.5	0.90
Subgigante	t55g35mm00n01	5500	3.5	1.13
Subgigante	t59g35mm00n01	5900	3.5	1.27
Anã	t45g45mm00n01	4500	4.5	0.71
Anã	t50g45mm00n01	5000	4.5	0.85
Anã	t55g45mm00n01	5500	4.5	0.87
Anã	t59g45mm00n01	5900	4.5	0.95
Anã	t63g45mm00n01	6300	4.5	1.02
Anã	t65g45mm00n01	6500	4.5	1.10

Tabela 4.4: Seleção de modelos 3D e microturbulências estimadas pela comparação entre os modelos 3D e 1D para as estrelas da amostra Híades. Os modelos 3D foram calculados para a metalicidade solar. Ver texto para mais detalhes.

aquecimento radiativo, o que resulta em temperaturas médias abaixo dos valores estimados de equilíbrio radiativo (Asplund et al. 1999).

Além dos modelos 3D, também foram computados modelos em 1D com o código LHD (ver detalhes em Caffau & Ludwig 2007). Este código assume um modelo hidrodinâmico de 1D, plano-paralelo e possui os mesmos ingredientes básicos das simulações em 3D, como esquema de opacidades e a equação de estado. O transporte de energia é descrito pela teoria de comprimento de mistura. Os modelos produzidos pelo LHD são diferencialmente comparáveis aos modelos 3D do CO<sup>5</sup>BOLD, o que representa uma vantagem deste modelo em relação a outros modelos de atmosferas em 1D.

A Tabela 4.4 apresenta os modelos atmosféricos 3D e os parâmetros estelares ( $T_{\text{eff}} e \log g$ ) utilizados para o cálculo destes modelos para 2 gigantes, 4 subgigantes e 6 anãs representativas da nossa amostra das Híades. Embora este aglomerado não apresente subgigantes observadas, utilizamos isócronas das Híades para estimar os valores de  $T_{\text{eff}}$  e log *g* representativos das possíveis subgigantes deste sistema.

De posse dos modelos de atmosferas, espectros sintéticos foram gerados a partir de uma lista de linhas contendo 33 transições atômicas de Fe I, selecionadas por serem adequadas para a análise em estrelas gigantes. Esta lista foi basicamente composta pela lista ASPL que também possui melhores estimativas de *gf*s. Assim, LEs em 1D e 3D foram produzidas para esta lista

de linhas a partir dos modelos de atmosferas computados com o CO<sup>5</sup>BOLD e o código LHD.

Nossa análise é baseada no método 3a proposto por Steffen et al. (2013). A seguir apresentamos uma descrição deste método. Primeiramente, para cada linha, computamos a LE produzida pelo modelo 3D, daqui em diante referida como LE<sub>3D</sub>. Em seguida, computamos as LEs para as mesmas linhas através da curva de crescimento utilizando o modelo 1D de referência (LE<sub>1D</sub>). A LE em 1D é função de  $\xi$  e de uma correção de abundâncias ( $\Delta \log \epsilon$ ). Esta correção impõe que LE<sub>3Di</sub> = LE<sub>1Di</sub> para uma dada linha *i* e para um dado valor de  $\xi$ . Em outras palavras, esta correção de abundâncias corresponde à diferença da abundância computada no modelo 1D ajustando a LE da linha computada em 3D, sob a hipótese de que a verdadeira abundância é dada pela síntese espectral em 3D. Assim, temos que LE<sub>1D</sub>( $\Delta \log \epsilon$ ,  $\xi_{mic}$ ).

Computamos as  $LE_{1D}$  para uma grade de microturbulências entre 0-2 km s<sup>-1</sup> com intervalos de 0.1 km s<sup>-1</sup>. A única exceção foi uma das gigantes, com temperatura igual a 5000 K, onde a grade foi computada de 0-3 km/s com passos de 0.15 km s<sup>-1</sup>. A grade foi alterada para esta gigante de forma a ampliar o intervalo de microturbulências para este objeto, uma vez que alguns autores reportam valores maiores que 2 km s<sup>-1</sup> para  $\xi$  em estrelas gigantes (Koch & McWilliam 2014; Morel et al. 2014), e evitar a necessidade de extrapolações, se necessário.

Desta forma, para cada valor de  $\xi$  dentro da grade, calculamos a diferença mínima entre a LE<sub>1D</sub> e a LE<sub>3D</sub> para cada linha e, assim, obtivemos a correção de abundâncias  $\Delta \log \epsilon$ . Estas correções são então representadas em um esquema gráfico em função da LE<sub>3D</sub>, como mostra a parte superior da Figura 4.5. Neste gráfico, a linha vermelha representa o ajuste linear sobre os pontos. Este gráfico é também representativo da definição clássica de microturbulência. Nesta figura, utilizamos apenas LEs menores ou iguais a 120 mÅ com o objetivo de excluir de nossa análise transições espectrais muito intensas e tornar a calibração da microturbulência compatível com nossa análise de abundâncias.

O próximo passo foi obter o coeficiente angular de cada regressão linear aplicada neste tipo de diagrama para cada valor de microturbulência. Estes coeficientes foram representados graficamente em função de seus respectivos valores de microturbulência. Um ajuste polinomial foi feito sobre os pontos da Figura 4.5 e o melhor valor de microturbulência foi determinado pelo ponto da curva onde o coeficiente angular é aproximadamente nulo. O procedimento descrito anteriormente foi repetido para todos os modelos listados na Tabela 4.4 e para as respectivas grades de microturbulência, e assim, derivamos os valores de microturbulência que são apresentados na última coluna desta mesma tabela.

Utilizando os dados fornecidos na Tabela 4.4, optamos por buscar por uma relação empírica da microturbulência em função da temperatura efetiva e da gravidade superficial de nossas estrelas. Tal relação irá nos auxiliar na obtenção das melhores aproximações de  $\xi$  para os valores de  $T_{\text{eff}}$  e log *g* determinados nas subseções 4.5.1 e 4.5.2. Foram testados polinômios de grau um, dois e três e escolhemos a relação que apresentou a melhor desempenho em termos estatísticos. Para isto, avaliamos quantidades como o coeficiente de correlação (*R*), o desvio padrão da relação ( $\sigma$ ) e a probabilidade do termo não ser estatisticamente significativo (Pr > |t|).



Figura 4.5: *Em cima*: Correção das abundâncias  $\Delta \log \epsilon_i$  em função da  $LE_{3D}$  em mÅ. No gráfico a linha vermelha representa o ajuste linear que possui um coeficiente angular de -0.0558. Cada ponto do gráfico corresponde à diferença numérica entre as  $LE_{1D}$  e a  $LE_{3D}$  para cada linha. *Embaixo*: Coeficiente angular em função de seus respectivos valores de microturbulência. A linha preta contínua representa a interpolação linear aplicada sobre os pontos. O melhor valor de microturbulência é atribuído ao ponto que possui coeficiente angular mais próximo de zero.



Figura 4.6: Resíduos da calibração de microturbulência em função da microturbulência calibrada dos modelos 3D. A linha vermelha contínua representa o resíduo médio, a linha azul tracejada e a linha preta pontilhada representam os limites a  $1\sigma e 2\sigma$  deste resíduo, respectivamente. Apesar dos poucos pontos, não existem grandes estruturas ou tendências nos resíduos.

Em analogia ao processo aplicado no Capítulo 3, também analisamos modelos reduzidos. Estes modelos foram calculados a partir dos modelos completos porém removendo todos os termos que apresentavam altos valores de Pr > |t|. O melhor ajuste foi encontrado para um polinômio quadrático de termos cruzados do tipo:

$$\xi (\text{km s}^{-1}) = -3.47 + 1.476 \times 10^{-3} \times \text{T}_{\text{eff}}$$
  
-2.911 × 10<sup>-4</sup> × (log g × T<sub>eff</sub>) + 1.705 × 10<sup>-1</sup> × log g<sup>2</sup>. (4.4)

A relação multiparamétrica acima também apresentou os menores resíduos em função dos valores observados. Apesar dos poucos pontos presentes na calibração, estes resíduos também não apresentam grandes tendências, como mostra a Figura 4.6. Todos os termos da relação anterior possuem valores de Pr > |t| menores que 0.0005, o que indica a alta significância estatística destes termos. A relação apresentada possui um coeficiente de correlação igual a R = 0.956 e um  $\sigma$  equivalente a 0.048 km s<sup>-1</sup>. Entretanto, para a incerteza média de nossos valores de  $\xi$  adotamos o valor mais conservativo de 0.10 km s<sup>-1</sup> devido ao número reduzido de estrelas utilizado em nossa calibração.

Embora outras calibrações na literatura (por exemplo, Edvardsson et al. 1993; Feltzing & Gustafsson 1998; Bruntt et al. 2012) tenham considerado um número maior de estrelas no estabelecimento de tais relações, suas predições de microturbulência são principalmente baseadas em análises espectroscópicas que utilizam modelos em 1D. Enfatizamos aqui que a calibração apresentada foi inteiramente obtida tendo modelos 3D como referência, o que faz desta uma abordagem inovadora na literatura.

Os resultados obtidos na Tabela 4.4 são consistentes com os resultados apresentados por

Steffen et al. (2013), sendo as diferenças médias encontradas de -0.02 km s<sup>-1</sup> com mínimo e máximo de -0.14 e 0.03 km s<sup>-1</sup>, respectivamente. As metodologias aplicadas, contudo, são ligeiramente diferentes. O método aqui apresentado, que é equivalente ao método 3a de Steffen et al. (2013), no qual a melhor solução de microturbulência corresponde ao valor de  $\xi$  cujo coeficiente angular que foi obtido do gráfico da correção de abundâncias contra a largura equivalente 3D é próximo de zero ou nulo. Por outro lado, o método mais recomendado por Steffen et al. (2013) é o método 3b, que em poucas palavras, é idêntico ao método 3a, porém obtém a microturbulência através da na minimização do desvio padrão da correção de abundâncias, ou seja, valor mínimo do  $\sigma$  de  $\Delta \log \epsilon$ . Steffen et al. (2013) argumentam que o método 3a é mais suscetível a inomogeneidades da amostra de lista de linhas. Todavia, decidimos utilizar o método 3a pois este melhor se aproxima das análises de microturbulência encontradas na literatura, permitindo assim uma melhor comparação com os estudos espectroscópicos clássicos.

Notamos ainda que existe uma tendência do aumento dos valores de  $\xi$  em direção a altas temperaturas e talvez para baixas gravidades. Não obstante, o limitado número de estrelas testadas em nossa análise não nos permite fornecer mais do que uma ideia especulativa do comportamento da microturbulência no diagrama HR.

É importante ressaltar ainda que, apesar da abordagem interessante e inovadora de calibrar o parâmetro  $\xi$  através da correspondência entre modelos 3D e 1D, este método possui dependência com a resolução numérica das simulações em 3D. O aumento da resolução espacial pode aumentar significativamente o valor de  $\xi$  e, atualmente, não existe um consenso na literatura que estabeleça um valor para a melhor resolução numérica que apresente boa convergência para os resultados de microturbulência (Steffen et al. 2013). Neste sentido, seria interessante ampliar o tamanho da amostra de estrelas com modelos 3D calculados e avaliar também o comportamento de diferentes calibrações de microturbulência em função da resolução numérica das simulações.

Os valores de microturbulência obtidos com a Equação (4.4) foram adotados como referência para os parâmetros de entrada das estrelas de nossa amostra das Híades. Estes valores completam o conjunto de parâmetros atmosféricos robustos ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $\xi$ ) necessários para a determinação da escala de metalicidade das estrelas das Híades através do Método#1.

#### 4.5.4 O Método#1

O método apresentado nesta subseção tem por objetivo determinar as abundâncias de Fe I e Fe II a partir de parâmetros atmosféricos bem estabelecidos, pré-determinados por outras técnicas (como visto nas subseções 4.5.1, 4.5.2 e 4.5.3).

A metodologia de análise utiliza os modelos atmosféricos em 1D-ETL computados com o ATLAS9 (Kurucz 1993) e adotando a distribuição de opacidades ODFNEW de Castelli & Kurucz (2004), tal qual apresentados no *pipeline* do Capítulo 2. Todos os modelos foram calculados para a escala de metalicidades das Híades (adotando uma escala de abundâncias de [Fe/H]=+0.13 dex). O parâmetro de comprimento de mistura adotado foi de 1.25 e nenhum *overshooting*<sup>4</sup> foi considerado para ambas anãs e gigantes. Isto porque, alguns estudos na literatura (e.g. Schuler et al. 2010) não reportam diferenças significativas entre as abundâncias computadas com e sem o uso da aproximação de *overshooting* nestes modelos. As abundâncias de Fe I e Fe II foram obtidas utilizando o pacote WIDTH (Kurucz 1993), sob algumas modificações na disposição dos parâmetros de entrada, para facilitar o manuseio dos arquivos.

Para um dado conjunto de parâmetros de entrada ( $T_{\text{eff}}$ , log  $g \in \xi$ ) de uma dada estrela, calculamos todos os modelos atmosféricos obtidos pelas combinações dos parâmetros de entrada, dentro de seus respectivos erros conservativos a saber, 50 K para  $T_{\text{eff}}$ , 0.10 dex para log  $g \in$ 0.10 km s<sup>-1</sup> para  $\xi$ . Estes erros foram adotados como "conservadores" por caracterizarem erros típicos da análise espectroscópica clássica. Deste modo, calculamos uma grade extensa de modelos atmosféricos nos quais variamos a  $T_{\text{eff}}$  dentro de ±50 K com passos de ±10 K, log g dentro de ±0.10 dex com passos de 0.05 dex e  $\xi$  dentro de ±0.10 km s<sup>-1</sup> com passos de 0.05 km s<sup>-1</sup>. Outros passos mais finos foram testados, porém sem grandes diferenças nos resultados finais adotados.

De posse destes modelos, calculamos todas as soluções de abundâncias de Fe I e Fe II. Um corte em  $2\sigma$  foi aplicado nas abundâncias de Fe I e Fe II para eliminar linhas classificadas como *outliers* da metalicidade média. Em seguida, o melhor conjunto de parâmetros é determinado pelo par no plano 3D  $T_{\text{eff}}$ -log g- $\xi$  que fornece o melhor acordo entre as abundâncias de Fe I e Fe II e Fe II e apresenta as menores dispersões em torno das abundâncias médias.

O conjunto final de parâmetros atmosféricos adotados para as anãs e gigantes obtidos de acordo com o Método#1 é mostrado na Tabela 4.4 para as listas MASH e ASPL. Existe um bom acordo entre a metalicidade das anãs e gigantes segundo o Método#1. Notamos que a lista MASH produz valores de metalicidade que são 0.04-0.06 dex maiores que a lista ASPL. É importante recapitular, porém, que estas diferenças estão dentro dos erros internos da análise. Além disso, salvo em estudos onde se aplica uma análise diferencial linha a linha, a precisão da metodologia de determinação das abundâncias dificilmente alcança erros menores que 0.05 dex.

De acordo com a Tabela 4.4, é possível perceber que as dispersões internas das abundâncias entre as listas de linhas são comparáveis dentro do conjunto de estrelas analisadas pelo Método#1, com valores médios de 0.08 dex para a lista MASH e 0.07 dex para a lista ASPL. Desta forma, atribuímos o valor de 0.08 dex como erro médio típico das abundâncias de Fe derivadas com Método#1.

<sup>&</sup>lt;sup>4</sup>A aproximação de *overshooting* consiste de uma modificação da teoria de comprimento de mistura que pode ser utilizada ou não pelo ATLAS9. Esta aproximação admite que o centro de uma bolha de convecção pára no topo da zona convectiva de forma que ocorre a existência de um fluxo convectivo (do tamanho do raio da bolha) acima desta região. Desta forma, o fluxo convectivo é computado de maneira tradicional de acordo com a teoria de comprimento de mistura e, em seguida, é suavizado ao longo de um diâmetro de bolha.

	MASH										ASH	۲L		
HIP	$T_{\rm eff}$	$\log g$	ξ	$\log \epsilon_{\rm FeI}$	N(FeI)	log <i>e</i> <sub>FeII</sub>	N(FeII)	$T_{\rm eff}$	$\log g$	ξ	$\log \epsilon_{\rm FeI}$	N(FeI)	log <i>e</i> <sub>FeII</sub>	N(FeII)
20205	4874	2.61	1.30	7.62±0.10	22	7.62±0.09	11	4884	2.61	1.30	7.59±0.06	20	7.59±0.06	7
20455	4876	2.59	1.30	$7.59 \pm 0.10$	22	7.62±0.09	11	4876	2.59	1.35	$7.56 \pm 0.07$	20	$7.56 \pm 0.06$	7
20889	4817	2.65	1.35	$7.70 \pm 0.09$	18	7.70±0.10	10	4827	2.60	1.35	$7.63 \pm 0.08$	18	7.63±0.06	6
média				7.64±0.06		7.65±0.05					7.59±0.04		7.59±0.04	
HIP	T <sub>eff</sub>	$\log g$	ξ	$\log \epsilon_{\mathrm{FeI}}$	N(FeI)	$\log \epsilon_{\text{FeII}}$	N(FeII)	$T_{\rm eff}$	$\log g$	ξ	$\log \epsilon_{\mathrm{FeI}}$	N(FeI)	$\log \epsilon_{\text{FeII}}$	N(FeII)
18946	4661	4.54	0.75	7.63±0.09	21	7.63±0.11	6	4691	4.64	0.70	7.56±0.09	17	7.56±0.21	5
13976	5023	4.51	0.85	$7.69 \pm 0.07$	22	7.69±0.11	8	5013	4.61	0.80	$7.64 \pm 0.08$	22	$7.64 \pm 0.08$	5
19098	5178	4.59	0.85	$7.62 \pm 0.09$	22	$7.62 \pm 0.06$	9	5138	4.54	0.80	7.63±0.09	24	7.63±0.06	7
16529	5237	4.51	0.80	7.64±0.10	22	$7.64 \pm 0.08$	10	5207	4.51	0.85	$7.62 \pm 0.08$	22	$7.62 \pm 0.05$	6
19934	5361	4.57	0.90	$7.64 \pm 0.06$	23	$7.64 \pm 0.06$	9	5341	4.57	0.85	$7.62 \pm 0.08$	27	$7.62 \pm 0.04$	6
20130	5531	4.45	0.95	$7.66 \pm 0.09$	28	$7.66 \pm 0.07$	10	5511	4.55	0.90	$7.62 \pm 0.06$	26	$7.62 \pm 0.07$	7
20146	5593	4.38	0.95	$7.69 \pm 0.07$	26	$7.69 \pm 0.08$	10	5553	4.43	0.95	$7.62 \pm 0.07$	28	$7.62 \pm 0.04$	7
19781	5641	4.35	0.85	$7.69 \pm 0.09$	30	$7.69 \pm 0.08$	10	5621	4.40	0.90	$7.60 \pm 0.06$	27	$7.60 \pm 0.05$	7
19793	5831	4.31	1.00	7.73±0.08	30	7.73±0.09	10	5781	4.41	0.95	$7.64 \pm 0.08$	28	$7.64 \pm 0.05$	7
20899	5916	4.31	0.90	$7.66 \pm 0.06$	26	$7.66 \pm 0.08$	10	5886	4.31	0.95	$7.61 \pm 0.08$	27	7.61±0.04	8
19148	6021	4.37	1.00	$7.61 \pm 0.06$	28	7.61±0.09	10	5991	4.42	0.90	$7.62 \pm 0.07$	28	$7.62 \pm 0.04$	7
22422	6074	4.34	1.05	$7.66 \pm 0.09$	32	$7.66 \pm 0.08$	10	6004	4.34	1.00	$7.63 \pm 0.06$	30	7.63±0.01	6
21112	6161	4.36	1.10	$7.60 \pm 0.09$	30	$7.63 \pm 0.04$	8	6161	4.26	1.05	$7.60 \pm 0.06$	29	$7.60 \pm 0.03$	7
22566	6251	4.30	1.10	$7.69 \pm 0.08$	27	7.69±0.09	9	6211	4.30	1.10	7.67±0.08	26	7.67±0.07	6
média				7.66±0.04		7.66±0.03					7.62±0.02		7.62±0.02	

Tabela 4.5: Parâmetros atmosféricos e metalicidades para as anãs e gigantes das Híades de acordo com o Método#1. O lado esquerdo da tabela apresenta os resultados para a lista MASH e o lado direito da tabela apresenta os resultados para a lista ASPL.

## 4.6 Análise Espectroscópica Clássica: O Método#2

Para verificar se as diferenças encontradas na escala de metalicidades de anãs e gigantes são produzidas pelos efeitos sistemáticos do mecanismo de análise, realizamos nesta seção uma análise clássica baseada no equilíbrio de ionização e excitação das linhas de Fe I e Fe II, que será referida doravante como Método#2. Este tipo de técnica é amplamente utilizada na análise de abundâncias de estrelas de tipo FGK. O objetivo principal desta etapa é avaliar se as escalas de metalicidades de anãs e gigantes podem ser também compatibilizadas através deste tipo de análise.

O Método#2 apresentado nesta seção é bastante semelhante à análise espectroscópica apresentada no Capítulo 2. Recapitulando, as temperaturas efetivas foram determinadas forçando as abundâncias das linhas de Fe I, A(FeI), a não apresentar tendências contra os seus respectivos potencias de excitação. De maneira similar, a velocidade de microturbulência é determinada forçando as linhas de Fe I a produzir valores de abundâncias independentes de suas respectivas LEs (preferencialmente as LEs reduzidas, ou seja, LE/ $\lambda$ ). Após satisfeito o equilíbrio de excitação, as gravidades superficiais são determinadas forçando as linhas de Fe I e de Fe II a produzir os mesmos valores de abundância, contemplando assim o equilíbrio de ionização. Os três critérios apresentados são iterados até a convergência, que deve ser realizada de maneira autoconsistente para que a solução final apresente pouca ou nenhuma dependência com os parâmetros de entrada ou o caminho da iteração. A metalicidade é obtida como um subproduto deste método.

Por razões de consistência, utilizamos os mesmos modelos atmosféricos adotados no Método#1, ou seja, os modelos 1D-ETL, plano-paralelos da grade ATLAS+ODFNEW. Também utilizamos o pacote WIDTH para o cálculo das abundâncias de Fe I e Fe II, sob as mesmas modificações anteriores para facilitar o manuseio dos parâmetros de entrada. Para que o processo fosse realizado de maneira automática, foram desenvolvidos uma série de códigos em IDL e FORTRAN, que compõem o pacote de espectroscopia do Método#2. Estes códigos realizam o cálculo das otimizações dos parâmetros espectroscópicos, de acordo com os critérios apresentados anteriormente.

Basicamente, o pacote de espectroscopia funciona da seguinte forma. Primeiramente o programa calcula um modelo de atmosferas de acordo com os parâmetros  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ , [Fe/H] e  $\xi$ fornecidos pelo usuário. Em seguida, o código computa as abundâncias químicas e elimina todas as linhas que estão fora de uma margem de erro de  $2\sigma$ . Depois disto, o código procede com a otimização dos três critérios espectroscópicos de  $T_{\text{eff}}$ ,  $\xi$  e log g, sempre verificando se a otimização do parâmetro anterior permanece sendo satisfeita. Se o primeiro critério de otimização é satisfeito, o código procede para a determinação do próximo parâmetro. Caso contrário, o código modifica o parâmetro em questão, reintegra as linhas porventura eliminadas e retorna ao cálculo do modelo atmosférico. O conjunto final de parâmetros atmosféricos é obtido quando ocorre a convergência simultânea de todas as etapas descritas anteriormente.

A Figura 4.7 ilustra o resultado gráfico da convergência para a estrela HIP 13796 utilizando o método espectroscópico aplicado com a lista de linhas MASH.



Figura 4.7: Análise espectroscópica da estrela HIP 13976 com a lista MASH. De cima para baixo, os gráficos ilustram os ajustes lineares em vermelho para a determinação da velocidade de microturbulência, da temperatura efetiva e da gravidade superficial. A linha preta pontilhada representa a abundância adotada pelo modelo.

Os erros internos do conjunto final de parâmetros atmosféricos do Método#2 foram determinados de maneira ligeiramente diferente das incertezas internas do *pipeline* apresentado no Capítulo 2. Para a temperatura efetiva, variamos o coeficiente angular do ajuste linear a 1 $\sigma$  do seu próprio erro no diagrama da [Fe/H] contra o potencial de excitação ( $\chi$ ). O erro na temperatura foi então obtido pela diferença numérica entre a nova determinação de temperatura e o valor anteriormente atribuído à estrela. Similarmente, para a microturbulência, modificamos o coeficiente linear dentro de  $1\sigma$  do seu próprio erro no ajuste da [Fe/H] em função da LE reduzida (LE/ $\lambda$ ). Tal qual para a temperatura efetiva, o erro na microturbulência é obtido pela diferença numérica entre o novo valor de microturbulência e o previamente estabelecido. O erro da gravidade superficial foi estimado modificando este parâmetro até que a diferença entre as abundâncias de Fe I e Fe II fosse igual à maior dispersão nas abundâncias dos íons de Fe. Para a metalicidade, adotamos como erro o desvio padrão da distribuição de abundâncias de Fe I.

A Tabela 4.6 apresenta os parâmetros atmosféricos e a escala de metalicidades das anãs e gigantes das Híades obtidas com o Método#2. Para o método espectroscópico, também recuperamos uma escala de metalicidades compatível entre anãs e gigantes. As incertezas internas desta análise, porém, são relativamente maiores que as reportadas no Método#1 para as mesmas listas de linhas. Em média, incertezas internas nas abundâncias são da ordem de 0.10 dex para a lista MASH e de 0.06 dex para a lista ASPL.

As diferenças entre a metalicidade obtida entre as duas listas de linhas também é maior quando aplicamos o Método#2. Estas diferenças se tornam mais significativas para as estrelas gigantes e para a anã mais quente da amostra. Estes resultados representam um teste da qualidade das listas de linhas utilizadas em cada análise. A lista MASH, que foi selecionada no Sol, possui um número maior de transições, o que inevitavelmente reduz o número de linhas de Fe bem isoladas e livres de contaminações vizinhas, principalmente nos espectros das estrelas gigantes. A lista ASPL, por sua vez, foi selecionada de forma a conter apenas transições bem isoladas e menos sujeitas a contaminações, o que naturalmente reduz a quantidade de linhas da análise. Voltaremos a questão da qualidade das listas de linhas mais adiante na seção 4.8.

Apesar dos resultados mais discrepantes para as gigantes e para a anã quente, a diferença média entre os parâmetros obtidos com as listas MASH e ASPL são da ordem ou um pouco maiores que as diferenças obtidas em análises espectroscópicas clássica. Estes valores são da ordem de  $68\pm92$  K para  $T_{\rm eff}$ ,  $0.12\pm0.24$  para  $\log g$ ,  $-0.13\pm0.21$  para  $\xi$  e  $0.09\pm0.08$  dex para [Fe/H]. As dispersões de tais diferenças são relativamente altas devido aos casos mais discrepantes da amostra. Como exemplo destes casos podemos citar a HIP 22566 que possui uma diferença de  $T_{\rm eff}$  de 333 K entre as duas listas de linhas. Além desta, a gigante HIP 20889 apresenta uma diferença de 0.62 dex entre as gravidades obtidas com as listas MASH e ASPL. Esta estrela também apresentou o conjunto de parâmetros atmosféricos com as maiores incertezas internas.

### 4.7 Abundâncias Solares

Com o objetivo de contrastar as metalicidades obtidas anteriormente em função do Sol, apresentamos nesta seção a determinação das abundâncias solares utilizando os espectros de referência do Sol, mencionados na seção (4.2).

Para o cálculo dos valores de abundância solares de referência para os espectros das gigan-

				MASH							ASPL			
HIP	$T_{\rm eff}$	$\log g$	ξ	$\log \epsilon_{\mathrm{FeI}}$	N(FeI)	$\log \epsilon_{\text{FeII}}$	N(FeII)	$T_{\rm eff}$	$\log g$	ξ	$\log \epsilon_{\rm FeI}$	N(FeI)	$\log \epsilon_{\rm FeII}$	N(FeII)
20205	4914±109	2.88±0.07	1.34±0.16	7.62±0.11	25	7.62±0.07	10	4875±23	2.71±0.06	1.43±0.06	7.53±0.07	21	7.52±0.06	7
20455	5010±162	3.03±0.09	$1.15 \pm 0.21$	7.72±0.13	24	$7.72 \pm 0.11$	14	4816±61	$2.55 \pm 0.07$	$1.35 \pm 0.05$	$7.50 \pm 0.06$	19	7.51±0.07	7
20889	4955±229	3.36±0.11	$1.08 \pm 0.23$	7.86±0.16	25	7.86±0.12	12	4833±38	$2.74 \pm 0.08$	$1.41 \pm 0.06$	$7.59 \pm 0.09$	19	$7.59 \pm 0.07$	6
média				7.73±0.12		7.73±0.12					7.54±0.05		7.54±0.04	
HIP	$T_{\rm eff}$	$\log g$	ξ	$\log \epsilon_{\mathrm{FeI}}$	N(FeI)	$\log \epsilon_{\text{FeII}}$	N(FeII)	$T_{\rm eff}$	$\log g$	ξ	$\log \epsilon_{\mathrm{FeI}}$	N(FeI)	$\log \epsilon_{\text{FeII}}$	N(FeII)
18946	4815±141	4.56±0.17	0.91±0.10	$7.50 \pm 0.08$	20	7.49±0.25	10	4813±104	4.78±0.27	$0.54 \pm 0.20$	7.57±0.11	18	7.57±0.34	7
13976	4900±87	4.31±0.09	$0.70 \pm 0.19$	$7.60 \pm 0.07$	20	$7.59 \pm 0.12$	9	4915±42	$4.44 \pm 0.08$	$0.63 \pm 0.17$	$7.58 \pm 0.06$	20	$7.58 \pm 0.08$	5
19098	5120±75	$4.54 \pm 0.06$	$1.00{\pm}0.19$	$7.53 \pm 0.07$	21	$7.53 \pm 0.06$	9	$5025 \pm 62$	4.35±0.06	0.93±0.13	7.51±0.08	25	$7.53 \pm 0.07$	7
16529	5090±86	4.22±0.18	0.83±0.13	$7.55 \pm 0.10$	23	$7.55 \pm 0.11$	11	$5100 \pm 48$	4.30±0.06	$0.83 \pm 0.10$	$7.53 \pm 0.05$	20	$7.53 \pm 0.05$	6
19934	5330±59	$4.57 \pm 0.07$	$0.81 \pm 0.14$	$7.62 \pm 0.05$	21	$7.60 \pm 0.08$	10	$5200 \pm 45$	$4.35 \pm 0.08$	$0.81 \pm 0.11$	$7.52 \pm 0.06$	25	$7.52 \pm 0.08$	7
20130	5590±104	4.73±0.12	$0.98 \pm 0.17$	$7.62 \pm 0.02$	17	7.61±0.04	8	$5505 \pm 40$	$4.56 \pm 0.06$	$1.01 \pm 0.07$	$7.55 \pm 0.05$	25	$7.54 \pm 0.05$	6
20146	$5500 \pm 92$	4.34±0.10	$0.58 \pm 0.12$	$7.68 \pm 0.11$	27	$7.68 \pm 0.12$	11	$5540 \pm 40$	$4.48 \pm 0.05$	$0.96 \pm 0.08$	$7.57 \pm 0.06$	27	$7.58 \pm 0.04$	6
19781	5695±53	$4.63 \pm 0.08$	$0.78 \pm 0.12$	$7.66 \pm 0.03$	17	$7.66 \pm 0.06$	8	5625±41	$4.45 \pm 0.05$	$0.96 \pm 0.07$	$7.56 \pm 0.05$	27	$7.57 \pm 0.03$	6
19793	5790±88	$4.47 \pm 0.05$	$0.80 \pm 0.20$	$7.66 \pm 0.08$	28	$7.65 \pm 0.04$	7	5710±34	$4.32 \pm 0.07$	$1.13 \pm 0.07$	$7.54 \pm 0.05$	26	$7.53 \pm 0.05$	7
20899	5855±105	4.39±0.12	$0.85 \pm 0.17$	$7.62 \pm 0.07$	28	$7.62 \pm 0.05$	8	5885±47	4.43±0.05	$1.09 \pm 0.07$	$7.58 \pm 0.05$	26	$7.58 \pm 0.01$	5
19148	5985±91	$4.46 \pm 0.07$	$0.75 \pm 0.15$	$7.62 \pm 0.09$	30	$7.63 \pm 0.05$	9	5970±50	4.43±0.05	$1.09 \pm 0.07$	$7.55 \pm 0.05$	26	$7.55 \pm 0.02$	6
22422	6029±104	$4.30 \pm 0.08$	$0.57 \pm 0.28$	7.73±0.10	32	7.73±0.10	11	5975±53	$4.40 \pm 0.06$	$0.94 \pm 0.09$	$7.62 \pm 0.06$	30	$7.62 \pm 0.02$	6
21112	6135±113	$4.30 \pm 0.07$	$0.83 \pm 0.24$	7.66±0.13	36	$7.66 \pm 0.07$	11	6095±44	4.31±0.04	1.16±0.09	$7.55 \pm 0.04$	26	$7.55 \pm 0.03$	5
22566	6343±152	4.56±0.11	1.24±0.14	7.69±0.14	33	7.69±0.13	11	6010±59	$4.07 \pm 0.08$	1.16±0.09	$7.55 \pm 0.05$	24	$7.56 \pm 0.08$	6
média				7.62±0.06		7.62±0.07					7.56±0.03		7.56±0.03	

Tabela 4.6: Parâmetros atmosféricos e metalicidades para as anãs e gigantes das Híades de acordo com o Método#2. O lado esquerdo da tabela apresenta os resultados para a lista MASH e o lado direito da tabela apresenta os resultados para a lista ASPL.

tes, utilizamos o espectro HARPS de Ganimedes, que foi observado com a mesma configuração experimental destas estrelas. Analogamente, para as estrelas anãs, utilizamos como referência o espectros solar do UVES. Optamos por adotar dois espectros de referência para evitar quaisquer inconsistências nas abundâncias que pudessem ser fruto das diferentes resoluções espectrais, do perfil instrumental de cada espectrógrafo ou ainda da influência de luz espalhada.

Os valores das abundâncias solares foram calculados para ambas as listas de linhas, MASH e ASPL, para os dois métodos apresentados anteriormente, ou seja, os Métodos #1 e #2. O Método#1, entretanto, foi aplicado de modo ligeiramente diferente do que o apresentado na subseção (4.5.4). Para o Sol, fixamos os valores dos parâmetros atmosféricos em 5777/4.44/0.90, sem modificar estes parâmetros dentro dos erros conservativos adotados no Método#1. Apenas um corte em  $2\sigma$  foi aplicado nas abundâncias finais de Fe I e Fe II para eliminar possíveis *outliers* da distribuição média de metalicidade. Para o Método#2, as abundâncias solares foram computadas segundo o método descrito na seção (4.7), sem nenhuma alteração.

A tabela 4.7 apresenta os valores das abundâncias para o Sol de acordo com os Métodos #1 e #2, para as listas MASH e ASPL. Para o Método#2, os parâmetros atmosféricos encontrados para o Sol são muitos próximos dos valores canônicos adotados como fixos no Método#1. As diferenças médias entre os parâmetros encontrados para o Sol e os valores adotados no Método#1 são de 41 K para  $T_{\text{eff}}$ , com máximo em 52 K e mínimo em 16 K; 0.01 dex para log *g*, com máximo em 0.01 e mínimo em 0.02 dex e 0.09 km s<sup>-1</sup> para  $\xi$ , com máximo em 0.18 km s<sup>-1</sup> e mínimo em 0.01 km s<sup>-1</sup>. Os valores de abundâncias para o Fe I e Fe II obtidos na Tabela 4.7 serão utilizados na determinação da escala de metalicidades das Híades com respeito à metalicidade solar.

Método#1		MASH			ASPL			
Sol	log \epsilon <sub>FeI</sub>	N(FeI)	log <i>e</i> <sub>FeII</sub>	N(FeII)	log e <sub>FeI</sub>	N(FeI)	log <i>e</i> FeII	N(FeII)
UVES	7.46±0.10	36	$7.45 \pm 0.05$	14	$7.45 \pm 0.06$	31	$7.42 \pm 0.02$	5
HARPS	$7.45 \pm 0.07$	37	$7.44 \pm 0.06$	14	$7.45 \pm 0.05$	34	$7.43 \pm 0.02$	7
Método#2		MASH			ASPL			
Sol	log e <sub>FeI</sub>	N(FeI)	log <i>e</i> <sub>FeII</sub>	N(FeII)	log e <sub>FeI</sub>	N(FeI)	log <i>e</i> FeII	N(FeII)
UVES	7.47±0.05	22	7.48±0.08	15	7.41±0.03	25	7.41±0.05	6
HARPS	$7.50 \pm 0.05$	26	$7.49 \pm 0.07$	14	$7.42 \pm 0.05$	33	$7.42 \pm 0.02$	5

Tabela 4.7: Abundâncias solares obtidas com os Métodos #1 e #2, para as listas MASH e ASPL.

Ganimedes								
Lista	$\Delta$ (ARES-SPLOT)(log $\epsilon_{FeI}$ )	$\Delta$ (ARES-SPLOT)(log $\epsilon_{\text{FeII}}$ )						
MASH	0.03	0.04						
ASPL	0.02	0.03						
HIP 20205								
Lista	$\Delta$ (ARES-SPLOT)(log $\epsilon_{FeI}$ )	$\Delta$ (ARES-SPLOT)(log $\epsilon_{\text{FeII}}$ )						
MASH	-0.03	-0.03						
ASPL	-0.03	-0.03						
	HIP 2256	6						
Lista	$\Delta$ (ARES-SPLOT)(log $\epsilon_{FeI}$ )	$\Delta$ (ARES-SPLOT)(log $\epsilon_{\text{FeII}}$ )						
MASH	0.05	0.07						
ASPL	0.04	0.05						

Tabela 4.8: Comparação das abundâncias obtidas com o ARES e o *splot* utilizando o Método#1 para os espectros de Ganimedes, HIP 20205 e HIP 22566. As diferenças são apresentadas para as listas MASH e ASPL.

# 4.8 Resultados

Nesta seção apresentamos os principais resultados da comparação entre a escala de metalicidades e temperaturas efetivas encontradas para as anãs e gigantes das Híades. Antes de avaliar os resultados obtidos com os Métodos #1 e #2, é importante avaliar a magnitude das possíveis influências do nosso procedimento de análise na determinação da metalicidade deste aglomerado.

O primeiro elemento da análise que deve ser investigado é a metodologia de determinação das LEs. Neste trabalho utilizamos um procedimento automático de LEs, obtidas com o código ARES. Porém, é interessante avaliar numericamente o efeito na escala de abundâncias químicas quando determinamos a LE das linhas de Fe I e Fe II segundo um outro método. A Tabela 4.8 apresenta a diferença entre as abundâncias das linhas de Fe I e Fe II obtidas com o ARES e o *splot*. Este teste foi realizado utilizando-se o Método#1 e as listas de linhas MASH e ASPL para os espectros do Sol (Ganimedes), da HIP 20205 e da HIP 22566.

Este teste corrobora os dados da Figura 4.3 mostrando que as abundâncias obtidas com as LEs computadas com o ARES e o *splot* estão em bom acordo para os três casos testados. De fato as diferenças são relativamente maiores para a estrela HIP 22566, porém estão ainda dentro das incertezas médias obtidas para o Método#1 e da precisão média encontrada em análises de abundância absolutas, ou seja, que não consideram o método diferencial.

As maiores diferenças encontradas para a HIP 22566 são um resultado de certa forma esperado. Esta estrela apresentou o pior acordo entre as LEs automáticas e as LE manuais. Além disso, por se tratar de um objeto mais quente, o uso de uma gaussiana para a descrição do perfil das linhas começa a deixar de ser uma boa aproximação, já que estas estrelas podem apresentar os seus perfis mais alargados devido às altas taxas de rotação estelar encontradas nestes objetos. Por estas razões, o uso de métodos automáticos para a determinação das LEs de estrelas quentes deve ser utilizado com cautela. Todavia, os resultados deste teste reforçam que o uso do método automático na determinação das LEs não compromete significativamente os valores finais das abundâncias.

Um segundo teste foi realizado com o intuito de avaliar a concordância entre as abundâncias obtidas com os diferentes instrumentos adotados neste trabalho. Para tanto, utilizamos espectros UVES e HARPS obtidos para a estrela gigante HIP 20205. Para avaliar a diferença produzida na escala de metalicidade utilizando estes dois espectros utilizamos novamente o Método#1. As diferenças entre as abundâncias de Fe computadas entre os espectros UVES e HARPS são de 0.03 dex para a lista ASPL e de 0.05 dex para a lista MASH. As diferenças são relativamente maiores quando fazemos uso da lista MASH, porém tais diferenças encontram-se dentro das incertezas internas do método aplicado. Desta forma, a utilização de diferentes instrumentos na comparação das abundâncias entre anãs e gigantes não parece influenciar de forma significativa os nossos resultados.

#### 4.8.1 Comparação entre as Listas de Linhas MASH e ASPL

Agora, avaliaremos o uso das diferentes listas de linhas deste trabalho. O uso de diferentes listas de linhas na análise de anãs e gigantes já foi reportado anteriormente na literatura como uma das possíveis causas do desacordo nas metalicidades de anãs e gigantes em aglomerados (ver Santos et al. 2009, 2012). Nestes trabalhos, porém, apenas uma escala de temperaturas efetivas foi avaliada, a saber a escala espectroscópica. Em nossa análise, foi feita uma comparação da escala espectroscópica (Método#2) com uma escala de temperaturas de IRFM e interferométrica (Método#1), para desta forma, avaliar alguns pontos particulares das diferentes listas de linhas testadas neste trabalho.

Quando consideramos as análises realizadas com a lista MASH, encontramos um melhor acordo entre a metalicidade das anãs e gigantes quando utilizamos o Método#1 do que quando aplicamos o Método#2. A diferença entre a metalicidade das anãs e gigantes segundo o Método-#1 é de 0.02 dex ao passo que esta mesma diferença aumenta para 0.11 dex quando aplicamos o Método#2. Grande parte das diferenças encontradas para o Método#2 usando a lista MASH se deve à análise espectroscópica das gigantes. Ao inspecionar a Tabela 4.6 notamos que as incertezas associadas aos parâmetros atmosféricos para as gigantes são maiores que as incertezas associadas à maioria das anãs, principalmente com respeito a temperatura efetiva e a velocidade de microturbulência. As maiores incertezas associadas à análise espectroscópica das gigantes utilizando a lista MASH não são fruto da limitação do método ao trabalhar com um número reduzido de linhas, 25 linhas de Fe I e 12 linhas de Fe II. Isto porque, para a lista ASPL, os resultados da análise espectroscópica apresentaram valores com uma dispersão interna bastante inferior e utilizando um número ainda menor de linhas (em torno de 19 linhas de Fe I e 7 linhas de Fe II).

O comportamento acima descrito reflete uma característica intrínseca da lista MASH. Este conjunto de linhas foi selecionado no espectro do Sol, e, por esta razão, é mais sujeito a conter linhas potencialmente mescladas e afetadas por contaminações de transições vizinhas nos espectros de estrelas gigantes. Por outro lado, quando avaliamos a escala de metalicidade das estrelas gigantes produzida utilizando o Método#2 e a lista ASPL, as dispersões internas das abundâncias são relativamente menores. Este resultado indica que o uso de poucas transições, porém cuidadosamente selecionadas para evitar contaminações por outros elementos que não o Fe, é fundamental para a determinação acurada da temperatura efetiva e da metalicidade nas estrelas gigantes via o método espectroscópico.

Os novos valores de gfs utilizados na lista MASH reduziram em parte a dispersão média encontrada para a metalicidade utilizando esta lista. É importante relembrar que alguns destes valores de gfs foram substituídos por novas determinações testadas pela Dra Maria Bergemann. Este novo conjunto de linhas produz abundâncias de Fe I com uma dispersão média entre 0.08-0.10 dex. Estes valores são virtualmente idênticos aos erros estatísticos das abundâncias do Sol reportados por Mashonkina et al. (2011), que estão entre 0.09-0.11 dex. Talvez o uso de poucas linhas em nossa análise não seja suficiente o bastante para reduzir os erros estatísticos internos mesmo aprimorando o conjunto de gfs utilizados. De fato, a lista ASPL, que apresenta uma melhor consistência interna entre a metalicidade das anãs e gigantes, possui uma dispersão interna média das abundâncias de Fe I e Fe II de 0.07 dex.

Além disso, a lista ASPL apresentou um melhor desempenho para ambos os métodos testados. O acordo entre a metalicidade média das anãs e gigantes para esta lista está dentro de 0.03 dex utilizando o Método#1 e de 0.02 dex utilizando o Método#2. Estes resultados refletem a boa consistência interna desta lista, sendo esta preferencialmente recomendada para análises homogêneas de anãs e gigantes. Novamente, a razão para esta boa consistência parece estar relacionada com a seleção de linhas isoladas, que são igualmente adequadas para a análise de anãs e gigantes.

#### 4.8.2 Comparação entre os Métodos #1 e #2

Nesta seção comparamos o desempenho dos Métodos #1 e #2 para as duas listas de linhas. Nosso objetivo agora é avaliar mais detalhadamente os efeitos sistemáticos de cada método. A Figura 4.8 apresenta uma comparação entre a diferença dos parâmetros atmosféricos obtidos pelos Métodos #1 e #2 em função dos parâmetros obtidos pelo método #1. Nosso intuito é verificar se existe alguma tendência significativa nos coeficientes dos ajustes lineares aplicados a cada gráfico, o que indica que os parâmetros atmosféricos determinados pelos dois métodos são significativamente diferentes. Em caso de tendências significativas, a razão entre a incerteza do coeficiente e o próprio coeficiente deve ser menor que 0.5, ou seja,  $x > 2\sigma_x$ .

De acordo com os gráficos apresentados na Figura 4.8, apenas a gravidade superficial é significativamente diferente quando determinada pelos Métodos#1 e #2, e este comportamento só é notado quando utilizamos a lista MASH (ver segundo diagrama da esquerda para a direita da Figura 4.8). As gravidades determinadas com a lista MASH pelo Método#2 são superestimadas quando comparadas às gravidades determinadas pelo Método#1. Este comportamento é devido apenas aos resultados espectroscópicos derivados para as gigantes. Ao repetir o exercício da Figura 4.8 incluindo apenas as anãs, encontramos uma razão entre os coeficientes angulares e lineares de 0.502 e 0.497, respectivamente. Estes valores estão dentro do limite da ausência de diferenças significativas entre os dois conjuntos de parâmetros.

As altas dispersões encontradas na análise espectroscópica das gigantes com a lista MASH sugerem que existem efeitos sistemáticos que estão afetando a determinação destes parâmetros. O principal efeito parece ser a presença de linhas com uma "falsa" abundância maior, por apresentarem perfis contaminados, que forçam os modelos a produzir uma atmosfera com uma maior temperatura efetiva e gravidade superficial.

Para a lista ASPL, os diagramas não indicam diferenças significativas entre os Métodos #1 e #2. Entretanto, as temperaturas efetivas derivadas pelo Método#1 são, em média, ~47 K maiores que as temperaturas efetivas derivadas pelo Método #2. Este efeito pode ser notado no gráfico a direita da Figura 4.9. Apesar desta diferença não ser expressiva, esse efeito se reflete em uma abundância ligeiramente maior encontrada para o Método#1 em relação ao Método#2 (em valores absolutos, ~0.05 dex para as gigantes e ~0.06 dex para as anãs).

Apesar dos resultados médios obtidos com os Métodos #1 e #2 apresentarem bom acordo na média, salvo a exceção da gravidade na lista MASH, encontramos algumas diferenças sistemáticas na análise individual de algumas estrelas. Em especial, para as duas estrelas mais frias da amostra, a HIP 18946 e a HIP 13976, a temperatura efetiva espectroscópica é maior que a temperatura de IRFM ( $\geq$ 100 K). Estes desvios não contribuem significativamente para um desacordo global entre as escalas de  $T_{\text{eff}}$  espectroscópica e fotométrica. Entretanto, do ponto de vista das estrelas frias, este resultado está em acordo com os resultados de Ramírez et al. (2007) que afirmam que os desvios entre estas duas escalas de  $T_{\text{eff}}$  são mais importantes para as estrelas frias ( $T_{\text{eff}}$ ~5000 K).

De maneira geral, o Método#1 apresenta melhores resultados para as duas listas de linhas testadas. Este resultado é consequência da restrição a um conjunto bem definido de parâmetros atmosféricos. O Método#2 apresenta um desempenho satisfatório quando aplicado à lista ASPL. Não verificamos a presença de efeitos sistemáticos nos parâmetros atmosféricos obtidos pelo Método#2 com esta lista de linhas. Nossos resultados indicam que, para o caso das Híades, as diferenças sistemáticas entre a escala de metalicidades de anãs e gigantes estão principalmente associadas à escolha da lista de linhas.



Figura 4.8: Comparação entre as diferenças dos parâmetros atmosféricos obtidos com os Métodos #1 e #2 em função dos parâmetros atmosféricos obtidos com o Método#1. Da esquerda para a direita os gráficos referem-se às listas MASH e ASPL. Em cada gráfico são indicados o valor da razão entre o erro do coeficiente do ajuste e o próprio coeficiente. A linha vermelha representa o ajuste linear. Apenas no gráfico da gravidade para a lista MASH esta razão é menor que 0.5, o que indica que os valores determinados por estes dois métodos são significativamente diferentes.



Figura 4.9: Comparação entre as escalas de temperaturas efetivas dos métodos #1 e #2.

Investigamos ainda a presença de possíveis efeitos do excesso de ionização do Fe para as anãs de nossa amostra. A Figura 4.10 mostra a abundância de Fe I em função da temperatura efetiva das estrelas para os Métodos #1 e #2, e as listas de linhas MASH e ASPL. As barras de erro nos gráficos denotam as dispersões internas encontradas para as abundâncias. Ao avaliar os diagramas referentes ao Método#1, não verificamos nenhuma tendência significativa das abundâncias de Fe I contra as temperaturas efetivas. Este resultado indica que o Método#1 é basicamente livre do principal efeito dos desvios do ETL em análises de abundância dos íons do Fe. De fato, devido ao critério de convergência utilizado pelo Método#1, as diferenças entre as abundâncias de Fe I e Fe II estão próximas de zero, com valores máximos de 0.03 dex para a lista MASH e de 0.00 dex para a lista ASPL.

Em contrapartida, as tendências das abundâncias de Fe I contra a  $T_{\text{eff}}$  para o Método#2 apresentam um comportamento bastante distinto entre as duas listas de linhas. Para a lista ASPL, não parece existir alguma tendência nas abundâncias de Fe I para  $T_{\text{eff}} < 5200$  K. Para a lista MASH, entretanto, existe uma clara tendência das abundâncias de Fe I na direção de temperaturas efetivas mais baixa.

A tendência visualizada no painel superior direito da Figura 4.10 pode estar denunciando um efeito clássico dos desvios do ETL para as estrelas frias das Híades dentro da análise do Método#2 com a lista de linhas MASH. A principal causa dos desvios do ETL em estrelas frias é a sobreionização do Fe (ver Asplund 2005, e referências). Nas estrelas frias, as cromosferas são mais intensas, e, consequentemente, ocorre um excesso de fluxo no ultravioleta. Este excesso de fluxo aumenta a população de íons do Fe II. Nestes casos, os modelos que representam a atmosfera estelar precisam modificar os parâmetros atmosféricos para tentar conciliar as abundâncias de Fe I e Fe II. Uma possibilidade é reduzir o valor da gravidade superficial, e, desta forma, reduzir a abundância do Fe II, até que está atinja o valor da abundância de Fe I. Com efeito, a convergência final da abundância do modelo se dá a uma abundância de Fe I mais baixa. Este pode ser o caso do efeito visualizado para as estrelas frias no gráfico da lista MASH com o Método\_2.



Figura 4.10: Abundâncias das linhas de Fe I em função das temperaturas efetivas para os Métodos #1 e #2, utilizando as listas MASH e ASPL. À esquerda: gráficos correspondentes ao Método#1. À direita: gráficos correspondentes ao Método#2.

De maneira geral, as metalicidades obtidas com o Método#1 estão menos sujeita a possíveis efeitos sistemáticos da metodologia de análise do que as obtidas com o Método#2, que é baseado na espectroscopia clássica. Estes resultados se confirmam mesmo quando fazemos uso de uma lista de linhas nas quais as contaminações por linhas vizinhas é mais significativa, como é o caso da lista MASH.

#### 4.8.3 Híades: A Escala de Metalicidades

Nesta seção apresentamos os valores das abundâncias de Fe I e Fe II para as Híades referenciadas em função da abundância solar. Para tanto, realizamos uma análise diferencial utilizando
os valores obtidos com as abundâncias solares na seção (4.7) e os valores absolutos das abundancias de Fe I e Fe II provenientes dos Métodos #1 e #2. Novamente, esta análise foi realizada para as duas listas de linhas de interesse do nosso trabalho (MASH e ASPL).

O contexto do método diferencial aplicado nesta seção é um pouco diferente do contexto do método diferencial linha a linha aplicado no Capítulo 2. Formalmente, o método diferencial aplicado nesta seção determina as abundâncias químicas de Fe I e Fe II de cada estrela utilizando a média dos valores obtidos para estes íons em cada estrela comparados aos valores obtidos para estes mesmos íons em uma estrela padrão, no nosso caso, o Sol. Neste caso, a eficiência da estratégia de reduzir as incertezas na determinação dos *gf*s assim como outros efeitos sistemáticos é reduzida. Porém, utilizamos um método absoluto para o cálculo das abundâncias, fazendo uso de *gf*s de laboratório, na qual o principal interesse não é comparar linha a linha as abundâncias da estrela e da padrão de referência. Deste modo, é natural realizar uma análise diferencial da média da abundância na estrela menos a média da abundância no Sol.

Os resultados da análise diferencial podem ser apreciados nas Tabelas 4.9 e 4.10. As dispersões internas apresentadas nas tabelas foram obtidas pela propagação das incertezas internas da análise da estrela e do valor associado ao padrão solar, ou seja, pela soma quadrática das incertezas internas das abundâncias dos íons de Fe na estrela e no Sol. Os valores médios das abundâncias das anãs e gigantes estão representados em negrito, seguidos de sua dispersão interna.

Analisando as tabelas 4.9 e 4.10 é possível perceber que, com exceção da metalicidade derivada para as gigantes segundo o Método#2, a escala de metalicidades produzida pelo Método#1 é maior ~ 0.04 dex que a escala de metalicidades derivada pelo Método#2. Esta pequena diferença nas abundâncias já havia sido sugerida anteriormente ao comparar-se as escalas de temperaturas efetivas do Método#1 com o Método#2 para a lista ASPL.

De um modo geral, o conjunto de análises apresentado desfavorece o uso da lista de linhas MASH, por esta estar sujeita a uma maior influência de efeitos sistemáticos, em particular, no Método#2. Sendo assim, concentremo-nos por ora nos resultados produzidos com a lista ASPL. Existe um bom acordo entre as abundâncias das anãs e gigantes quando utilizamos esta lista, e para ambos os Métodos #1 e #2, a diferença média entre as abundâncias das anãs e gigantes é de 0.03 dex. Este valor é inferior aos erros típicos da metalicidade nas análises clássicas de abundâncias (em torno de 0.05-0.10 dex). Com efeito, consideramos todas as estrelas analisadas neste trabalho, entre anãs e gigantes, para determinar uma metalicidade média para as Híades.

Assim, os valores encontrados para a metalicidade média do aglomerado das Híades segundo os Métodos #1 e #2 são de  $0.18\pm0.03$  dex e  $0.14\pm0.03$  dex. Estes valores estão de acordo dentro de uma margem de  $2\sigma$ . Neste ponto, duas recomendações são pertinentes. Para análise espectroscópica clássica simultânea de um conjunto de estrelas anãs e gigantes, é recomendável fazer uso de uma lista de linhas adaptada aos espectros das estrelas gigantes. Caso a lista de linhas possua transições selecionadas no espectro de uma anã, como o Sol, por exemplo, recomenda-se o uso do Método#1, que é menos sujeito aos efeitos sistemáticos da análise. Relembramos que este tipo de análise é válida para aglomerados abertos ou para objetos cujos parâmetros atmosféricos possam ser determinados de acordo com as premissas do Método#1.

<b>M</b> #1	MA	SH	AS	PL
HIP	[FeI/H]	[FeII/H]	[FeI/H]	[FeII/H]
20205	0.17±0.12	$0.18 \pm 0.11$	$0.14 \pm 0.08$	0.16±0.06
20455	$0.14 \pm 0.12$	$0.18 \pm 0.11$	0.11±0.09	$0.13 \pm 0.06$
20889	$0.25 \pm 0.11$	$0.26 \pm 0.12$	$0.18 \pm 0.09$	$0.20 \pm 0.06$
média - gigantes	0.19±0.07	0.21±0.05	0.14±0.03	0.16±0.03
18946	0.17±0.13	$0.18 \pm 0.15$	$0.11 \pm 0.11$	0.14±0.21
13976	$0.23 \pm 0.12$	$0.18 \pm 0.12$	$0.19 \pm 0.10$	$0.22 \pm 0.08$
19098	0.16±0.13	$0.17 \pm 0.08$	$0.18 \pm 0.11$	$0.21 \pm 0.06$
16529	$0.18 \pm 0.14$	$0.19 \pm 0.09$	$0.17 \pm 0.10$	$0.20 \pm 0.05$
19934	$0.18 \pm 0.12$	$0.19 \pm 0.08$	$0.17 \pm 0.08$	$0.17 \pm 0.08$
20130	$0.20 \pm 0.13$	0.21±0.09	$0.17 \pm 0.08$	$0.17 \pm 0.07$
20146	$0.23 \pm 0.12$	$0.24 \pm 0.09$	$0.17 \pm 0.09$	$0.17 \pm 0.04$
19781	0.23±0.13	$0.24 \pm 0.09$	$0.15 \pm 0.08$	$0.18 \pm 0.05$
19793	0.27±0.13	$0.28 \pm 0.10$	$0.19 \pm 0.10$	$0.22 \pm 0.05$
20899	$0.20 \pm 0.12$	0.21±0.09	$0.16 \pm 0.10$	$0.19 \pm 0.04$
19148	$0.15 \pm 0.12$	$0.16 \pm 0.10$	$0.17 \pm 0.09$	$0.20 \pm 0.04$
22422	$0.20 \pm 0.13$	0.21±0.09	$0.18 \pm 0.08$	$0.21 \pm 0.02$
21112	0.14±0.13	$0.18 \pm 0.06$	$0.15 \pm 0.08$	$0.18 \pm 0.04$
22566	0.23±0.13	$0.24 \pm 0.10$	$0.22 \pm 0.10$	$0.25 \pm 0.07$
média - anãs	0.20±0.04	0.21±0.03	0.17±0.02	0.19±0.03

Tabela 4.9: Abundâncias do Fe I e Fe II, diferenciais em relação ao Sol, para as anãs e gigantes das Híades obt<u>idas com o Método#1.</u>

M#2	MA	SH	AS	PL
HIP	[FeI/H]	[FeII/H]	[FeI/H]	[FeII/H]
20205	0.12±0.12	0.13±0.10	0.11±0.09	$0.10 \pm 0.06$
20455	$0.22 \pm 0.14$	0.23±0.13	$0.08 \pm 0.09$	$0.09 \pm 0.07$
20889	$0.36 \pm 0.17$	$0.37 \pm 0.14$	$0.17 \pm 0.10$	$0.17 \pm 0.07$
média - gigantes	0.23±0.12	0.24±0.12	0.12±0.04	0.12±0.04
18946	$0.03 \pm 0.09$	$0.01 \pm 0.26$	$0.16 \pm 0.11$	0.16±0.34
13976	$0.13 \pm 0.09$	$0.11 \pm 0.14$	$0.17 \pm 0.07$	$0.17 \pm 0.09$
19098	$0.06 \pm 0.09$	$0.05 \pm 0.10$	$0.10 \pm 0.08$	$0.12 \pm 0.09$
16529	$0.08 \pm 0.11$	$0.07 \pm 0.14$	$0.12 \pm 0.06$	$0.12 \pm 0.07$
19934	$0.15 \pm 0.07$	$0.12 \pm 0.11$	$0.11 \pm 0.07$	0.11±0.09
20130	$0.15 \pm 0.05$	$0.13 \pm 0.09$	$0.14 \pm 0.06$	$0.13 \pm 0.07$
20146	$0.21 \pm 0.12$	$0.20{\pm}0.14$	$0.16 \pm 0.07$	$0.17 \pm 0.06$
19781	$0.19 \pm 0.06$	$0.18 \pm 0.10$	$0.15 \pm 0.06$	$0.16 \pm 0.06$
19793	$0.19 \pm 0.09$	$0.17 \pm 0.09$	$0.13 \pm 0.06$	$0.12 \pm 0.07$
20899	$0.15 \pm 0.09$	$0.14 \pm 0.09$	$0.17 \pm 0.06$	$0.17 \pm 0.05$
19148	$0.14 \pm 0.10$	$0.15 \pm 0.09$	$0.14 \pm 0.06$	$0.14 \pm 0.05$
22422	$0.26 \pm 0.11$	$0.25 \pm 0.13$	$0.21 \pm 0.06$	$0.21 \pm 0.09$
21112	$0.19 \pm 0.14$	$0.18 \pm 0.11$	$0.14 \pm 0.07$	$0.14 \pm 0.05$
22566	0.22±0.15	0.21±0.15	0.14±0.06	0.15±0.09
média - anãs	0.15±0.06	0.14±0.06	0.15±0.03	0.15±0.03

Tabela 4.10: Abundâncias do Fe I e Fe II, diferenciais em relação ao Sol, para as anãs e gigantes das Híades obt<u>idas com o Método#2.</u>

#### 4.8.4 Comparação com outros Trabalhos da Literatura

Nesta seção apresentamos uma comparação dos nossos resultados com três trabalhos que abordam anãs e/ou gigantes das Híades na literatura, sendo eles Paulson et al. (2003); Schuler et al. (2006); Carrera & Pancino (2011). Estes trabalhos foram escolhidos por concentrar o maior número de estrelas em comum com a nossa análise. Para realizar tal comparação, utilizamos os parâmetros derivados segundo o Método#1 para a lista de linhas ASPL.

Paulson et al. (2003) analisaram uma amostra de aproximadamente 90 anãs das Híades das quais 13 são comuns a este trabalho. Estes autores realizaram uma análise espectroscópica diferencial para a determinação dos parâmetros atmosféricos destas estrelas. As diferenças médias entre a escala de temperaturas encontradas por Paulson et al. (2003) e os valores determinados neste trabalho para as estrelas em comum é de 58±59 K, o que representa um bom acordo entre as escalas de metalicidades. O valor da metalicidade média do grupo reportada por estes autores é de  $0.13\pm0.01$  dex, valor este que está de acordo com os valores encontrados pelo Método#1 dentro de  $2\sigma$ .

Por sua vez, Schuler et al. (2006) analisaram as estrelas gigantes das Híades, segundo um procedimento muito similar ao do Método#1. As temperaturas efetivas deste trabalho foram obtidas pelo método do IRFM utilizando as determinações de Blackwell & Lynas-Gray (1994, 1998). As gravidades superficiais e a microturbulência foram determinadas pelo ajuste de modelos sintéticos (1D+ETL) aos espectros observados. O acordo entre os parâmetros atmosféricos obtidos para as estrelas gigantes e este trabalho é excelente para log g,  $\xi$  e [Fe/H] e razoavelmente bom para  $T_{\text{eff}}$ . As diferenças médias encontradas são de 76±12 K para  $T_{\text{eff}}$ , 0.03±0.06 dex para log g, 0.06±0.05 km/s para  $\xi$  e 0.02±0.01 dex para [Fe/H]. Estes autores encontram uma metalicidade, em valores médios, de 0.08±0.01 dex para o grupo. Este valor também esta de acordo com o nosso trabalho.

Uma outra análise feita para as estrelas gigantes das Híades é reportada em Carrera & Pancino (2011). Neste trabalho, a determinação dos parâmetros atmosféricos foi realizada através da espectroscopia clássica e da fotometria. O acordo entre o conjunto de parâmetros atmosféricos das estrelas gigantes das Híades derivados por estes autores e o nosso trabalho é bom para a  $T_{\rm eff}$  e para a [Fe/H], com valores médios em torno de -79±53 K e -0.03±0.03 dex, respectivamente. Porém, as gravidades determinadas por este autores são em média 0.17±0.07 dex maiores do que as gravidades determinadas em nosso trabalho. No entanto, os valores de gravidade destes autores são compatíveis com os valores determinados pelo Método#2, que também se refere a uma análise espectroscópica. As diferenças nas gravidades provavelmente refletem um acordo marginal a 2 $\sigma$  da escala de metalicidade derivada por estes autores, de 0.11±0.01 dex e os nossos valores de 0.18±0.03 dex para as Híades.

# Capítulo 5

#### **Conclusões e Perspectivas**

Na presente tese de doutorado, a técnica de caracterização estelar de estrelas anãs e subgigantes de tipo espectral FGK e de gigantes frias foi explorada em diferentes contextos. Abordamos diferentes metodologias de análise para estudar objetos com espectros de poder de resolução distintos e em amostras contendo desde poucos até vários milhares de objetos. Foram também investigadas as sistematicidades da espectroscopia clássica na análise simultânea de anãs e gigantes frias.

Com este intuito, desenvolvemos metodologias automatizadas ou semiautomatizadas para realizar a análise de estrelas anãs e gigantes para, desta forma, reduzir a contribuição de critérios subjetivos de escolha pessoal decorrentes do processo de análise de caracterização estelar, sobretudo no que diz respeito à normalização. Diferentes listas de transições espectrais foram testadas, tanto através da metodologia de análise (Capítulo 4) quanto via testes estatísticos de validação do conjunto de transições que melhor representa as LEs de cada estrela (Capítulo 2).

De um modo geral, podemos destacar que a presente tese de doutorado contribuiu significativamente nos seguintes aspectos da análise de estrelas anãs, subgigantes e gigantes frias:

- No desenvolvimento de uma ferramenta semiautomática para a análise de espectros em alta resolução de estrelas candidatas a hospedar sistemas planetários, anãs marrons ou objetos estelares de baixa massa. Este tipo de análise possui importante papel uma vez que os parâmetros atmosféricos da estrela hospedeira são fundamentais para a caracterização de companheiras subestelares ou estelares de baixa massa.
- No desenvolvimento de uma ferramenta automática para a análise de espectros em baixa resolução das estrelas do MARVELS. A análise futura de toda a base de dados deste levantamento será de vital importância para os estudos estatísticos que envolvam o entendimento da frequência de companheiras subsestelares no MARVELS.
- No desenvolvimento de uma metodologia homogênea de análise de estrelas anãs e gigantes frias menos sensível aos efeitos sistemáticos presentes na análise espectroscópica clássica. Um especial cuidado na seleção de uma lista de linhas mais adequada para a

análise de estrelas gigantes é fundamental para reduzir posssíveis erros sistemáticos da análise simultânea de anãs e gigantes frias.

Neste sentido, investigamos diferentes técnicas para a determinação dos parâmetros atmosféricos de nossas estrelas. Para a amostra de espectros em alta resolução, a escala de temperaturas efetivas foi investigada segundo metodologias variadas. Para as anãs e subgigantes de campo derivamos as temperaturas efetivas através da espectroscopia clássica. Para as estrelas de aglomerados, a temperatura efetiva foi determinada pela espectroscopia, mas também pelo método de fluxo do infravermelho, e no caso particular das gigantes, a T<sub>eff</sub> foi determinada diretamente utilizando as medidas interferométricas dos diâmetros angulares e o fluxo bolométrico destas estrelas. As gravidades superficiais foram derivadas através do equilíbrio de ionização e excitação das linhas de Fe I e Fe II e/ou por meio da análise evolutiva das anãs e gigantes analisadas. A microturbulência foi explorada através do método clássico, ou seja, que requer que as abundâncias dos íons de Fe I não apresentem correlação considerável com as larguras equivalentes, e através de uma técnica inovadora da calibração deste parâmetro a partir de modelos de atmosferas em 3D. Para os espectros em baixa resolução as técnicas baseadas em LEs não são apropriadas para este tipo de análise. Sendo assim, os parâmetros atmosféricos como  $T_{\rm eff}$ , log g e [Fe/H] foram determinados utilizando a técnica de índices espectrais. As LEs dos índices foram medidas em espectros normalizados e comparadas com os valores calculados por um conjunto de calibrações construído a partir dos parâmetros atmosféricos obtidos com espectros em alta resolução.

Para algumas estrelas, a caracterização estelar foi complementada levando em consideração alguns mecanismos não fotosféricos. Neste sentido, a atividade cromosférica foi utilizada para a determinação do índice de atividade magnética destas estrelas (Capítulo 2). Outro aspecto investigado na análise de alguns sistemas específicos foi a determinação da fração de contaminação do espectro da estrela secundária no espectro da estrela primária. Embora esta análise não leve em conta a técnica de desembaraçamento espectral, que é recomendada nestes casos, estes testes foram importantes para melhor caracterizar sistemas binários com a técnica apresentada nesta tese (Capítulo 2).

As metodologias apresentadas para a caracterização de estrelas anãs e gigantes visam contribuir para problemas fundamentais da agenda da astronomia moderna: a formação de sistemas subestelares e planetários e os estudos de frequência destes sistemas em função de suas propriedades físicas fundamentais. A análise precisa dos parâmetros atmosféricos da estrela hospedeira é fundamental para a determinação das propriedades da componente planetária ou subestelar. Além disto, é importante conhecer bem os efeitos sistemáticos da análise de estrelas em diferentes estágios evolutivos para melhor compreender os estudos de frequência de estrelas com e sem planetas com respeito à metalicidade, por exemplo. Estabelecer uma escala de metalicidades menos afetada por efeitos sistemáticos da análise clássica é de suma importância para fornecer vínculos para as teorias de formação planetária. Nossa primeira contribuição para a temática apresentada anteriormente residiu na caracterização de estrelas hospedeiras de anãs marrons e companheiras subestelares. Para tanto, implementamos um *pipeline* para a análise de espectros em alta resolução que realiza uma análise diferencial baseada na espectroscopia clássica (equilíbrio de ionização e excitação). Desenvolvemos uma metodologia automática de determinação das LEs dos espectros e foram realizados vários testes estatísticos para atestar a qualidade das linhas utilizadas na análise. Estes últimos demostraram ser significativamente importantes para eliminar linhas de nossa análise que apresentam pouca relevância estatística ou que possuem LEs localizadas na região saturada da curva de crescimento, de forma que pouquíssimas linhas precisaram ser eliminadas na análise das abundâncias. O resultado da aplicação deste *pipeline* contribuiu para a descoberta e caracterização de seis novos companheiros subestelares e estrelas de baixa massa, além de uma binária espectroscópica, todos já publicados, contribuindo assim para a estatística da distribuição destes objetos.

As companheiras subestelares ou anãs marrons reportadas nesta tese fazem parte de uma classe de anãs marrons de grande interesse para a questão da formação destes objetos. Isto porque duas das candidatas encontradas estão localizadas no deserto das anãs marrons. A candidata Marvels\_6b, em particular, possui uma massa mínima de ~31.7  $M_{Jup}$ , valor este que corresponde à massa de estrelas localizadas na região mais árida deste deserto (Grether & Lineweaver 2006).

Outra candidata a anã marrom bastante interessante foi encontrada ao redor da estrela Marvels\_4. A análise espectroscópica revelou que a hospedeira deste sistema é uma subgigante. Para este sistema foi realizada uma análise qualitativa dos perfis de HK do Ca II e de H $\alpha$ , que indicaram que a hospedeira possui níveis de atividade superiores aos de estrelas com parâmetros atmosféricos similares. A análise quantitativa do fluxo cromosférico de H $\alpha$  confirmou que, de fato, este objeto é curiosamente ativo, comportamento este atípico para o seu estado evolutivo. Isto porque, em estrelas de tipo solar, os dínamos estelares que alimentam a atividade magnética perdem a sua eficiência durante a sequência principal, logo, quando a estrela atinge o ramo das subgigantes, o grau de atividade magnética deve ser muito menor. Para este sistema, as interações de maré podem ter mantido o sistema girando mais rapidamente e por mais tempo, mantendo os níveis de atividade da estrela hospedeira. Mais uma vez, a caracterização mais completa deste sistema (que levou em conta também a atividade cromosférica) foi determinante na obtenção dos parâmetros orbitais da companheira, uma vez que para estrelas mais ativas, deve-se incluir um termo de *jitter* no cálculo do ajuste das órbitas keplerianas.

Do ponto de vista dos objetos de transição, ou seja, possíveis anãs marrons ou estrelas de baixa massa, foram encontrados um sistema múltiplo (Marvels\_2), uma anã marrom ou estrela de baixa massa (Marvel\_5) e uma estrela de baixa massa com razão de massa q < 0.2 (Marvels\_3). A candidata Marvels\_3 merece destaque pois companheiras de estrelas do tipo solar nesta faixa de massa (~98  $M_{Jup}$ ) parecem ser também relativamente raras. Uma possível explicação para a ausência de companheiras nesta faixa de massa, ainda que um pouco especulativa dado o pouco número de objetos encontrados nesta categoria, é que estrelas anãs marrons

ou estrelas de baixíssima massa devem ser preferencialmente encontradas ao redor de estrelas F, comparativamente a estrelas G e K. A razão disto pode ser a perturbação das órbitas da companheira devido às altas perdas de momento angular das estrelas G e K, provocando deste modo, a migração das companheiras para órbitas mais internas, podendo estas até mesmo ser "engolidas" pela primária.

Por sua vez, os sistemas binários descobertos pelo MARVELS são uma consequência natural das características deste levantamento. Apesar do *pipeline* desenvolvido não ser otimizado para estes sistemas, alguns ajustes podem ser feitos para a caracterização estelar de binárias onde a contaminação da secundária no espectro da primária é inferior a 10%. Para os casos em que é possível estimar esta contaminação, como foi o caso das estrelas TYC 30101994-1 (SB1) e TYC 027000458-1 (binária eclipsante), foram aplicadas correções nas LEs para reduzir a contribuição do fluxo da secundária no espectro da primária. Esta técnica mostrou-se eficiente quando a contaminação não é muito significativa. Todavia, recomendamos cautela no uso destes parâmetros uma vez que eles não foram obtidos utilizando as técnicas de desembaraçamento de linhas espectrais, que são mais apropriadas para o tratamento de estrelas binárias.

Adicionalmente, foi desenvolvido um *pipeline* para a análise de espectros de anãs e subgigantes FGK com espectros de moderada resolução baseado nas LEs de índices espectrais. O objetivo deste *pipeline* é produzir os parâmetros atmosféricos para toda a amostra de 3,300 estrelas do MARVELS.

Para esta análise foram utilizados três principais códigos que compõem o *pipeline* dos índices espectrais. O primeiro realiza a normalização automática dos espectros. Em seguida um segundo código realiza as medidas da LEs dos índices espectrais utilizando os espectros previamente normalizados. Um terceiro código utiliza as calibrações multiparamétricas dos índices espectrais para determinar os parâmetros atmosféricos através de um método de minimização de  $\chi^2$  entre as LEs medidas nos espectros e as LEs teóricas ditadas por tais calibrações. As calibrações multiparamétricas dos índices foram construídas a partir de uma amostra de ~300 estrelas com parâmetros atmosféricos por análises de espectros em alta resolução.

Os resultados referentes à análise dos espectros em baixa resolução indicaram que o *pipeline* dos índices espectrais produziu bons resultados tanto para a amostra utilizada para a construção das calibrações dos índices quanto para uma amostra de 30 estrelas cujos parâmetros atmosféricos foram determinados a partir de espectros em alta resolução. Tanto para a amostra de calibração quanto para a amostra de validação, os parâmetros atmosféricos da estrelas foram recuperados dentro de 80 K para  $T_{eff}$ , 0.06 dex para [Fe/H] e 0.15 dex para log *g*. Estes valores são consistentes com erros típicos atribuídos a análises espectroscópicas em alta resolução, comprovando que o método é capaz de produzir parâmetros atmosféricos altamente competitivos. Os erros internos encontrados para o nosso método são de 101 K para  $T_{eff}$ , 0.06 dex para [Fe/H] e 0.15 dex para log *g*. Os maiores problemas associados à análise com este *pipeline* devem surgir da análise da possível fração de gigantes que contamina o MARVELS ou de sistemas binários onde a contaminação da secundária é relevante. Nestes casos, o *pipeline* dos índices não apresentou bons resultados, como esperado.

Por fim, avaliamos a escala de metalicidade e de temperaturas efetivas de anãs e gigantes frias. Utilizamos as estrelas do aglomerado das Híades, que foram selecionadas em uma ampla faixa de temperaturas efetivas, e avaliamos a questão da uniformidade destas duas escalas utilizando dois métodos diferentes. Um primeiro método é baseado em um conjunto de parâmetros atmosféricos bem determinados (Método\_1) a partir de: temperaturas efetivas determinadas por métodos diretos ou semidiretos, a saber interferometria e o método do fluxo do infravermelho (IRFM), gravidades superficiais vinculadas pelo conhecimento evolutivo do aglomerado e a microturbulência obtida com uma metodologia inovadora da calibração deste parâmetro através do uso de modelos de atmosferas em 3D. Um segundo método é baseado na espectroscopia clássica (Método\_2). Estas diferentes metodologias foram comparadas em alto grau de detalhe para investigar os possíveis efeitos sistemáticos que podem afetar a análise clássica.

Duas listas de linhas foram testadas com os métodos mencionados anteriormente. A primeira lista MASH foi selecionada a partir do espectro solar e apresentou-se menos sensível a desvios do ETL para estrelas com parâmetros semelhantes às anãs e gigantes das Híades em um trabalho anterior da literatura (Mashonkina et al. 2011). A segunda lista ASPL foi selecionada a partir do espectro de uma gigante, e contém apenas transições bem isoladas e livres de contaminação por linhas moleculares nestas estrelas. Apesar de menor número de linhas presentes na lista ASPL, nenhum efeito provocado pelo número reduzido de linhas foi encontrado nas análises utilizando-se ambos os métodos.

Os resultados desta análise demonstraram que a análise simultânea e homogênea de anãs e gigantes frias é bastante sensível à escolha da lista de linhas, porém pode produzir resultados internamente consistentes. Quando aplicamos a espectroscopia clássica, a lista de linhas otimizada para o Sol apresentou um pior acordo entre a metalicidade média de anãs e gigantes. A lista otimizada para as gigantes, contudo, apresentou bons resultados. Ao utilizar o método de parâmetros atmosféricos bem vinculados (Método\_1), o acordo entre ambas as listas é igualmente bom. A principal diferença neste caso é a um aumento na abundância de ~ 0.05 dex entre a lista MASH e a lista ASPL.

Desta forma concluímos que a análise simultânea de anãs e gigantes, sobretudo segundo o método espectroscópico clássico, deve ser realizada utilizando uma lista de linhas com transições espectrais bem isoladas, preferencialmente selecionadas em espectros de estrelas gigantes, que levem em conta a maior contaminação de linhas moleculares presentes nestes objetos. As listas de linhas selecionadas no Sol, quando aplicadas às estrelas gigantes, são mais sujeitas a diversos efeitos sistemáticos, principalmente na determinação das gravidades das estrelas gigantes e na determinação das  $T_{\rm eff}$  de anãs de tipo K mais frias.

Os resultados obtidos para a gravidade superficial das gigantes utilizando o método espectroscópico juntamente com a lista MASH não foram satisfatórios. As gravidades superficiais obtidas para este caso são sobre-estimadas com relação as gravidades superficiais obtidas pela mesma metodologia porém fazendo uso da lista ASPL. Este comportamento denota que algum efeito sistemático está afetando a espectroscopia das gigantes, talvez desvios do ETL, quando utilizamos a lista MASH. As razões para tal efeito, contudo, não são muito claras. As discrepâncias reportadas não parecem ser devido a possíveis efeitos da necessidade de adotar modelos em 3D para estas estrelas, uma vez que a lista ASPL apresenta bons resultados com os modelos 1D. Enfatizamos que este efeito não aparece quando adotamos a lista MASH com o Método\_1. De fato, o equilíbrio de ionização e excitação podem ser realisticamente determinado se  $T_{\text{eff}}$  ou log *g* são determinados por outros meios que não baseados no princípio espectroscópico (Lind et al. 2012), como é o caso do Método\_1.

A espectroscopia das estrelas anãs frias também demonstrou, ainda que em menor escala do que as gigantes, alguns sintomas da presença de desvios do ETL. Para estes objetos as cromosferas mais intensas das anãs frias podem ser responsáveis por tal efeito. O excesso de atividade magnética nestas estrelas provoca um aumento do fluxo no ultravioleta que, consequentemente, induz a uma sobreionização da população dos íons do Fe II. Dentro da filosofia do método espectroscópico, o modelo compensa este efeito modificando os parâmetros atmosféricos de forma a conciliar as abundâncias dos íons de Fe I e Fe II. Para compensar as maiores abundâncias do Fe II o modelo pode diminuir o valor da gravidade superficial, que por sua vez diminui a pressão eletrônica na atmosfera, reduzindo assim a abundância do Fe II para o mesmo valor da abundância dos íons de Fe I. A diminuição da gravidade também reduz a abundância dos íons de Fe I, porém menos abruptamente. Com efeito, o modelo converge para um resultado com uma abundância menor de Fe I. Este processo poderia explicar as abundâncias mais baixas de Fe I encontradas para as estrelas frias quando aplicamos a análise espectroscópica com a lista MASH.

Nossa análise demonstrou que o Método\_1 é menos sujeito aos efeitos sistemáticos da análise quando aplicado a diferentes listas de linhas. Sendo assim, para análise simultânea de anãs e gigantes, recomendamos, sempre que possível, o uso do Método\_1 e de um conjunto de linhas mais adequadas para a análise de estrelas gigantes, como a lista ASPL. Vale mencionar que o acordo entre as temperaturas interferométricas e as temperaturas de IRFM para as gigantes é excelente no caso das Híades, o que sugere que, na ausência de medidas angulares interferométricas, o método de fluxo do IRFM produz temperaturas efetivas tão acuradas quanto o método direto.

Diante das sistematicidades encontradas na análise de estrelas gigantes frente à análise de estrelas anãs, recomendamos cautela na interpretação de estudos que considerem a metalicidade das estrelas gigantes com respeito a frequência planetária, principalmente ao tratar de bases de dados não homogêneas.

Como perspectivas futuras deste trabalho podemos listar uma série de melhorias a serem implementadas nas técnicas de caracterização estelar apresentadas nesta tese. Para o *pipeline* discutido no Capítulo 2, é possível adaptar a metodologia apresentada para a análise de estrelas gigantes que possam hospedar planetas ou anãs marrons. Recentemente, a colaboração interna do MARVELS reportou a descoberta de duas candidatas a anãs marrons que podem orbitar

estrelas gigantes frias. Uma caracterização completa destes objetos requer estender a lista de linhas da análise apresentada no Capítulo 2 para as estrelas gigantes. A melhoria desta lista de linhas certamente será beneficiada pelos estudos aplicados no capítulo 4.

No que concerne o pipeline dos índices, o próximo passo consiste em aplicar esta metodologia a amostra de 3.300 estrelas do MARVELS. Apesar da análise destes dados não constar nesta tese, porque os espectros MARVELS ainda não foram todos uniformemente reduzidos pela última versão do *pipeline* de velocidades radiais, estes dados devem estar públicos até o final no ano, e a expectativa é que esta análise possa ser realizada até meados de 2015. Este estudo irá apresentar uma análise química (obtida pelo pipeline dos índices) e cinemática (obtida pelas velocidades radiais do MARVELS) de uma amostra de estrelas da vizinhança solar com viés e sistematicidades bem conhecidas. Além disso, a caracterização completa da amostra MARVELS irá contribuir para os estudos de frequência de ocorrência de anãs marrons e companheiras estelares de baixa massa. Um exemplo disso é investigação da significância estatística da comparação entre as propriedades das estrelas hospedeiras de sistemas subestelares e estelares de baixa massa com as propriedades de estrelas isoladas de campo. Os testes inicias com a versão mais atual da *pipeline* de velocidades radiais indicam a descoberta de 23 candidatos a planetas (jovianos) e 25 novas candidatas a anãs marrons - dados de comunicação interna do MARVELS – e estes sistemas certamente contribuirão para a completeza dos estudos de taxa de ocorrência mencionados.

Um passo natural da investigação da escala de metalicidades e temperaturas efetivas é estender o estudo apresentado para outros aglomerados com regimes ligeiramente diferentes de metalicidades. Paralelamente, iremos explorar melhor as sistematicidades da análise dos parâmetros atmosféricos segundo os métodos apresentados para investigar as causas físicas de tais efeitos, como a cromosfera estelar, possíveis desvios do ETL, influências do uso de modelos 3D e 1D, entre outros. Do ponto de vista dos modelos 3D, por exemplo, pretendemos estender a grade de modelos utilizada na calibração da microturbulência para melhor preencher as variações deste parâmetro com as propriedades atmosféricas das estrelas. Além disso, almejamos ainda investigar os efeitos da resolução numérica dos modelos 3D nos valores adotados para a microturbulência.

O anexo D apresenta a lista de publicações em revistas científicas que foram beneficiadas, algumas destas parcialmente, pelo trabalho que foi desenvolvido nesta tese de doutoramento. O artigo referente à análise apresentada no Capítulo 4 encontra-se atualmente em fase final de preparação.

Por fim, o uso de diferentes técnicas de caracterização estelar contribui e contribuirá significativamente para o entendimento de questões associadas com a questão da formação planetária e subestelar em estrelas de tipo solar. Esperamos que os estudos de frequência de planetas e companheiras subestelares, assim como suas propriedades e as de suas estrelas hospedeiras continuarão a ocupar a atenção dos astrofísicos pelas próximas décadas.

## **Referências Bibliográficas**

- Albrecht, S., Winn, J. N., Johnson, J. A., et al. 2011, ApJ, 738, 50
- Alibert, Y., Mordasini, C., Benz, W., & Winisdoerffer, C. 2005, A&A, 434, 343
- Allende Prieto, C. & Lambert, D. L. 1999, A&A, 352, 555
- Ammler-von Eiff, M., Santos, N. C., Sousa, S. G., et al. 2009, A&A, 507, 523
- Asplund, M. 2005, ARAA, 43, 481
- Asplund, M. & García Pérez, A. E. 2001, A&A, 372, 601
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, ARAA, 47, 481
- Asplund, M., Nordlund, Å., Trampedach, R., & Stein, R. F. 1999, A&A, 346, L17
- Bakos, G. Á., Noyes, R. W., Kovács, G., et al. 2007, ApJ, 656, 552
- Barbieri, M., Alonso, R., Desidera, S., et al. 2009, A&A, 503, 601
- Bate, M. R., Bonnell, I. A., & Bromm, V. 2002, MNRAS, 336, 705
- Beatty, T. G., Fernández, J. M., Latham, D. W., et al. 2007, ApJ, 663, 573
- Bensby, T., Feltzing, S., & Lundström, I. 2003, A&A, 410, 527
- Blackwell, D. E. & Lynas-Gray, A. E. 1994, A&A, 282, 899
- Blackwell, D. E. & Lynas-Gray, A. E. 1998, A&AS, 129, 505
- Blackwell, D. E., Lynas-Gray, A. E., & Smith, G. 1995, A&A, 296, 217
- Blackwell, D. E., Petford, A. D., Arribas, S., Haddock, D. J., & Selby, M. J. 1990, A&A, 232, 396
- Boeche, C., Siebert, A., Williams, M., et al. 2011, AJ, 142, 193
- Boesgaard, A. M. & Friel, E. D. 1990, ApJ, 351, 467
- Boss, A. P. 1997, Science, 276, 1836

- Boss, A. P. 1998, ApJ, 503, 923
- Bouchy, F., Bonomo, A. S., Santerne, A., et al. 2011, A&A, 533, A83
- Bouchy, F., Hébrard, G., Udry, S., et al. 2009, A&A, 505, 853
- Boyajian, T. S., McAlister, H. A., Cantrell, J. R., et al. 2009, ApJ, 691, 1243
- Brugamyer, E., Dodson-Robinson, S. E., Cochran, W. D., & Sneden, C. 2011, ApJ, 738, 97
- Bruntt, H., Basu, S., Smalley, B., et al. 2012, MNRAS, 423, 122
- Burgasser, A. J., Reid, I. N., Siegler, N., et al. 2007, Protostars and Planets V, 427
- Burke, C. J., McCullough, P. R., Valenti, J. A., et al. 2007, ApJ, 671, 2115
- Burrows, A., Marley, M., Hubbard, W. B., et al. 1997, ApJ, 491, 856
- Butler, R. P. & Marcy, G. W. 1996, ApJ, 464, L153
- Böhm-Vitense, E. 1981, ARAA, 19, 295
- Caffau, E. & Ludwig, H.-G. 2007, A&A, 467, L11
- Carrera, R. & Pancino, E. 2011, A&A, 535, A30
- Casagrande, L., Portinari, L., Glass, I. S., et al. 2014, MNRAS, 439, 2060
- Casagrande, L., Ramírez, I., Meléndez, J., Bessell, M., & Asplund, M. 2010, A&A, 512, A54
- Castelli, F. & Kurucz, R. L. 2004, ArXiv Astrophysics e-prints
- Cayrel, R., Cayrel de Strobel, G., & Campbell, B. 1985, A&A, 146, 249
- Chabrier, G. 2002, ApJ, 567, 304
- Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F., & Hauschildt, P. 2000, ApJ, 542, L119
- Cochran, W. D., Hatzes, A. P., & Paulson, D. B. 2002, AJ, 124, 565
- da Silva, L., Girardi, L., Pasquini, L., et al. 2006, A&A, 458, 609
- da Silva, R., Udry, S., Bouchy, F., et al. 2007, A&A, 473, 323
- de Bruijne, J. H. J., Hoogerwerf, R., & de Zeeuw, P. T. 2001, A&A, 367, 111
- De Lee, N., Ge, J., Crepp, J. R., et al. 2013a, AJ, 145, 155
- De Lee, N., Ge, J., Crepp, J. R., et al. 2013b, AJ, 145, 155

- De Silva, G. M., Freeman, K. C., Bland-Hawthorn, J., Asplund, M., & Bessell, M. S. 2007, AJ, 133, 694
- Dekker, H., D'Odorico, S., Kaufer, A., Delabre, B., & Kotzlowski, H. 2000, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 4008, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, ed. M. Iye & A. F. Moorwood, 534–545
- del Peloso, E. F., da Silva, L., & Porto de Mello, G. F. 2005a, A&A, 434, 275
- del Peloso, E. F., da Silva, L., Porto de Mello, G. F., & Arany-Prado, L. I. 2005b, A&A, 440, 1153
- Delorme, P., Collier Cameron, A., Hebb, L., et al. 2011, MNRAS, 413, 2218
- Díaz, R. F., Santerne, A., Sahlmann, J., et al. 2012, A&A, 538, A113
- Dobbie, P. D., Cole, A. A., Subramaniam, A., & Keller, S. 2014, MNRAS, 442, 1680
- Döllinger, M. P., Hatzes, A. P., Pasquini, L., et al. 2007, A&A, 472, 649
- Duquennoy, A. & Mayor, M. 1991, A&A, 248, 485
- Dutra Ferreira, L. 2010, Master's thesis, A Relação Idade-Atividade em Estrelas de Tipo Solar a partir da linha H $\alpha$ . Universidade Federal do Rio de Janeiro, UFRJ
- Eastman, J., Gaudi, B. S., & Agol, E. 2013, PASP, 125, 83
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., et al. 1993, A&A, 275, 101
- Eisenstein, D. J., Weinberg, D. H., Agol, E., et al. 2011, AJ, 142, 72
- Erskine, D. J. & Ge, J. 2000, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 195, Imaging the Universe in Three Dimensions, ed. W. van Breugel & J. Bland-Hawthorn, 501
- Feltzing, S. & Gustafsson, B. 1998, A&AS, 129, 237
- Fischer, D. A. & Valenti, J. 2005, ApJ, 622, 1102
- Fischer, D. A., Vogt, S. S., Marcy, G. W., et al. 2007, ApJ, 669, 1336
- Fleming, S. W., Ge, J., Barnes, R., et al. 2012, AJ, 144, 72
- Fleming, S. W., Maxted, P. F. L., Hebb, L., et al. 2011, AJ, 142, 50
- Franchini, M., Morossi, C., Marcantonio, P. D., Malagnini, M. L., & Chavez, M. 2014, MN-RAS, 442, 220

- Freudling, W., Romaniello, M., Bramich, D. M., et al. 2013, A&A, 559, A96
- Freytag, B., Steffen, M., Ludwig, H.-G., et al. 2012, Journal of Computational Physics, 231, 919
- Frink, S., Mitchell, D. S., Quirrenbach, A., et al. 2002, ApJ, 576, 478
- Fuhrmann, K., Axer, M., & Gehren, T. 1993, A&A, 271, 451
- Ge, J. 2002, ApJ, 571, L165
- Ghezzi, L., Cunha, K., Schuler, S. C., & Smith, V. V. 2010a, ApJ, 725, 721
- Ghezzi, L., Cunha, K., Smith, V. V., et al. 2010b, ApJ, 720, 1290
- Ghezzi, L., Dutra-Ferreira, L., Lorenzo-Oliveira, D., et al. 2014, ArXiv e-prints
- Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., et al. 2002, A&A, 391, 195
- Gonzalez, G. 1997, MNRAS, 285, 403
- González, G., Brownlee, D., & Ward, P. 2001, Icarus, 152, 185
- Gonzalez, G., Carlson, M. K., & Tobin, R. W. 2010, MNRAS, 403, 1368
- Gonzalez, G. & Vanture, A. D. 1998, A&A, 339, L29
- González Hernández, J. I., Bonifacio, P., Ludwig, H.-G., et al. 2008, A&A, 480, 233
- González Hernández, J. I., Israelian, G., Santos, N. C., et al. 2010, ApJ, 720, 1592
- Grether, D. & Lineweaver, C. H. 2006, ApJ, 640, 1051
- Gunn, J. E., Siegmund, W. A., Mannery, E. J., et al. 2006, AJ, 131, 2332
- Haisch, Jr., K. E., Lada, E. A., & Lada, C. J. 2001, ApJ, 553, L153
- Heiter, U. & Luck, R. E. 2003, AJ, 126, 2015
- Hekker, S. & Meléndez, J. 2007, A&A, 475, 1003
- Hennebelle, P. & Chabrier, G. 2008, ApJ, 684, 395
- Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., et al. 2000, A&A, 355, L27
- Holweger, H., Bard, A., Kock, M., & Kock, A. 1991, A&A, 249, 545
- Holweger, H., Kock, M., & Bard, A. 1995, A&A, 296, 233
- Ida, S. & Lin, D. N. C. 2004, ApJ, 616, 567

- Jiang, P., Ge, J., Cargile, P., et al. 2013, AJ, 146, 65
- Johnson, H. L. & Knuckles, C. F. 1955, ApJ, 122, 209
- Johnson, H. L., Mitchell, R. I., & Iriarte, B. 1962, ApJ, 136, 75
- Kang, W., Lee, S.-G., & Kim, K.-M. 2011, ApJ, 736, 87
- Kasting, J. F., Whitmire, D. P., & Reynolds, R. T. 1993, Icarus, 101, 108
- Koch, A. & McWilliam, A. 2014, A&A, 565, A23
- Koen, C., Kilkenny, D., van Wyk, F., & Marang, F. 2010, MNRAS, 403, 1949
- Koleva, M., Prugniel, P., Bouchard, A., & Wu, Y. 2009, A&A, 501, 1269
- Kurucz, R. 1993, ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid. Kurucz CD-ROM No. 13. Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical Observatory, 1993., 13
- Kurucz, R. L., Furenlid, I., Brault, J., & Testerman, L. 1984, Solar flux atlas from 296 to 1300 nm
- Lasker, B. M., Lattanzi, M. G., McLean, B. J., et al. 2008, AJ, 136, 735
- Laughlin, G. & Adams, F. C. 1997, ApJ, 491, L51
- Lee, B. L., Ge, J., Fleming, S. W., et al. 2011, ApJ, 728, 32
- Lee, Y. S., Beers, T. C., Sivarani, T., et al. 2008, AJ, 136, 2022
- Lin, D. N. C., Bodenheimer, P., & Richardson, D. C. 1996, Nature, 380, 606
- Lind, K., Bergemann, M., & Asplund, M. 2012, MNRAS, 427, 50
- Lineweaver, C. H. 2001, Icarus, 151, 307
- Lissauer, J. J. 1987, Icarus, 69, 249
- Lomb, N. R. 1976, Ap&SS, 39, 447
- Luck, R. E. & Heiter, U. 2006, AJ, 131, 3069
- Ludwig, H.-G., Caffau, E., Steffen, M., et al. 2009, MmSAI, 80, 711
- Luhman, K. L., Rieke, G. H., Young, E. T., et al. 2000, ApJ, 540, 1016
- Lyra, W. & Porto de Mello, G. F. 2005, A&A, 431, 329
- Ma, B. & Ge, J. 2014, MNRAS, 439, 2781

- Ma, B., Ge, J., Barnes, R., et al. 2013, AJ, 145, 20
- Mack, III, C. E., Ge, J., Deshpande, R., et al. 2013, AJ, 145, 139
- Marcy, G. W. & Butler, R. P. 2000, PASP, 112, 137
- Markwardt, C. B. 2009, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 411, Astronomical Data Analysis Software and Systems XVIII, ed. D. A. Bohlender, D. Durand, & P. Dowler, 251
- Mashonkina, L. & Gehren, T. 2000, A&A, 364, 249
- Mashonkina, L., Gehren, T., Shi, J., Korn, A., & Grupp, F. 2010, in IAU Symposium, Vol. 265, IAU Symposium, ed. K. Cunha, M. Spite, & B. Barbuy, 197–200
- Mashonkina, L., Gehren, T., Shi, J.-R., Korn, A. J., & Grupp, F. 2011, A&A, 528, A87
- Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, The Messenger, 114, 20
- Mayor, M. & Queloz, D. 1995, Nature, 378, 355
- Meléndez, J., Asplund, M., Alves-Brito, A., et al. 2008, A&A, 484, L21
- Mishenina, T. V., Bienaymé, O., Gorbaneva, T. I., et al. 2006, A&A, 456, 1109
- Mishenina, T. V., Soubiran, C., Bienaymé, O., et al. 2008, A&A, 489, 923
- Moore, C. E., Minnaert, M. G. J., & Houtgast, J. 1966, The solar spectrum 2935 A to 8770 A
- Mordasini, C., Alibert, Y., & Benz, W. 2009, A&A, 501, 1139
- Morel, T., Miglio, A., Lagarde, N., et al. 2014, A&A, 564, A119
- Naef, D., Latham, D. W., Mayor, M., et al. 2001, A&A, 375, L27
- Nakajima, T., Oppenheimer, B. R., Kulkarni, S. R., et al. 1995, Nature, 378, 463
- Nayakshin, S., Helled, R., & Boley, A. C. 2014, MNRAS, 440, 3797
- Nissen, P. E. 1981, A&A, 97, 145
- O'Brian, T. R., Wickliffe, M. E., Lawler, J. E., Whaling, W., & Brault, J. W. 1991, Journal of the Optical Society of America B Optical Physics, 8, 1185
- Ogando, R. L. C., Maia, M. A. G., Pellegrini, P. S., & da Costa, L. N. 2008, AJ, 135, 2424
- Oppenheimer, B. R., Kulkarni, S. R., Matthews, K., & Nakajima, T. 1995, Science, 270, 1478

- Oscoz, A., Rebolo, R., López, R., et al. 2008, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7014, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series
- Padoan, P. & Nordlund, Å. 2004, ApJ, 617, 559
- Pasquini, L., Döllinger, M. P., Weiss, A., et al. 2007, A&A, 473, 979
- Pasquini, L., Randich, S., Zoccali, M., et al. 2004, A&A, 424, 951
- Patel, S. G., Vogt, S. S., Marcy, G. W., et al. 2007, ApJ, 665, 744
- Paulson, D. B., Saar, S. H., Cochran, W. D., & Henry, G. W. 2004, AJ, 127, 1644
- Paulson, D. B., Sneden, C., & Cochran, W. D. 2003, AJ, 125, 3185
- Pepe, F., Mayor, M., Queloz, D., et al. 2004, A&A, 423, 385
- Perryman, M. A. C., Brown, A. G. A., Lebreton, Y., et al. 1998, A&A, 331, 81
- Pollacco, D. L., Skillen, I., Collier Cameron, A., et al. 2006, PASP, 118, 1407
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, Icarus, 124, 62
- Pont, F., Melo, C. H. F., Bouchy, F., et al. 2005, A&A, 433, L21
- Pont, F., Moutou, C., Bouchy, F., et al. 2006, A&A, 447, 1035
- Porto de Mello, G., del Peloso, E. F., & Ghezzi, L. 2006, Astrobiology, 6, 308
- Porto de Mello, G. F., Lyra, W., & Keller, G. R. 2008, A&A, 488, 653
- Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P. 1992, Numerical recipes in FORTRAN. The art of scientific computing
- Quinn, S. N., White, R. J., Latham, D. W., et al. 2014, ApJ, 787, 27
- Raassen, A. J. J. & Uylings, P. H. M. 1998, A&A, 340, 300
- Raghavan, D., McAlister, H. A., Henry, T. J., et al. 2010, ApJS, 190, 1
- Ramírez, I., Allende Prieto, C., & Lambert, D. L. 2007, A&A, 465, 271
- Randich, S., Gilmore, G., & Gaia-ESO Consortium. 2013, The Messenger, 154, 47
- Rasio, F. A. & Ford, E. B. 1996, Science, 274, 954
- Rebolo, R., Zapatero Osorio, M. R., & Martín, E. L. 1995, Nature, 377, 129
- Ribas, I., Porto de Mello, G. F., Ferreira, L. D., et al. 2010, ApJ, 714, 384

- Robinson, S. E., Ammons, S. M., Kretke, K. A., et al. 2007, ApJS, 169, 430
- Robinson, S. E., Strader, J., Ammons, S. M., Laughlin, G., & Fischer, D. 2006, ApJ, 637, 1102
- Ruchti, G. R., Bergemann, M., Serenelli, A., Casagrande, L., & Lind, K. 2013, MNRAS, 429, 126
- Saffe, C. 2011, , 47, 3
- Sahlmann, J., Ségransan, D., Queloz, D., et al. 2011, A&A, 525, A95
- Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2004, A&A, 415, 1153
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., et al. 2005, A&A, 437, 1127
- Santos, N. C., Lovis, C., Melendez, J., et al. 2012, A&A, 538, A151
- Santos, N. C., Lovis, C., Pace, G., Melendez, J., & Naef, D. 2009, A&A, 493, 309
- Sato, B., Izumiura, H., Toyota, E., et al. 2007, ApJ, 661, 527
- Scargle, J. D. 1982, ApJ, 263, 835
- Schuler, S. C., King, J. R., Terndrup, D. M., et al. 2006, ApJ, 636, 432
- Schuler, S. C., Plunkett, A. L., King, J. R., & Pinsonneault, M. H. 2010, PASP, 122, 766
- Setiawan, J., Pasquini, L., da Silva, L., von der Lühe, O., & Hatzes, A. 2003, A&A, 397, 1151
- Shchukina, N. & Trujillo Bueno, J. 2001, ApJ, 550, 970
- Siebert, A., Williams, M. E. K., Siviero, A., et al. 2011, AJ, 141, 187
- Simon, T., Herbig, G., & Boesgaard, A. M. 1985, ApJ, 293, 551
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, AJ, 131, 1163
- Skumanich, A. & Eddy, J. A. 1981, in NATO ASIC Proc. 68: Solar Phenomena in Stars and Stellar Systems, ed. R. M. Bonnet & A. K. Dupree, 349–397
- Smiljanic, R. 2012, MNRAS, 422, 1562
- Smiljanic, R., Gauderon, R., North, P., et al. 2009, A&A, 502, 267
- Smith, V. V., Cunha, K., Shetrone, M. D., et al. 2013, ApJ, 765, 16
- Smith, V. V., Hinkle, K. H., Cunha, K., et al. 2002, AJ, 124, 3241
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., & Monteiro, M. J. P. F. G. 2007, A&A, 469, 783

- Sousa, S. G., Santos, N. C., Mayor, M., et al. 2008, A&A, 487, 373
- Sozzetti, A., Torres, G., Charbonneau, D., et al. 2007, ApJ, 664, 1190
- Spagna, A., Lattanzi, M. G., McLean, B., et al. 2006, MmSAI, 77, 1166
- Stefanik, H. P. & Latham, D. W. 1992, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 32, IAU Colloq. 135: Complementary Approaches to Double and Multiple Star Research, ed. H. A. McAlister & W. I. Hartkopf, 173
- Stefanik, R. P. & Latham, D. W. 1985, in Stellar Radial Velocities, ed. A. G. D. Philip & D. W. Latham, 213–222
- Steffen, M., Caffau, E., & Ludwig, H.-G. 2013, Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi, 24, 37
- Steffen, M., Ludwig, H.-G., & Caffau, E. 2009, MmSAI, 80, 731
- Steinmetz, M., Zwitter, T., Siebert, A., et al. 2006, AJ, 132, 1645
- Stempels, H. C., Collier Cameron, A., Hebb, L., Smalley, B., & Frandsen, S. 2007, MNRAS, 379, 773
- Stetson, P. B. & Pancino, E. 2008, PASP, 120, 1332
- Stoughton, C., Lupton, R. H., Bernardi, M., et al. 2002, AJ, 123, 485
- Takeda, Y., Ohkubo, M., Sato, B., Kambe, E., & Sadakane, K. 2005, PASJ, 57, 27
- Takeda, Y., Sato, B., & Murata, D. 2008, PASJ, 60, 781
- Torres, G., Andersen, J., & Giménez, A. 2010, A&A, 18, 67
- Torres, G., Bakos, G. Á., Kovács, G., et al. 2007, ApJ, 666, L121
- Torres, G., Fischer, D. A., Sozzetti, A., et al. 2012, ApJ, 757, 161
- Torres, G., Stefanik, R. P., Andersen, J., et al. 1997, AJ, 114, 2764
- Trager, S. C., Faber, S. M., Worthey, G., & González, J. J. 2000, AJ, 119, 1645
- Udry, S., Mayor, M., Naef, D., et al. 2000a, A&A, 356, 590
- Udry, S., Mayor, M., Naef, D., et al. 2000b, A&A, 356, 590
- Uomoto, A., Smee, S., Rockosi, C., et al. 1999, in Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 31, American Astronomical Society Meeting Abstracts, 1501
- Valenti, J. A. & Fischer, D. A. 2005, ApJS, 159, 141

- Valenti, J. A. & Piskunov, N. 2012, SME: Spectroscopy Made Easy, Astrophysics Source Code Library
- van Eyken, J. C., Ge, J., & Mahadevan, S. 2010, ApJS, 189, 156
- van Leeuwen, F., Evans, D. W., Grenon, M., et al. 1997, A&A, 323, L61
- Vogt, S. S., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2002, ApJ, 568, 352
- Wisniewski, J. P., Ge, J., Crepp, J. R., et al. 2012, AJ, 143, 107
- Wittenmyer, R. A., Endl, M., Cochran, W. D., et al. 2009, AJ, 137, 3529
- Worthey, G., Faber, S. M., Gonzalez, J. J., & Burstein, D. 1994, ApJS, 94, 687
- Wright, J. & Howard, A. 2012, RVLIN: Fitting Keplerian curves to radial velocity data, astrophysics Source Code Library
- Wright, J. T., Fischer, D. A., Ford, E. B., et al. 2009, ApJ, 699, L97
- Wright, J. T., Roy, A., Mahadevan, S., et al. 2013, ApJ, 770, 119
- Wu, Y. 2003, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 294, Scientific Frontiers in Research on Extrasolar Planets, ed. D. Deming & S. Seager, 213–216
- Wu, Y., Luo, A.-L., Li, H.-N., et al. 2011, Research in Astronomy and Astrophysics, 11, 924
- Wu, Y. & Murray, N. 2003, ApJ, 589, 605
- Zieliński, P., Niedzielski, A., Wolszczan, A., Adamów, M., & Nowak, G. 2012, A&A, 547, A91
- Zoccali, M., Lecureur, A., Barbuy, B., et al. 2006, A&A, 457, L1
- Zucker, D. B., de Silva, G., Freeman, K., Bland-Hawthorn, J., & Hermes Team. 2012, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 458, Galactic Archaeology: Near-Field Cosmology and the Formation of the Milky Way, ed. W. Aoki, M. Ishigaki, T. Suda, T. Tsujimoto, & N. Arimoto, 421

## Anexo A

# Lista de Linhas Atômicas do *Pipeline* BPG-MARVELS

Neste anexo, apresentamos as listas de linhas selecionadas no espectro solar de Ganimedes para os três espectrógrafos utilizados na obtenção dos espectros de *follow-up* do MARVELS, sendo eles o FEROS (Tabela A.1), o ARCES (Tabela A.2) e o SARG (Tabela A.3). Cada tabela contém as transições espectrais, as constantes atômicas e as medidas larguras equivalentes (em mÅ) para as linhas de Fe I e Fe II obtidas com o *bplot*. Apenas as linhas aprovadas nos testes estatísticos da seção 2.3.3 do Capítulo 2 constam nas tabelas.

$\lambda$ (Å)	Elemento	$\chi$ (eV)	loggf	LE (mÅ)
4523.399	Fe I	3.650	-1.880	46.7
4537.671	Fe I	3.270	-2.890	18.8
4556.924	Fe I	3.250	-2.590	31.2
4585.339	Fe I	4.610	-1.570	21.8
4593.525	Fe I	3.940	-1.950	31.0
4798.265	Fe I	4.190	-1.420	45.9
4798.731	Fe I	1.610	-4.130	34.4
4808.147	Fe I	3.250	-2.590	32.1
4907.732	Fe I	3.430	-1.680	67.0
4911.779	Fe I	3.930	-1.570	50.5
4961.913	Fe I	3.630	-2.260	31.1
4962.572	Fe I	4.180	-1.180	59.0
4969.916	Fe I	4.220	-0.780	79.7

Table A.1: Tabela com as linhas espectrais utilizadas para o cálculo dos parâmetros atmosféricos do espectro solar obtido com o FEROS.

$\lambda$ (Å)	Elemento	$\chi$ (eV)	loggf	LE (mÅ)
5023.186	Fe I	4.280	-1.390	44.0
5054.642	Fe I	3.640	-1.940	45.6
5067.150	Fe I	4.220	-0.830	77.1
5072.672	Fe I	4.220	-0.910	72.5
5127.358	Fe I	0.910	-3.340	103.1
5151.910	Fe I	1.010	-3.210	105.8
5196.059	Fe I	4.260	-0.790	77.1
5213.805	Fe I	3.940	-2.750	7.7
5223.183	Fe I	3.630	-2.270	31.5
5225.525	Fe I	0.110	-4.740	76.5
5242.491	Fe I	3.630	-1.110	89.2
5243.773	Fe I	4.260	-1.010	65.0
5250.208	Fe I	0.120	-4.800	73.5
5321.108	Fe I	4.430	-1.230	45.3
5332.899	Fe I	1.560	-2.920	94.6
5373.698	Fe I	4.470	-0.740	70.5
5379.574	Fe I	3.690	-1.480	67.2
5395.215	Fe I	4.440	-1.630	26.4
5432.946	Fe I	4.440	-0.660	77.0
5436.295	Fe I	4.390	-1.310	43.3
5473.163	Fe I	4.190	-1.940	23.4
5522.446	Fe I	4.210	-1.370	49.1
5560.207	Fe I	4.430	-1.020	57.1
5577.025	Fe I	5.030	-1.440	14.3
5635.822	Fe I	4.260	-1.500	40.4
5636.696	Fe I	3.640	-2.410	25.6
5638.262	Fe I	4.220	-0.720	84.7
5641.434	Fe I	4.260	-0.880	73.1
5649.987	Fe I	5.100	-0.700	43.4
5652.318	Fe I	4.260	-1.650	33.4
5661.345	Fe I	4.280	-1.780	26.9
5701.544	Fe I	2.560	-2.100	90.2
5705.464	Fe I	4.300	-1.360	45.4
5731.762	Fe I	4.260	-1.100	61.1
5778.453	Fe I	2.590	-3.370	28.5
5811.915	Fe I	4.140	-2.210	16.1
5814.805	Fe I	4.280	-1.760	27.6
5835.098	Fe I	4.260	-1.970	20.3

Tabela A.1: Continuação da tabela.

	-			
$\lambda$ (Å)	Elemento	$\chi$ (eV)	loggf	LE (mÅ)
5852.217	Fe I	4.550	-1.190	42.7
5855.076	Fe I	4.610	-1.520	24.8
5859.586	Fe I	4.550	-0.600	75.8
5916.247	Fe I	2.450	-2.810	61.7
5927.786	Fe I	4.650	-1.050	45.7
5929.667	Fe I	4.550	-1.180	43.7
5930.173	Fe I	4.650	-0.300	90.8
6005.542	Fe I	2.590	-3.470	24.8
6078.999	Fe I	4.650	-1.000	48.5
6093.643	Fe I	4.610	-1.290	35.3
6136.993	Fe I	2.200	-2.840	72.8
6159.368	Fe I	4.610	-1.920	12.4
6187.987	Fe I	3.940	-1.610	50.6
6213.429	Fe I	2.220	-2.580	85.0
6219.279	Fe I	2.200	-2.440	93.0
6226.730	Fe I	3.880	-2.040	32.8
6240.645	Fe I	2.220	-3.290	50.7
6265.131	Fe I	2.180	-2.520	90.4
6315.811	Fe I	4.070	-1.630	43.7
6330.107	Fe I	4.580	-1.470	28.8
6358.693	Fe I	0.860	-3.860	89.3
6380.743	Fe I	4.190	-1.310	54.7
6392.538	Fe I	2.280	-3.920	20.0
6608.024	Fe I	2.280	-3.940	19.7
6627.540	Fe I	4.550	-1.410	33.4
6633.746	Fe I	4.560	-0.650	73.9
6703.566	Fe I	2.760	-2.970	41.3
6705.101	Fe I	4.610	-1.000	51.3
6710.316	Fe I	1.480	-4.720	20.7
6713.743	Fe I	4.790	-1.370	25.4
6725.353	Fe I	4.100	-2.080	23.0
6726.666	Fe I	4.610	-0.980	52.5
6732.065	Fe I	4.580	-2.020	11.1
6733.150	Fe I	4.640	-1.390	30.7
6739.520	Fe I	1.560	-4.840	14.4
6786.856	Fe I	4.190	-1.840	29.3
6806.843	Fe I	2.730	-3.040	39.9
6810.257	Fe I	4.610	-0.960	53.9

Tabela A.1: Continuação da tabela.

$\lambda$ (Å)	Elemento	$\chi$ (eV)	loggf	LE (mÅ)
6820.369	Fe I	4.640	-1.070	46.4
6839.830	Fe I	2.560	-3.280	36.3
6842.679	Fe I	4.640	-1.110	44.5
6843.648	Fe I	4.550	-0.810	65.6
6855.707	Fe I	4.610	-1.660	20.8
6857.249	Fe I	4.070	-2.050	25.6
6858.145	Fe I	4.610	-0.950	54.2
6862.480	Fe I	4.560	-1.440	32.0
4576.340	Fe II	2.840	-2.980	66.7
4656.981	Fe II	2.890	-3.630	39.1
4993.358	Fe II	2.810	-3.690	40.0
5197.577	Fe II	3.230	-2.310	82.5
5264.812	Fe II	3.230	-3.010	52.1
5325.553	Fe II	3.220	-3.110	48.6
5425.257	Fe II	3.200	-3.130	48.6
6084.111	Fe II	3.200	-3.750	24.0
6149.258	Fe II	3.890	-2.730	38.4
6247.557	Fe II	3.890	-2.310	56.6
6416.919	Fe II	3.890	-2.650	42.1
6456.383	Fe II	3.900	-2.100	65.7

Tabela A.1: Continuação da tabela.

$\lambda$ (Å)	Elemento	$\chi$ (eV)	loggf	LE (mÅ)
4523.39	9 Fe I	3.650	-1.930	44.2
4537.67	1 Fe I	3.270	-2.990	15.8
4556.92	4 Fe I	3.250	-2.710	26.2
4585.33	9 Fe I	4.610	-1.640	19.1
4602.00	0 Fe I	1.610	-3.280	70.3
4798.26	5 Fe I	4.190	-1.520	41.1
4798.73	1 Fe I	1.610	-4.180	32.2
4907.73	2 Fe I	3.430	-1.770	63.0
4908.03	1 Fe I	4.220	-1.530	39.5
4961.91	3 Fe I	3.630	-2.400	25.1
4962.57	2 Fe I	4.180	-1.300	52.8
4969.91	6 Fe I	4.220	-0.860	75.0
5023.18	6 Fe I	4.280	-1.570	34.8
5054.64	2 Fe I	3.640	-2.020	42.1
5067.15	0 Fe I	4.220	-0.970	68.9
5072.67	2 Fe I	4.220	-1.020	66.1
5109.65	0 Fe I	4.300	-0.760	77.2
5127.35	8 Fe I	0.910	-3.390	100.6
5151.91	0 Fe I	1.010	-3.350	97.9
5196.05	9 Fe I	4.260	-0.890	71.8
5223.18	3 Fe I	3.630	-2.230	33.2
5225.52	5 Fe I	0.110	-4.680	79.0
5242.49	1 Fe I	3.630	-1.190	84.6
5243.77	3 Fe I	4.260	-1.060	62.2
5321.10	8 Fe I	4.430	-1.260	43.9
5389.47	9 Fe I	4.410	-0.650	78.6
5395.21	5 Fe I	4.440	-1.860	17.6
5432.94	6 Fe I	4.440	-0.800	68.3
5436.29	5 Fe I	4.390	-1.400	39.2
5473.16	3 Fe I	4.190	-1.990	21.3
5494.46	3 Fe I	4.070	-1.970	26.8
5522.44	6 Fe I	4.210	-1.440	45.2
5635.82	2 Fe I	4.260	-1.580	36.5
5641.43	4 Fe I	4.260	-0.950	68.9

Table A.2: Tabela com as linhas espectrais utilizadas para o cálculo dos parâmetros atmosféricos do espectro solar obtido com o ARCES.

$\lambda$ (Å)	Elemento	$\chi$ (eV)	loggf	LE (mÅ)
5661.345	Fe I	4.280	-1.930	21.0
5705.464	Fe I	4.300	-1.580	34.9
5731.762	Fe I	4.260	-1.200	56.0
5775.081	Fe I	4.220	-1.190	58.4
5778.453	Fe I	2.590	-3.590	19.7
5811.915	Fe I	4.140	-2.290	13.8
5835.098	Fe I	4.260	-2.220	12.7
5852.217	Fe I	4.550	-1.250	39.9
5855.076	Fe I	4.610	-1.620	21.1
5856.083	Fe I	4.290	-1.640	32.4
5859.586	Fe I	4.550	-0.690	70.0
5916.247	Fe I	2.450	-2.970	54.1
5927.786	Fe I	4.650	-0.980	49.1
5929.667	Fe I	4.550	-1.240	40.2
5930.173	Fe I	4.650	-0.340	87.8
5956.692	Fe I	0.860	-4.690	48.0
6005.542	Fe I	2.590	-3.540	22.1
6007.960	Fe I	4.650	-0.770	60.6
6078.999	Fe I	4.650	-1.040	46.0
6093.643	Fe I	4.610	-1.400	30.5
6120.246	Fe I	0.910	-5.870	6.2
6136.993	Fe I	2.200	-2.860	72.0
6159.368	Fe I	4.610	-1.920	12.3
6165.360	Fe I	4.140	-1.540	44.7
6187.987	Fe I	3.940	-1.650	48.9
6200.313	Fe I	2.610	-2.470	71.3
6213.429	Fe I	2.220	-2.620	82.7
6219.279	Fe I	2.200	-2.500	90.0
6226.730	Fe I	3.880	-2.080	31.0
6265.131	Fe I	2.180	-2.650	83.5
6297.792	Fe I	2.220	-2.490	90.0
6315.811	Fe I	4.070	-1.630	44.1
6330.107	Fe I	4.580	-1.500	27.6
6380.743	Fe I	4.190	-1.420	48.9
6392.538	Fe I	2.280	-3.960	18.9
6498.937	Fe I	0.960	-4.650	46.9
6608.024	Fe I	2.280	-4.040	16.4
6627.540	Fe I	4.550	-1.470	30.4

Tabela A.2: Continuação da tabela.

$\lambda$ (Å)	Elemento	$\chi$ (eV)	loggf	LE (mÅ)
6633.412	Fe I	4.830	-1.240	29.4
6633.746	Fe I	4.560	-0.780	66.3
6634.098	Fe I	4.790	-1.140	35.6
6703.566	Fe I	2.760	-3.090	35.7
6725.353	Fe I	4.100	-2.240	17.4
6726.666	Fe I	4.610	-1.090	46.8
6750.150	Fe I	2.420	-2.650	74.1
6752.705	Fe I	4.640	-1.240	37.6
6786.856	Fe I	4.190	-1.910	26.6
6806.843	Fe I	2.730	-3.140	35.0
6810.257	Fe I	4.610	-1.060	48.7
6820.369	Fe I	4.640	-1.200	39.8
6839.830	Fe I	2.560	-3.410	30.3
6842.679	Fe I	4.640	-1.220	39.0
6843.648	Fe I	4.550	-0.920	59.3
6855.707	Fe I	4.610	-1.710	19.1
6857.249	Fe I	4.070	-2.150	21.6
6858.145	Fe I	4.610	-1.050	49.1
6862.480	Fe I	4.560	-1.500	29.0
4576.340	Fe II	2.840	-3.240	56.6
4656.981	Fe II	2.890	-3.730	34.9
4993.358	Fe II	2.810	-3.720	39.0
5264.812	Fe II	3.230	-3.020	51.7
5325.553	Fe II	3.220	-3.150	46.6
5425.257	Fe II	3.200	-3.250	43.6
6084.111	Fe II	3.200	-3.840	20.9
6149.258	Fe II	3.890	-2.800	35.5
6247.557	Fe II	3.890	-2.410	52.0
6416.919	Fe II	3.890	-2.710	39.4
6456.383	Fe II	3.900	-2.200	61.2

Tabela A.2: Continuação da tabela.

$\lambda$ (Å)	Elemento	$\chi$ (eV)	loggf	LE (mÅ)
4741.529	Fe I	2.830	-2.130	71.0
4798.265	Fe I	4.190	-1.490	42.5
4798.731	Fe I	1.610	-4.160	33.2
4808.147	Fe I	3.250	-2.770	24.6
4907.732	Fe I	3.430	-1.780	62.3
4911.779	Fe I	3.930	-1.730	42.7
4962.572	Fe I	4.180	-1.330	51.4
4969.916	Fe I	4.220	-0.880	73.8
5054.642	Fe I	3.640	-2.100	38.3
5067.150	Fe I	4.220	-1.010	66.9
5072.672	Fe I	4.220	-1.060	63.9
5109.650	Fe I	4.300	-0.820	73.5
5127.358	Fe I	0.910	-3.630	89.0
5151.910	Fe I	1.010	-3.420	94.4
5196.059	Fe I	4.260	-0.990	65.8
5223.183	Fe I	3.630	-2.380	26.6
5242.491	Fe I	3.630	-1.230	82.4
5243.773	Fe I	4.260	-1.130	58.8
5321.108	Fe I	4.430	-1.300	42.2
5332.899	Fe I	1.560	-2.980	91.2
5373.698	Fe I	4.470	-0.850	64.1
5379.574	Fe I	3.690	-1.610	60.3
5395.215	Fe I	4.440	-1.790	20.1
5412.784	Fe I	4.430	-1.790	20.5
5432.946	Fe I	4.440	-0.780	70.3
5436.295	Fe I	4.390	-1.360	41.1
5473.163	Fe I	4.190	-2.090	18.0
5494.463	Fe I	4.070	-1.980	26.5
5522.446	Fe I	4.210	-1.490	42.9
5560.207	Fe I	4.430	-1.050	55.1
5577.025	Fe I	5.030	-1.640	9.5
5635.822	Fe I	4.260	-1.590	36.1
5636.696	Fe I	3.640	-2.620	17.8
5641.434	Fe I	4.260	-0.980	67.2

Table A.3: Tabela com as linhas espectrais utilizadas para o cálculo dos parâmetros atmosféricos do espectro solar obtidos com o SARG.

$\lambda$ (Å)	Elemento	$\chi$ (eV)	loggf	LE (mÅ)
5649.987	Fe I	5.100	-0.850	35.2
5652.318	Fe I	4.260	-1.810	26.3
5661.345	Fe I	4.280	-1.820	25.2
5701.544	Fe I	2.560	-2.200	84.7
5705.464	Fe I	4.300	-1.490	38.9
5731.762	Fe I	4.260	-1.130	59.2
5775.081	Fe I	4.220	-1.140	61.0
5811.915	Fe I	4.140	-2.420	10.7
5814.805	Fe I	4.280	-1.870	23.3
5835.098	Fe I	4.260	-2.090	16.3
5852.217	Fe I	4.550	-1.100	47.5
5855.076	Fe I	4.610	-1.500	25.7
5856.083	Fe I	4.290	-1.580	35.5
5859.586	Fe I	4.550	-0.680	70.9
5929.667	Fe I	4.550	-1.150	45.1
6005.542	Fe I	2.590	-3.460	25.1
6007.960	Fe I	4.650	-0.710	64.2
6078.491	Fe I	4.790	-0.440	73.9
6078.999	Fe I	4.650	-1.010	47.8
6093.643	Fe I	4.610	-1.350	32.4
6098.244	Fe I	4.560	-1.750	18.4
6136.993	Fe I	2.200	-2.890	70.2
6151.617	Fe I	2.180	-3.250	54.3
6159.368	Fe I	4.610	-1.920	12.4
6297.792	Fe I	2.220	-2.780	75.6
6315.811	Fe I	4.070	-1.640	43.5
6322.685	Fe I	2.590	-2.320	80.8
6330.107	Fe I	4.580	-1.480	28.3
6380.743	Fe I	4.190	-1.250	57.7
6392.538	Fe I	2.280	-3.870	21.9
6498.937	Fe I	0.960	-4.620	48.7
6608.024	Fe I	2.280	-3.930	20.1
6703.566	Fe I	2.760	-3.050	37.7
6705.101	Fe I	4.610	-1.050	48.9
6710.316	Fe I	1.480	-4.810	17.5
6713.743	Fe I	4.790	-1.480	21.0
6725.353	Fe I	4.100	-2.190	19.3
6726.666	Fe I	4.610	-1.030	49.9

Tabela A.3: Continuação da tabela.

$\lambda$ (Å)	Elemento	$\chi$ (eV)	loggf	LE (mÅ)
6732.065	Fe I	4.580	-2.100	9.5
6733.150	Fe I	4.640	-1.400	30.0
6739.520	Fe I	1.560	-4.800	15.5
6750.150	Fe I	2.420	-2.600	76.7
6752.705	Fe I	4.640	-1.340	32.9
6806.843	Fe I	2.730	-3.090	37.3
6810.257	Fe I	4.610	-0.970	53.0
6820.369	Fe I	4.640	-1.100	45.1
6839.830	Fe I	2.560	-3.370	32.3
6842.679	Fe I	4.640	-1.200	39.6
6843.648	Fe I	4.550	-0.820	64.9
6855.707	Fe I	4.610	-1.860	14.4
6857.249	Fe I	4.070	-2.250	18.2
6862.480	Fe I	4.560	-1.530	27.7
4993.358	Fe II	2.810	-3.830	34.2
5197.577	Fe II	3.230	-2.530	72.4
5264.812	Fe II	3.230	-3.220	43.5
5325.553	Fe II	3.220	-3.200	44.5
5414.073	Fe II	3.220	-3.580	29.3
5425.257	Fe II	3.200	-3.320	40.5
6084.111	Fe II	3.200	-3.750	24.1
6149.258	Fe II	3.890	-2.800	35.5
6456.383	Fe II	3.900	-2.090	66.1

Tabela A.3: Continuação da tabela.

### Anexo B

# Índices Espectrais e Coeficientes das Funções de Correlação

Neste anexo apresentamos as tabelas dos índices selecionados e das calibrações associadas a estes mesmos índices, conforme apresentadas no Capítulo 3. A Tabela B.1 contém a lista dos índices selecionados, com os limites iniciais e finais de comprimento do onda de cada índice,  $\lambda_i e \lambda_f$  respectivamente, além do comprimento de onda central estimado de cada índice. Também é mostrado o potencial de excitação médio de cada índice, bem como o desvio padrão desta quantidade. A última coluna da Tabela B.1 apresenta uma classificação para os índices utilizados em cada processo da análise e índices excluídos segundo os critérios mencionados nas seções (3.5) e (3.7.3).

A Tabela B.2 apresenta os coeficientes das calibrações dos índices construídas na seção (3.5). Os coeficientes indicados com o símbolo "–" foram eliminados de acordo com os testes estatísticos mencionados na seção (3.5). Os parâmetros estatísticos das regressões  $R^2$ ,  $\sigma_{calib}$  e o número de estrelas utilizados em cada regressão N também são mostrados. As últimas duas colunas desta tabela apresentam a faixa de validade das LEs.

Índice	$\lambda_i$ (Å)	$\lambda_f$ (Å)	$\lambda_c$ (Å)	$\langle \chi \rangle ({\rm eV})$	$\left< \sigma \right> (\mathrm{eV})$	Elementos dominantes	Notas
1	5100.40	5102.00	5101.20	4.36	1.55	Fe II	2
2	5102.00	5104.90	5103.45	3.29	1.22	Ni I, Fe I	1
3	5105.10	5106.05	5105.58	3.29	1.22	Cu I	1
4	5106.90	5108.25	5107.58	1.28	0.28	Fe I	1
5	5109.95	5111.05	5110.50	1.79	1.79	Fe I	1
6	5130.95	5132.20	5131.58	2.96	0.74	Fe I, Ni I	1
7	5135.55	5137.90	5136.72	3.35	1.45	Fe I, Ni I	1
8	5138.05	5140.45	5139.25	3.12	0.26	Fe I, Cr I	1

Table B.1: Propriedades dos Índices Espectrais.

Tabela B.1: Continuação da tabela.

Índice	$\lambda_i$ (Å)	$\lambda_f$ (Å)	$\lambda_c$ (Å)	$\langle \chi \rangle  ({\rm eV})$	$\langle \sigma \rangle  ({\rm eV})$	Elementos dominantes	Notas
9	5140.65	5144.15	5142.40	3.13	1.43	Fe I, Ni I	1
10	5194.35	5196.95	5195.65	3.25	0.93	Fe I, Cr I, Mn I	1
11	5196.95	5198.00	5197.48	3.81	0.54	Fe II, Fe I, Ni I	2
12	5198.25	5199.35	5198.80	2.22	_	Fe I	1
13	5201.55	5203.30	5202.42	3.22	1.04	Fe I	1
14	5203.30	5209.45	5206.38	1.23	1.18	Cr I, Fe I	1
15	5213.55	5216.90	5215.22	2.44	0.82	Fe I	1
16	5229.10	5230.95	5230.03	3.75	0.47	Fe I	1
17	5231.85	5233.70	5232.78	2.94	_	Fe I	1
18	5234.05	5236.75	5235.40	3.68	0.74	Fe II, Fe I	2
19	5236.75	5238.00	5237.38	4.07	_	Cr II	2
20	5241.25	5244.85	5243.05	3.95	0.32	Fe I	1
21	5249.75	5254.25	5252.00	1.97	1.33	Fe I	1
22	5254.25	5256.35	5255.30	3.10	1.54	Cr I, Fe I, Mn I	1
23	5272.60	5274.05	5273.33	2.89	0.41	Fe I	1
24	5274.05	5276.80	5275.42	3.37	0.50	Fe II, Fe I, Cr I,Cr II	2
25	5279.35	5280.95	5280.15	3.76	0.31	Cr I, Fe I, Cr II	2
26	5280.95	5282.85	5281.90	3.04	_	Fe I	1
27	5282.85	5286.65	5284.75	3.68	0.64	Fe I, Ti I, Fe II	2
28	5288.00	5289.10	5288.55	3.69	_	Fe I	1
29	5296.15	5299.45	5297.80	2.28	1.22	Cr I, Fe I	1
30	5301.50	5303.25	5302.38	3.28	_	Fe I	1
31	5306.75	5308.00	5307.38	1.61	_	Fe I	1
32	5308.00	5309.45	5308.73	4.07	_	Cr II	2
33	5312.10	5314.25	5313.17	3.76	0.31	Cr II, Cr I	2
34	5314.25	5315.65	5314.95	4.37	_	Fe I	1
35	5315.90	5317.90	5316.90	3.19	0.04	Fe II	2
36	5320.50	5322.65	5321.58	3.36	1.08	Fe I	1
37	5322.65	5325.00	5323.83	3.21	_	Fe I	1
38	5327.05	5330.85	5328.95	2.55	1.13	Fe I, Cr I	1
39	5332.05	5333.55	5332.80	2.67	1.36	Fe I, V II	1
40	5334.55	5335.60	5335.08	4.05	0.03	Cr II, Co I	2
41	5336.30	5337.35	5336.83	1.58	_	Ti II	3,2
42	5338.90	5341.95	5340.42	2.61	0.89	Fe I, Cr I, Mn I	1
43	5341.95	5344.05	5343.00	4.02	_	Co I, Fe I	1
44	5345.10	5346.40	5345.75	1.00	_	Cr I	1
45	5347.35	5348.90	5348.12	1.00	_	Cr I	1
46	5352.65	5354.20	5353.42	3.40	1.25	Fe I, Co I, Ni I	1

Índice	$\lambda_i$ (Å)	$\lambda_f$ (Å)	$\lambda_c$ (Å)	$\langle \chi \rangle  ({\rm eV})$	$\langle \sigma \rangle  ({\rm eV})$	Elementos dominantes	Notas
47	5360.70	5362.15	5361.42	4.41	_	Fe I	1
48	5362.20	5363.65	5362.92	3.72	0.52	Fe II, Fe I, Co I	2
49	5363.65	5366.05	5364.85	4.01	0.44	Fe I	1
50	5366.90	5368.15	5367.52	4.41	_	Fe I	1
51	5368.95	5372.85	5370.90	3.18	1.70	Fe I, Ni I, Co I	1
52	5373.10	5374.70	5373.90	4.47	_	Fe I	1
53	5377.10	5378.55	5377.83	3.84	_	Mn I	1
54	5382.65	5384.35	5383.50	4.31	_	Fe I	1
55	5385.85	5388.00	5386.92	3.73	0.39	Fe I, Cr I	1
56	5388.85	5392.30	5390.58	4.28	0.13	Fe I	1
57	5392.50	5394.05	5393.27	3.24	_	Fe I	1
58	5394.05	5395.75	5394.90	2.22	2.22	Mn I, Fe I	1
59	5395.75	5398.95	5397.35	2.99	1.85	Fe I	1
60	5399.95	5402.05	5401.00	4.02	0.56	Fe I, Cr I	1
61	5403.20	5407.00	5405.10	3.76	1.36	Fe I	1
62	5408.35	5411.80	5410.08	3.49	1.65	Cr I, Fe I, Ni I	1
63	5414.45	5416.00	5415.23	4.39	—	Fe I	1
64	5416.50	5417.60	5417.05	4.41	—	Fe I	1
65	5417.65	5419.60	5418.62	1.58	_	Ti II	3,2
66	5422.90	5425.65	5424.27	3.16	1.19	Fe I, Ni I, Fe II	2
67	5427.30	5431.00	5429.15	3.21	1.95	Fe I	1
68	5431.90	5435.35	5433.62	1.82	2.33	Fe I, Mn I	1
69	5435.35	5437.60	5436.48	2.89	1.31	Ni I, Fe I	1
70	5454.30	5456.95	5455.62	2.67	1.66	Fe I	1
71	5462.00	5465.20	5463.60	4.22	0.29	Fe I, Ni I	1
72	5465.20	5467.55	5466.38	3.86	0.44	Fe I	1
73	5469.70	5471.75	5470.73	3.30	1.14	Mn I, Fe I	1
74	5475.65	5477.45	5476.55	3.36	1.32	Ni I, Fe I	1
75	5482.65	5484.25	5483.45	2.93	1.22	Fe I, Co I	1
76	5486.35	5488.60	5487.48	4.20	0.36	Fe I	1
77	5496.80	5498.50	5497.65	1.01	_	Fe I	1
78	5500.20	5502.45	5501.33	0.96	_	Fe I	1
79	5505.10	5507.55	5506.33	1.59	0.60	Fe I, Mn I	1
80	5516.00	5517.75	5516.88	3.20	1.02	Mn I, Fe I	1
81	5521.85	5522.95	5522.40	4.21	_	Fe I	1
82	5524.70	5526.15	5525.42	4.23	_	Fe I	1
83	5531.45	5533.80	5532.62	4.24	0.67	Fe I	1

Tabela B.1: Continuação da tabela.

Índice	$\lambda_i$ (Å)	$\lambda_f$ (Å)	$\lambda_{c}$ (Å)	$\langle \chi \rangle (eV)  \langle \sigma \rangle (eV)$ Elementos dominantes		Notas	
84	5534.05	5536.15	5535.10	3.56	0.55	Fe I, Ba I, Fe II	2
85	5542.30	5544.65	5543.47	3.95	0.30	Fe I	1
86	5545.50	5547.85	5546.67	3.22	1.86	Fe I, V I	1
87	5552.90	5555.70	5554.30	3.64	1.48	Fe I, Ni I	1
88	5559.40	5560.85	5560.12	4.43	_	Fe I	1
89	5562.05	5564.50	5563.27	3.69	0.84	Fe I	1
90	5564.85	5566.45	5565.65	4.61	_	Fe I	1
91	5566.80	5568.20	5567.50	2.61	_	Fe I	1
92	5568.80	5570.30	5569.55	3.42	_	Fe I	1
93	5571.95	5574.00	5572.98	3.80	0.40	Fe I	1
94	5575.40	5576.80	5576.10	3.43	_	Fe I	1
95	5577.90	5579.25	5578.58	1.68	_	Ni I	1
96	5585.85	5587.35	5586.60	3.37	_	Fe I	1
97	5164.10	5169.80	5166.95	2.25	1.81	Mg I, Fe I, Fe II	3
98	5170.00	5175.65	5172.83	1.40	1.36	Mg I, Fe I, Ti I	3
99	5180.75	5187.05	5183.90	2.72	_	Mg I	3
100	5187.15	5189.95	5188.55	2.88	1.28	Ti II, Ca I, Fe I	3
101	5209.45	5211.75	5210.60	0.05	_	Ti I	3
102	5259.80	5261.05	5260.42	2.52	_	Ca I	3
103	5261.05	5262.75	5261.90	2.52	_	Ca I	3
104	5511.35	5513.70	5512.53	3.29	1.40	Ca I, Ti I, Fe I	3
105	5513.75	5515.30	5514.52	1.44	0.01	Ti I	3
106	5527.50	5529.60	5528.55	4.34	_	Mg I	3
107	5581.25	5582.65	5581.95	2.52	_	Ca I	3
108	5588.25	5589.30	5588.77	2.52	_	Ca I	3

Tabela B.1: Continuação da tabela.

**Notas**: (1) Índices utilizados nas regressões finais; (2) Índices removidos por apresentarem  $R^2 < 0.9$  (ver seção 3.5); (3) Índices excluídos por não estarem presentes em todas as 120 exposições do espectro Sol do MARVELS (ver seção 3.7.3); (4) Índices eliminados pelo corte em largura equivalente (ver seção 3.7.3).

Índice	$a_0$	$a_1$	<i>a</i> <sub>2</sub>	<i>a</i> <sub>3</sub>	$a_4$	<i>a</i> <sub>5</sub>	<i>a</i> <sub>6</sub>	<i>a</i> <sub>7</sub>	<i>a</i> <sub>8</sub>	<i>a</i> 9	<i>R</i> <sup>2</sup>	$\sigma^{calib}$	EW <sub>min</sub> (mÅ)	EW <sub>max</sub> (mÅ)
1	1.75E+03	3.28E+02	-1.04E+00	6.82E+02	-1.17E-02	-4.34E+01	-5.57E-02	5.88E+01	1.06E-04	-4.39E+01	0.895	11.55	1.65	230.01
2	7.65E+02	8.84E+02	-5.20E-01	6.13E+02	-1.97E-02	-1.36E+02	-2.72E-02	2.39E+01	4.35E-05	-5.49E+01	0.926	18.39	25.01	402.49
3	1.04E+02	1.37E+02	-1.23E-01	2.43E+02	1.94E-02	-4.35E+01	-	7.23E+00	6.21E-06	-3.02E+01	0.935	6.06	26.44	166.78
4	2.02E+03	4.08E+02	-7.82E-01	3.48E+02	-4.32E-02	-1.31E+01	-5.91E-02	_	8.09E-05	-	0.974	7.48	143.32	357.77
5	1.68E+03	4.54E+02	-5.41E-01	1.37E+02	-4.75E-02	-1.74E+01	-3.68E-02	7.28E+00	5.32E-05	9.16E+00	0.980	5.56	94.09	320.62
6	1.24E+03	1.42E+02	-2.62E-01	-8.39E+01	3.16E-02	-5.26E+01	-2.75E-02	-7.08E+00	2.87E-05	2.75E+01	0.955	6.90	55.36	250.87
7	3.60E+03	5.65E+02	-1.15E+00	1.65E+02	-1.52E-02	-6.65E+01	-8.45E-02	2.62E+01	1.20E-04	3.87E+01	0.964	13.58	135.31	591.45
8	7.51E+03	3.36E+02	-2.94E+00	9.48E+02	-6.03E-02	4.85E+01	-1.47E-01	-5.02E+01	2.85E-04	_	0.986	15.23	188.07	956.46
9	8.65E+03	7.99E+02	-2.87E+00	3.53E+02	-3.08E-02	-8.81E+01	-1.49E-01	-5.27E+01	2.83E-04	6.37E+01	0.975	20.20	233.52	1006.07
10	5.71E+03	2.62E+02	-2.22E+00	7.34E+02	-2.53E-02	2.64E+01	-2.11E-01	-	2.52E-04	6.17E+01	0.985	13.55	183.55	851.70
11	9.15E+02	7.32E+01	-2.32E-01	-4.08E+01	1.82E-02	-2.51E+01	-3.08E-02	4.12E+00	3.20E-05	2.26E+01	0.946	4.75	58.48	176.57
12	2.34E+03	3.41E+01	-9.10E-01	2.41E+02	_	-	-9.01E-02	-1.30E+01	1.08E-04	3.38E+01	0.966	5.93	50.29	242.45
13	5.47E+03	7.34E+01	-2.10E+00	4.87E+02	_	-	-1.15E-01	-	2.15E-04	2.24E+01	0.976	9.78	92.17	524.25
14	3.25E+04	5.86E+02	-1.37E+01	4.71E+03	-2.32E-01	2.90E+02	-7.72E-01	-	1.39E-03	-	0.988	46.94	474.31	3092.88
15	4.08E+03	8.07E+02	-1.76E+00	8.91E+02	-1.21E-01	4.68E+01	-1.85E-01	7.75E+01	2.02E-04	2.38E+01	0.985	13.75	169.39	773.83
16	1.71E+03	3.30E+02	-7.10E-01	3.64E+02	-6.17E-02	3.53E+01	-8.26E-02	1.60E+01	8.21E-05	1.62E+01	0.987	6.05	69.96	360.47
17	1.90E+03	1.86E+02	-1.37E+00	1.37E+03	-7.87E-02	1.13E+02	-1.50E-01	-1.23E+01	1.51E-04	-4.58E+01	0.991	9.96	149.67	708.59
18	2.20E+03	3.63E+02	-2.68E-01	-4.13E+02	-1.13E-02	-1.87E+01	-2.94E-02	4.84E+01	2.78E-05	6.48E+01	0.982	8.22	126.15	473.52
19	9.82E+02	1.07E+02	-1.69E-01	-2.06E+02	-3.79E-03	-1.00E+01	-7.31E-03	1.57E+01	1.89E-05	2.66E+01	0.934	3.45	32.07	99.20
20	1.16E+03	2.46E+02	-3.95E-01	2.04E+02	-8.85E-03	_	-3.79E-02	5.90E+01	4.20E-05	_	0.968	9.63	88.92	400.24
21	7.79E+03	5.77E+02	-2.11E+00	-2.62E+02	-7.50E-02	3.63E+01	-3.08E-02	1.00E+02	1.72E-04	5.10E+01	0.987	13.15	183.32	846.77
22	4.74E+03	7.74E+02	-1.24E+00	-2.14E+02	-9.45E-02	-	1.57E-02	7.61E+01	8.84E-05	1.24E+01	0.991	7.21	94.78	541.35
23	1.93E+03	1.49E+02	-6.57E-01	2.18E+02	-3.25E-02	3.88E+01	-6.54E-02	1.00E+01	7.16E-05	2.11E+01	0.988	5.30	131.04	403.42
24	3.01E+03	5.03E+02	-8.45E-01	9.67E+01	-4.19E-02	1.58E+01	-4.80E-02	6.81E+01	8.12E-05	1.84E+01	0.986	10.74	201.06	667.33
25	1.35E+03	3.09E+02	-3.59E-01	5.66E+00	-8.67E-03	-2.60E+01	-6.37E-03	5.53E+01	2.95E-05	-	0.988	4.40	47.65	265.59
26	2.97E+03	3.25E+02	-1.21E+00	5.37E+02	-8.44E-02	7.94E+01	-6.54E-02	7.01E+01	1.15E-04	-1.43E+01	0.990	7.13	110.44	517.87
27	3.42E+03	3.37E+02	-1.34E+00	6.61E+02	-7.75E-02	9.46E+01	-5.72E-02	7.98E+01	1.19E-04	-3.55E+01	0.989	10.87	210.44	742.70
28	1.08E+03	1.48E+02	-2.64E-01	-6.03E+01	-1.54E-02	_	9.59E-03	1.55E+01	1.62E-05	_	0.987	2.08	33.97	135.33
29	6.57E+03	8.00E+02	-2.22E+00	5.23E+02	-1.02E-01	3.75E+01	-2.14E-01	6.90E+01	2.45E-04	8.84E+01	0.991	13.90	232.40	1148.08
30	1.69E+03	2.85E+02	-6.89E-01	3.40E+02	-6.82E-02	5.45E+01	-5.33E-02	3.26E+01	7.00E-05	-	0.987	5.38	108.94	366.37
31	1.07E+03	3.13E+01	-3.07E-01	6.39E+00	-	5.64E+00	-1.86E-02	1.09E+01	3.11E-05	1.10E+01	0.962	3.35	61.56	160.74
32	6.57E+02	2.07E+02	-1.90E-01	-1.62E+01	-2.25E-02	-7.30E+00	-	2.89E+01	1.64E-05	-	0.920	3.51	11.71	88.54
33	1.18E+03	2.70E+02	-3.39E-01	-2.06E+01	-3.22E-02	-	-	4.33E+01	2.79E-05	-	0.971	3.67	21.50	142.86
34	6.18E+02	2.40E+02	-1.66E-01	4.39E+00	-3.51E-02	6.30E+00	1.18E-02	3.14E+01	7.04E-06	-8.84E+00	0.979	2.70	11.12	121.67
35	2.62E+02	2.06E+02	1.26E-01	-2.02E+02	-1.85E-02	-	6.48E-03	2.52E+01	-1.08E-05	1.49E+01	0.979	4.39	102.86	269.06
36	8.56E+02	9.15E+01	-3.10E-01	1.85E+02	-7.42E-03	1.45E+01	_	1.52E+01	2.02E-05	-2.22E+01	0.976	5.83	41.44	252.53

Table B.2: Coeficientes das calibrações dos índices espectrais e parâmetros estatísticos das calibrações.
Tabela B.2: Continuação da tabela.

Índice	$a_0$	$a_1$	<i>a</i> <sub>2</sub>	<i>a</i> <sub>3</sub>	$a_4$	<i>a</i> <sub>5</sub>	<i>a</i> <sub>6</sub>	<i>a</i> <sub>7</sub>	$a_8$	<i>a</i> 9	<i>R</i> <sup>2</sup>	$\sigma^{calib}$	EW <sub>min</sub> (mÅ)	EW <sub>max</sub> (mÅ)
37	1.88E+03	2.31E+02	-1.26E+00	1.23E+03	-8.96E-02	1.21E+02	-1.24E-01	2.13E+01	1.33E-04	-4.83E+01	0.988	11.81	147.63	696.29
38	1.06E+04	5.17E+02	-4.08E+00	1.52E+03	-1.31E-01	1.59E+02	-2.37E-01	_	3.92E-04	_	0.993	18.36	369.10	1453.86
39	1.77E+03	2.44E+02	-4.69E-01	-9.07E+00	-2.19E-02	_	_	2.56E+01	3.38E-05	_	0.984	5.00	68.32	295.36
40	1.73E+02	3.03E+01	-6.04E-02	1.46E+01	3.33E-03	-4.77E+00	-5.47E-03	1.41E+01	8.31E-06	_	0.901	2.90	9.05	53.33
41	8.41E+02	8.30E+01	-1.76E-01	-1.08E+02	_	-1.32E+01	_	1.28E+01	1.58E-05	1.01E+01	0.872	3.24	60.27	110.59
42	3.85E+03	5.10E+02	-1.86E+00	1.23E+03	-1.13E-01	1.05E+02	-1.53E-01	6.68E+01	1.94E-04	-3.36E+01	0.990	13.00	208.55	892.36
43	9.45E+02	9.38E+01	-2.98E-01	9.32E+01	_	_	-1.65E-02	3.09E+01	2.66E-05	_	0.960	6.21	36.16	235.48
44	2.88E+03	3.17E+02	-1.03E+00	2.10E+02	-3.75E-02	_	-5.87E-02	2.38E+01	1.03E-04	1.58E+01	0.981	5.88	77.20	359.05
45	2.07E+03	2.98E+02	-7.48E-01	1.99E+02	-3.47E-02	_	-3.36E-02	2.93E+01	7.03E-05	_	0.981	5.26	49.94	302.09
46	7.37E+02	4.55E+01	-1.28E-01	-5.95E+01	8.18E-03	-4.45E+00	-1.22E-02	-6.81E+00	1.16E-05	1.51E+01	0.981	3.39	37.12	182.41
47	1.05E+03	1.10E+02	-1.98E-01	-1.43E+02	-7.00E-03	_	2.38E-02	1.71E+01	5.31E-06	_	0.977	3.24	17.62	141.32
48	1.75E+02	-4.84E+01	5.51E-02	-8.48E+01	2.02E-02	_	-	_	-4.46E-06	7.86E+00	0.966	3.37	64.88	158.64
49	1.37E+03	1.83E+02	-6.10E-01	3.99E+02	-1.86E-02	1.80E+01	-3.15E-02	7.72E+00	5.66E-05	-2.22E+01	0.980	7.33	127.06	406.41
50	8.61E+02	1.70E+02	-4.43E-01	3.49E+02	-3.51E-02	3.52E+01	-2.57E-02	1.15E+01	4.13E-05	-2.01E+01	0.979	5.83	80.91	288.34
51	8.41E+03	7.81E+02	-3.58E+00	1.69E+03	-1.86E-01	1.74E+02	-2.65E-01	8.32E+01	3.66E-04	_	0.991	20.48	274.01	1392.36
52	1.10E+03	7.03E+01	-3.75E-01	8.20E+01	_	_	-1.32E-02	_	3.39E-05	_	0.955	5.20	28.27	180.34
53	5.06E+02	2.42E+02	-9.25E-02	-5.18E+00	-1.94E-02	_	_	7.31E+01	4.05E-06	_	0.978	5.19	17.60	193.21
54	1.27E+03	2.03E+02	-8.02E-01	7.14E+02	-4.61E-02	4.92E+01	-3.77E-02	1.31E+01	7.30E-05	-5.24E+01	0.980	8.21	102.63	414.96
55	1.63E+03	2.50E+02	-2.47E-01	-2.93E+02	-1.95E-02	_	2.84E-02	3.21E+01	5.80E-06	1.50E+01	0.967	7.18	26.27	237.71
56	4.56E+03	7.69E+02	-1.31E+00	1.32E-01	-7.90E-02	_	_	1.04E+02	9.97E-05	_	0.979	14.32	122.47	677.47
57	3.05E+03	1.95E+02	-9.81E-01	1.11E+02	-5.14E-02	5.26E+01	-1.27E-02	1.73E+01	7.93E-05	_	0.983	6.87	93.58	339.92
58	2.30E+03	1.26E+02	-7.07E-01	1.07E+02	-1.15E-02	2.25E+01	-	5.85E+01	5.00E-05	-1.23E+01	0.983	7.72	23.45	304.21
59	7.81E+03	8.83E+02	-2.82E+00	6.88E+02	-1.23E-01	2.92E+01	-1.46E-01	5.02E+01	2.73E-04	2.62E+01	0.987	15.22	193.77	849.02
60	2.46E+03	3.62E+02	-8.19E-01	1.90E+02	-2.99E-02	_	_	4.67E+01	6.22E-05	-2.16E+01	0.975	9.80	82.59	402.08
61	9.89E+03	5.59E+02	-3.49E+00	9.09E+02	-1.16E-01	1.42E+02	-1.37E-01	6.19E+01	3.15E-04	_	0.988	22.10	320.93	1298.99
62	5.90E+03	5.62E+02	-2.24E+00	7.42E+02	-6.33E-02	3.18E+01	-1.20E-01	3.55E+01	2.18E-04	_	0.978	18.75	220.46	984.53
63	1.52E+03	1.53E+02	-6.41E-01	3.37E+02	-3.86E-02	4.74E+01	-2.00E-02	-	5.46E-05	-2.07E+01	0.964	9.44	102.89	359.97
64	1.34E+02	2.63E+00	3.44E-02	-6.47E+01	7.56E-03	_	1.12E-02	9.23E+00	-8.53E-06	_	0.870	4.85	12.81	77.37
65	2.17E+02	1.51E+01	1.06E-01	-1.71E+02	1.11E-02	_	2.53E-02	4.02E+01	-1.86E-05	_	0.855	8.58	47.36	155.93
66	1.96E+03	3.94E+02	-6.06E-01	2.19E+02	-2.02E-02	-	-3.18E-02	3.11E+01	5.30E-05	-	0.969	14.72	152.05	574.88
67	7.35E+03	8.10E+02	-2.64E+00	6.38E+02	-9.40E-02	-	-9.95E-02	—	2.42E-04	-	0.980	18.04	191.54	962.50
68	7.73E+03	8.66E+02	-2.91E+00	8.55E+02	-1.54E-01	7.85E+01	-1.37E-01	7.14E+01	2.76E-04	_	0.984	17.69	177.46	845.72
69	2.80E+03	3.30E+02	-6.29E-01	-1.94E+02	-2.18E-02	-	3.22E-02	5.09E+01	3.18E-05	-	0.984	8.41	49.75	419.83
70	4.39E+03	3.88E+02	-1.87E+00	8.65E+02	-9.39E-02	8.42E+01	-1.38E-01	2.90E+01	1.94E-04	_	0.991	9.61	192.69	735.89
71	1.41E+03	7.35E+01	-6.60E-01	5.41E+02	-	4.07E+01	-4.16E-02	3.31E+01	6.10E-05	-3.32E+01	0.985	9.27	129.70	536.39
72	6.93E+02	6.16E+01	-1.99E-01	7.77E+01	-	1.21E+01	-1.33E-02	2.16E+01	1.74E-05	_	0.976	5.31	47.53	236.68
73	2.68E+03	5.54E+02	-8.35E-01	6.33E+01	-7.21E-02	-	-1.09E-02	6.26E+01	6.71E-05	-	0.987	5.89	20.75	300.08

Tabela B.2: Continuação da tabela.

	02 4.23E+01	7 89E 02						(mÅ)	(mÅ)
	02 4.23E+01	7 99E 02						(	(
74 1.19E+03 1.13E+02 -4.96E-01 4.82E+02 -1.03E		-7.00E-02	3.26E+01	5.82E-05	_	0.990	8.03	202.99	604.88
75 1.24E+03 2.90E+02 -1.33E-01 -2.23E+02 -1.82E	02 -1.47E+01	1.99E-02	4.56E+01	-3.53E-06	1.16E+01	0.982	5.58	17.49	237.20
76 2.32E+03 5.40E+02 -6.80E-01 7.71E+01 -4.92E	02 -1.17E+01	-1.32E-02	7.14E+01	5.41E-05	_	0.990	6.64	57.41	405.60
77 2.91E+03 3.00E+02 -9.33E-01 8.25E+01 -2.74E	02 -9.92E+00	-5.32E-02	1.81E+01	9.31E-05	2.71E+01	0.983	5.63	80.82	346.14
78 1.88E+03 3.87E+02 -6.33E-01 1.53E+02 -3.50E	02 -1.61E+01	-4.72E-02	3.82E+01	6.64E-05	1.30E+01	0.972	6.41	87.22	317.56
79 4.64E+03 6.55E+02 -1.63E+00 3.08E+02 -7.55E	02 -1.35E+01	-5.24E-02	3.51E+01	1.48E-04	_	0.983	8.92	90.97	506.80
80 2.28E+03 6.35E+02 -6.00E-01 -9.05E+01 -6.72E	02 -2.44E+01	1.44E-02	6.82E+01	3.91E-05	-	0.984	5.91	4.81	262.53
81 -1.78E+01 1.25E+01 4.93E-02 -3.53E+00 5.45E-	)3 –	-	-	-6.20E-06	-	0.944	2.97	10.24	73.26
82 2.33E+02 1.61E+02 -3.68E-02 3.14E+01 -	-1.74E+01	-7.89E-03	2.53E+01	3.65E-06	-	0.973	3.82	23.46	145.70
83 1.68E+03 5.67E+02 -4.07E-01 -8.50E+01 -5.96E	02 -2.29E+01	1.31E-02	5.50E+01	2.38E-05	-	0.958	8.34	17.03	237.91
84 4.80E+02 3.10E+02 -2.64E-02 -3.56E+01 -9.49E	03 -2.56E+01	-	2.61E+01	-	-	0.969	7.01	70.26	272.69
85 9.04E+02 3.19E+02 -3.12E-01 1.80E+02 -	-4.04E+01	_	1.73E+01	2.16E-05	-2.32E+01	0.943	10.38	50.34	288.82
86 1.60E+03 4.26E+02 -4.31E-01 -2.13E+01 -2.43E	02 -3.37E+01	-	5.65E+01	3.27E-05	-	0.949	9.23	27.81	269.08
87 8.09E+02 4.29E+02 -1.23E-01 5.13E+00 -2.48E	02 -2.56E+01	2.35E-02	5.00E+01	-5.56E-06	-1.81E+01	0.977	7.58	59.74	312.23
88 2.96E+02 1.37E+02 -1.74E-03 -6.35E+01 -	-1.56E+01	9.61E-03	1.55E+01	-5.55E-06	-	0.956	4.04	13.13	117.75
89 1.43E+03 3.10E+02 -2.88E-01 -6.82E+01 -1.04E	02 -1.97E+01	1.02E-02	2.95E+01	1.36E-05	-	0.986	5.70	62.96	297.99
90 1.17E+03 3.31E+02 -3.68E-01 1.11E+02 -3.58E	02 –	-1.81E-02	3.37E+01	3.18E-05	-	0.989	4.28	48.27	262.34
91 9.60E+02 1.77E+02 -2.73E-01 4.37E+01 -6.48E	03 -1.01E+01	_	2.81E+01	1.90E-05	-6.29E+00	0.989	3.00	22.05	157.34
92 1.40E+03 3.18E+02 -6.53E-01 4.47E+02 -6.81E	02 4.72E+01	-5.77E-02	1.23E+01	6.69E-05	-8.61E+00	0.991	4.93	83.85	347.46
93 1.85E+03 3.10E+02 -8.84E-01 6.41E+02 -6.29E	02 5.64E+01	-5.19E-02	9.02E+00	8.04E-05	-3.39E+01	0.990	7.30	113.74	474.63
94 1.11E+03 2.05E+02 -5.11E-01 3.19E+02 -3.74E	02 2.15E+01	-3.49E-02	3.73E+00	5.06E-05	-1.17E+01	0.986	3.77	62.06	265.81
95 4.04E+02 1.00E+02 4.59E-02 -1.45E+02 1.62E-	02 -2.85E+01	2.16E-02	2.72E+01	-1.56E-05	_	0.956	4.74	12.75	129.88
96 1.36E+03 -5.09E+01 -9.19E-01 9.02E+02 -2.51E	02 8.31E+01	-9.26E-02	-2.45E+01	9.79E-05	-3.40E+01	0.988	8.72	113.80	514.74

## Anexo C

## Listas de Linhas Atômicas da Análise do Aglomerado das Híades

Neste anexo, apresentamos as listas de linhas selecionadas para a análise de anãs e gigantes das Híades. Duas listas de linhas foram selecionadas para esta análise, as listas MASH e ASPL. As Tabelas C.1 e C.2 apresentam os dados das listas MASH e ASPL, respectivamente. Em ambas as tabelas são mostrados os comprimentos de onda central, os potenciais de excitação  $(\chi)$  e os valores das forças de oscilador (gfs) de cada linha, além das medidas das LEs e as abundâncias obtidas para o espectro solar de Ganimedes de acordo com o método1

Espécie	$\lambda$ (Å)	$\chi_{\rm low}~({\rm eV})$	log gf	LE (mÅ)	$\log \epsilon_{\mathrm{Fe}}$
Fe I	4445.47	0.09	-5.410	40.9	7.470
	4574.72	2.28	-2.970	54.9	7.489
	4726.14	3.00	-3.250	18.8	7.588
	4808.15	3.25	-2.790	26.9	7.600
	4994.13	0.91	-3.002	104.2	7.275
	5197.94	4.30	-1.540	36.9	7.525
	5198.72	2.22	-2.113	97.2	7.469
	5216.27	1.61	-2.082	117.7	7.156
	5217.40	3.21	-1.116	111.3	7.551
	5236.20	4.19	-1.497	32.4	7.328
	5247.05	0.09	-4.975	66.5	7.530
	5250.21	0.12	-4.918	64.6	7.462
	5285.13	4.43	-1.540	27.9	7.449

Table C.1: Lista de linha MASH com seus respectivos dados atômicos. As medidas das LEs e abundâncias apresentadas correspondem à análise do espectro de Ganimedes segundo o Método#1.

Tabela C.1:	Continuação	da	tabela.
-------------	-------------	----	---------

Espécie	$\lambda$ (Å)	$\chi_{\rm low}~({\rm eV})$	log gf	LE (mÅ)	$\log \epsilon_{\mathrm{Fe}}$
Fe I	5295.31	4.42	-1.590	29.5	7.518
	5379.58	3.69	-1.514	61.5	7.505
	5397.62	3.63	-2.528	28.0	7.702
	5491.83	4.19	-2.188	13.4	7.445
	5517.06	4.21	-2.370	17.5	7.791
	5522.45	4.21	-1.450	42.9	7.463
	5607.66	4.15	-3.437	14.6	8.699
	5638.26	4.22	-0.770	76.1	7.394
	5662.52	4.18	-0.573	92.8	7.402
	5679.02	4.65	-0.820	59.0	7.501
	5778.45	2.59	-3.430	22.1	7.409
	5807.78	3.29	-3.410	8.5	7.563
	5852.22	4.55	-1.230	39.3	7.470
	5855.08	4.61	-1.478	23.8	7.441
	5858.78	4.22	-2.160	12.2	7.392
	5916.25	2.45	-2.914	54.1	7.471
	5930.18	4.65	-0.230	86.8	7.335
	6065.48	2.61	-1.470	116.7	7.285
	6082.71	2.22	-3.571	33.7	7.456
	6105.13	4.55	-2.532	12.8	8.084
	6151.62	2.18	-3.312	50.0	7.494
	6200.31	2.61	-2.405	73.4	7.497
	6213.43	2.22	-2.481	82.6	7.386
	6229.23	2.85	-2.805	37.6	7.389
	6252.56	2.40	-1.727	119.8	7.437
	6421.35	2.28	-2.020	103.7	7.429
	6481.88	2.28	-2.985	62.4	7.497
	6518.37	2.83	-2.373	59.0	7.387
	6608.03	2.28	-3.930	17.6	7.428
Fe II	4491.40	2.84	-2.710	77.8	7.468
	4508.29	2.84	-2.440	84.8	7.421
	4582.83	2.83	-3.180	57.0	7.455
	4620.52	2.82	-3.210	50.3	7.338
	5197.58	3.22	-2.220	81.4	7.315
	5264.81	3.22	-3.130	44.3	7.434
	5284.11	2.88	-3.195	59.9	7.525

Tabela C.1: Continuação da tabela.

Espécie	$\lambda$ (Å)	$\chi_{\rm low}~({\rm eV})$	log gf	LE (mÅ)	$\log \epsilon_{\mathrm{Fe}}$
Fe II	5414.07	3.21	-3.580	25.6	7.414
	5425.26	3.20	-3.220	41.5	7.429
	5991.38	3.15	-3.647	29.5	7.509
	6239.95	3.89	-3.573	13.8	7.635
	6247.56	3.89	-2.435	52.1	7.512
	6369.46	2.89	-4.110	18.6	7.407
	6432.68	2.89	-3.570	41.3	7.442
	6456.38	3.90	-2.185	61.5	7.456

Espécie	$\lambda$ (Å)	$\chi_{\rm low}~({\rm eV})$	log gf	LE (mÅ)	$\log \epsilon_{\mathrm{Fe}}$
Fe I	5044.21	2.851	-2.058	73.9	7.396
	5225.52	0.110	-4.789	70.9	7.482
	5247.05	0.087	-4.946	66.5	7.501
	5250.21	0.121	-4.938	64.6	7.481
	5651.47	4.473	-1.750	18.6	7.444
	5661.35	4.284	-1.756	22.0	7.369
	5679.02	4.652	-0.750	59.0	7.431
	5701.54	2.559	-2.216	83.7	7.504
	5705.46	4.301	-1.355	38.6	7.373
	5793.91	4.220	-1.619	33.3	7.435
	5809.22	3.883	-1.710	50.5	7.516
	5855.08	4.608	-1.478	23.8	7.441
	5956.69	0.859	-4.605	52.3	7.532
	6027.05	4.076	-1.090	63.1	7.397
	6065.48	2.609	-1.530	116.7	7.345
	6093.64	4.607	-1.300	30.8	7.395
	6096.67	3.984	-1.810	37.5	7.455
	6151.62	2.176	-3.299	50.0	7.481
	6165.36	4.143	-1.460	44.9	7.454
	6173.33	2.223	-2.880	67.7	7.484
	6200.31	2.609	-2.437	73.5	7.532
	6213.43	2.223	-2.520	82.6	7.425
	6240.65	2.223	-3.233	48.5	7.427
	6252.56	2.404	-1.687	119.8	7.397
	6265.13	2.176	-2.550	84.9	7.448
	6270.23	2.858	-2.540	52.2	7.430
	6430.85	2.176	-2.006	110.0	7.318
	6498.94	0.958	-4.699	45.8	7.543
	6703.57	2.759	-3.023	37.7	7.488
	6705.10	4.607	-0.980	46.5	7.446
	6713.75	4.795	-1.400	21.1	7.438
	6726.67	4.607	-1.030	46.7	7.499
	6750.15	2.424	-2.621	74.3	7.504
	6810.26	4.607	-0.986	48.9	7.413

Table C.2: Lista de linha ASPL com seus respectivos dados atômicos. As medidas das LEs e abundâncias apresentadas correspondem à análise do espectro de Ganimedes segundo o Método#1.

Espécie	$\lambda$ (Å)	$\chi_{\rm low}~({\rm eV})$	log gf	LE (mÅ)	$\log \epsilon_{\mathrm{Fe}}$
FeII	5197.58	3.231	-2.220	81.4	7.415
	5234.62	3.221	-2.180	82.8	7.388
	5264.81	3.230	-3.130	44.3	7.461
	5414.07	3.221	-3.580	25.6	7.414
	5425.26	3.200	-3.220	41.5	7.453
	6369.46	2.891	-4.110	18.6	7.407
	6432.68	2.891	-3.570	41.3	7.442

## Anexo D

## Lista de Publicações Relacionadas a esta Tese

Neste anexo, apresentamos as listas de publicações em ordem cronológica que foram beneficiadas pelo trabalho desenvolvido nesta tese de doutoramento. Ao final desta lista consta o trabalho referente ao Capítulo 4, que está em fase final de preparação.

- Fleming, S. W.; Maxted, P. F. L.; Hebb, L.; Stassun, K. G.; Ge, J.; Cargile, P. A.; Ghezzi, L.; De Lee, N. M.; Wisniewski, J.; Gary, B.; Porto de Mello, G. F.; Ferreira, L.; Zhao, B.; Anderson, D. R.; Wan, X.; Hellier, C.; Guo, P.; West, R. G.; Mahadevan, S.; Pollacco, D.; Lee, B.; Collier Cameron, A.; van Eyken, J. C.; Skillen, I.; Crepp, J. R.; Nguyen, D. C.; Kane, S. R.; Paegert, M.; Nicolaci da Costa, L.; Maia, M. A. G. & Santiago, B. X. "Eclipsing Binary Science via the Merging of Transit and Doppler Exoplanet Survey Data – A Case Study with the MARVELS Pilot Project and SuperWASP", 2011, publicado no A&A.
- Wisniewski, J. P; Ge, J.; Crepp, J. R.; De Lee, N.; Eastman, J.; Esposito, M.; Fleming, S. W.; Gaudi, B. S.; Ghezzi, L.; Gonzalez Hernandez, J. I.; Lee, B. L.; Stassun, K. G.; Agol, E.; Allende Prieto, C.; Barnes, R.; Bizyaev, D.; Cargile, P.; Chang, L.; Da Costa, L. N.; Porto De Mello, G. F.; Femenía, B.; Ferreira, L. D.; Gary, B.; Hebb, L.; Holtzman, J.; Liu, J.; Ma, B.; Mack, C. E.; Mahadevan, S.; Maia, M. A. G.; Nguyen, D. C.; Ogando, R. L. C.; Oravetz, D. J.; Paegert, M.; Pan, K.; Pepper, J.; Rebolo, R.; Santiago, B.; Schneider, D. P.; Shelden, A. C.; Simmons, A.; Tofflemire, B. M.; Wan, X.; Wang, J. & Zhao, B. "Very Low Mass Stellar and Substellar Companions to Solar-like Stars from MARVELS. I. A Low-mass Ratio Stellar Companion to TYC 4110-01037-1 in a 79 Day Orbit", 2012, publicado no AJ.
- Fleming, S. W.; Ge, J.; Barnes, R.; Beatty, T. G.; Crepp, J. R.; De Lee, N.; Esposito, M.; Femenia, B.; Ferreira, L.; Gary, B.; Gaudi, B. S.; Ghezzi, L.; Gonzaléz Hernandéz, J. I.; Hebb, L.; Jiang, P.; Lee, B.; Nelson, B.; Porto de Mello, G. F.; Shappee, B. J.; Stassun,

K.; Thompson, T. A.; Tofflemire, B. M.; Wisniewski, J. P.; Wood-Vasey, W. M.; Agol, E.; Allende Prieto, C.; Bizyaev, D.; Brewington, H.; Cargile, P. A.; Coban, L.; Costello, K. S.; da Costa, L. N.; Good, M. L.; Hua, N.; Kane, S. R.; Lander, G. R.; Liu, J.; Ma, B.; Mahadevan, S.; Maia, M. A. G.; Malanushenko, E.; Malanushenko, V.; Muna, D.; Nguyen, D. C.; Oravetz, D.; Paegert, M.; Pan, K.; Pepper, J.; Rebolo, R.; Roebuck, E. J.; Santiago, B. X.; Schneider, D. P.; Shelden, A.; Simmons, A.; Sivarani, T.; Snedden, S.; Vincent, C. L. M.; Wan, X.; Wang, J.; Weaver, B. A.; Weaver, G. M. & Zhao, B. "Very Low Mass Stellar and Substellar Companions to Solar-like Stars from MARVELS. II. A Short-period Companion Orbiting an F Star with Evidence of a Stellar Tertiary and Significant Mutual Inclination", 2012, publicado no AJ.

- Ma, B., Ge, J., Barnes, R., Crepp, J. R., De Lee, N., Dutra-Ferreira, L.; Esposito, M.; Femenia, B.; Fleming, S. W.; Gaudi, B. S.; Ghezzi, L.; Hebb, L.; Gonzalez Hernandez, J. I.; Lee, B. L.; Porto de Mello, G. F.; Stassun, K. G.; Wang, J.; Wisniewski, J. P.; Agol, E.; Bizyaev, D.; Cargile, P.; Chang, L.; Nicolaci da Costa, L.; Eastman, J. D.; Gary, B.; Jiang, P.; Kane, S. R.; Li, R.; Liu, J.; Mahadevan, S.; Maia, M. A. G.; Muna, D.; Nguyen, D. C.; Ogando, R. L. C.; Oravetz, D.; Pepper, J.; Paegert, M.; Allende Prieto, C.; Rebolo, R.; Santiago, B. X.; Schneider, D. P.; Shelden, A.; Simmons, A.; Sivarani, T.; van Eyken, J. C.; Wan, X.; Weaver, B. A. & Zhao, B. "Very-low-mass Stellar and Substellar Companions to Solar-like Stars from Marvels. III. A Short-period Brown Dwarf Candidate around an Active GOIV Subgiant", 2013, publicado no AJ.
- Mack, III, C. E.; Ge, J.; Deshpande, R.; Wisniewski, J. P.; Stassun, K. G.; Gaudi, B. S.; Fleming, S. W.; Mahadevan, S.; De Lee, N.; Eastman, J.; Ghezzi, L.; Gonzaléz Hernandéz, J. I.; Femenía, B.; Ferreira, L.; Porto de Mello, G.; Crepp, J. R.; Mata Sánchez, D.; Agol, E.; Beatty, T. G.; Bizyaev, D.; Brewington, H.; Cargile, P. A.; da Costa, L. N.; Esposito, M.; Ebelke, G.; Hebb, L.; Jiang, P.; Kane, S. R.; Lee, B.; Maia, M. A. G.; Malanushenko, E.; Malanushenko, V.; Oravetz, D.; Paegert, M.; Pan, K.; Allende Prieto, C.; Pepper, J.; Rebolo, R.; Roy, A.; Santiago, B. X.; Schneider, D. P.; Simmons, A.; Siverd, R. J.; Snedden, S. & Tofflemire, B. M. "A Cautionary Tale: MARVELS Brown Dwarf Candidate Reveals Itself to be a Very Long Period, Highly Eccentric Spectroscopic Stellar Binary", 2013, publicado no AJ.
- De Lee, Nathan; Ge, Jian; Crepp, Justin R.; Eastman, Jason; Esposito, Massimiliano; Femenía, Bruno; Fleming, Scott W.; Gaudi, B. Scott; Ghezzi, Luan; González Hernández, Jonay I.; Lee, Brian L.; Stassun, Keivan G.; Wisniewski, John P.; Wood-Vasey, W. Michael; Agol, Eric; Allende Prieto, Carlos; Barnes, Rory; Bizyaev, Dmitry; Cargile, Phillip; Chang, Liang; Da Costa, Luiz N.; Porto De Mello, G. F.; Ferreira, Leticia D.; Gary, Bruce; Hebb, Leslie; Holtzman, Jon; Liu, Jian; Ma, Bo; Mack, Claude E., III; Mahadevan, Suvrath; Maia, Marcio A. G.; Nguyen, Duy Cuong; Oravetz, Audrey; Oravetz, Daniel J.; Paegert, Martin; Pan, Kaike; Pepper, Joshua; Malanushenko, Elena;

Malanushenko, Viktor; Rebolo, Rafael; Santiago, Basilio X.; Schneider, Donald P.; Shelden Bradley, Alaina C.; Wan, Xiaoke; Wang, Ji & Zhao, Bo. "Very Low Mass Stellar and Substellar Companions to Solar-like Stars from MARVELS. V. A Low Eccentricity Brown Dwarf from the Driest Part of the Desert, MARVELS-6b", 2013, publicado no AJ.

- 7. Wright, Jason T.; Roy, Arpita; Mahadevan, Suvrath; Wang, Sharon X.; Ford, Eric B.; Payne, Matt; Lee, Brian L.; Wang, Ji; Crepp, Justin R.; Gaudi, B. Scott; Eastman, Jason; Pepper, Joshua; Ge, Jian; Fleming, Scott W.; Ghezzi, Luan; González-Hernández, Jonay I.; Cargile, Phillip; Stassun, Keivan G.; Wisniewski, John; **Dutra-Ferreira, Leticia**; Porto de Mello, Gustavo F.; Maia, Márcio A. G.; Nicolaci da Costa, Luiz; Ogando, Ricardo L. C.; Santiago, Basilio X.; Schneider, Donald P. & Hearty, Fred R. "MARVELS-1: A Face-on Double-lined Binary Star Masquerading as a Resonant Planetary System and Consideration of Rare False Positives in Radial Velocity Planet Searches", 2013, publicado no ApJ.
- Jiang, Peng; Ge, Jian; Cargile, Phillip; Crepp, Justin R.; De Lee, Nathan; Porto de Mello, Gustavo F.; Esposito, Massimiliano; Ferreira, Letícia D.; Femenia, Bruno; Fleming, Scott W.; Gaudi, B. Scott; Ghezzi, Luan; González Hernández, Jonay I.; Hebb, Leslie; Lee, Brian L.; Ma, Bo; Stassun, Keivan G.; Wang, Ji; Wisniewski, John P.; Agol, Eric; Bizyaev, Dmitry; Brewington, Howard; Chang, Liang; Nicolaci da Costa, Luiz; Eastman, Jason D.; Ebelke, Garrett; Gary, Bruce; Kane, Stephen R.; Li, Rui; Liu, Jian; Mahadevan, Suvrath; Maia, Marcio A. G.; Malanushenko, Viktor; Malanushenko, Elena; Muna, Demitri; Nguyen, Duy Cuong; Ogando, Ricardo L. C.; Oravetz, Audrey; Oravetz, Daniel; Pan, Kaike; Pepper, Joshua; Paegert, Martin; Allende Prieto, Carlos; Rebolo, Rafael; Santiago, Basilio X.; Schneider, Donald P.; Shelden Bradley, Alaina C.; Sivarani, Thirupathi; Snedden, Stephanie; van Eyken, J. C.; Wan, Xiaoke; Weaver, Benjamin A. & Zhao, Bo. "Very Low Mass Stellar and Substellar Companions to Solar-like Stars from MARVELS. IV. A Candidate Brown Dwarf or Low-mass Stellar Companion to HIP 67526", 2013, publicado no AJ.
- 9. Ghezzi, Luan; Dutra-Ferreira, Letícia; Lorenzo-Oliveira, Diego; Porto de Mello, Gustavo F.; Santiago, Basílio X.; De Lee, Nathan; Lee, Brian L.; da Costa, Luiz N.; Maia, Marcio A. G.; Ogando, Ricardo L. C.; Wisniewski, John P.; González Hernández, Jonay I.; Stassun, Keivan G.; Fleming, Scott W.; Schneider, Donald P.; Mahadevan, Suvrath; Cargile, Phillip; Ge, Jian; Pepper, Joshua & Wang, Ji. "Accurate Atmospheric Parameters at Moderate Resolution Using Spectral Indices: Preliminary Application to the MARVELS Survey", 2014 aceito para publicação no AJ.
- Dutra-Ferreira, Letícia; Pasquini, L.; Smiljanic, R.; Porto de Mello, G. F. & Steffen, M.
  "The Effective Temperature and Abundance Scales of Cool Dwarf and Giant Stars: The Hyades case", artigo em preparação.