



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

INPE-14173-TDI/1090

EXOPLANETAS: O QUE SÃO E COMO DETECTÁ-LOS

Eder Martioli

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo Dr. Francisco José Jablonski, aprovada em 17 de fevereiro de 2006.

INPE
São José dos Campos
2006

520.82

Martioli, E.

Exoplanetas: o que são e como detectá-los / Eder
Martioli. – São José dos Campos: INPE, 2006.
149p. ; (INPE-14173-TDI/1090)

1.Sistemas extra-solares. 2.Fotometria. 3.Trânsitos.
4.Microlentes gravitacionais. 5.Sistemas planetários.
I.Título.

Aprovado (a) pela Banca Examinadora
em cumprimento ao requisito exigido para
obtenção do Título de Mestre em

Astrofísica

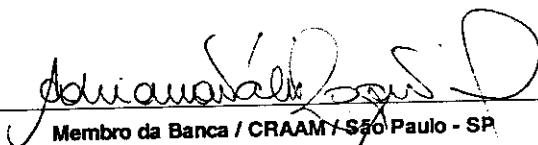
Dr. Carlos Alexandre Wuensche de Souza


Presidente / INPE / SJCampos - SP

Dr. Francisco José Jablonski


Orientador(a) / INPE / SJCampos - SP

Dra. Adriana Valio Roque Silva


Membro da Banca / CRAAM / São Paulo - SP

Dr. Eduardo Janot Pacheco


Convidado(a) / IAG/USP / São Paulo - SP

Aluno (a): Eder Martioli

São José dos Campos, 17 de fevereiro de 2006

“There are countless suns and countless earths all rotating around their suns in exactly the same way as the seven planets of our system. We see only the suns because they are the largest bodies and are luminous, but their planets remain invisible to us because they are smaller and non-luminous.”

G. BRUNO
from “On the Infinite Universe and Worlds”, 1584

Dedico este trabalho a meus pais, Cido e Iraci, a meus irmãos Cid e Lia, e a meus sobrinhos Andrey e Lana.

AGRADECIMENTOS

Agradeço o apoio dos meus pais, irmãos, familiares, amigos e pessoas que colaboraram para que este trabalho tivesse sido possível. Agradeço, em particular, à agência CAPES que forneceu recursos financeiros, ao Chico, meu orientador que me encorajou em minhas idéias e sempre se dispôs a me ajudar quando necessário e às instituições nacionais e estrangeiras: IAG, ON, INPE, Observatório do Vaticano e ESO que me apoiaram, através de cursos, em meu crescimento profissional e pessoal. Seria muito extensa a lista de todas as pessoas que colaboraram de alguma forma para este trabalho, portanto, para não ser injusto, deixo meus sinceros agradecimentos a todos que direta ou indiretamente contribuíram com minha pesquisa.

RESUMO

Neste trabalho, revisamos a teoria e as observações relativas aos planetas fora do sistema solar ou *exoplanetas*. Primeiramente fazemos uma breve abordagem da teoria de formação planetária em confronto com as observações existentes. Examinamos as características dos exoplanetas já descobertos, com uma análise desses objetos no contexto de formação planetária. Descrevemos os métodos observacionais utilizados para o estudo e procura de exoplanetas e estimamos os limites de detecção para telescópios em Terra e uma perspectiva para futuros telescópios espaciais. Estudamos com maior ênfase os métodos de trânsitos e microlentes gravitacionais, onde buscamos a familiarização com essas técnicas para futuras implementações em telescópios disponíveis para a comunidade astronômica brasileira. Apresentamos uma descrição detalhada da técnica de fotometria diferencial utilizada em ambos os casos. Ilustramos, com exemplos simples, a viabilidade e os possíveis problemas práticos encontrados na busca de exoplanetas através de observações dos eventos de microlentes gravitacionais em OGLE-BLG-2005-259/370 e dos trânsitos de HD 209458 b. Apresentamos um estudo desses trânsitos, no qual detectamos uma variação do período orbital, significativa ao nível de 1σ , resultando na efeméride revisada $T = HJD2453612,63408 \pm 0,00078 + (3,5247379 \pm 0,0000035) \times E - (9,27 \times 10^{-9} \pm 4,4 \times 10^{-9}) \times E^2$.

EXOPLANETS: WHAT ARE THEY AND HOW TO DETECT THEM

ABSTRACT

In this work we review the theory and the observations related to exoplanets. We start with the current standard theory of planet formation and their observational constraints. We get into more details concerning the features of the known exoplanets with an analysis of the data on these objects in the planet formation scenario. We describe the exoplanet detection methods that are proved to be efficient and also discuss their features and feasibility, estimating the detection limits of exoplanets for ground-based telescopes and discussing the perspectives for the next generation of space-born telescopes. Special attention is given to the microlensing and transit methods in order to develop future survey programs with the instrumentation available in Brazil and describe in detail the differential photometry procedures to perform this kind of search. We illustrate some aspects of these methods with observations of the microlensing events OGLE-BLG-2005-259/370 and of the known planetary transits in HD 209458. We show a study of these transits where we found a variation in the orbital period, with significance of 1σ , and we derived the revised ephemeris $T = HJD2453612,63408 \pm 0,00078 + (3,5247379 \pm 0,0000035) \times E - (9,27 \times 10^{-9} \pm 4,4 \times 10^{-9}) \times E^2$.

SUMÁRIO

Pág.

LISTA DE FIGURAS

LISTA DE TABELAS

LISTA DE SIGLAS E ABREVIATURAS

LISTA DE SÍMBOLOS

CAPÍTULO 1 - INTRODUÇÃO	31
CAPÍTULO 2 - TEORIA DE FORMAÇÃO PLANETÁRIA	35
2.1 - Introdução	35
2.2 - As Primeiras Teorias de Formação Planetária	36
2.3 - Vínculos Observacionais do Sistema Solar	37
2.4 - Estágios Evolutivos	38
2.5 - Origem da Nuvem Proto-Planetária	39
2.6 - Formação do Disco	41
2.7 - Crescimento de Partículas Sólidas	42
2.8 - Formação dos Planetesimais	44
2.9 - Formação e Evolução dos Planetas	44
2.9.1 - Formação dos Planetas Rochosos	44
2.9.2 - Formação dos Planetas Gigantes	46
CAPÍTULO 3 - EXOPLANETAS: DADOS ATUAIS E NOVAS TEORIAS	49
3.1 - Propriedades Observadas dos Exoplanetas	49
3.2 - Implicações Teóricas	50
3.2.1 - Função de Massa	50
3.2.2 - Júpites-Quentes	51
3.2.3 - Migração	52
3.2.4 - Órbitas Não-Circulares	55
3.2.5 - Metalicidade	57

CAPÍTULO 4 - MÉTODOS DE DETECÇÃO	61
4.1 - Introdução	61
4.2 - Radiação Refletida	61
4.2.1 - Observação Direta (Imagem)	61
4.2.2 - Variações de Fase	66
4.3 - Radiação Emitida	67
4.3.1 - Emissão Infravermelho	67
4.3.2 - Emissão Rádio	70
4.4 - Efeitos na Estrela	70
4.4.1 - Indução de Atividade Cromosférica	71
4.4.2 - Velocidade Radial (VR)	71
4.4.3 - Astrometria	75
4.4.4 - Pulsar	78
4.5 - Microlentes Gravitacionais	79
4.6 - Radiação Absorvida (Trânsitos)	84
4.6.1 - Geometria dos Trânsitos	85
4.6.2 - Probabilidade de Observar Trânsitos	85
4.6.3 - Determinação dos Parâmetros Planetários	86
4.7 - Detectabilidade dos Métodos	89
CAPÍTULO 5 - UTILIZAÇÃO DA TÉCNICA DE FOTOMETRIA DIFERENCIAL	95
5.1 - Fotometria Diferencial de Estrelas Brilhantes	97
5.2 - Aplicação do Método	99
5.2.1 - Aquisição do Dados	99
5.2.2 - Redução dos Dados	102
5.2.3 - Resultados	102
CAPÍTULO 6 - APLICAÇÃO DOS MÉTODOS DE DETECÇÃO	109
6.1 - Método de Trânsitos	109
6.1.1 - Características de HD 209458 b	109
6.1.2 - Aquisição e Redução dos Dados	109
6.1.3 - Resultados	111
6.1.4 - Obtenção dos Parâmetros de HD 209458 b	115
6.2 - Método de Microlentes Gravitacionais	119
6.2.1 - Os Projetos OGLE & PLANET	119

6.2.2 - Redução dos Dados	120
6.2.3 - Resultados e Discussões	121
6.2.4 - Conclusões	123
CAPÍTULO 7 - CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS	127
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	129
APÊNDICE A - TABELAS DE PARÂMETROS DOS EXOPLANETAS E ESTRELAS-MÃE	137
APÊNDICE B - CONFIGURAÇÕES EXPERIMENTAIS	147
B.1 - Telescópios	147
B.2 - Detectores	147

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
2.1 Colisão de partículas no disco	42
2.2 Temperatura do disco	43
2.3 Ilustração das etapas de formação planetária	45
2.4 Ilustração da formação dos planetas gigantes gasosos	47
2.5 Simulação de formação por instabilidade de disco	48
3.1 Distribuição das massas dos exoplanetas	50
3.2 Massa vs semi-eixo/periódo	52
3.3 Distribuição orbital dos exoplanetas	54
3.4 Excentricidade vs semi-eixo	56
3.5 Excentricidade vs massa	57
3.6 Histograma de metalicidade das estrelas	58
3.7 Histograma de metalicidade dos sistemas planetários	59
4.1 Separação angular	65
4.2 Espectro dos planetas	69
4.3 VR de 51 peg	73
4.4 VR de ι Dra	75
4.5 Composição de movimentos da estrela - astrometria	77
4.6 Microlentes gravitacionais	79

4.7	Simulação de microlente gravitacional	82
4.8	Modelo de microlente gravitacional com planeta	83
4.9	Geometria do trânsito	85
4.10	Forma da curva de luz do trânsito	88
4.11	Detectabilidade dos exoplanetas - massa vs. período	91
4.12	Detectabilidade dos exoplanetas - massa vs. período	92
5.1	Campo de 55 Cnc	100
5.2	Redução dos dados	103
5.3	55 Cnc 07-03-2005	104
5.4	55 Cnc 08-03-2005	105
5.5	55 Cnc 09-03-2005	105
5.6	τ Boo 07-03-2005	106
5.7	τ Boo 08-03-2005	106
5.8	τ Boo 08-03-2005 - com binagem	107
5.9	HD 162020 09-03-2005	107
6.1	HD 209458 08-09-2004	111
6.2	HD 209458 16-08-2005	112
6.3	HD 209458 29-08-2005	113
6.4	Ajuste da extinção atmosférica	114
6.5	HD 209458 29-08-2005 - com correção	115
6.6	Ajuste para obtenção do período	117

6.7	Diagrama O-C	118
6.8	Imagens dos alvos com eventos de microlentes	120
6.9	Dados e ajuste para OGLE-BLG-2005-259	121
6.10	Dados e ajuste para OGLE-BLG-2005-370	122
6.11	Resíduos das medidas de microlentes	122
6.12	Curva de luz de OGLE-BLG-2005-259	123
6.13	Curva de luz de OGLE-BLG-2005-259	124

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
2.1 Parâmetros físicos e orbitais dos planetas do SS (Alfven; Arrhenius, 1976) .	38
4.1 Equações de detectabilidade	89
5.1 Dados para o cálculo do tempo de exposição	100
5.2 Log das observações	104
6.1 Dados de trânsitos de HD 209458 b	117
A.1 Tabela com os parâmetros das estrelas-mãe.	137
A.2 Parâmetros das estrelas-mãe de planetas não confirmados por VR.	141
A.3 Tabela com os parâmetros dos exoplanetas.	142
A.4 Parâmetros dos planetas não confirmados por VR.	146
B.1 Telescópio IAG	147
B.2 Telescópio Zeiss	147
B.3 Telescópio Mini-Observatório	148
B.4 CCD 301	148
B.5 CCD 106	148
B.6 CCD SBIG ST7E	149

LISTA DE SIGLAS E ABREVIATURAS

Atm	- Astrometria
CCD	- Charge Coupled Device
CFC	- Contagens do Fundo do Céu
CME	- Centro de Massa da Estrela
CMS	- Centro de Massa do Sistema
CoRoT	- Covective, Rotation and planetary Transits
EI	- Emissão Infravermelho
ER	- Emissão Rádio
ESA	- European Space Agency
FGS	- Fine Guidance Sensor
GMRT	- Giant Metrewave Radio Telescope
HJD	- Heliocentric Julian Date
HST	- Hubble Space Telescope
IAU	- International Astronomical Union
INPE	- Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais
IRAF	- Image Reduction and Analysis Facility
LNA	- Laboratório Nacional de Astrofísica
MG	- Microlentes Gravitacionais
NACO	- Nasmyth Adaptive Optics System
O-C	- Observado menos Calculado
OGLE	- Optical Gravitational Lensing Experiment
OPD	- Observatório Pico dos Dias
PGG	- Planetas Gigantes Gasosos
PLANET	- Probing Lensing Anomalies NETwork
PSF	- Point Spread Function
RMS	- Root Mean Square
SS	- Sistema Solar
Tr	- Trânsitos
TRG	- Teoria da Relatividade Geral
VF	- Variação de Fase
VLA	- Very Large Array
VLT	- Very Large Telescope
VR	- Velocidade Radial

LISTA DE SÍMBOLOS

A	–	albedo
a	–	semi-eixo maior da órbita
$A(m)$	–	amplificação como função da magnitude
a_p	–	semi-eixo maior da órbita do planeta
b	–	brilho
B	–	módulo do campo magnético
b_*	–	brilho da estrela
b_p	–	brilho do planeta
C	–	contraste luminoso
c	–	velocidade da luz no vácuo
CO_2	–	molécula de gás carbônico
D	–	diâmetro da objetiva do telescópio
d	–	distância até a Terra
d_*	–	distância da Terra à estrela
d_F	–	distância da Terra à estrela-fonte
d_L	–	distância da Terra à estrela-lente
d_p	–	distância da Terra ao planeta
e^-	–	carga do elétron
e	–	excentricidade orbital
F	–	fluxo de energia
f_p	–	fração do brilho da estrela bloqueada pelo planeta
F_p	–	fluxo de energia do planeta
f_{pl}	–	fração de estrelas do campo que possuem planetas
F_V	–	fluxo de energia da estrela de comparação
F_V	–	fluxo de energia da estrela variável
G	–	constante da gravitação universal
h	–	constante de Planck
H	–	elemento químico hidrogênio
H_2O	–	molécula de água
He	–	elemento químico hélio
i	–	ângulo de inclinação da normal ao plano orbital com relação à nossa linha de visada
I	–	momento de inércia
i_e	–	inclinação do eixo de rotação com relação a normal ao plano orbital
k_B	–	constante de Boltzmann
\bar{L}	–	momento angular orbital
L	–	luminosidade
L_*	–	luminosidade da estrela
L_\odot	–	luminosidade solar

L_{\oplus}	– luminosidade da Terra
L_p	– luminosidade do planeta
m	– magnitude
M	– massa
M_*	– massa da estrela
m_e	– massa do elétron
M_{Jup}	– massa de Júpiter
M_L	– massa da estrela-lente
M_p	– massa do planeta
M_{Plutao}	– massa de Plutão
M_{Terra}	– massa da Terra
O_3	– molécula de ozônio
P	– período orbital
P_{cycl}	– Potência de emissão cíclotron
P_G	– probabilidade geométrica
P_R	– período de rotação
p_t	– probabilidade temporal
$P_{transito}$	– probabilidade total de observar um trânsito
R	– raio
R_E	– raio de Einstein
R_f	– razão dos fluxos de energia
r_o	– raio clássico do elétron
R_p	– raio do planeta
R_S	– raio de Schwarzschild
segarc	– segundo(s) de arco
t	– tempo
t_*	– escala de tempo característica do evento de microlente para a estrela
t_0	– instante do máximo alinhamento entre a estrela-fonte e a estrela-lente
T_{CN}	– temperatura de corpo negro
t_E	– tempo para cruzar o anel de Einstein
T_{gas}	– temperatura do gás
t_{obs}	– tempo de observação contínua
t_p	– escala de tempo característica do evento de microlente para o planeta
$T_{solidos}$	– temperatura dos grãos
$u(t)$	– distância da estrela-lente à estrela-fonte como função do tempo
u_0	– distância mínima entre a estrela-fonte e a estrela-lente ($u(0)$)
UA	– unidade astronômica (distância média da Terra ao Sol)
v	– velocidade
v_{\perp}	– componente da velocidade perpendicular
v_{esc}	– velocidade de escape

v_{mp}	– módulo da velocidade do movimento próprio
v_r	– componente da velocidade na direção radial
v_z	– componente da velocidade na direção z
x	– componente da posição no eixo das abscissas
y	– componente da posição no eixo das ordenadas
α	– separação angular no céu
β_*	– tamanho angular da estrela
β_p	– tamanho angular do planeta
θ	– ângulo
λ	– comprimento de onda
ρ	– densidade de massa
σ	– desvio padrão
σ_{b*}	– desvio padrão em unidades de brilho da estrela
ω	– freqüência angular
\wp	– probabilidade de uma estrela possuir planeta

CAPÍTULO 1

INTRODUÇÃO

“Planetas fora do sistema solar, que orbitam uma ou mais estrelas que não sejam o Sol”, essa é a definição de **EXOPLANETAS** (encontram-se também os nomes: planetas extra-solares, em inglês “exoplanets” e “extrasolar planets”). Porém, a definição de um *planeta* qualquer ainda precisa de um cuidado maior. Segundo as definições da *International Astronomical Union* (IAU) em *Working Group on Extrasolar Planets* (WGESP), planeta é o objeto cuja massa está entre a do menor planeta no Sistema Solar ($M_{Pluto} = 3,47 \times 10^{-4} M_{Jup}$) e o valor limite de massa para fusão termonuclear do deutério ($\sim 13 M_{Jup}$ para objetos com metalicidade solar). Além disso, um planeta necessariamente tem que orbitar uma estrela.

Sabemos que o Sol não possui nenhuma particularidade, se comparado às outras estrelas, então é razoável a hipótese que outras estrelas também possuam planetas girando ao seu redor. Esses planetas certamente possuem tamanhos e propriedades variadas, da mesma forma que ocorre nos nove planetas do Sistema Solar e suas luas, contudo, hoje em dia ainda estamos limitados às informações provenientes dos nove planetas em nosso sistema. A detecção e o estudo de exoplanetas trará informações de outros mundos distantes, formados em condições distintas, podendo apresentar uma nova visão de ambientes nunca imaginados anteriormente. Portanto, o conhecimento dos exoplanetas é de fundamental importância para o entendimento dos sistemas planetários em geral, assim como da origem do nosso planeta e da vida no Universo.

Recentemente, em 1995, foi anunciada a descoberta do primeiro planeta em torno de uma estrela da seqüência principal fora do Sistema Solar (Mayor; Queloz, 1995), trata-se de um objeto de massa planetária ($M < 13 M_{Jup}$) em torno da estrela 51 Pegas. Até hoje já são mais de 170 exoplanetas (The Extrasolar Planets Encyclopaedia¹) encontrados em torno de outras estrelas, a maior parte deles com massa próxima ou maior que a massa de Júpiter, ou seja gigantes, e em órbitas muito próximas e excêntricas, contudo, essas características não podem ser consideradas como uma regra de formação planetária, pois os métodos atuais de busca favorecem a detecção para objetos massivos e próximos da estrela. Projetos em andamento, como as missões espaciais de telescópios em satélites Convection Rotation and Transits

¹<http://www.obspm.fr/planets>

(CoRoT)² e Kepler/NASA ³, serão capazes de detectar inclusive planetas de massa muito menores, incluindo do tipo da Terra, buscando obter bases observacionais mais amplas para melhor fundamentar as teorias da origem dos planetas.

Estamos certos de que estudar corpos tão distantes e com tão pouco brilho não é uma tarefa simples, contudo, muitas técnicas observacionais estão sendo desenvolvidas e apresentando avanços consideráveis. Pretendemos com este trabalho dar um primeiro passo, através da aplicação da técnica de fotometria diferencial, que é capaz de observar propriedades de outros sistemas através de nossos telescópios. Apresentamos essencialmente os métodos de trânsitos e microlentes gravitacionais, aplicados aos telescópios do Mini-Observatório do Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE) e do Observatório do Pico dos Dias do Laboratório Nacional de Astrofísica (OPD/LNA).

Objetivos:

Temos como principal objetivo o estudo dos exoplanetas e o desenvolvimento de algumas técnicas observacionais para detecção desses objetos. Para isso, o desenvolvimento da dissertação está organizado da seguinte maneira:

- **REVISÃO DA TEORIA** - Fazemos uma revisão crítica da teoria de formação planetária, onde descrevemos brevemente os principais processos evolutivos desde a nuvem primordial até a formação dos planetas em geral. Essa revisão teórica é importante para identificar os principais vínculos observacionais que podem ser extraídos dos exoplanetas, além de apresentar as fragilidades mais importantes no que diz respeito aos dados exoplanetários.
- **COMPILAÇÃO DOS DADOS** - Realizamos uma compilação dos dados atuais, através de uma tabela com os diversos parâmetros dos exoplanetas e de suas estrelas-mãe. Apresentamos sob forma gráfica as correlações mais importantes e uma discussão de cada conjunto de dados. Verificamos também os efeitos de seleção que os métodos causam na interpretação dos dados.
- **MÉTODOS DE DETECÇÃO** - Descrevemos os principais métodos de detecção e técnicas observacionais para o estudo dos exoplanetas. Fazemos

²<http://www.esa.int/science/corot>

³<http://www.kepler.arc.nasa.gov>

a descrição de cada método, sua capacidade de detecção e perspectivas para futuros trabalhos. É dada atenção especial aos métodos de busca por trânsitos e microlentes gravitacionais, pois são os método nos quais propomos implementações compatíveis com a instrumentação disponível pela comunidade científica brasileira.

- UTILIZAÇÃO DA TÉCNICA DE FOTOMETRIA DIFERENCIAL - Apresentamos uma descrição dos procedimentos de aquisição e redução dos dados observacionais, que foram utilizados em nossos exemplos de aplicação dos métodos de detecção de exoplanetas. Apresentamos também alguns resultados e discussões da técnica de fotometria diferencial de estrelas brilhantes, testada nas estrelas 55 Cnc, τ Boo e HD 162020. Veremos que esta se apresenta como uma boa técnica para a busca de trânsitos em estrelas brilhantes.
- APLICAÇÃO DOS MÉTODOS DE DETECÇÃO - Relatamos e discutimos a realização de medidas do trânsito já conhecido do planeta HD 209458 b e dos eventos de microlentes gravitacionais OGLE-BLG-2005-259/370, utilizando um telescópio de pequeno porte (Schmidt-Cassegrain Celestron de 28 cm) no Mini-Observatório do INPE dentro da cidade de São José dos Campos e outros dois telescópios de 60 cm no OPD/LNA. Essas observações têm a finalidade de ilustrar, na prática, a viabilidade de detecções de exoplanetas por trânsitos e eventos de microlentes gravitacionais.

CAPÍTULO 2

TEORIA DE FORMAÇÃO PLANETÁRIA

2.1 Introdução

Um dos questionamentos mais antigos, fundamentais e intrigantes da humanidade está relacionado às nossas origens no Universo. Para entender essas origens primeiramente temos que entender como se formaram o Universo, o Sistema Solar (SS), a Terra e a própria vida. Estas questões, ainda sem respostas definitivas, envolvem teorias fundamentadas em todas as áreas do conhecimento humano. O escopo deste trabalho abrange apenas a formação dos planetas em geral, para isso fazemos uma abordagem superficial da teoria de formação do SS estendida aos sistemas extra-solares.

O estudo dos exoplanetas e do sistema em que eles foram formados apresenta vínculos que podem ser considerados na construção de uma teoria de formação planetária. Não sabemos o que ocorreu há 4 ou 5 bilhões de anos em nosso sistema, e por isso é tão difícil reproduzir as nossas origens, porém em sistemas extra-solares que estejam passando por diferentes fases evolutivas, pode-se encontrar algumas respostas. As teorias atuais são baseadas apenas no estado atual do SS, tentando reconstruir passo-a-passo a história evolutiva, a partir da sua formação. Por sua vez, esta teoria para ser completa, deve estar fundamentada em leis físicas bem conhecidas e ainda reproduzir as observações. Dada a complexidade de um sistema planetário em formação, não se espera encontrar facilmente tal teoria, e o quadro que se encontra hoje é o de uma grande quantidade de trabalhos que explicam etapas dessa formação. Assim, não seria possível nesta breve revisão abranger todo o conteúdo de formação planetária, para isso destacamos apenas alguns dos principais processos evolutivos na formação dos planetas e estudamos os parâmetros que vinculam a teoria às observações.

Os nove planetas do SS são os únicos a respeito dos quais temos um conhecimento razoavelmente aprofundado, por isso são eles, juntamente com os outros corpos menores do SS, que fornecem os vínculos mais importantes para a atual teoria, que foi praticamente toda desenvolvida na era pré-exoplanetas. Porém, sabemos que o Sol é uma estrela ordinária, que surgiu a partir de uma nuvem molecular, da mesma forma que outras estrelas, sem nenhuma característica específica que levasse à formação planetária, o que nos leva a crer que uma teoria elaborada para explicar a formação

dos corpos que giram ao redor do Sol, pode se estender para os sistemas extra-solares. Certamente alguns parâmetros estelares como a massa, rotação, metalicidade, multiplicidade etc, influenciam fortemente a formação e evolução do sistema planetário, por isso ainda não sabemos o quanto da teoria de formação do SS pode ser estendida para outros sistemas. Tendo em vista a grande diversidade que pode aparecer entre planetas formados em outros sistemas e o pouco que conhecemos desses exoplanetas, o que temos hoje ainda está longe de ser uma teoria completa.

2.2 As Primeiras Teorias de Formação Planetária

A humanidade sempre esteve intrigada com as suas origens, e fez dessa questão uma das mais fundamentais da História. Os pensamentos filosóficos de Descartes, evoluíram para cenários como o proposto em 1755 pelo filósofo alemão Immanuel Kant, explicando, ainda que qualitativamente – mas de forma mais fundamentada – a formação do SS. Esse cenário qualitativo foi elaborado formalmente mais tarde por Pierre-Simon de Laplace.

O cenário que Kant propôs, apesar de bem simples, ainda se aplica hoje e mostra-se muito consistente dentro dos modelos atuais de formação planetária. Segundo ele, os planetas devem se formar a partir de discos protoplanetários, ou em suas palavras: “...como regiões do espaço que se estendem desde o centro onde se encontra o Sol até distâncias desconhecidas (hoje bem mais definidas), contidas entre dois planos não muito distantes um do outro (ou seja, em forma de disco)”. Mais além, Kant explicaria que dentro desses discos as partículas seriam atraídas entre si, formando objetos cada vez maiores, até formarem os planetas.

O estudo de nuvens proto-estelares, onde ocorre a formação de estrelas jovens com possíveis sistemas planetários, junto com observações de discos protoplanetários são grandes evidências de que o cenário que Kant propôs é uma regra de formação e que realmente temos a formação de discos em torno das estrelas e, consequentemente, a formação de planetas. Uma importante confirmação observacional veio com a descoberta de um disco de poeira girando em torno da estrela jovem Beta Pictoris ([Smith; Terrile, 1984](#)). Hoje, com as inúmeras observações de outros discos, utilizando o Telescópio Espacial Hubble (HST), esse cenário se confirma sem dúvidas. Outro foco observacional estudado atualmente e que é importante fonte de dados para testar a teoria, são as estrelas do tipo T Tauri, que são estrelas do tipo solar passando pela fase inicial de formação, época sobre a qual ainda temos muitas dúvidas com relação

ao SS.

2.3 Vínculos Observacionais do Sistema Solar

As características dos corpos que constituem nosso sistema são fundamentais para os modelos de formação, pois qualquer teoria deve possuir esses dados como condições de contorno. Abaixo segue uma descrição de dados observacionais do Sistema Solar obtidos em ([Lissauer, 1993](#)):

- a) *Órbitas*: coplanares, prógradas e aproximadamente circulares.
- b) *Espaçamento orbital*: “lei” de Bode.
- c) *Cometas, asteróides e poeira*: nuvem de Oort (distribuição isotrópica, 10^4 UA) e cinturão de Kuiper (achatado, 40 UA).
- d) *Rotação planetária*: retrógrada (Vênus, Urano e Plutão) e prógrada (Mercurio, Terra, Marte, Júpiter, Saturno e Netuno).
- e) *Satélites*: comportam-se como “mini sistemas solares”.
- f) *Massa dos planetas*: pequena fração com relação ao Sol e grande com relação ao restante do sistema. Distribuição dos menos massivos mais próximos do Sol e dos mais massivos em órbitas mais afastadas (>3 UA).
- g) *Momento angular*: praticamente todo o momento angular do sistema está contido nos planetas, principalmente em Júpiter.
- h) *Composição interna*: distribuição dos mais densos e rochosos próximos da estrela e os menos densos e gasosos mais distantes.
- i) *Cinturão de asteróides*: milhões de corpos espalhados em forma de um cinturão entre as órbitas de Marte e Júpiter. Composição e dispersão de velocidades conhecidas.
- j) *Idades*: $4,56 \pm 0,02 \times 10^9$ anos (meteoritos primordiais), 3,1 a $4,4 \times 10^9$ anos (rochas lunares) e $< 4,1 \times 10^9$ anos (rochas terrestres).
- k) *Composição de isótopos*: distribuição praticamente uniforme da taxa de isótopos por todo o SS.

- l) *Estrutura mineral e cristalina dos meteoritos*: indícios de grande aquecimento e rápido resfriamento na estrutura cristalina de meteoritos, além de marcas da ação de um campo magnético.
- m) *Crateras*: todos os corpos considerados geologicamente inativos apresentam marcas de crateras, comprovando uma história de muitas colisões na formação dos planetas e corpos menores.

Na Tabela 2.1 ([Alfven; Arrhenius, 1976](#)), da esquerda para a direita temos os valores dos seguintes parâmetros físicos e orbitais dos planetas do SS: semi-eixo maior (a), excentricidade orbital (e), inclinação orbital (i), velocidade orbital média (v), período sideral de revolução (P), momento angular orbital total (\bar{L}), período sideral de rotação (P_R), inclinação do eixo (i_e), massa (M), raio equatorial (R), densidade média (ρ) e velocidade de escape (v_{esc}). No Capítulo 3 discutimos os dados dos exoplanetas descobertos até a data atual, que juntamente com os dados da Tabela 2.1 fornecem os vínculos observacionais que devem ser considerados para uma teoria completa de formação de sistemas planetários.

TABELA 2.1 - Parâmetros físicos e orbitais dos planetas do SS ([Alfven; Arrhenius, 1976](#)).

	a 10^{13} cm	e	i °	v 10^5 cm/s	P 10^8 s	\bar{L} 10^{46} g.cm ² /s	P_R 10^5 s	i_e °	M 10^{27} g	R 10^9 cm	ρ g/cm ³	v_{es} 10^5 cm/s
Mercúrio	0,579	0,206	7,00	47,90	0,0759	0,91	76,000		0,333	0,243	5,46	4,27
Vênus	1,08	0,007	3,40	35,10	0,1940	18,50	210,000	180,00	4,870	0,605	5,23	10,30
Terra	1,50	0,017	0,00	29,80	0,3170	26,70	0,862	23,45	5,970	0,638	5,52	11,20
Marte	2,28	0,093	1,85	24,20	0,5950	3,52	0,886	23,98	0,642	0,340	3,92	5,01
Júpiter	7,78	0,048	1,32	13,10	3,7500	19400,00	0,354	3,08	1899,000	7,160	1,31	59,40
Saturno	14,30	0,056	2,50	9,64	9,3400	7840,00	0,368	26,73	568,000	6,000	0,70	35,50
Urano	28,70	0,047	0,78	6,81	26,5000	1700,00	0,389	97,92	87,200	2,540	1,30	21,40
Netuno	45,00	0,008	1,78	5,44	52,1000	2500,00	0,540	28,80	102,000	2,470	1,66	23,40
Plutão	59,00	0,249	17,16	4,75	78,1000	17,90	5,520		0,660	0,320	4,90	5,24

2.4 Estágios Evolutivos

Podemos dividir o entendimento da formação planetária ocorrida no SS em 5 diferentes estágios, cada qual com características explicadas por uma determinada teoria. Esse seccionamento do estudo evolutivo dos planetas se dá devido à diversidade dos

processos físicos envolvidos. Dessa forma, pode-se simplificar o problema e conectar os dados observacionais aos modelos.

- a) ORIGEM DA NUVEM PROTO-PLANETÁRIA: formação do Sol e a contração da nuvem primordial proto-solar.
- b) FORMAÇÃO DO DISCO: formação de uma região magnetizada de gás e poeira em volta do Sol. Transferência de momento angular e consequente achatamento da nuvem devido à rotação.
- c) CRESCIMENTO DE PARTÍCULAS SÓLIDAS: condensação e acréscimo de grãos através de interações eletrostáticas. Nesta fase os grãos, imersos no gás, já começam a realizar movimento kepleriano ao redor do Sol.
- d) FORMAÇÃO DOS PLANETESIMAIS: rápida evolução no acréscimo de grãos e formação de corpos maiores chamados “planetesimais”, que por sua vez seguem crescendo principalmente através da atração gravitacional. São os progenitores dos corpos existentes hoje no SS.
- e) FORMAÇÃO E EVOLUÇÃO DOS PLANETAS: Últimos 3 ou 4 bilhões de anos, com evolução muito lenta, queda drástica no processo de acréscimo e estabilização das órbitas. Praticamente o estado em que nosso sistema se encontra atualmente.

2.5 Origem da Nuvem Proto-Planetária

O primeiro estágio na formação planetária se dá praticamente ao mesmo tempo que a formação da própria estrela-mãe. A idade sísmica do Sol, ou seja, aquela calculada através de modelos evolutivos baseados em informações da superfície solar, é de $4,5 \pm 0,10 \times 10^9$ anos (Demarque; Guenther, 1999), dado que confere com a idade dos meteoritos primordiais, comprovando a formação mútua da estrela e de condensados que deram origem aos planetas.

Existem evidências de que os planetas e o Sol não só foram formados simultaneamente, como também tiveram suas origens a partir de uma mesma nuvem de gás e poeira chamada nebulosa proto-solar, que consiste no núcleo denso de uma nuvem molecular. Existem dois fatos que sustentam essa hipótese: a rotação do Sol vinculada à rotação e translação prógrada dos planetas e a composição química da fotosfera solar que é praticamente a mesma dos planetas gigantes gasosos (Suess;

Urey, 1956). Outras idéias como a de uma possível formação inicial da estrela que depois capturou resíduos do meio interestelar são válidas, mas ao menos para o SS, essa hipótese está descartada. Para sistemas extra-solares seguramente também ocorre a formação simultânea e a partir da mesma nebulosa primordial, porém ainda é difícil obter dados da rotação, translação e composição química desses planetas.

A contração e o colapso gravitacional da nebulosa proto-estelar dão origem à formação da estrela na região central, e à formação de um disco proto-planetário ao redor da estrela, constituído de gás e poeira. Este disco é o que mais nos interessa, pois é ele que posteriormente dará origem aos planetas. A formação e evolução do disco de gás e poeira em rotação dependem fortemente das condições iniciais do ambiente estelar, ou seja, de parâmetros como a massa da estrela, o momento angular \bar{L} , a dispersão de velocidades na nuvem, a densidade, o vento estelar (dependente da massa da estrela), a composição (metalicidade) e o campo magnético. Nossa objetivo não é modelar a formação planetária, mas sim entender os processos fundamentais, porém, qualquer simulação de formação e evolução de planetas deve considerar todos os fatores citados acima.

A princípio vamos fazer uma análise dinâmica simples do SS, tomando o momento angular que é uma quantidade conservada, e portanto seu valor atual para o SS é reflexo do momento angular inicial que a nuvem proto-solar possuía no estágio de formação. É interessante também uma análise comparativa dos satélites em torno dos planetas gigantes, pois acredita-se que tenham tido uma origem sob os mesmos mecanismos de formação que os dos planetas. Os sistemas de satélites de maior relevância para esse tipo de comparação são os presentes em Júpiter, Saturno e Urano, podendo ser considerados como mini sistemas solares.

Notamos a partir dos dados da Tabela 2.1, juntamente com os dados do Sol, que 71% da massa dos planetas está contida em Júpiter, e que a contribuição da massa de todos os planetas somadas representa apenas 0,13% da massa total do SS. Assim, praticamente toda a massa do SS está contida no Sol, por outro lado, mais de 99% do momento angular de todo o sistema está contido nos planetas, com 61% em Júpiter. Dessa forma, concluimos que a massa contida na nuvem primordial foi praticamente toda colapsada na estrela central devido à atração gravitacional e algum mecanismo levou ao transporte interno do momento angular em larga escala, redistribuindo a maior parte para os planetas. O provável mecanismo que causou essa redistribuição foi a viscosidade turbulenta, devido a interação viscosa do disco com os corpos em

formação.

2.6 Formação do Disco

Uma importante consequência da conservação do momento angular é a formação de discos. Os discos são formados a partir do colapso gravitacional da nuvem interestelar constituída de gás molecular e poeira em rotação.

Durante o processo de contração, as partículas se aproximam aumentando a probabilidade de colisões. As colisões excitam transições atômicas e moleculares, liberando energia na forma de radiação. Devido à perda de energia, as órbitas diminuem e a nebulosa contrai ainda mais.

A translação do conjunto de partículas como um todo favorece o movimento dessas partículas no sentido da rotação da nuvem. Uma forma de escrever o momento angular é através da Equação 2.1:

$$\overline{L} = I \times \omega = \frac{2\pi MR^2}{P} \quad (2.1)$$

Onde I é o momento de inércia, ω é a freqüência angular e M , R e P são massa, raio e período, respectivamente. Segundo a lei de conservação de momento angular, notamos que a nuvem em contração diminui seu raio, e portanto gira cada vez mais rápido, seguindo em contração até que a força centrífuga equilibre-se com a força gravitacional e cesse o colapso. Colisões entre as partículas causam a migração para o plano do disco, pois as colisões frontais na direção de (v_z) (ver Figura 2.1) causam a perda de energia cinética por ruptura ou dissipação. Com isso, em média, as partículas se concentram em maior parte no plano, dependendo da taxa de colisões, formando assim um disco. Porém essa interação é mais significativa para regiões centrais devido à maior densidade. Assim o disco é mais achatado próximo da estrela e disperso nas partes externas. Ao mesmo tempo, quase toda a massa colapsa no centro da nuvem onde se forma a estrela com densidades e temperaturas elevadas liberando energia na forma de radiação. A radiação proveniente da estrela, constituída de fôtons e partículas também desempenha um papel fundamental no processo de formação e composição dos planetas. Muitos fatores, ligados aos parâmetros da nuvem primordial, podem modificar o aspecto do disco, o que pode trazer consequências bastante diversificadas na formação planetária.

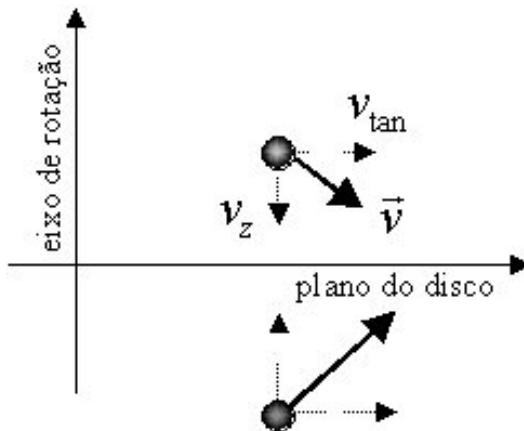


FIGURA 2.1 - Modelo de colisão entre duas partículas que fazem parte de um sistema em rotação. Notamos que as componentes da velocidade tangenciais irão se somar e na direção vertical (z) irão se cancelar. Em um sistema de muitas partículas colidindo, isso resulta na formação do disco.

2.7 Crescimento de Partículas Sólidas

O cenário que emerge, seguindo a linha evolutiva de formação, é de um disco de gás e poeira girando em torno da proto-estrela. Esse disco terá sua composição e estrutura modificadas, como veremos a seguir. Para maiores detalhes, ver [Safronov \(1972\)](#) e [Lissauer \(1993\)](#).

Próximo à proto-estrela, a temperatura e densidade do gás se elevam, fazendo com que as partículas sólidas se vaporizem. Partículas que permaneçam às distâncias maiores que uma certa distância crítica são capazes de se manter no estado sólido, na forma de grãos inter-estelares ou em condensados formados junto com o disco. Os efeitos térmicos podem ser quantificados através do cálculo da temperatura do gás e das partículas sólidas em função da distância à estrela. A Figura 2.2 mostra as temperaturas relevantes em função da distância à estrela-mãe.

Esses cálculos são importantes para determinação das regiões em torno da estrela nas quais os diferentes compostos serão capazes de sobreviver em estado sólido. Com isso podemos determinar o estado desses compostos e a matéria-prima disponível para a formação de partículas sólidas.

Além dos efeitos térmicos, consideramos agora os efeitos mecânicos de interação entre o gás e as partículas sólidas, que chamaremos de grãos. Os grãos estão imersos em um gás composto basicamente de H e He que representa aproximadamente 98%

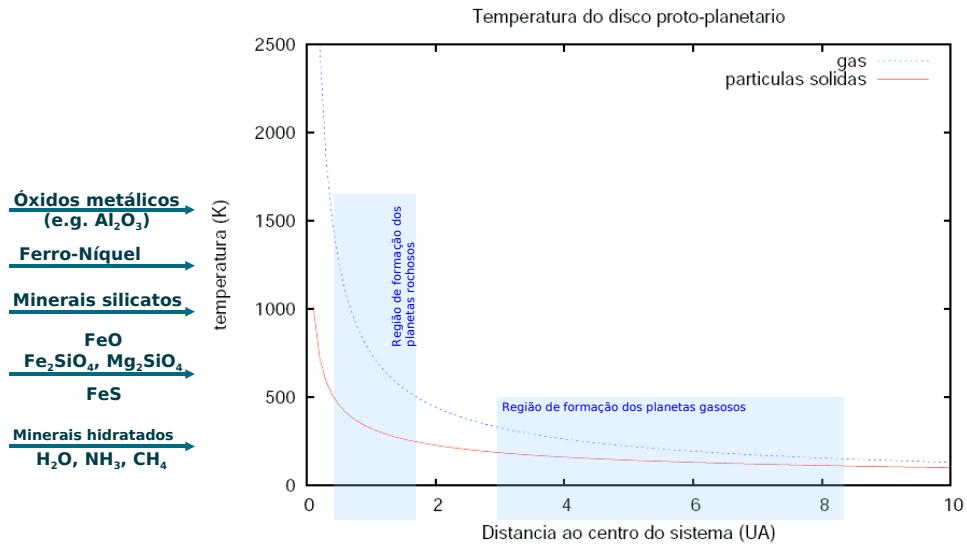


FIGURA 2.2 - Modelos da temperatura do gás $T_{gas} \propto r^{-3/4}$ e da temperatura das partículas sólidas $T_{solidos} \propto r^{-1/2}$ no disco. Indicamos à esquerda do gráfico a temperatura de condensação de alguns dos principais compostos da nebulosa proto-solar.

de toda a massa do disco. Em primeira aproximação esse gás é suportado pela força centrífuga de rotação balanceada pela força gravitacional atrativa da estrela. A densidade central do disco é maior, causando um gradiente negativo de pressão do gás para as regiões externas, o que cria uma força de dentro para fora, que reduz a gravidade efetiva exercida sobre o gás.

O gás, portanto, gira um pouco mais lento do que giraria a velocidades keplerianas. Os corpos menores de poeira também acompanham a rotação do gás, porém, essas partículas são aglomeradas por colisões inelásticas, e gradualmente vão crescendo e se estabelecendo no plano do disco. Elas crescem suficientemente para se desligarem do gás, de forma que sentirão cada vez menos a pressão do gás, realizando órbitas cada vez mais keplerianas, ou seja, dominadas pelo potencial gravitacional. Dessa forma, os grãos de tamanhos intermediários terão velocidades entre a velocidade do gás e a velocidade kepleriana, estando sujeitos a um arraste causado pelo gás. Este arraste faz as partículas perderem momento angular e consequentemente migrarem para regiões mais próximas da estrela. A migração pode acontecer de forma rápida ou mais lenta, dependendo da massa e tamanho dessas partículas.

2.8 Formação dos Planetesimais

As colisões junto com a atração eletrostática proporcionam a acumulação e coesão entre os grãos, fazendo-os crescer à medida que mais colisões ocorrem. A força de interação eletrostática que atrai os grãos atua sobre a superfície desses objetos e será tanto maior quanto maior for o objeto, mas lembramos que essa é uma força de curto alcance e que quanto maior for o grão, maior também será sua inércia. Assim, grãos crescem até um tamanho limite, no qual a força de atração coulombiana não mais supera a inércia, passando a ocorrer apenas colisões e não mais acumulação por esse processo.

A força gravitacional entre esses objetos nesta fase ainda não é suficiente para fazê-los se atraírem de forma significativa, portanto ainda não seria possível aglomerações devido à atração gravitacional para formação de objetos maiores que chamamos de *planetesimais*, que possuem tamanhos de até alguns quilômetros, e são os progenitores dos planetas rochosos, pois possuem massa suficiente para atrair outros corpos pela gravidade.

Ainda não existe uma explicação para o mecanismo que faz com que eles cresçam até tamanhos maiores que o limite discutido acima. Várias hipóteses tentam explicar esse crescimento, mas todas possuem problemas. Uma das hipóteses é a de que essas partículas podem crescer em regiões de fluxo turbulento de material no disco. Assim, os planetesimais se formariam em regiões de instabilidade gravitacional em um subdisco fino de sólidos (Safronov, 1972), (Goldreich; Ward, 1973). Há ainda uma outra teoria muito aceita de acréscimo binário contínuo (Weidenschilling; Cuzzi, 1993).

2.9 Formação e Evolução dos Planetas

2.9.1 Formação dos Planetas Rochosos

Assim, de alguma forma, planetesimais com o tamanho de alguns quilômetros se formam. Então, suporemos sua existência para seguir com os processos envolvidos na formação dos planetas. Para uma descrição mais detalhada desta fase evolutiva, ver Wetherill (1996).

Os planetesimais possuem massa suficientemente grande para que o processo de acréscimo seja dominado pela atração gravitacional sobre partículas menores, formando planetesimais cada vez maiores. Quanto maior for a massa do planetesimal,

maior será a sua atração gravitacional, o que aumenta a taxa de acréscimo, desencadeando um crescimento muito rápido, que leva à atração e colisão com planetesimais menores, até a formação dos primeiros protoplanetas. Um planetesimal cresce tão rápido nessa fase que pode chegar ao tamanho da Lua em apenas 10^5 anos. Essa fase é conhecida como “runaway accretion”, e podemos dizer que é quando o planeta realmente será formado. Esses corpos assumem formas e tamanhos comparáveis às dos planetas e satélites rochosos do SS, passando por uma fase final de freqüentes impactos, marcas que ainda podem ser observadas através das crateras na superfície. Temos ainda uma classe intermediária de planetesimais em formação, de tamanhos menores, chamados *competidores*, que podem seguir salvos de colisões com os planetesimais gigantes, como pode ser o caso dos asteróides que encontramos hoje no SS. Ainda na fase de acréscimo, o processo de impactos pode causar erosão ou até mesmo a fragmentação dos planetesimais, e eventualmente a formação de sistemas binários ou de satélites nos protoplanetas.

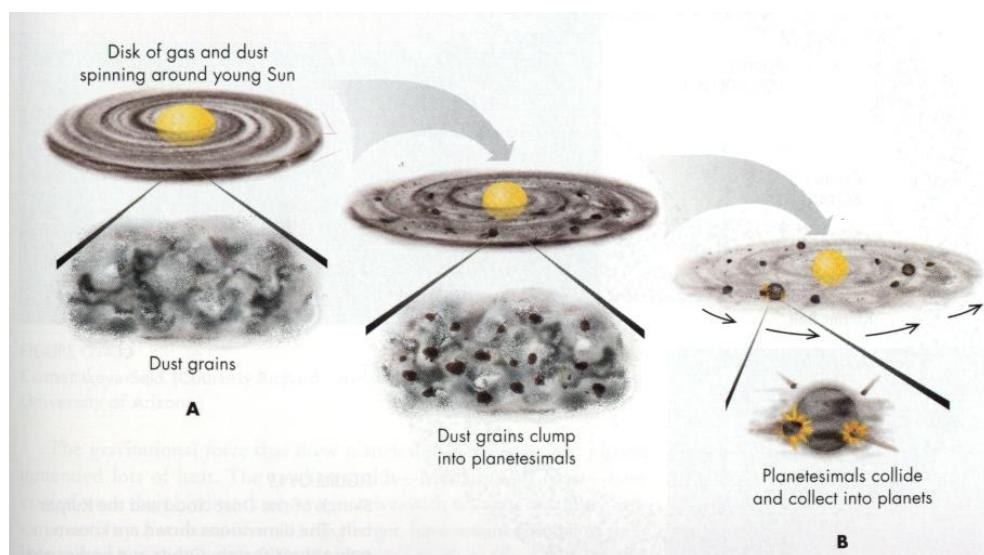


FIGURA 2.3 - Figura ilustrativa das etapas de formação dos planetas rochosos e do início de formação dos planetas gigantes pela teoria de “core accretion” (ver Seção 2.9.2).
FONTE: <http://www.astro.psu.edu/users/niel/astro1/slideshows/class43>

Ao final dessa etapa o acréscimo é interrompido pelo esgotamento de partículas de baixa velocidade no caminho do planeta e os impactos ocorrem com freqüência bem menor, somente por objetos que por motivos de interações com o gás migram radialmente e cruzam a órbita do proto-planeta. O gás presente no disco também

sofre atração pelos proto-planetas que podem retê-lo sob forma de atmosfera, sendo que a composição dessa atmosfera irá depender das condições iniciais do gás que constituiu a nuvem primordial.

2.9.2 Formação dos Planetas Gigantes

O mecanismo de formação dos Planetas Gigantes Gasosos (PGG) ainda está longe de ser totalmente entendido. Os modelos existentes utilizam como vínculos os dados dos PGG no Sistema Solar ([Guillot, 2004](#)) e mais recentemente, dos exoplanetas.

A formação dos PGG ocorre de forma distinta da dos planetas terrestres, principalmente devido ao material do disco proto-planetário que dá origem a esses planetas. Este material é constituído de poeira imersa em uma quantidade muito maior de gás, isso deve-se à intensidade do vento estelar, que é mais baixa às distâncias que os PGG se formam, sendo assim ineficiente na evaporação dos gases do disco. Dessa forma, há uma explicação simples, em termos do material gasoso disponível, para a formação desses gigantes. A contradição com os dados dos exoplanetas, que são encontrados em sua maioria muito próximos da estrela-mãe, em regiões onde supostamente o gás evaporaria, é discutida na *teoria de migração*, que veremos no Capítulo [3](#).

Assim, considerando a distribuição de gás e partículas no disco, tenta-se explicar como este material evoluiu até formar os PGG. Atualmente, existem dois modelos de formação dos PGG que são amplamente aceitos: o modelo de “core accretion” ou acréscimo do núcleo ([Pollack *et al.*, 1996](#)), e o modelo de formação via instabilidade de disco ([Boss, 2000](#)). A seguir veremos um breve resumo dos dois modelos.

2.9.2.1 “Core Accretion”

O modelo de “core accretion”, que é a explicação mais popular para a origem dos PGG do SS, diz que a sua formação ocorre em dois passos: 1) primeiramente um núcleo (“core”) rochoso é formado através do acréscimo binário de planetesimais sólidos ([Safronov, 1972](#)), da mesma forma que os planetas terrestres; 2) posteriormente, ocorre o acréscimo de uma quantidade muito grande de gás, devido à grande disponibilidade nas regiões onde esses gigantes são formados. Inicialmente o núcleo é rodeado por um envelope de gás quase hidrostático, com a maior parte da sua luminosidade sendo devido à colisão de outros planetesimais que dissipam energia cinética na forma de energia térmica. Esse crescimento continua até ser atingida

uma massa crítica, onde ocorre uma nova etapa de “runaway accretion”, que é um processo de acréscimo acelerado, no qual ocorre um tipo de limpeza dos arredores, abrindo uma espécie de vão (“gap”) nas proximidades da órbita desse objeto (ver Figura 2.4), sendo acretado praticamente todo o material em um curto intervalo de tempo, devido à sua forte atração gravitacional.

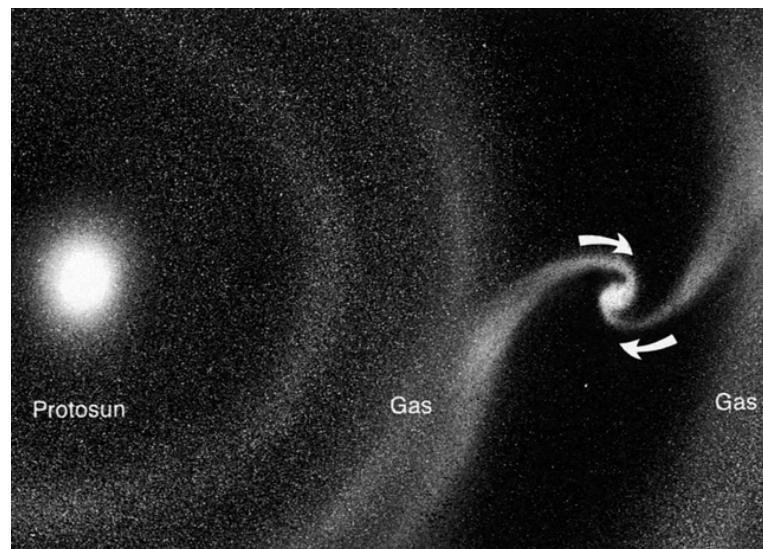


FIGURA 2.4 - Figura ilustrativa da fase de limpeza e formação de vãos, onde os PGG capturam gás diretamente da nebulosa primordial para sua formação.

FONTE: <http://www.astro.psu.edu/users/niel/astro1/slideshows/class43>

Os vínculos observacionais do SS apresentam dois principais problemas para a teoria do “core accretion”. O primeiro é que embora Júpiter possivelmente tenha se formado dentro do tempo de vida do disco protoplanetário (Haisch *et al.*, 2001), dificilmente Urano e Netuno poderiam ter se formado tão rapidamente na posição em que se encontram. Existe a hipótese que esses planetas possam ter migrado para onde estão, depois de se formarem em regiões mais internas (Thommes *et al.*, 1999). O problema de Urano e Netuno também é tratado com detalhes em Goldreich *et al.* (2004), supondo ainda esse mesmo mecanismo de formação. O segundo problema, surge de um limite superior estimado para o núcleo de Júpiter a partir de dados da sonda Galileu, que é menor do que praticamente todas as estimativas teóricas que utilizam o modelo de “core accretion”.

2.9.2.2 Instabilidade de Disco

Com o aparecimento de inconsistências no modelo considerado padrão, abriu-se espaço para discussões de outras possibilidades. Uma outra teoria muito aceita é a que utiliza modelos de instabilidade de disco ([Boss, 2000](#)), que descrevemos resumidamente a seguir.

De forma análoga às teorias de formação estelar, são formadas regiões de instabilidade gravitacional no disco protoplanetário, com um aumento da densidade local do gás, fazendo com que o campo gravitacional dessas regiões acumule uma quantidade maior de gás e poeira. Esse “caroço” formado em meio ao disco, evolui crescendo através do acúmulo de matéria do próprio disco, e assim, segue varrendo o material e limpando os seus arredores. Isso faz com que esse núcleo cresça até esgotar a matéria-prima disponível. A Figura 2.5 apresenta o resultado de simulações da formação planetária por meio da instabilidade de disco, mostrando que esse pode ser um processo válido para a formação dos PGG. Essas simulações são resultados de uma escala de tempo de apenas algumas centenas de anos, característica notavelmente diferente dos modelos construídos por “core accretion”, que resultam em uma escala de tempo de milhões de anos até a formação dos PGG. Porém, a formação dos planetas por instabilidade de disco só se mostra eficiente para discos muito massivos.

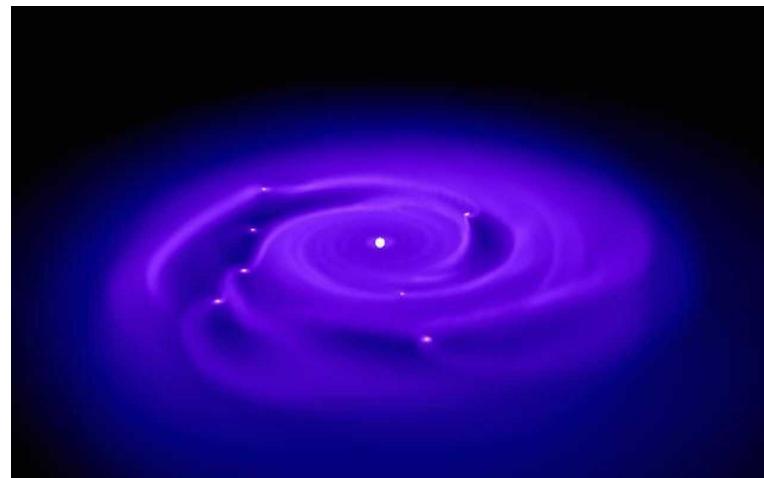


FIGURA 2.5 - Resultado da simulação de formação planetária após algumas centenas de anos, via instabilidade de disco.

FONTE: [Mayer et al. \(2002\)](#).

CAPÍTULO 3

EXOPLANETAS: DADOS ATUAIS E NOVAS TEORIAS

Temos hoje detectados cerca de 170 exoplanetas, a maioria fazendo uso do método de Velocidade Radial (VR), que veremos em mais detalhes no Capítulo 4. Com essa quantidade de planetas conhecidos, já se pode fazer uma análise da correlação entre os parâmetros observados das estrelas-mãe e dos exoplanetas, por enquanto, principalmente no que diz respeito aos dados de natureza orbital. A principal característica que se destaca é a diversidade. Os exoplanetas preenchem muito mais o espaço de parâmetros, com órbitas que variam de 0,03 a 5,5 UA, com excentricidades entre 0 e 0,8, e massas entre $15M_{Terra}$ e $\sim 15M_{Jupiter}$. As propriedades apresentadas pelos exoplanetas podem ser utilizadas como vínculos importantes nos modelos evolutivos e de formação planetária. Porém, o padrão desses dados possui uma forte dependência com as limitações experimentais, o que gera efeitos de seleção que devem ser considerados com cuidado para que os resultados não sejam interpretados erroneamente. Esses efeitos de seleção serão mencionados em nossa análise, porém, ficarão mais claros na discussão dos limites de detectabilidade no Capítulo 4.

Dentre os dados que possuímos, existem poucos casos com medidas por outros métodos (trânsito, astrometria, etc.), para os quais um conjunto maior de parâmetros tenha sido determinado, o que permitiria uma análise mais profunda. Alguns vínculos relacionados à estrutura interna dos planetas só poderão ser considerados quando obtivermos maiores informações do raio, densidade e composição química desses exoplanetas, como é o caso de HD 209458 b, mas para isso ainda necessita-se um progresso maior das técnicas observacionais.

Veremos nas Seções seguintes um resumo das principais tendências observadas nesse conjunto de dados, juntamente com algumas hipóteses que buscam explicar tais observações.

3.1 Propriedades Observadas dos Exoplanetas

As Tabelas A.1 e A.3 (ver apêndice A) apresentam um conjunto de dados, atualizado em 20 de janeiro de 2006, com os parâmetros dos exoplanetas e de suas respectivas estrelas-mãe, obtidos a partir de um banco de dados mantido por J. Schneider na internet em “Extrasolar Planets Encyclopaedia” ([Schneider, 2006](#)). Essas tabelas sumarizam praticamente tudo o que sabemos sobre os exoplanetas, e serão as fontes

dos dados mencionados nesse capítulo.

3.2 Implicações Teóricas

3.2.1 Função de Massa

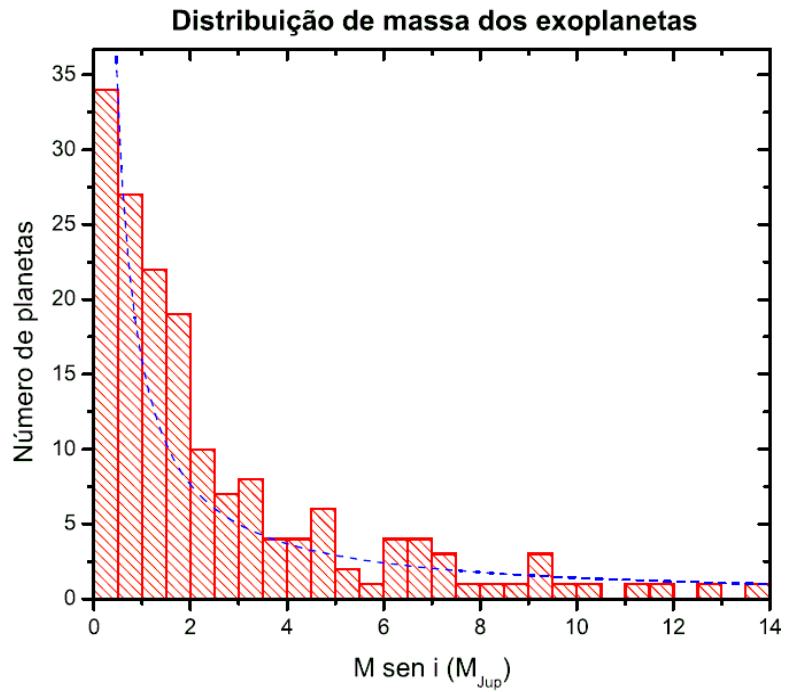


FIGURA 3.1 - Distribuição das massas dos exoplanetas.

Em função do método de VR, as massas obtidas para os exoplanetas não correspondem às massas verdadeiras, isso decorre do desconhecimento da inclinação orbital do sistema com relação à nossa linha de visada, causando uma degenerescência para M_p e $\text{sen}(i)$. Assim, as relações que envolvem as massas dos exoplanetas, deixam ainda incertezas com relação ao parâmetro i .

Analizando a distribuição de massas apresentada na Figura 3.1, notamos que existe um decaimento de dN/dM no sentido das massas maiores, este decaimento segue uma lei de potência da forma $dN/dM \propto M^{-1,05}$, indicado pela curva tracejada ainda na Figura 3.1. O fator $\text{sen}(i)$ afeta muito pouco esse curva (Marcy *et al.*, 2005), o que significa que essa é uma dependência real para a distribuição de massa dos exoplanetas.

Outro fator que deve ser questionado, é relativo ao efeito de seleção, que se pronuncia para massas pequenas, difíceis de serem detectadas. Por esse motivo, ainda não podemos estar seguros da distribuição na região de pequenas massas, porém estamos utilizando uma “binagem” no histograma que não considera a contribuição de pequenas massas, podendo apenas modificar um pouco o valor do expoente de M . Porém, para o caso das massas maiores não existe efeito de seleção, pois os métodos favorecem a detecção de grandes massas, fato que confirma a realidade do decaimento apresentado, mostrando que existe uma região para massas $> 12 - 15 M_{Jup}$, onde cai praticamente a zero a quantidade de exoplanetas, sendo assim uma evidência para o que chamamos de *deserto das anãs-marrons* (Marcy; Butler, 2000).

3.2.2 Júpites-Quentes

Provavelmente a formação dos planetas gigantes acontece preferencialmente a mais de 3 UA da estrela-mãe, onde é possível ocorrer acréscimo a partir da grande quantidade de gás frio existente no disco. Contudo, encontramos que 1,2% das estrelas observadas no programa de busca por VR (Marcy *et al.*, 2005), possuem planetas em órbitas a menos de 0.1 UA, a maioria com $M_{sen}(i) > 0,1 M_{Jup}$, portanto gigantes, que são os chamados *júpites-quentes*. Podemos observar a distribuição da distância orbital/periódo dos exoplanetas em função de suas massas na Figura 3.2, onde notamos a presença dos júpites-quentes localizados em regiões bem próximas das suas estrelas-mãe. É notável que exista essa grande quantidade, fato que não era previsto pela teoria (Pollack *et al.*, 1996), assim isto sugere um efeito migratório, segundo o qual os planetas se formariam em órbitas mais externas e posteriormente migrariam para o interior do sistema.

Como vimos no Capítulo 2, segundo a teoria de “core accretion” para a formação dos PGG, o início da formação acontece através do crescimento de partículas sólidas, que se tornam cada vez maiores através dos processos colisionais dentro do disco de poeira, formando assim núcleos rochosos. Caso esses núcleos obtenham massa suficiente, enquanto o gás permanecer no disco, este gás será atraído, formando um extenso envelope de gás em torno do núcleo. O acréscimo é interrompido pela diminuição da quantidade de gás e/ou pelo aumento da extensão do envelope, resultando em uma escala de crescimento de 5 a 10 milhões de anos (Marcy *et al.*, 2005).

A hipótese de que os planetas gigantes poderiam se formar nas regiões internas do sistema está descartada, pois essa escala de tempo de formação é muito maior que o

tempo de evaporação do disco nas regiões internas, ou seja, o tempo de permanência dos gases à distâncias pequenas da estrela. Assim, logo que a estrela nasce, os gases são expulsos para regiões mais externas devido à alta temperatura e ao intenso vento estelar, não deixando condições suficientes para formar esses gigantes tão próximos. Mesmo considerando o processo de formação por instabilidade gravitacional do disco, o tempo de formação ainda seria longo comparado ao tempo de extinção dos gases nessa região. Assim, os júpiter-quentes apareceram como uma grande surpresa e consequentemente um importante dado para a teoria.

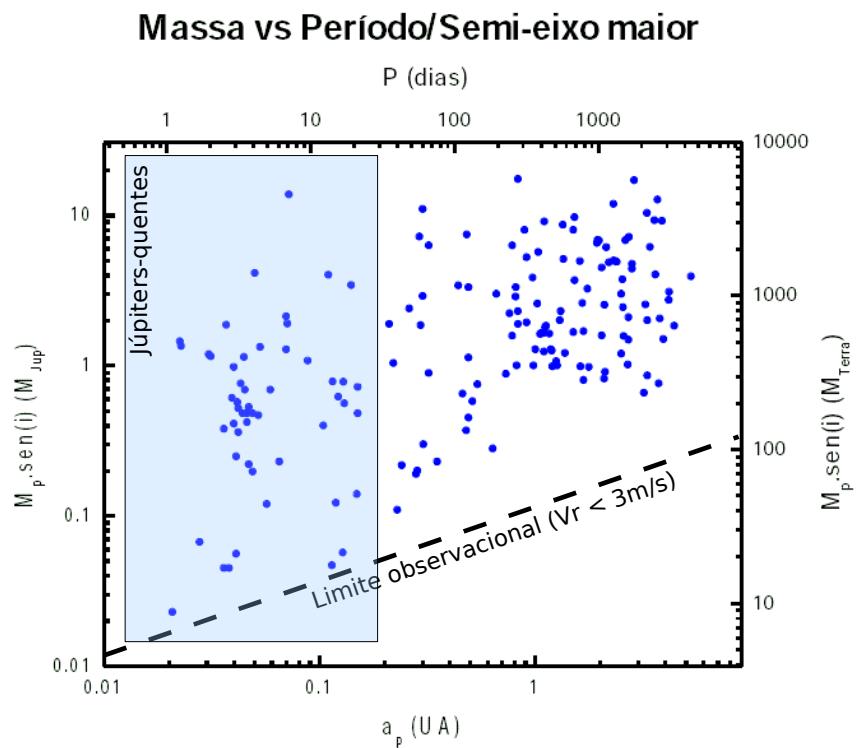


FIGURA 3.2 - Gráfico da massa versus o semi-eixo/periódio orbital.

3.2.3 Migração

A teoria de migração é portanto, uma consequência da impossibilidade de se explicar a existência dos júpiter-quentes. Segundo a teoria migratória, esses planetas se formam longe da estrela ($a > 3$ UA), da forma como descreve o modelo padrão de formação, e posteriormente, devido a interações gravitacionais com o disco protoplanetário, migram para órbitas menores em direção à estrela-mãe (Udry *et al.*, 2003).

Os detalhes desta teoria são extensos e fogem dos objetivos desse trabalho, porém faremos uma breve discussão abaixo, baseada em [Artymowicz \(2006\)](#).

Os efeitos da migração surgem na fase em que o planeta gigante forma o seu “core”, ou núcleo rochoso ($M \sim M_{Terra}$). Nesta fase, a interação gravitacional do planeta com o disco faz com que ocorram distorções na distribuição de densidade, formando estruturas espirais nas regiões do disco em torno do planeta, como mostra a Figura [2.4](#). Isto faz com que aumente a densidade do disco e cresça a interação gravitacional, criando em parte forças que empurram o planeta para órbitas externas e forças que o empurram para órbitas mais internas. Para a maior parte dos modelos de disco, a força resultante leva o planeta para dentro do sistema. A taxa de migração é proporcional à massa do disco e também à massa do “core”. Conforme o planeta migra em direção à estrela, a estrutura do disco acompanha o planeta, assim o gradiente de densidade intensifica esse efeito, acarretando que o planeta sofra migração para órbitas internas cada vez mais rápido. Este tipo de migração é chamado *Migração Tipo I*. Quando o planeta cresce o suficiente para abrir vãos (“gaps”) no disco, esse processo é dramaticamente interrompido (por um fator de 10 a 100), e a partir daí a migração é mais lenta, onde o disco e o “core” passam a migrar à uma mesma taxa. Essa fase migratória é chamada de *Migração do Tipo II*. A massa do “core” na qual ocorre a transição, depende de propriedades do disco como a densidade, espessura, viscosidade e temperatura, da mesma forma que os fatores que fazem parar totalmente a migração.

A partir dos gráficos nas Figuras [3.2](#) e [3.3](#) podemos obter informações dos exoplanetas que possivelmente passaram por esse processo migratório. Notamos na Figura [3.3](#) que não são encontrados planetas com períodos abaixo de ~ 3 dias ($\sim 0,02$ UA), caracterizando uma espécie de “zona proibida” próxima à estrela-mãe. Acredita-se que este seja aproximadamente o ponto onde a migração é interrompida para os tipos de estrelas observadas. Para este caso não existe efeito de seleção, pois o método de detecção utilizado (velocidade radial) favorece a descoberta de planetas com períodos curtos.

Hoje, não existe um consenso quanto ao processo que faz parar a migração, mas existem mecanismos propostos, e.g. [Terquem \(2004\)](#), tais como:

- Interação com a magnetosfera da estrela.
- Interação turbulenta com o disco, que se torna mais denso em regiões mais

Distribuição orbital dos exoplanetas

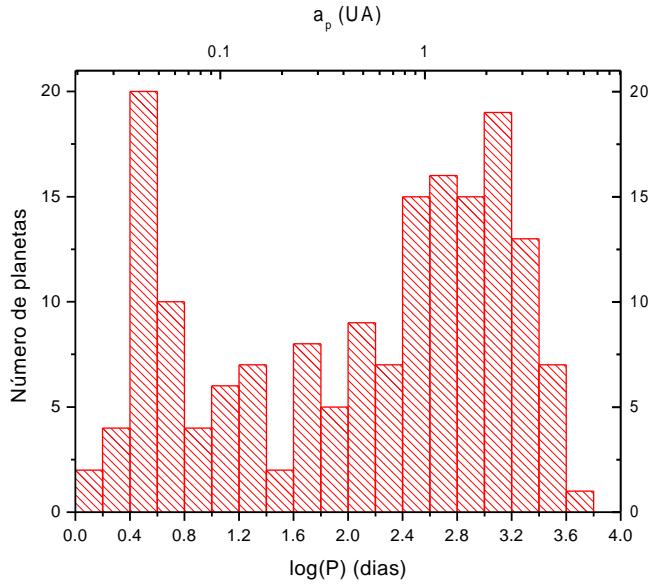


FIGURA 3.3 - Distribuição orbital dos exoplanetas.

próximas da estrela.

- Interação de maré com a estrela em rápida rotação.
- Perda de massa via transboradamento do lóbulo de Roche. Essa causa é reforçada pela recente descoberta de uma nuvem de matéria expelida pelo planeta HD 209458 b ([Vidal-Madjar; Etangs, 2004](#)).

Outra propriedade observada nos dados da Figura 3.2 é a baixa incidência de planetas massivos ($M > 2M_{Jup}$) em órbitas de curto período ($P < 100$ dias). Existem algumas hipóteses para explicar esse fato ([Udry *et al.*, 2003](#)):

- Possíveis planetas massivos ($M > 2M_{Jup}$) que sofreram migração tiveram boa parte da sua massa perdida para cessar o processo, tornando-se menos massivos.
- Planetas massivos que são levados próximos à estrela não encontram meios eficientes para interromper a migração devido à grande massa, resultando na colisão do planeta com a estrela.
- Baixa eficiência no processo de migração de planetas massivos, onde a massa do planeta se torna uma fração significativa da massa do disco que

interage com o planeta.

Uma outra propriedade interessante encontra-se na presença de um “vale” na distribuição orbital (Figura 3.3), devido à ausência de planetas com $10 < P < 100$ dias. Este fato está de acordo com as hipóteses descritas acima, pois há um acúmulo de planetas próximos ao ponto onde é interrompida a migração. Esse ponto provavelmente é uma região onde os efeitos que agem na interrupção da migração são mais intensos, formando uma espécie de empilhamento dos planetas migrantes. O aumento da quantidade de planetas nas regiões de períodos mais longos, deve-se ao tempo-base utilizado nos programas de busca onde foram encontrados a maioria dos planetas, que favorece a detecção. Porém o “vale” acredita-se ser uma região transitória entre duas categorias de planetas, os quais sofreram diferentes tipos de migração.

A partir dos dados, notamos a ausência de planetas menos massivos com períodos mais longos (Figura 3.2) e o decaimento da incidência de planetas em geral com períodos mais longos (Figura 3.3), e estes fatos, sim, devem-se aos efeitos de seleção causados por um viés observational do método de VR que se torna ineficiente para planetas menos massivos e/ou com períodos mais longos.

Assim, descrevemos abaixo um sumário dos aspectos da migração como função da massa planetária ([Udry et al., 2003](#)):

- Planetas mais massivos ($\gtrsim 2M_{Jup}$) se formam preferencialmente em regiões externas ($\gtrsim 3$ UA), onde há bastante material disponível, e estão menos sujeitos à migração devido à grande massa.
- Planetas menos massivos ($\lesssim 2M_{Jup}$) migram mais facilmente. A taxa de migração é inversamente proporcional à massa, dependente também das condições locais (massa do disco, viscosidade, etc.).
- A partir do SS sabemos que planetas menos massivos ($\lesssim M_{Jup}$) e mais distantes não sofreram migração, isso ainda não pode ser comprovado para os exoplanetas, porém há uma forte evidência de que a eficiência do processo de migração também decai com a distância.

3.2.4 Órbitas Não-Circulares

Outra característica notável que podemos observar nas Figuras 3.4 e 3.5, é a grande quantidade de órbitas não-circulares. Diferentemente do SS, onde todos os planetas

possuem órbitas com baixa excentricidade, os exoplanetas apresentam excentricidades que vão desde órbitas praticamente circulares $e = 0$ até $e \sim 0,9$.

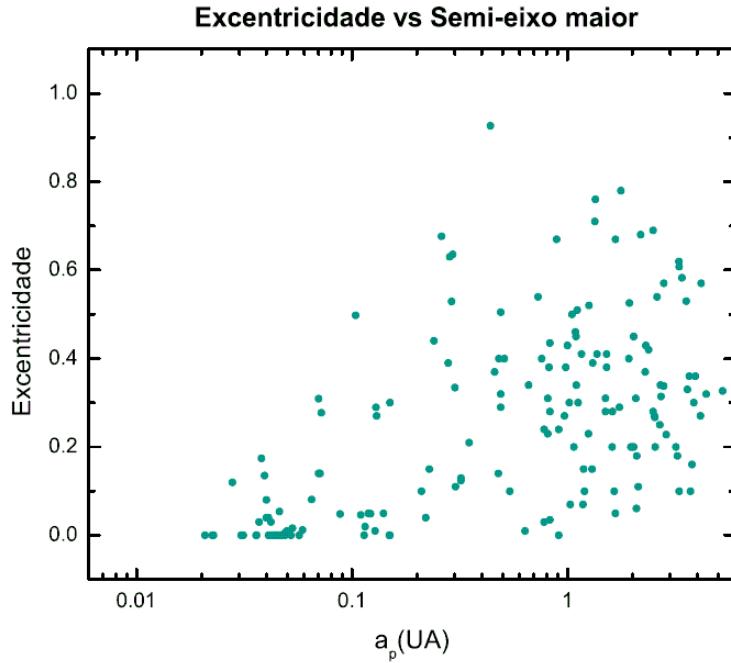


FIGURA 3.4 - Gráfico da excentricidade versus o semi-eixo maior da órbita dos exoplanetas.

Notamos na Figura 3.4 que os planetas mais próximos ($a_p < 0,07$ UA) possuem órbitas praticamente circulares ($e < 0,2$), planetas com distâncias orbitais no intervalo $0,07 < a_p < 0,15$ UA já preenchem uma maior região de baixas excentricidades ($e < 0,4$), e com órbitas mais distantes que $a_p > 0,15$ UA preenchem uniformemente o espaço de excentricidades para $e \lesssim 0,8$. A baixa excentricidade para corpos com órbitas mais cerradas é bem conhecida em sistemas de estrelas binárias, e pode ser explicada pela estabilização da órbita através do aumento da interação de maré com o corpo central devido a proximidade (Zahn, 1966).

A causa do aparecimento de excentricidades tão variadas nos exoplanetas, acredita-se ser devido a interação planeta-planeta e/ou planeta-disco, que levam à maior dispersão de velocidades, e consequentemente à dispersão de excentricidades.

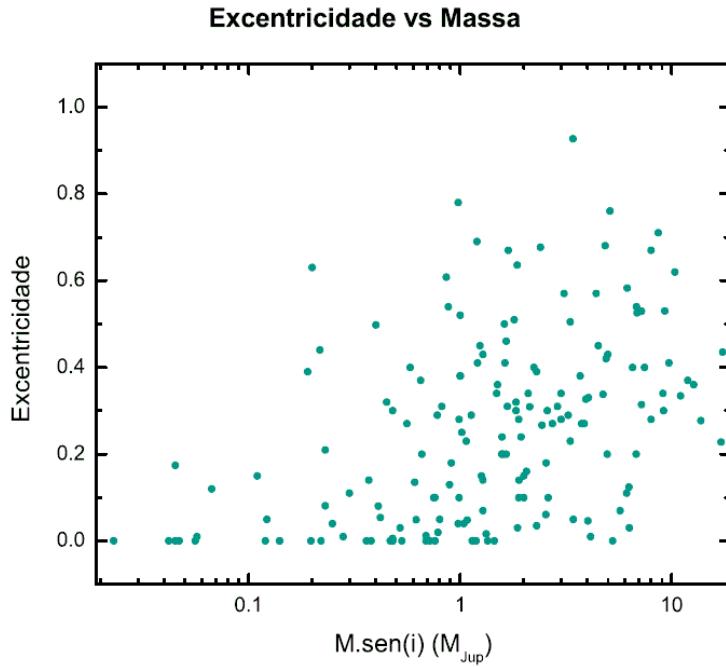


FIGURA 3.5 - Gráfico da excentricidade versus massa dos exoplanetas.

3.2.5 Metalicidade

A suspeita de que estrelas com metalicidade maior seriam mais propensas a possuírem planetas, existe desde o trabalho de [Gonzalez \(1998\)](#), porém foi difícil de ser confirmada devido aos efeitos de seleção que não garantiam uma uniformidade dos dados. Recentemente, foi possível minimizar esses efeitos sistemáticos e de viés observational, comprovando que realmente estrelas mais ricas em metais são mais propensas à formação planetária do que as menos ricas ([Santos et al., 2003](#)). Para uma análise estatística, considerando a amostragem de 1330 estrelas do projeto de busca por exoplanetas, que são principalmente do tipo F,G,K e M ([Marcy et al., 2005](#)), notamos na Figura 3.6 que a porcentagem de estrelas com planetas cresce rapidamente com a metalicidade. Esse crescimento pode ser descrito por uma lei de potência que resulta na seguinte expressão para a probabilidade de encontrar planetas, $\varphi(\text{planeta})$, nesses tipos de estrelas:

$$\varphi(\text{planeta}) = 0,03 \times \left(\frac{(N_{Fe}/N_H)}{(N_{Fe}/N_H)_{\odot}} \right)^2 \quad (3.1)$$

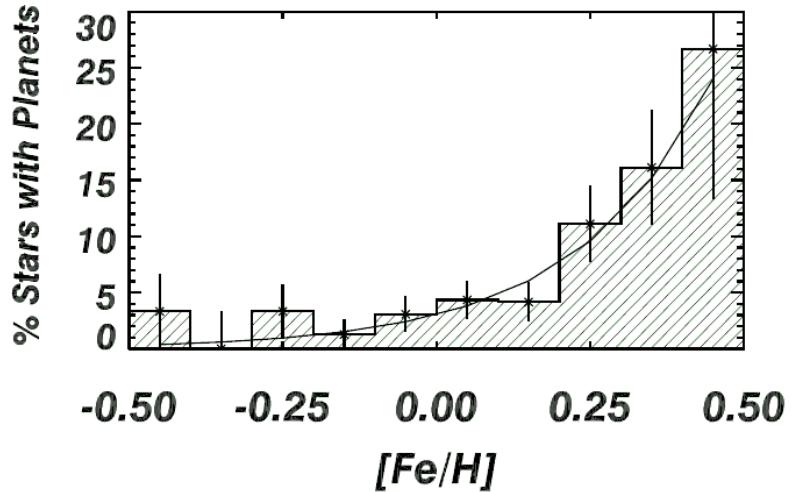


FIGURA 3.6 - Distribuição da metalicidade das 1330 estrelas do programa de busca pelo método de velocidade radial, mostrando que a porcentagem de ocorrência de planetas cresce rapidamente com a metalicidade da estrela-mãe. A linha sólida apresenta um ajuste por uma lei de potência para a probabilidade de uma estrela possuir planeta: $\phi = 0,03 \times 10^{2,0 \times [Fe/H]}$.

FONTE: ([Marcy et al., 2005](#)).

A Figura 3.7 apresenta a distribuição de metalicidade das estrelas que possuem planetas, no qual notamos que o máximo da distribuição está em $[Fe/H] \sim 0,2$, mostrando portanto que pelo menos para os sistemas com planetas gigantes e próximos ($a < 5$ UA), que são os tipos de planetas possíveis de serem detectados até o momento, as estrelas-mãe apresentam indícios de serem relativamente mais ricas em metais que o Sol.

Existem duas possíveis explicações para a correlação “presença de planetas” \times sobre-abundância de metais na estrela-mãe. A primeira é que a estrela é rica em metais pelo fato de ter sido “poluída” pelo material planetário que cai na atmosfera estelar, seja esse material evaporado da atmosfera dos planetas ou por uma possível colisão direta de planetas com a estrela. Essa explicação é sustentada pelo fato de ser observada a troca de matéria em binárias cerradas. A outra explicação é que a nuvem primordial que gerou a estrela e o sistema planetário é intrinsecamente rica em metais, o que favorece a formação planetária. Ambientes mais pobres em metais seriam menos favoráveis a formar planetas. Essa última explicação reforça a hipótese de formação

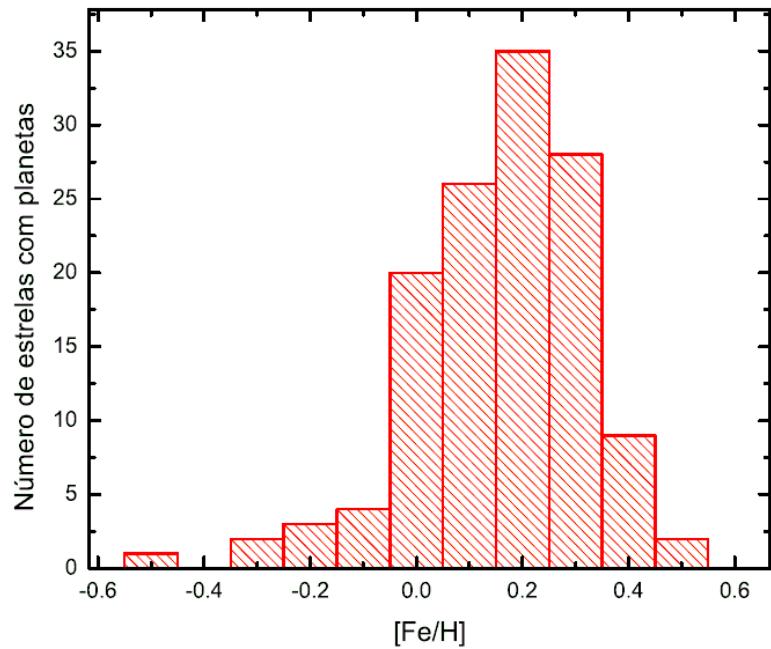


FIGURA 3.7 - Distribuição de metalicidade das estrelas com exoplanetas. $[Fe/H] = 0 \rightarrow$ metalicidade solar.

por *core accretion*, que depende fortemente da composição da nuvem primordial.

Não podemos observar nenhuma correlação estatística significativa nos gráficos envolvendo parâmetros orbitais e metalicidade, o que demonstra que o processo de migração não possui uma dependência muito forte com a composição do disco.

CAPÍTULO 4

MÉTODOS DE DETECÇÃO

4.1 Introdução

A detecção de exoplanetas é um grande desafio que envolve desenvolvimento tecnológico, grandes instrumentos, idéias engenhosas e altos investimentos. Apesar de ainda encontrarmos limitações nas técnicas atuais, grandes avanços foram realizados nos últimos anos.

As dificuldades em detectar exoplanetas são decorrentes de diversos fatores adversos característicos de um corpo planetário, como o pequeno tamanho, a pequena massa, a baixa luminosidade, a baixa temperatura etc., e de outros fatores que dificultam ainda mais, como a grande distância e o alto contraste luminoso com relação à estrela-mãe. Para enfrentar esses desafios existe um conjunto de técnicas observacionais que discutiremos a seguir.

Podemos dividir os métodos observacionais em cinco grupos, segundo os meios pelos quais recebemos informações dos exoplanetas, sejam esses diretos ou indiretos: radiação refletida, radiação emitida, efeitos na estrela, microlentes gravitacionais e radiação absorvida. Devido à grande dificuldade de detecção, para qualquer um desses grupos, em qualquer método estudado, é preciso atingir uma grande precisão, seja ela fotométrica, espectroscópica, astrométrica, em resolução angular ou em cobertura temporal. Estudaremos em mais detalhes apenas os métodos de detecção via trânsitos e microlentes gravitacionais para os quais apresentaremos, nos capítulos seguintes, alguns resultados práticos.

4.2 Radiação Refletida

Discutiremos abaixo os aspectos dos métodos de detecção que fazem uso da radiação refletida pelo exoplaneta, que são os métodos de observação direta por imagem e por monitoramento das variações de fase do planetárias.

4.2.1 Observação Direta (Imagem)

Trata-se do método mais promissor e talvez um dos mais difíceis de se aplicar. O que mais queremos é ver imagens de um exoplaneta iguais às imagens de Marte, Saturno e de outros planetas do Sistema Solar, porém ainda estamos longe disso. As imagens de

boa qualidade nos planetas do SS são possíveis devido ao intenso brilho decorrente da proximidade dos planetas a nós. Esse brilho no entanto não é produzido nos planetas, e sim decorrente da radiação do Sol refletida na sua atmosfera ou superfície.

As duas principais barreiras que limitam as observações diretas e obtenção de imagens para os exoplanetas são:

- a) O grande contraste de brilho, ou seja, o brilho refletido pelos planetas é muito pequeno quando comparado ao brilho da estrela.
- b) A pequena separação angular entre o planeta e a estrela, devido à grande distância do sistema até nós ($> 10^5$ UA) e ao mesmo tempo, da pequena distância do planeta à estrela ($< 10^2$ UA).

A maneira de superar essas barreiras consiste em construir equipamentos que maximizem a coleta de luz, para detectar o planeta em uma imagem, e possuam alto poder de resolução, para que seja possível observar a estrela e o planeta separadamente. Ambos os fatores apontam para telescópios com objetivas de grande diâmetro (ou interferômetros com uma grande linha de base), longos tempos de exposição e excelente qualidade óptica.

Vamos estimar quais seriam as condições necessárias para a realização de observações diretas de exoplanetas. Começamos com o cálculo do brilho (ou fluxo) aparente de um exoplaneta:

O brilho de qualquer objeto que possui luminosidade L a uma distância d é dado por

$$b = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (4.1)$$

calculado através da diluição geométrica da luz que se propaga para todas as direções. O fluxo de radiação de uma estrela de luminosidade L_* , que incide na superfície de um planeta a uma distância a é:

$$F_p = \frac{L_*}{4\pi a^2} \quad (4.2)$$

Agora podemos calcular a luminosidade refletida de um determinado planeta com

albedo A e raio R_p , onde a área que intercepta a luz da estrela é igual à área projetada de um hemisfério do planeta, dada por πR_p^2 . Lembramos que apenas um hemisfério do planeta pode ser iluminado ao mesmo tempo no caso de um sistema com uma única estrela. Assim, temos que

$$L_p = A \times F_p \times \pi R_p^2 = \frac{AL_* R_p^2}{4a^2} \quad (4.3)$$

Através dessa expressão, finalmente calculamos o brilho de um exoplaneta a uma distância d de nós,

$$b_p = \frac{L_p}{2\pi d^2} = \frac{AL_* R_p^2}{8\pi a^2 d^2} \quad (4.4)$$

podemos expressar esse brilho em magnitudes, usando a seguinte expressão:

$$m = -2,5 \log_{10} \left(\frac{b_p}{b_0} \right) \quad (4.5)$$

onde pela definição da magnitude bolométrica zero temos $b_0 = 2,29 \times 10^{-8} W m^{-2}$.

Esse cálculo considera apenas a radiação refletida pelo planeta, possuindo portanto a mesma distribuição espectral da radiação proveniente da estrela-mãe.

O brilho líquido do planeta ainda deve incluir uma função multiplicativa $F(\phi)$, que assume valores entre $0 < F(\phi) < 1$, dependente da fase planetária, que veremos adiante no método da *variação de fase*.

Abaixo, calculamos o contraste luminoso entre um exoplaneta e uma determinada estrela de brilho b_* , através da razão dos brilhos, ou das luminosidades já que ambos se encontram praticamente a uma mesma distância,

$$C = \frac{L_*}{L_p} = \frac{b_*}{b_p} \quad (4.6)$$

substituindo agora o valor de L_p obtido na eq. 4.3, temos,

$$C = \frac{4a^2}{AR_p^2} \quad (4.7)$$

Estipulamos uma condição de detectabilidade, onde para isso, utilizamos uma relação estatística, segundo a qual a detecção de um determinado sinal com amplitude S , imerso em ruído de amplitude σ é dada por $q = S/\sigma$. Em imagens astronômicas, através de procedimentos de média para aumentar a precisão na determinação de S , pode-se detectar fontes com $q \ll 1$.

Lembramos que o valor de σ em uma medida fotométrica obedece à relação $\sigma \propto N^{-1/2}$, onde N é o número de fôtons coletados. Assim, podemos diminuir o valor de σ aumentando a quantidade de fôtons coletada, podendo-se fazer isso através da utilização de telescópios com o diâmetro da objetiva (D) maior, onde temos a relação $\sigma \propto D^{-1}$ ou através do tempo de exposição (T), onde $\sigma \propto T^{-1/2}$.

Voltando para a expressão da relação sinal/ruído, juntamente com as expressões 4.1 e 4.7 podemos encontrar uma condição de detectabilidade, que pode ser escrita de duas maneiras:

$$\sigma_{b_*} < \left(\frac{AR_p^2}{4a^2} \right) \quad (4.8)$$

$$\sigma < \left(\frac{AL_*R_p^2}{8\pi d^2 a^2} \right) \quad (4.9)$$

onde na primeira, o valor do σ é relativo ao brilho da estrela e na segunda está em unidades de brilho.

Adotando os parâmetros do planeta Terra na Equação 4.9, necessitariamnos de uma precisão de $\sigma_{b_{sol}} < 10^{-10}$, na região visível do espectro.

Para contornar o problema do contraste, existem técnicas como a dos *coronógrafos*, que consistem na produção de um “eclipse artificial” na luz da estrela, reduzindo assim a contribuição desta, o que permite medir a luz direta do planeta com menos efeito de ofuscação. Outra forma de contornar o problema do contraste é a técnica

de *interferometria de anulação*, que utiliza a luz da própria estrela em feixes com caminhos ópticos diferentes, fora de fase, para interferir destrutivamente e anular o sinal da estrela, sobrando assim o sinal proveniente do planeta para ser medido. O instrumento Nasmyth Adaptive Optics System (NACO), instalado no Very Large Telescope (VLT), utiliza-se dessas duas técnicas, e chega, na melhor das hipóteses, à detecção de contrastes da ordem de 10^5 , o que significa exoplanetas gigantes, do tipo Júpiter, em sistemas relativamente próximos ($\sim 5\text{pc}$). Esse instrumento é considerado apenas um protótipo para os futuros projetos que prevêem melhores resultados.

Agora vamos tratar o problema da resolução. A separação angular aparente, sempre muito pequena, entre um determinado exoplaneta a uma distância a da estrela, em um sistema a uma distância d de nós, pode ser aproximada pela expressão:

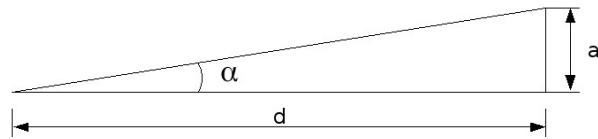


FIGURA 4.1 - Aproximação da separação angular α .

$$\operatorname{tg}(\alpha) \sim \alpha = \frac{a}{d} \quad (4.10)$$

Considerando a grande diferença entre os valores de a e d , notamos que α é realmente muito pequeno, assim, a dificuldade em resolver uma imagem de um sistema de duas fontes com uma separação angular tão pequena, aparece da própria natureza ondulatória da luz, onde a imagem pontual resolvida de uma estrela apresenta anéis de difração que não permitem resolver em separação angular duas fontes se a distância entre elas for menor que um certo limite. Podemos calcular a separação angular mínima, para observar duas fontes separadamente, através do critério de Rayleigh. O raio dos anéis de difração para uma imagem pontual em um determinado comprimento de onda λ , observado por um telescópio com um diâmetro (ou linha de base de um interferômetro) igual a D é dado por $r = 1,22\lambda/D$. Com isso, aplicando a condição de que a separação angular tem que ser maior que o raio do

anel de difração, temos a condição necessária para separar o exoplaneta da estrela:

$$\frac{a}{d} > \frac{1,22\lambda}{D} \quad (4.11)$$

Essa é uma expressão teórica que leva em conta apenas a capacidade óptica do instrumento, porém lembramos que outros efeitos, como a atmosfera (“seeing”) limitam ainda mais as observações.

Se observarmos os termos das condições de detectabilidade nos casos do contraste e da separação angular, notamos que as precisões se tornam menos críticas para planetas orbitando estrelas atípicas, como anãs-brancas ou anãs-marrons, devido às baixas luminosidades desses objetos, e no caso das anãs-brancas à emissão em comprimentos de ondas menores. Apesar de sistemas planetários em torno dessas estrelas serem pouco prováveis e muito diferentes do SS, estudos teóricos mostram que seria possível um planeta sobreviver até o estágio final da evolução estelar, com sua distância orbital aumentando proporcionalmente à perda total de massa da estrela (Burleigh *et al.*, 2002). Até hoje nenhum planeta foi encontrado em torno de anãs-brancas, mas as primeiras imagens diretas de possíveis planetas foram obtidas para uma anã-marrom e uma T-Tauri. Trata-se das observações recentes, utilizando o VLT/NACO, de um candidato a planeta em torno de TW Hydrae (Chauvin *et al.*, 2004) e de uma companheira de massa entre $1M_{Jup} < M_p < 42M_{Jup}$ em torno de GQ Lup (Neuhäuser *et al.*, 2005).

4.2.2 Variações de Fase

Outro meio de observar a radiação refletida é através do acompanhamento das fases sinódicas do exoplaneta, que consiste basicamente em medir as variações fotométricas da luz do exoplaneta durante sua órbita, assim como faríamos com as fases de Vênus. O requisito é que a inclinação orbital i (com relação a linha de visada) seja relativamente alta. Esta técnica é conceitualmente igual à técnica de imagem, porém o foco está na evolução fotométrica ao longo do tempo, sem a necessidade de resolver separadamente a estrela e o planeta.

A precisão fotométrica necessária para observar um determinado exoplaneta por esse método, é a mesma calculada anteriormente, porém incluímos a variabilidade devido a contribuição da face iluminada do planeta no brilho total observado. Sendo assim

temos que, o brilho máximo observado é $b_{max} = b_* + b_p$, sabemos que esse brilho máximo muitas vezes não pode ser observado, pois a situação em que a face iluminada está completamente voltada para nós acontece juntamente com uma ocultação, devido ao grande valor de i . Já o brilho mínimo, ainda nessa situação ideal ($i = 90^\circ$), seria $b_{min} = b_*$, ou seja, o próprio brilho da estrela. Assim, a variação total, dada pela diferença entre os brilhos máximo e mínimo, é b_p . Dessa forma, analogamente à Seção 4.2.1, a condição de detectabilidade, para as melhores condições é novamente

$$\sigma_{b_*} < \left(\frac{AR_p^2}{4a^2} \right) \quad (4.12)$$

Porém, a questão do contraste luminoso aparece ainda como uma grande limitação, sendo necessário uma grande precisão fotométrica para a identificação dessas variações. A própria variabilidade estelar pode ser muito maior que as variações de brilho devido a esse efeito das fases do planeta. Por isso, existem trabalhos de simulação da variabilidade estelar, baseados em observações do Sol, na tentativa de se entender melhor os efeitos da variabilidade nos limites de detecção (Aigrain *et al.*, 2004). Esforços para a aplicação desse método, através de medidas em telescópios na Terra (Kenworthy; Hinz, 2002), mostraram-se limitados por efeitos de extinção atmosférica a uma precisão insatisfatória de apenas 0,08%, sendo necessário, por exemplo para o caso de planetas do tipo de HD 209458 b, uma precisão de 0,005%, a qual será possivelmente alcançável pelas missões fotométricas espaciais COROT e Kepler (Perryman; Hainaut, 2005). Modelos elaborados de ruído e procedimentos de combinação de um grande número de ciclos orbitais serão necessários para extrair o sinal das demais fontes de variabilidade.

4.3 Radiação Emitida

4.3.1 Emissão Infravermelho

Todo corpo feito de matéria bariônica emite radiação, portanto, os exoplanetas, além de refletir a radiação recebida da estrela, também emitem radiação, devido a sua temperatura (radiação de corpo negro). A radiação emitida por um corpo a uma temperatura T_{CN} em um determinado comprimento de onda λ é dada pela lei de

Planck:

$$I_\lambda(\lambda, T_{CN}) = \left(\frac{2\pi hc^2}{\lambda^5} \right) \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda k_B T_{CN}}} - 1} \quad (4.13)$$

onde h é a constante de Planck, c é a velocidade da luz e k_B é a constante de Boltzmann. Assim, se integrarmos essa expressão sobre todos os comprimentos de onda, obtemos a potência total por unidade de área, dada por:

$$I(T) = \int_0^\infty I_\lambda(\lambda, T_{CN}) d\lambda = \sigma T_{CN}^4 \quad (4.14)$$

Aqui, σ é a constante de Stefan-Boltzmann. Multiplicando essa expressão pela área total do corpo emissor, obtemos a luminosidade do corpo. Se compararmos essa luminosidade para uma estrela, por exemplo o Sol, que possui uma temperatura média de 5770 K ($L_\odot = 3,847 \times 10^{26}$ W), com um planeta como a Terra a uma temperatura de 254 K ($L_\oplus = 7,67 \times 10^{14}$ W), a razão dessas luminosidades é da mesma ordem de grandeza da razão do brilhos observados, ou seja, o contraste, calculado anteriormente. Porém, no caso anterior, como se tratava da radiação refletida da própria estrela, essa teria que ser observada na mesma banda espectral que a emitida pela estrela, além de refletir apenas através de um hemisfério. Neste caso, podemos ver através da Equação 4.13 que existe uma dependência em comprimento de onda, que pode ser considerada para otimizar o contraste na observação. A Figura 4.2 mostra como seriam os espectros de emissão do Sol, de reflexão e emissão de alguns planetas do Sistema Solar e da poeira zodiacal, se observados a 10 pc de distância. Nessa Figura é mostrada ainda a curva de transmissão da atmosfera terrestre, onde observamos muitas bandas de absorção devido aos gases presentes, como o dióxido de carbono (CO_2), a água (H_2O) e o ozônio (O_3).

Assim, analisando a Figura 4.2, podemos ter uma nítida idéia da capacidade de observar planetas como a Terra a grandes distâncias. Notamos que a região infravermelha do espectro ($\sim 10\mu m$), apresenta-se como uma região ideal para observarmos os planetas, pois é onde temos o contraste mais favorável com relação à estrela, podendo chegar a valores da ordem de 10^{-5} , sendo assim possível observá-los a precisão fotométrica atingível atualmente.

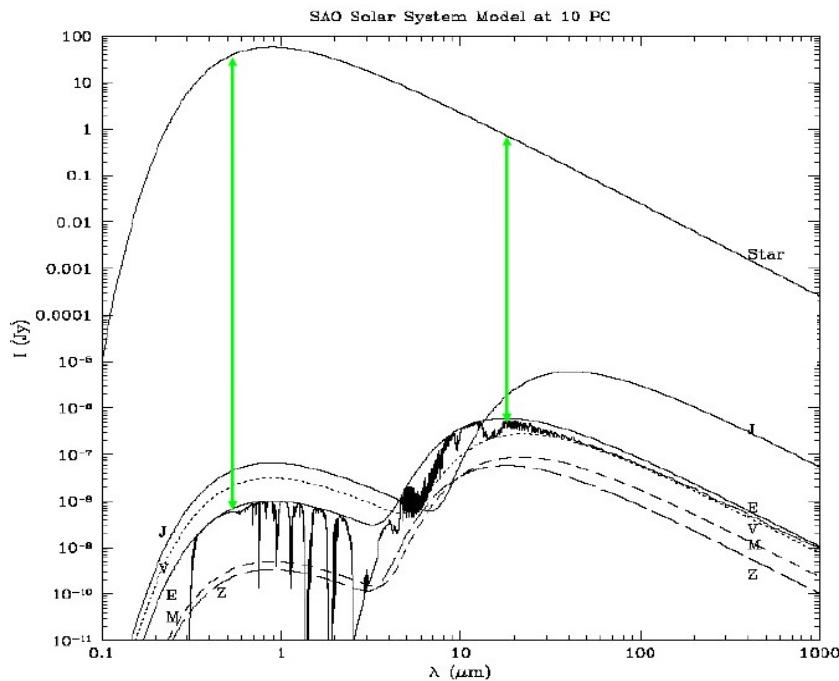


FIGURA 4.2 - Espectro de emissão do Sol (corpo negro) indicado por “star”, e espectros de emissão e reflexão da Terra “E”, de alguns planetas do Sistema Solar “J, V e M” e da luz zodiacal devido à poeira “Z”, observados a 10 pc de distância. A curva de transmissão da atmosfera terreste apresenta as absorções características de componentes moleculares. FONTE: www.sc.eso.org/santiago/science/LASS2005/Presentaciones/lass02fin.pdf

Recentemente foi realizada com sucesso a detecção do fluxo dos planetas HD 209458 b e Tres 1 (Charbonneau *et al.*, 2005), em situações de ocultação, na faixa de infravermelho ($4, 5\mu\text{m}$ e $8\mu\text{m}$), utilizando o telescópio espacial *Spitzer*, podendo ser considerada a primeira detecção da luz direta de um exoplaneta. Para esses dois casos os períodos orbitais são da ordem de poucos dias e as distâncias orbitais de alguns centésimos de UA, ou seja, estão bem próximos da estrela, portanto são muito quentes, com emissão térmica considerável, possibilitando a detecção.

Apesar de serem mais favoráveis para a detecção fotométrica, observações no infravermelho, por se tratar de comprimentos de ondas maiores que o visível, são menos favoráveis para a resolução angular, sendo assim mais difícil a obtenção de imagens. Porém, existem projetos em andamento de telescópios espaciais, que farão uso de interferômetros que poderão atingir inclusive a precisão necessária para obter imagens, que são as missões *Terrestrial Planet Finder* (TPF) da NASA e *Darwin* da European Space Agency (ESA).

4.3.2 Emissão Rádio

Planetas gigantes são objetos de intensa emissão cíclotron em rádio-frequências relacionado às auroras, devido a entrada de partículas ionizadas do vento estelar na magnetosfera do planeta. A potência da radiação cíclotron emitida por uma partícula com carga $\pm e^-$, na freqüência $\omega_B = e^- B / m_e c$, é dada por:

$$P_{cicl} = \frac{2r_0^2 c}{3} \left(\frac{v_\perp}{c} \right)^2 B^2 \quad (4.15)$$

onde r_0 é o raio clássico do elétron, c é a velocidade da luz, v_\perp é a componente da velocidade das partículas perpendicular ao campo magnético de intensidade B . Para calcular a luminosidade cíclotron total, multiplicamos essa expressão pela densidade de partículas do vento estelar, e pelo volume da região onde há a entrada de partículas do vento estelar.

A radiação cíclotron de Júpiter excede 10^{10} W, podendo para os exoplanetas do tipo júpites-quentes, ser até 1000 vezes maior, pois eles recebem um fluxo do vento estelar muito maior e partículas mais energéticas (maior velocidade), por estarem mais próximos da estrela. O campo magnético também deve ser maior que o de Júpiter.

A busca por esse tipo de emissão em exoplanetas começou há mais de 20 anos ([Winglee et al., 1986](#)) e segue com vários grupos até hoje, que utilizam o *Very Large Array* (VLA) para observação de exoplanetas já conhecidos como τ Boo, potencial emissor cíclotron em rádio, mas ainda sem resultados satisfatórios. Apesar desse tipo de emissão não possuir dependência com o período em sistemas de excentricidade baixa, fato que dificulta a confirmação da detecção, existe uma forte polarização que não deixaria dúvidas quanto à procedência do sinal. Para mais detalhes ver [Charbonneau \(2004\)](#).

4.4 Efeitos na Estrela

Apresentamos a seguir, métodos que trazem informações dos exoplanetas através de medidas indiretas, ou seja, sem a necessidade de observar diretamente o brilho do exoplaneta.

4.4.1 Indução de Atividade Cromosférica

Este método baseia-se no fato de que existe a possibilidade do aumento da atividade coronal e cromosférica da estrela devido a presença de um exoplaneta. Esse efeito ocorre devido a uma combinação de efeitos de maré e de interações com o campo magnético, que podem ser detectados separadamente, pois efeitos de maré apresentam periodicidade $P/2$ e efeitos de campo magnético periodicidade P , onde P é o período orbital. Ambos os efeitos são atenuados para maiores distâncias orbitais, com dependência $\propto a^{-3}$ para maré e $\propto a^{-2}$ para interações magnéticas, portanto os melhores alvos para que ocorram grandes interações são os exoplanetas mais próximos da estrela-mãe, como é o caso dos júpites-quentes ([Charbonneau, 2004](#)).

Muitos sistemas estão sendo monitorados espectroscopicamente e fotometricamente na região do visível, para possíveis variações periódicas no fluxo que indiquem uma atividade induzida pelas interações com o planeta. Esse método é mais utilizado para “follow-up” e não para detecção, podendo ser uma importante ferramenta para conseguir informações complementares de sistemas já descobertos.

Além das várias observações ainda sem resultados, podemos citar uma recente detecção do aumento da emissão de linhas H e K do CaII, em fase com o período orbital, no sistema de HD 179949, indicando um sinal de origem magnética ([Shkolnik et al., 2003](#)). Esta pode ser a primeira fonte de informações acerca do campo magnético de um exoplaneta.

Podemos também citar aqui um esforço nosso em realizar um acompanhamento fotométrico das estrelas 55 Cnc, τ Boo e HD 162020, utilizado para testar nossa técnica de fotometria de estrelas brilhantes. Estas observações foram realizadas nos mesmos dias que os alvos estavam sendo observados em freqüências de rádio no Giant Metrewave Radio Telescope (GMRT), na Índia. Observações complementares desse tipo são importantes para o caso de ocorrer um evento na estrela, como por exemplo uma ejeção de massa coronal, observada na região visível do espectro, e depois conseguir observações de uma possível atividade rádio associada ao aumento da intensidade do vento estelar incidente no planeta.

4.4.2 Velocidade Radial (VR)

Este é sem dúvida o mais popular de todos os métodos, visto que 99% de todos os exoplanetas detectados até hoje foram por medidas da Velocidade Radial (VR) da

estrela. Essa técnica não é novidade, pois há muitos anos vem sendo amplamente utilizada na observação de sistemas binários para a obtenção de diversos parâmetros do sistema, como dados orbitais, massas, etc. Porém se considerarmos um sistema binário com um planeta no lugar de uma das estrelas, devido a sua baixa massa, a amplitude do movimento da estrela será muito pequena.

Em um sistema de vários corpos girando em torno de uma estrela, onde a massa da estrela é muito maior que a massa dos corpos, o Centro de Massa do Sistema (CMS) é ligeiramente deslocado do Centro de Massa da Estrela (CME), fazendo com que a estrela realize movimentos orbitais em torno do CMS, e consequentemente, com movimentos na direção radial para um certo observador. Medir a velocidade desse movimento significa medir a componente da velocidade da estrela paralela a nossa linha de visada, ou seja, as velocidades de afastamento e aproximação, para isso faz-se uso do deslocamento de linhas espectrais ($\Delta\lambda$) que ocorre devido ao efeito Doppler, dado por:

$$\Delta\lambda = v_r \times \frac{\lambda}{c} \quad (4.16)$$

onde λ é o comprimento de onda observado e v_r é a velocidade radial da fonte, que pode ser relacionada com a velocidade real v , se considerarmos o ângulo θ entre a direção de v e da nossa linha de visada, assim $v_r = v\cos(\theta)$. Freqüentemente ao invés de θ , utilizamos o ângulo i entre a normal ao plano orbital e a nossa linha de visada, que está relacionado ao θ da forma $\theta = (\pi/2 - i)$, assim temos $v_r = v\sin(i)$. A Figura 4.3 mostra medidas de velocidade radial obtidas para o primeiro sistema descoberto por esse método, 51 Peg.

Portanto, podendo-se medir o valor de v_r , e do período orbital (P) através das variações cíclicas da velocidade, vamos agora calcular os parâmetros que podem ser obtidos através dessas medidas. Utilizaremos os cálculos para órbitas circulares, e depois expandiremos para excentricidades $e \neq 0$.

Para o movimento de uma estrela a uma velocidade v em torno do CMS, temos que:

$$vP = 2\pi a_* \quad (4.17)$$

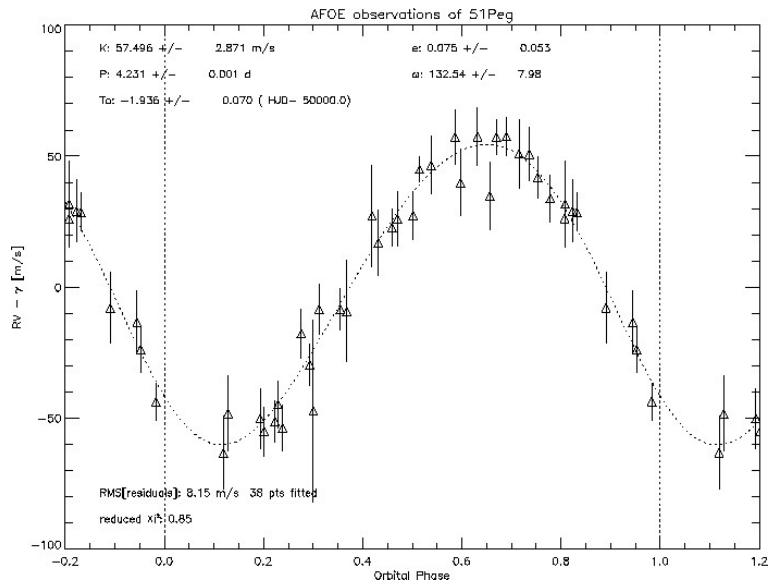


FIGURA 4.3 - Medidas de velocidade radial (v_r) versus fase orbital para 51 Pegasi.
FONTE: [Kennelly et al. \(1995\)](#).

ou multiplicando os dois lados por $\sin(i)$, temos,

$$a_* \sin(i) = \frac{P v_r}{2\pi} \quad (4.18)$$

que nos fornece um limite inferior para o raio da órbita da estrela em torno do CMS.

Agora lembramos que podemos obter um valor para a massa da estrela a partir da relação massa/luminosidade,

$$M_* = \left(\frac{b_* 4\pi d}{L_\odot} \right)^{1/3} M_\odot \quad (4.19)$$

que depende do brilho e da distância da estrela, que podem ser medidos por outras técnicas.

A partir da terceira lei de Kepler, obtemos o valor do raio da órbita do planeta,

$$a_p = \left(\frac{GM_* P^2}{4\pi^2} \right)^{1/3} \quad (4.20)$$

onde G é a constante gravitacional.

Segundo a definição de centro de massa temos que:

$$M_p a_p = M_* a_* \quad (4.21)$$

onde M representa as massas e a as respectivas distâncias ao centro de massa. Utilizando as expressões anteriores, finalmente chegamos a uma expressão para a velocidade radial, e podemos obter um limite inferior para a massa do planeta:

$$v_r = M_p \sin(i) \left(\frac{2\pi G}{M_*^2 P} \right)^{1/3} \quad (4.22)$$

A expressão mais completa, que inclui a excentricidade da órbita é dada por:

$$v_r = M_p \sin(i) \left(\frac{2\pi G}{M_*^2 P} \right)^{1/3} \frac{1}{(1 - e^2)^{1/2}} \quad (4.23)$$

onde e é o valor da excentricidade orbital.

Para se obter experimentalmente o valor da excentricidade, utiliza-se o fato de que a forma da curva de variação da velocidade radial é dependente da excentricidade, assim, ao invés de apresentar-se como uma curva do tipo seno, ela é deformada, podendo-se fazer modelos que utilizem um ajuste para encontrar a excentricidade. A Figura 4.4 respesta medidas de velocidade radial obtidas do sistema de ι Draconis, para a qual a excentricidade $e = 0,7$ (Frink *et al.*, 2002).

Se inserirmos os dados da Terra e de Júpiter na Equação 4.22, obtemos os valores 0,089 m/s e 12,46 m/s. Essas são as velocidades radiais previstas para o Sol devido à presença dos respectivos planetas. Notamos que essa é a amplitude máxima da velocidade, considerando $i = 90^\circ$.

Para atingir a precisão necessária para medir tais valores de v_r com espectroscopia de alta resolução, é necessário ter grande abertura no telescópio e objetos-alvo relativamente brilhantes. Até a década de 90, a precisão que se obtinha era de até ~ 1 km/s na melhor das hipóteses, isto significa duas ordens de grandeza a mais que a precisão necessária para observar um planeta do tipo de Júpiter. As técnicas atuais podem chegar à precisão de 3 m/s (Butler *et al.*, 1996), suficiente para detectar exoplanetas inclusive muito menores que Júpiter, considerando que eles podem

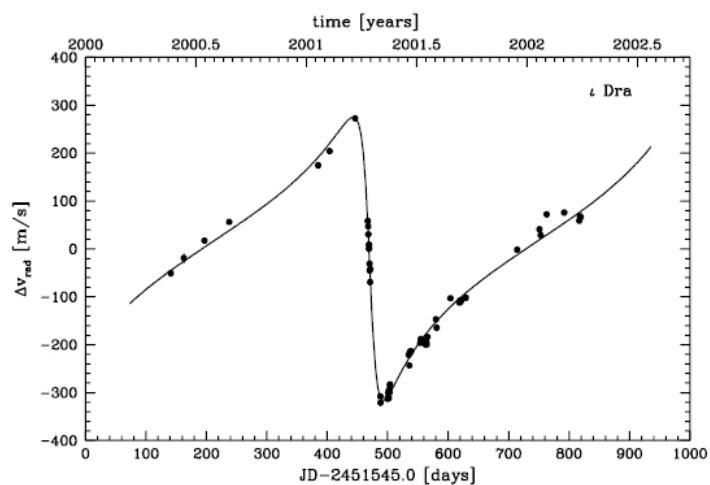


FIGURA 4.4 - Medidas relativas de velocidade radial do sistema ι Dra, durante um período de aproximadamente 2 anos. O melhor ajuste para esses dados apresentou um valor de $e = 0,7$. FONTE: ([Frink et al., 2002](#)).

estar mais próximos da estrela. Contudo este limite ainda está longe da precisão necessária para detectar planetas como a Terra.

O grande avanço para chegar a tal precisão foi na forma de calibração do espectro, além, é claro, dos telescópios com aberturas da ordem de 8 a 10 m de diâmetro. A calibração do espectro que tradicionalmente é realizada com imagens de lâmpadas logo após a obtenção da imagem da estrela, neste caso é feita simultaneamente, eliminando vários efeitos que aumentavam a imprecisão. Para realizar a calibração simultânea, coloca-se no caminho da luz da estrela uma câmara com um gás que absorve a radiação em comprimentos de onda bem conhecidos (eg. Iodo). Para isso paga-se o preço por perder certa quantidade de luz, e por isso a necessidade de se coletar ainda mais luz.

4.4.3 Astrometria

O efeito já mencionado para o método de VR, causa pequenas variações senoidais na posição da estrela-mãe, as quais podem ser detectadas através de medidas astrométricas. As medidas consistem apenas no acompanhamento astrométrico (posição x e y) da amplitude desse movimento. Essa amplitude, expressada em ângulo, pode ser relacionada aos parâmetros do sistema fazendo uso das Equações 4.10 e 4.21,

onde temos,

$$\Delta\alpha = \frac{M_p}{M_{estrela}} \times \frac{a_*}{d} \quad (4.24)$$

Porém, o valor de a_* pode estar mascarado no movimento próprio aparente da estrela, assim, construímos os gráficos da Figura 4.5, onde é mostrado esse efeito em um sistema para três casos. Para descrever esse movimento que a estrela realiza no céu, podemos escrever as equações paramétricas das posições x e y, em função dos seguintes parâmetros: a_* é o semi-eixo maior da órbita da estrela em torno do CMS, $\omega = 2\pi/P$ é a frequência e v_{mp} é a velocidade do movimento próprio. Um caso arbitrário de movimento pode ser expresso como uma composição dos três movimentos mostrados acima.

- CASO 1 ($i = 90^\circ$): Neste caso a linha de visada é paralela ao plano orbital, e o movimento próprio é perpendicular ao movimento radial. As equações paramétricas para este caso são:

$$\begin{cases} y = a_* \cdot \sin(\omega t) \\ x = v_{mp} t \end{cases} \quad (4.25)$$

- CASO 2 ($i = 0^\circ$): Neste caso a linha de visada é perpendicular ao plano orbital, e para o caso de órbitas circulares, não importa a direção do movimento próprio. As equações paramétricas para este caso são:

$$\begin{cases} y = a_* \cdot \cos(\omega t) \\ x = v_{mp} t + a_* \cdot \sin(\omega t) \end{cases} \quad (4.26)$$

- CASO 3 ($i = 90^\circ$): Neste caso a linha de visada também é paralela ao plano orbital, mas o movimento próprio é paralelo ao movimento radial. As equações paramétricas para este caso são:

$$\begin{cases} y = \text{constante} \\ x = v_{mp} t + a_* \cdot \sin(\omega t) \end{cases} \quad (4.27)$$

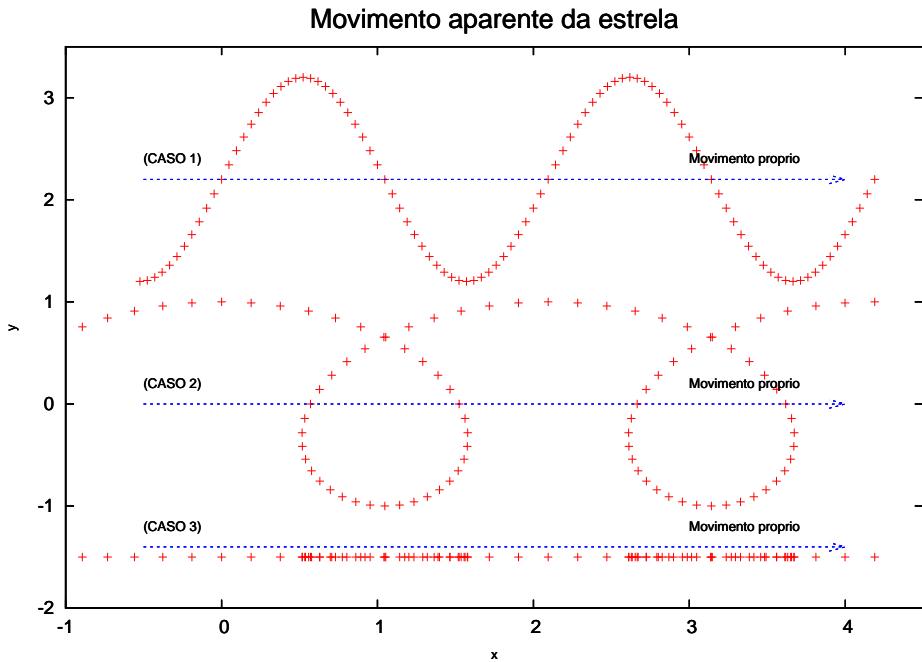


FIGURA 4.5 - Simulação de alguns possíveis movimentos aparentes da estrela, devido ao movimento composto pelo movimento próprio juntamente com as oscilações em torno do CMS. As três situações diferentes, “CASO 1”, “CASO 2” e “CASO 3” são devido às possíveis vistas que podemos ter com relação ao plano orbital.

Através da Equação 4.24, notamos que esse método se restringe a sistemas próximos que apresentam maiores variações angulares, porém ele favorece a observação de planetas com distâncias orbitais maiores, ao contrário do método de VR. Outra grande vantagem que notamos é a não dependência dessa expressão com a inclinação orbital, podendo remover a degenerescência da massa planetária encontrada nas observações de VR. Por isso, esse método pode ser uma boa alternativa para procurar novos planetas e principalmente para realizar observações complementares. O grande desafio ainda se encontra em como atingir a precisão necessária para observar pequenas variações angulares. Tomando novamente como exemplos os planetas Terra e Júpiter, à uma distância de 10 pc, obtemos 3×10^{-7} segarc e 5×10^{-4} segarc, que são valores ainda muito pequenos para serem medidos, dada a precisão dos instrumentos atuais. Porém, para alguns exoplanetas, onde as condições mostram-se mais favoráveis, já encontramos a determinação astrométrica da massa verdadeira. Benedict *et*

al. (2002), utilizando o *Fine Guidance Sensor* (FGS) do HST, realizaram medidas das variações astrométricas da estrela Gliese 876, obtendo $M_p = 1,89 \pm 0,34 M_{Jup}$. A inclinação orbital é determinada simultaneamente sendo $i = 84^\circ \pm 6^\circ$.

A precisão das medidas astrométricas permite, nos casos onde não se detecta o movimento esperado, estabelecer limites inferiores para a massa, e descartar a possibilidade do objeto ser um planeta, é o que *Han et al. (2001)* apresentam utilizando dados do Hipparcos combinados com as medidas de VR. Nesse trabalho demonstra-se que alguns candidatos a planetas possuem massa maior que algumas dezenas da M_{Jup} , ou seja, são anãs-marrons.

4.4.4 Pulsar

Apesar de praticamente todos os exoplanetas conhecidos orbitarem exclusivamente estrelas da seqüência principal, justamente porque as buscas são realizadas preferencialmente nessa classe de estrelas, o primeiro planeta detectado fora do sistema solar foi em torno do pulsar PSR1257+12 ([Wolszczan, 1992](#)). Isso devido a uma técnica que é eficiente somente para sistemas onde é possível medir modulações temporais precisas, ou seja, um pulsar.

O método se utiliza do mesmo efeito que os métodos de Astrometria e Velocidade Radial (VR), porém, para esse método o efeito importante é a variação no tempo de viagem da luz através da órbita causado pelo movimento da estrela em torno do CMS. Essas variações são medidas através da modulação dos tempos de chegada dos pulsos e podem ser escritos como:

$$\Delta T = \frac{M_p}{M_{estrela}} \times \frac{a}{c} \quad (4.28)$$

correspondente a mili-segundos para planetas com a massa da Terra. Vários planetas já foram detectados por esse método, todos com massas pequenas, suficientes para serem planetas terrestres. A origem desses corpos ainda permanece um mistério, pois não acredita-se que planetas possam resistir às fases evolutivas que as estrelas atravessam até o estágio de uma estrela de nêutrons, que são os pulsares, portanto a migração ou captura posterior desses corpos ainda permanece como a melhor explicação para esses casos.

4.5 Microlentes Gravitacionais

Este pode ser considerado o mais diferenciado dentre todos os métodos, isto porque leva em consideração fenômenos físicos que foram estudados há cerca de apenas um século. A detecção é feita através do acompanhamento fotométrico de uma determinada estrela que apresenta uma curva de luz do tipo *microlente* (Paczynski, 1986). Buscam-se picos secundários na curva de luz do evento de microlente que identifiquem a presença de um planeta. Este é outro método com sensibilidade suficiente para a detecção de planetas tão pequenos quanto a Terra, utilizando telescópios terrestres.

O método é baseado em um efeito previsto pela Teoria da Relatividade Geral de Einstein (TRG), entendido como uma manifestação da curvatura do espaço-tempo na presença de uma concentração de massa. Em alguns casos especiais, um efeito de focalização pode ser produzido por essa concentração de massa, assim como uma lente, causando a amplificação de um determinado objeto brilhante (e.g. uma estrela “F”) que está passando atrás de uma concentração de massa (e.g. outra estrela “L”). A amplificação causada pela lente, varia com o nível de alinhamento desses dois objetos, que se aproximam e se afastam (visualmente), através da combinação de seus movimentos próprios. A Figura 4.6 ilustra a geometria e os parâmetros básicos para esse efeito.

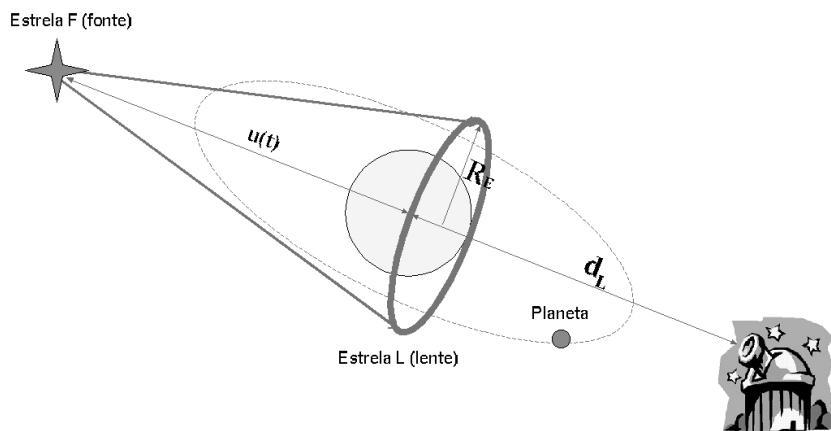


FIGURA 4.6 - Ilustração do efeito de microlente gravitacional, que focaliza parte da radiação de uma estrela fonte (F), devido à passagem da luz pelo campo gravitacional de uma outra estrela lente (L) alinhada.

A luz da estrela F, é defletida ao redor da estrela L, produzindo um anel chamado *Anel de Einstein* (AE), onde o valor do raio desse anel, R_E , é uma importante escala espacial para o problema. No caso de microlentes, esse anel não pode ser resolvido, devido à enorme resolução angular que seria necessária, assim observa-se somente a contribuição adicional de brilho devido à presença do AE, que com a evolução do alinhamento entre as estrelas, define uma forma característica da curva de luz, da qual podemos extrair os parâmetros do sistema.

A seguir, faremos o cálculo de um modelo para a amplificação ao longo do tempo, causada pelo efeito de microlente de duas estrelas perfeitamente alinhadas. Para isso, faremos uso de alguns resultados prévios encontrados na literatura, e.g. (Prosper, 1998) e (Paczynski, 1986). Primeiramente escrevemos a definição da amplificação $A(m)$, como a razão entre o fluxo observado (f) e o fluxo constante (f_0) da estrela antes do alinhamento, em termos das respectivas magnitudes:

$$A(m) = 10^{0,4(m_0 - m)} \quad (4.29)$$

Através dos valores medidos de m_0 (magnitude da estrela antes do alinhamento) e m_{max} (magnitude medida na máxima amplificação), podemos calcular o valor da máxima amplificação, A_{max} , a qual ocorre na situação onde as duas estrelas se encontram a mínima distância u_0 .

A relação entre a amplificação A e a distância u , obtida a partir da TRG (Paczynski, 1986), é dada por:

$$u = \sqrt{2 \left(\frac{A}{\sqrt{A^2 - 1}} - 1 \right)} \quad (4.30)$$

A seguir, calculamos a evolução temporal de $u = u(t)$. à medida que o evento ocorre, a distância u entre as duas estrelas varia, e podemos escrever a relação geométrica obtida por triangulação através da velocidade projetada de alinhamento entre as duas fontes.

$$u(t) = \sqrt{u_0^2 + \left(\frac{t - t_0}{t_E} \right)^2} \quad (4.31)$$

onde t_0 é o instante onde ocorre a amplificação máxima e t_E é o tempo que a estrela leva para cruzar o R_E , que é dado por:

$$R_E = \sqrt{\left(\frac{R_S(d_F - d_L)d_L}{d_F} \right)} \quad (4.32)$$

em que d representa a distância das estrelas (F ou L) até nós, e $R_S = 2GM_L/c^2$ é o raio de Schwarzschild para a estrela-lente. Assim, se manipularmos as grandezas, veremos que o Raio de Einstein é proporcional à raiz quadrada da massa da lente:

$$R_E \propto \sqrt{M_L} \quad (4.33)$$

Para uma estrela do tipo solar, $R_E \sim \text{UA}$, que corresponde à região em torno da estrela onde são encontrados os planetas. A presença de um planeta nessa região, amplifica a luz, fazendo com que apareçam picos secundários na curva de luz.

Agora podemos reescrever a Equação 4.30 como $A(u)$,

$$A(u) = \frac{u^2 + 2}{u\sqrt{u^2 + 4}} \quad (4.34)$$

Podemos substituir as Equações 4.29 e 4.31 para finalmente chegar a uma expressão geral da magnitude observada em função do tempo:

$$m = m_0 - 2,5 \log \left[\frac{u_0^2 + \left(\frac{t-t_0}{t_E} \right)^2 + 2}{\sqrt{u_0^2 + \left(\frac{t-t_0}{t_E} \right)^2} \sqrt{u_0^2 + \left(\frac{t-t_0}{t_E} \right)^2 + 4}} \right] \quad (4.35)$$

Na Figura 4.7 encontra-se o gráfico desse modelo utilizando os parâmetros da fonte OGLE-BLG-2005-259:

Até agora deduzimos apenas o efeito de microlente gravitacional entre duas estrelas, porém, estamos interessados na busca por exoplanetas, assim, é possível também obter um modelo teórico para a curva de luz com a contribuição de uma massa planetária na estrela-lente. Para realizar o cálculo desse modelo, utiliza-se um mé-

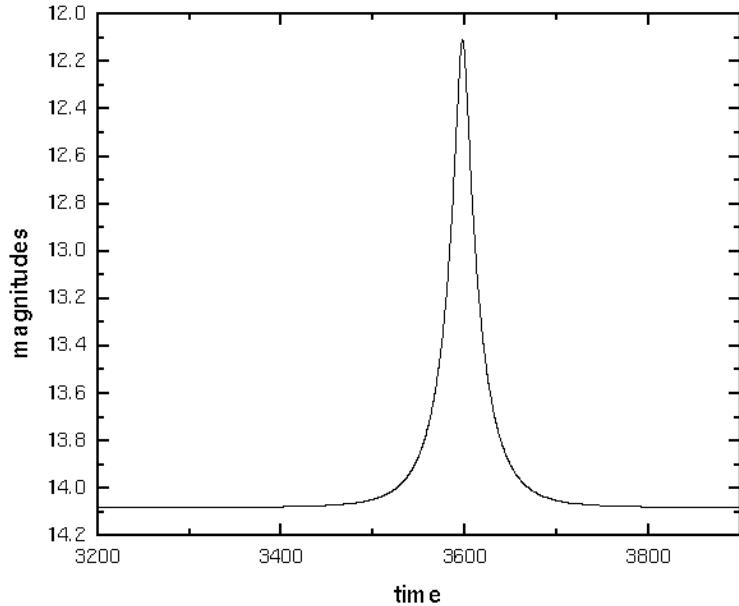


FIGURA 4.7 - Simulação da curva de luz produzida a partir da Equação 4.35, com os seguintes parâmetros da estrela OGLE-BLG-2005-259: $m_0 = 14,08$, $u_0 = 0,164$, $t_E = 39,36$, $t_0 = 2453596,988$.

todo perturbativo aplicado ao caso de microlentes através do estudo da estrutura da cáustica gerada no sistema devido à presença de planetas (Bozza, 1999). A Figura 4.8 mostra a evolução da curva de luz de um evento de microlente onde a estrela lente possui um planeta que orbita a região próxima ao R_E .

A passagem da estrela-fonte pela região de cáustica gera picos secundários que, para o caso de OGLE-2003-BLG-235, possui uma amplificação maior que $A = 13$, portanto fácil de ser detectada fotometricamente. A massa para este caso foi calculada em $M_p = 1,5^{+0,1}_{-1,2} M_{Jup}$ (Bond *et al.*, 2004), porém, mesmo para planetas com massas menores, por exemplo da ordem de $1M_{Terra}$, ainda assim produziria uma amplificação detectável com a precisão atingida pelos telescópios em Terra.

Esta é, portanto, uma técnica promissora na busca de exoplanetas, contudo é necessário um monitoramento longo, pois esses picos ocorrem em intervalos de tempo bem menores. Para estimarmos a escala de tempo em que o evento ocorre, analogamente ao efeito de microlente isolado na estrela, o tempo de amplificação dos picos secundários será da ordem do tempo que a estrela-fonte leva para cruzar o raio de

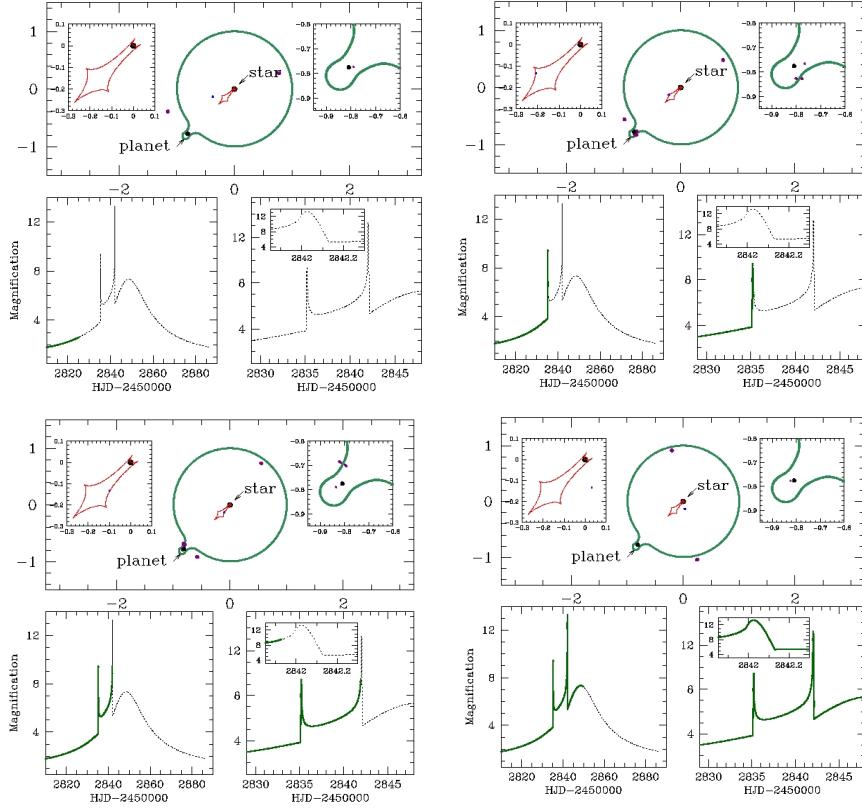


FIGURA 4.8 - Modelo criado a partir de dados da fonte OGLE-2003-BLG-235, descrevendo em quatro quadros a evolução da passagem de uma estrela-fonte por trás de uma estrela-lente com planeta. Durante a passagem da estrela-fonte pela região de cáustica gerada pela presença do planeta, ocorrem picos secundários de amplificação do brilho.
 FONTE: <http://bulge.astro.princeton.edu/ogle/ogle3/blg235-53.html>.

Einstein, assim, igualamos a velocidade de alinhamento da estrela-fonte, da forma:

$$\frac{R_{Ep}}{t_p} = \frac{R_{E*}}{t_*} \quad (4.36)$$

onde t_p e ¹ t_* são as escalas de tempo que a estrela-fonte leva para cruzar os respectivos raios de Einstein. Assim podemos obter um resultado importante através da

¹ t_* é igual ao tempo t_E , utilizado anteriormente

Equação 4.33,

$$M_p = M_* \left(\frac{t_p}{t_*} \right)^2 \quad (4.37)$$

A escala de tempo t_p em que ocorre a amplificação dos picos secundários é da ordem de horas, por isso anteriormente havíamos alertado para o fato de que a cobertura temporal é um fator determinante na detecção de exoplanetas por esse método.

Como desvantagens deste método poderíamos citar a escassez dos eventos de microlente ($\sim 1 : 10^6$), e a não repetição dos eventos, podendo ser confirmados apenas com observações por outros métodos. Como as distâncias dos sistemas observados por microlentes são muito grandes (\sim Kpc), nenhum outro método permite atualmente a realização de medidas complementares de um possível sistema encontrado por microlente.

4.6 Radiação Absorvida (Trânsitos)

Este método é baseado em um fenômeno simples, observado por exemplo em eclipses solares e ocultações de Vênus e Mercúrio. Nestes casos a Lua ou os planetas mencionados bloqueiam a radiação solar, impedindo que uma certa fração do brilho do Sol chegue até a Terra. A fração do brilho do Sol, bloqueada devido à ocultação por um planeta, é dada pela razão entre as áreas projetadas dos dois corpos, que são proporcionais ao quadrado do raio angular β de cada corpo, ou seja:

$$f_p = \left(\frac{\beta_p}{\beta_*} \right)^2 = \left(\frac{R_p/d_p}{R_*/d_*} \right)^2 \quad (4.38)$$

onde R_p e R_* representam os raios reais do planeta e da estrela ocultada, e d as distâncias desses objetos até o observador na Terra. Em sistemas muito distantes, como é o caso dos exoplanetas, que se encontram a dezenas de parsecs de nós, as distâncias d_p e d_* podem ser consideradas as mesmas, ou seja $d_p = d_*$. Assim, a fração do brilho de uma estrela ocultada por um exoplaneta é R_p/R_* , mostrando a possibilidade de obtenção do raio planetário através do simples monitoramento fotométrico de uma ocultação, ou seja, de um trânsito. Contudo, nem todos os planetas apresentam trânsitos, pelo fato de que eles podem estar em uma órbita onde nunca passam na frente da estrela.

4.6.1 Geometria dos Trânsitos

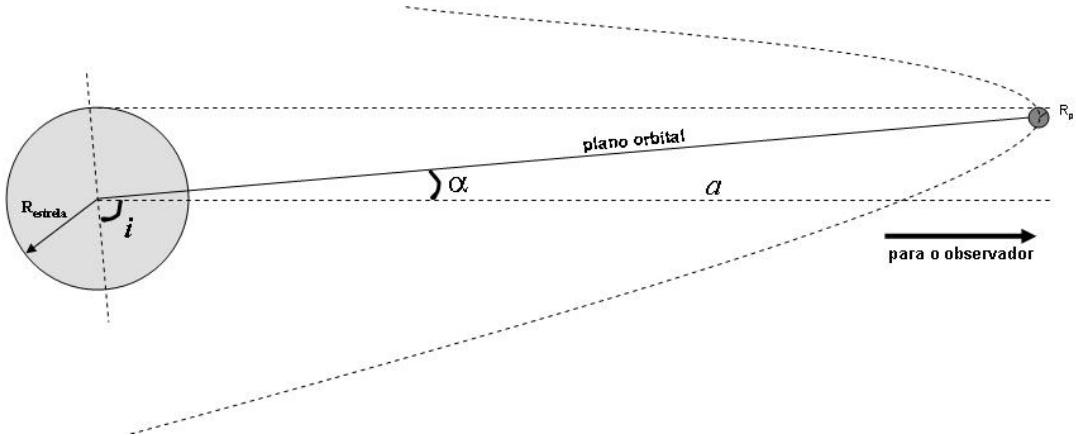


FIGURA 4.9 - Geometria do trânsito.

Como podemos ver na Figura 4.9, o trânsito somente será observado em uma situação particular onde a inclinação do plano orbital do planeta com relação a nossa linha de visada obedecer a seguinte desigualdade:

$$a \cos(i) \leq R_* + R_p \quad (4.39)$$

Ou seja, é mais fácil ocorrer trânsitos em planetas próximos de sua estrela-mãe. Os trânsitos portanto são situações particulares, o que torna o método eficiente apenas para uma pequena fração dos sistemas planetários existentes.

4.6.2 Probabilidade de Observar Trânsitos

Considerando apenas fatores geométricos, para uma distribuição aleatória de inclinações orbitais, em um sistema de uma estrela com raio R_* e um planeta a uma distância orbital a , a probabilidade de ocorrência de trânsitos é igual a $p_G = R_*/a$, o que representa uma fração da ordem de 4% (Hale; Doyle, 1994).

Para calcular a probabilidade de observar um trânsito em uma estrela qualquer do campo, teríamos que considerar também a fração de estrelas com planetas (f_{pl}). Essa fração ainda não é bem conhecida, porém, uma primeira estimativa é obtida a partir dos programas de busca de exoplanetas por VR ($f_{pl} \sim 10\%$). Essas buscas foram

realizadas apenas em estrelas da seqüência principal, dos tipos espetrais F, G e K e da vizinhança solar, segundo as quais espera-se uma incidência maior de planetas do que para outras estrelas de idades, tipos e posições galácticas diferentes, portanto a fração de estrelas com planetas pode ser muito menor que esse valor.

Outra consideração importante para a probabilidade está relacionada à cobertura temporal. A probabilidade de observar um trânsito em termos da cobertura temporal é $p_t = t_{obs}/P$, onde t_{obs} é o tempo de observação consecutiva, e P é o tempo de repetição do trânsito, ou seja, o período orbital. Assim notamos que além de uma cobertura em quantidade de estrelas observadas, também é necessário uma grande cobertura temporal para aumentar a chance de detecção.

Desta forma, a probabilidade total de observar um determinado trânsito é dada por:

$$P_{transito} = p_G \times f_{pl} \times p_t \quad (4.40)$$

Considerando essas possíveis restrições pergunta-se: É realmente possível observar uma quantidade razoável de trânsitos? Vale a pena buscar eventos tão raros? A resposta para a primeira pergunta é que apesar da ser pequena a probabilidade de observar um trânsito entre as estrelas de campo, se for realizada uma busca sistemática, ainda assim teríamos a descoberta de centenas de planetas, dependendo da precisão que o equipamento é capaz de atingir e da região que ele cobre. Isso significa que somente olhando para uma pequena parte dos sistemas existentes, ainda assim teríamos uma amostragem estatística satisfatória. E a segunda resposta é que devemos sim considerar esse método, pois ele apresenta características únicas na determinação dos parâmetros planetários, como veremos a seguir.

4.6.3 Determinação dos Parâmetros Planetários

A observação de exoplanetas via trânsito é feita a partir do monitoramento de variações das contagens de fótons da estrela (curva de luz), que é diminuída na passagem do planeta. A profundidade máxima dessa variação fotométrica é dada pela razão entre o a variação total de fluxo e o fluxo nominal da estrela, que é igual à f_p , assim,

$$\frac{\Delta F}{F} = \left(\frac{R_p}{R_*} \right)^2 \quad (4.41)$$

o que representa para os planetas gigantes um decréscimo da ordem de 2% do brilho da estrela. Assim, da mesma forma que definimos anteriormente para outros métodos, a condição de detectabilidade para os trânsitos é dada por,

$$\sigma < \left(\frac{R_p}{R_*} \right)^2 \quad (4.42)$$

A observação de vários trânsitos de um mesmo planeta possibilita a combinação das curvas de luz em fase, proporcionando um aumento na precisão fotométrica por um fator $1/\sqrt{N}$, onde N é o número de trânsitos observados. Podemos também escrever $N = t_{obs}/P$, onde P é o período orbital do planeta e t_{obs} é a cobertura temporal em observação contínua. Dessa forma, a precisão fotométrica e consequentemente o limite de detectabilidade é dado por:

$$\sigma < \sqrt{\frac{t_{obs}}{P}} \left(\frac{R_p}{R_*} \right)^2 \quad (4.43)$$

Notamos que a partir da medida da profundidade do trânsito, em conjunto às teorias de estrutura estelar para determinação do raio da estrela, podemos obter o raio do planeta, R_p , parâmetro que nenhum outro método apresenta a possibilidade de se obter.

Através da medida do tempo entre trânsitos consecutivos, determina-se o período orbital, P , e através da aplicação da terceira lei de Kepler, $4\pi^2 a^3 = G(M_* + M_p)P^2$, podemos obter o semi-eixo maior da órbita, a .

Podemos ainda envolver outro dado observational obtido através da curva de luz, a duração do trânsito, t , que é dada por:

$$t = \frac{P}{\pi} \arcsin \left(\frac{\sqrt{(R_* + R_p)^2 - (a \cos i)^2}}{a \sin i} \right) \quad (4.44)$$

e dela podemos obter a inclinação orbital, i , parâmetro responsável pela degenerescência na obtenção da massa do planeta pelo método de VR.

Até agora descrevemos os parâmetros que podem ser obtidos até mesmo para me-

didas com pouca precisão fotométrica. Porém se atingido um determinado nível de precisão, já é possível identificar a forma da curva de luz, como nos dados obtidos com o telescópio espacial HST (Brown *et al.*, 2001). A Figura 4.10 mostra a forma da curva de luz com alguns parâmetros observáveis que estão vinculados a propriedades dos planetas. Neste caso cresce o número de parâmetros que podem ser determinados a partir de trânsitos. Seria possível por exemplo até detectar possíveis luas ou anéis em torno do planeta.

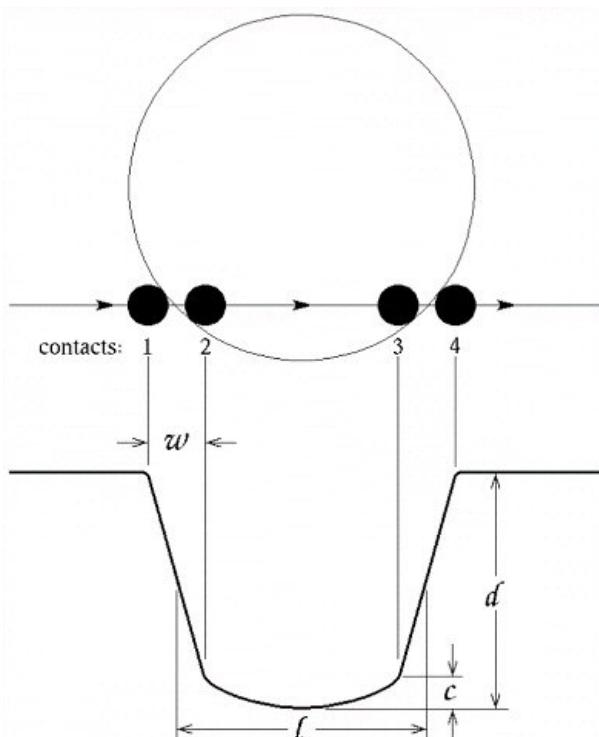


FIGURA 4.10 - Forma da curva de luz do trânsito com os parâmetros observacionais.
FONTE: (Brown *et al.*, 2001).

Notamos que a Equação 4.41 não representa a função de variabilidade adequada para os trânsitos, pois esta deveria gerar uma função com queda quase linear devido ao tempo que o planeta leva para entrar na frente da estrela, e depois um fundo constante até que o planeta comece a sair do trânsito. Para explicar o comportamento dessa curva, devemos levar em conta o obscurecimento de limbo na estrela-mãe. Esse efeito faz com que as estrelas apresentem diferentes intensidades ao longo do disco estrela, sendo mais brilhantes no centro e menos brilhantes nas bordas. Ao passar o planeta na frente da estrela, mesmo depois da entrada total, inicialmente

cobre a luz da borda da estrela, passando pela região central mais brilhante, para depois ocultar novamente a outra borda antes de terminar o evento. O resultado pode ser visto apenas em curvas de luz de grande precisão, e é observado como um arredondamento da parte mais profunda da curva, como indicado na Figura 4.10.

Em trânsitos também existe uma grande vantagem, onde uma fração muito pequena da luz da estrela passa através da atmosfera do planeta, sendo possível se fazer espectroscopia para a detecção de linhas de absorção devidas a compostos existentes na atmosfera do planeta, como foi feito em HD 209458 b (Charbonneau *et al.*, 2002). Obtendo o valor do raio e da massa obtemos a densidade, juntamente com o conhecimento de alguns compostos existentes na atmosfera do planeta, pode-se fazer um modelo para a estrutura interna desse planeta.

4.7 Detectabilidade dos Métodos

Para realizar o cálculo da detectabilidade dos exoplanetas, através dos ¹métodos mencionados nas seções anteriores, vamos sumarizar as principais equações, mostradas na Tabela 4.1, de forma que contenham em um dos lados o parâmetro planetário e no outro lado os parâmetros observáveis, incluindo parâmetros que podem ser obtidos por outros métodos astrofísicos, como é o caso da massa e raio da estrela. Dessa forma podemos investigar as faixas de detectabilidade dentro dos valores das precisões alcançáveis pelos instrumentos de detecção, baseado em Gilmour e Sephton (2004).

TABELA 4.1 - Equações para o cálculo da detectabilidade.

Equação	método(s)
$a_p = \alpha_p d$	Imagen
$R_p = \sqrt{\frac{F_p c^2 d^2 (e^{h\nu/kT_p} - 1)}{2\pi h\nu^3}}$	Imagen/EI
$a_p = \frac{M_*}{M_p} \alpha_* d$	Atm
$a_p = \left(\frac{GM_* P^2}{4\pi^2} \right)^{1/3}$	Tr, VR, Atm, EI e VF
$R_p = R_* \left(\sigma \sqrt{\frac{P}{t_{obs}}} \right)^{1/2}$	Tr, EI
$M_p = M_* \left(\frac{t_p}{t_*} \right)^2$	MG
$M_p \text{sen}(i) = \left(\frac{M_*^2 P}{2\pi G} \right)^{1/3} v_r$	VR

¹Trânsito (Tr), Velocidade Radial (VR), Astrometria (Atm), Emissão Infravermelho (EI), Emissão Rádio (ER), Variações de Fase (VF) e Microlentes Gravitacionais (MG)

Uma forma de visualizar os limites de detectabilidade de cada método com diversos instrumentos, é através do gráfico da massa versus semi-eixo maior/periódico mostrado na Figura 4.11 ou através do gráfico do raio versus semi-eixo maior/periódico mostrado na Figura 4.12. Nestes gráficos encontramos a curva do limite de sensibilidade de alguns projetos que utilizam métodos diferentes, definindo assim as regiões observáveis acima de cada curva.

Em ambos os diagramas das Figuras 4.11 e 4.12, os círculos azuis são os exoplanetas e os círculos verdes são os planetas do SS, o retângulo inscrito com as letras ZH indica uma região estimada para a zona habitável, definida segundo as características e limitações da vida na Terra, mostrando com isso a possibilidade de detecção de planetas como a Terra. Em todos os casos consideramos os parâmetros estelares como sendo iguais aos parâmetros do Sol. Para os métodos dependentes da distância ao sistema, adotamos o valor de $d = 10$ pc e em alguns casos adotamos $d = 3$ pc.

No diagrama da Figura 4.11, para o método de astrometria utilizamos as precisões da missão espacial Space Interferometric Mission (SIM) da NASA (~ 1 segarc) e dos telescópios em Terra VLT/Keck (~ 25 segarc), e para o método de velocidade radial utilizamos as precisões de 3 m/s (atual) e 1 m/s esperada para os próximos anos. Notamos que as regiões de detectabilidade são limitadas por duas retas, uma com derivada negativa, traçada a partir das equações mostradas na Tabela 4.1 e outra com derivada positiva, traçada a partir da perda de sensibilidade devido à diminuição do tempo de observação comparado ao período orbital dos planetas.

No diagrama da Figura 4.12 utilizamos o raio ao invés da massa, possibilitando averiguar com maior segurança os limites de detectabilidade para os métodos de trânsitos e imagem direta.

Para o método de trânsitos, utilizamos a expressão 4.43 para traçar a curva de detectabilidade. Consideramos o projeto do satélite CoRoT/ESA que será lançado em 2006, na qual espera-se alcançar uma precisão fotométrica de 0,05% (valor bastante conservador). Consideramos também a missão Kepler/NASA na qual espera-se atingir uma precisão de 0,005%.

Para o método de imagem direta, adotamos a sensibilidade do projeto TPF/NASA que consiste em um interferômetro com quatro espelhos de 3,5 m operando com tecnologia de anulação para minimizar o contraste, onde espera-se atingir a capaci-

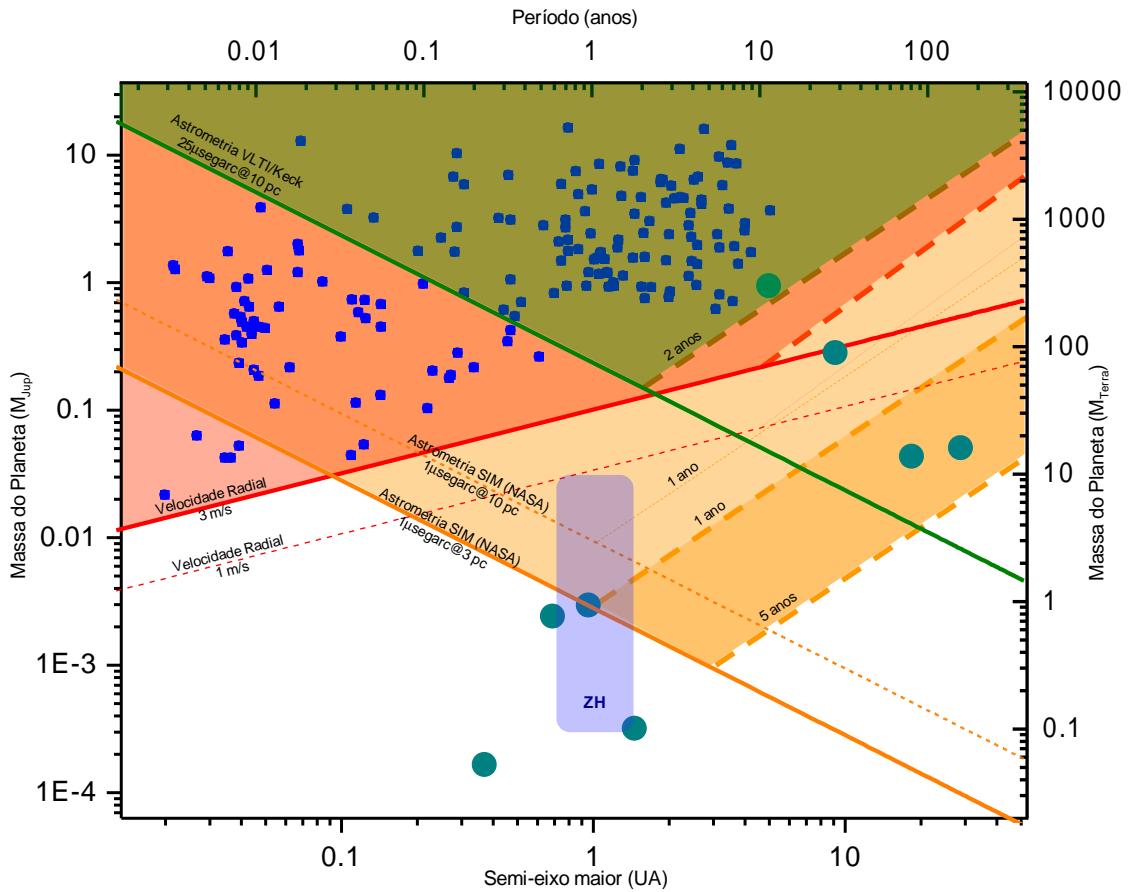


FIGURA 4.11 - Gráfico da massa vs. período que ilustra a detectabilidade de alguns projetos atuais e futuros para busca por exoplanetas com os métodos de Velocidade Radial e Astrometria.

dade de detectar sinais da ordem de $0,35 \mu\text{Jy}$ na região do infravermelho ($12 \mu\text{m}$), este valor é da mesma ordem do fluxo da Terra a 10 pc de distância. Apresentamos duas curvas diferentes para o método de imagem direta, na qual em uma delas, a temperatura do planeta foi calculada a partir do aquecimento devido à radiação da estrela-mãe, e na outra, utilizamos a temperatura como sendo uma função da distância à estrela-mãe ajustada aos dados dos planetas do SS. Notamos ainda neste gráfico o exoplaneta 2M1207, primeiro planeta descoberto pelo método de imagem direta utilizando o telescópio VLT/ESO. Este planeta seria facilmente detectado pela missão TPF, porém a curva de detectabilidade nos mostra o contrário. Isso deve-se ao fato de que as temperaturas planetárias consideradas são devido ao aquecimento

pela estrela-mãe, porém o planeta pode ser bem mais quente devido à sua energia interna. Para planetas próximos e com uma atmosfera densa, como é o caso da Terra e Vênus, deve ser considerado também o efeito estufa, que retém o calor e aumenta a temperatura do planeta, característica que pode ser observada na diferença entre a curva teórica e a curva empírica.

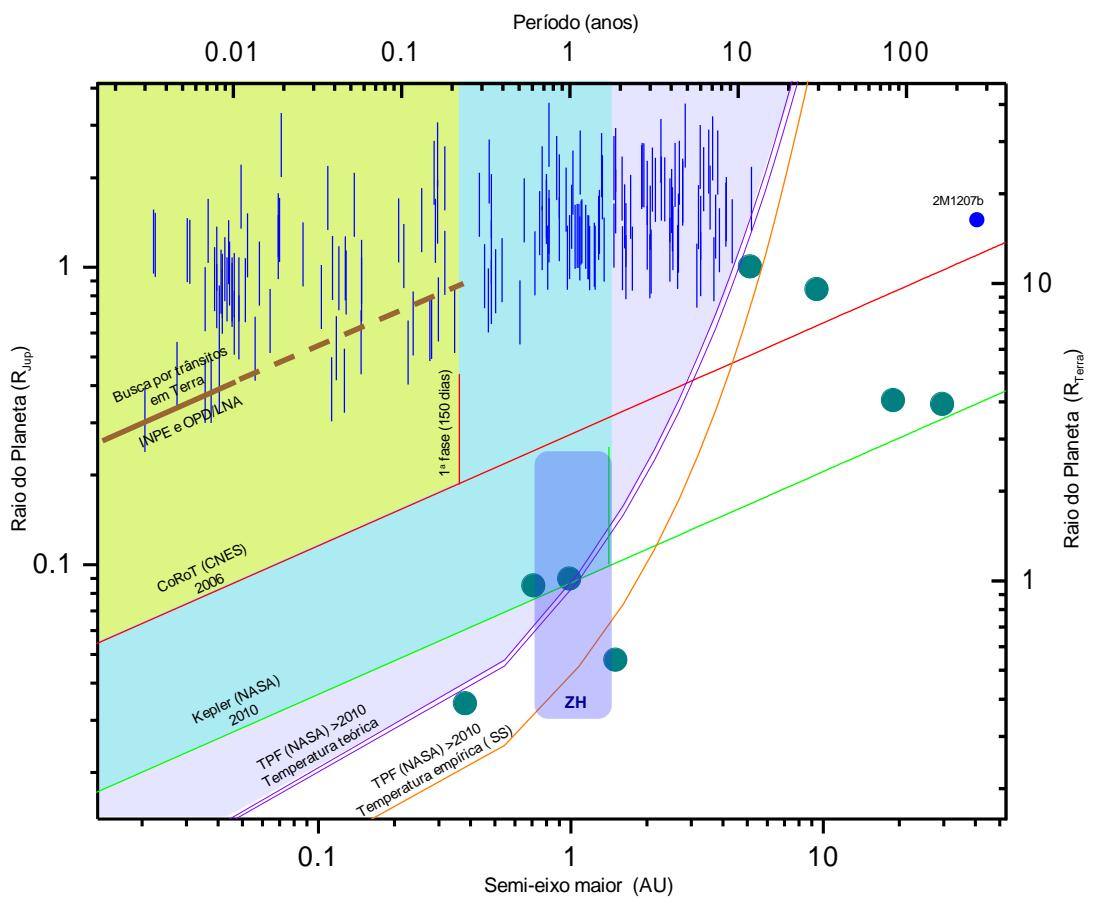


FIGURA 4.12 - Gráfico do raio vs. período que ilustra a detectabilidade de alguns projetos atuais e futuros para busca por exoplanetas com os métodos de Trânsitos e Imagem Direta.

Conclusões

A sensibilidade da instrumentação ainda é o principal fator limitante para a nossa capacidade em encontrar planetas terrestres (rochosos).

Melhoras na sensibilidade do método de velocidade radial de 3 m/s para 1 m/s não fornecerá a detecção de planetas terrestres, mas ainda é o único método que possibilita uma busca sistemática com telescópios em Terra. Apenas com o surgimento de novas tecnologias que proporcionem um aumento de sensibilidade em um fator 10 relativo às técnicas atuais, tornaria possível atingir a zona habitável com o método de VR.

Por outro lado, com instrumentos astrométricos, como é o caso da missão SIM/NASA, que será lançada em alguns anos (~ 2011), seremos capazes de detectar planetas na zona habitável a ~ 10 pc de distância.

Missões espaciais como o CoRoT e Kepler, previstas para estarem em operação ainda nesta década (2007 e 2010), irão detectar muitos exoplanetas pelo método de trânsitos, inclusive planetas na zona habitável, pois o exato limite de detectabilidade ainda depende de outros fatores que não foram considerados nesta análise.

A missão espacial TPF/NASA e a missão Darwin/ESA, que não foi mencionada anteriormente, mas possui características semelhantes, serão capazes de detectar exoplanetas na zona habitável através de imagens diretas, com a capacidade de medidas espectrais, tornando possível inclusive a detecção de assinaturas de atividade biológica nestes planetas.

CAPÍTULO 5

UTILIZAÇÃO DA TÉCNICA DE FOTOMETRIA DIFERENCIAL

A fotometria consiste na medida do brilho de um determinado objeto que se deseja estudar, por exemplo as estrelas. Para se fazer medidas do brilho das estrelas, mede-se o fluxo de energia transferida através da radiação eletromagnética. Utilizamos para essas medidas, detectores Coupled Charged Devices (CCD's) acoplados aos telescópios. A fotometria diferencial é fundamentalmente a mesma coisa que a fotometria padrão, porém a medida do fluxo não é absoluta, ou seja, é feita uma medida comparativa entre o fluxo de duas estrelas do mesmo campo. A seguir introduzimos alguns conceitos e considerações relacionados às medidas fotométricas utilizadas em nossos experimentos.

Por definição o fluxo monocromático é a energia por unidade de área, por unidade de tempo e por unidade de freqüência, ou matematicamente,

$$dF_\nu = \frac{dE}{dAdtd\nu} \quad (5.1)$$

ou o fluxo integrado em freqüência é dado simplesmente por

$$dF = \frac{dE}{dAdt} = \frac{\text{Potencia}}{\text{Area}} \quad (5.2)$$

Outra forma de medir o brilho de um objeto, convencionalmente utilizada na astronomia, é através do sistema de magnitudes, que está relacionada ao fluxo através da seguinte expressão:

$$m = -2,5 \log \left(\frac{F}{F_0} \right) \quad (5.3)$$

onde F é o fluxo medido e F_0 é um fluxo padrão para configurar o ponto zero da escala.

Na técnica de fotometria diferencial as medidas são comparativas entre duas estrelas,

ou seja, mede-se a razão entre os fluxos ou simplesmente a diferença de magnitudes:

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log \left(\frac{F_1}{F_2} \right) \quad (5.4)$$

Notamos que neste caso não há a necessidade de se fazer medidas de padrões de calibração, como no caso de se querer medir o fluxo absoluto ou a magnitude de uma determinada estrela. Estamos interessados em medir variações no brilho dessa estrela, bastando assim apenas tomarmos como comparação uma estrela de brilho bastante constante.

O objetivo final de nossos experimentos é medir com a maior precisão possível a evolução temporal do brilho de uma estrela, em busca de variações intrínsecas, porém a luz da estrela percorre um longo caminho antes de atingir o detector. Nesse caminho estão inúmeras fontes de ruído como o meio interestelar, o meio interplanetário do Sistema Solar, a atmosfera terrestre, as lentes do telescópio, os possíveis filtros utilizados, a janela do detector e finalmente o próprio detector. Todos esses elementos podem conter fatores variáveis no tempo e sensíveis a diferentes regiões do espectro, causando variações no brilho que não são intrínsecas da estrela. Na atmosfera por exemplo, temos efeitos de umidade, temperatura, camada de ar devido a rotação terrestre, etc., ou por exemplo, até mesmo a sujeira ou condensações na janela do detector são elementos variáveis durante as observações. Desta forma é difícil imaginar como é possível se fazer algum trabalho de precisão em fotometria de objetos astronômicos com tantos fatores que prejudicam a qualidade das medidas, e realmente é preciso considerar cuidadosamente todos eles para obtenção de medidas satisfatórias.

A fotometria diferencial é uma técnica simples e muito útil na observação de trânsitos e microlentes gravitacionais, por ser uma das técnicas mais precisas na medidas de pequenas variações em brilho. A grande vantagem desta técnica é que a radiação de todas as estrelas observadas em um mesmo campo de visão estão sujeitas aos mesmos efeitos externos, ou seja, se ocorreu uma grande variação no brilho de uma determinada estrela devido a passagem de uma nuvem, todas as outras estrelas do campo estarão sujeitas ao mesmo nível de variação, fazendo com que as medidas relativas se mantenham constantes. Um fator importante a ser levado em consideração é o fato de que os níveis de variação são dependentes da frequência da radiação

observada, assim, é conveniente a escolha de estrelas de comparação que emitam em uma mesma banda de freqüências da estrela variável, ou seja, do mesmo tipo espectral. Para realizar essa escolha, em alguns casos, como veremos na descrição dos resultados, foram utilizadas medidas em diferentes filtros, e assim pudemos decidir qual seria a melhor estrela de comparação. Já em outros casos, apenas obtivemos informações do tipo espectral das estrelas do campo a partir da literatura.

5.1 Fotometria Diferencial de Estrelas Brilhantes

Nesta seção descrevemos os detalhes da aplicação da fotometria diferencial para o caso de estrelas muito brilhantes ($mag \lesssim 8$), como é o caso das medidas do trânsito de HD 209458 e outras estrelas brilhantes com planetas.

A razão dos fluxos medidos de duas estrelas é dada por:

$$R_f = \frac{F_V}{F_C} \quad (5.5)$$

onde os índices V e C indicam respectivamente estrela variável e estrela de comparação.

Considerando agora os desvios padrões em cada conjunto de dados temos:

$$R_f \pm \sigma_R = \frac{F_V \pm \sigma_V}{F_C \pm \sigma_C} \quad (5.6)$$

Assim, fazendo a propagação de erros na Equações 5.6, calculamos a variância relativa à razão dos fluxos:

$$\left(\frac{\sigma_R}{R_f} \right)^2 = \left(\frac{\sigma_V}{F_V} \right)^2 + \left(\frac{\sigma_C}{F_C} \right)^2 - 2 \frac{\sigma_{VC}^2}{F_V F_C} \quad (5.7)$$

Notamos que o valor do erro relativo a R_f , é proporcional à soma dos erros relativos da estrela variável e da estrela de comparação. Como não é possível atuar para diminuir as incertezas relativas à estrela variável, a situação ideal é aquela em que é possível utilizar como estrela de comparação uma fonte tão brilhante quanto seja possível na prática. Isto nem sempre é viável, como discutiremos adiante.

Uma situação particularmente difícil é aquela em que se deseja fazer medidas de uma estrela variável muito brilhante ($mag < 8$), com um detector de campo relativamente pequeno (da ordem da dezena de minutos de arco). A dificuldade encontra-se na ausência de estrelas de fluxo maior ou igual ao da estrela variável no mesmo campo do detector CCD. Usualmente as estrelas muito brilhantes possuem fluxo mais de 3 ordens de grandeza maior que qualquer outra possível estrela de comparação no campo, e assim nos deparamos com o problema de minimizar os erros na fotometria diferencial. Para solucionar este problema propomos duas técnicas:

A primeira delas se faz na redução dos dados, onde simplesmente somamos os fluxos de várias estrelas existentes no campo, e utilizamos o resultado como uma única comparação. Em certas situações, mesmo este procedimento não permite atingir valor satisfatório para o fluxo da “estrela combinada” de comparação. Neste caso, a contribuição dominante do erro na fotometria diferencial provém da estrela de comparação. Suponhamos, por exemplo, que existam 5 estrelas com fluxos 3 ordens de grandeza menores que o da variável. Desta forma, a razão dos fluxos passaria de 1000 a 200, mantendo-se ainda 2 ordens de grandeza distante do ideal, o que não satisfaz completamente, mas melhora a qualidade dos resultados. Não se pode esquecer de tomar o devido cuidado para, sempre que possível, escolher as comparações com tipos espectrais próximos e principalmente para não escolher nenhuma estrela variável, o que comprometeria completamente as medidas. Estrelas variáveis são relativamente comuns (1-2% dos objetos de campo), e à medida que somamos mais estrelas as chances aumentam de incluir uma delas nos dados.

A outra técnica, aplicada à montagem instrumental, consiste na utilização de um filtro neutro de densidade que cobre apenas uma certa região do detector. O objetivo é atenuar o fluxo da estrela variável, supostamente brilhante demais para ter estrelas de comparação adequadas. Posicionando o telescópio de forma que a estrela variável esteja sobre o filtro, ela aparece como uma estrela de brilho comparável aos objetos na região não filtrada. A estatística de fótons adequada é obtida controlando o tempo de exposição das medidas individuais. Note-se que esta técnica também permite a soma do fluxo de vários objetos de comparação, se necessário.

Utilizamos um filtro neutro de densidade, com um fator de atenuação igual a 200, o que nos dá uma diminuição de 5,7 magnitudes, sendo assim, uma possível estrela de magnitude 6 necessitaria de estrelas de magnitude ~ 12 para comparação. Estas são suficientemente freqüentes num campo de $\sim 10'$ para aparecerem em bom número.

O filtro que utilizamos, acoplado à janela do CCD 106, possui a forma retangular e cobre metade do detector. Pode-se também utilizar filtros com dimensões diferentes, suficientes apenas para cobrir a estrela variável, como no trabalho de [Castellano \(2000\)](#), onde foi utilizado um filtro circular.

5.2 Aplicação do Método

Para ilustrar a eficiência do método descrito acima, realizamos observações das estrelas brilhantes 55 Cnc, τ Boo e HD 162020, que possuem sistemas de exoplanetas detectados através do método de velocidade radial. Esse experimento além de possuir um caráter de teste da nossa metodologia, faz parte de uma colaboração internacional com um projeto de observação simultânea em rádio (no GMRT, Índia) desses objetos, buscando através de um monitoramento fotométrico preciso, eventos ligados a possíveis ejeções de massa coronal, que pudessem ser observados através de pequenas variações no brilho da estrela.

5.2.1 Aquisição dos Dados

5.2.1.1 Posição do Filtro

Através de uma análise prévia dos campos das estrelas a serem observadas, posicionamos o filtro de forma que a estrela-alvo seja atenuada, e as estrelas próximas possam ser posicionadas na região livre do detector. Lembramos que a mudança de posição do filtro não era permitida durante as observações, sendo conveniente encontrar a melhor configuração para todos os alvos. Na Figura 5.1 mostramos uma imagem onde pode-se visualizar a posição do filtro e a escolha das estrelas de comparação. No caso específico de 55 Cnc, notamos a presença de uma estrela de brilho próximo no mesmo campo. Ainda assim, a observação com o filtro de densidade é recomendável (neste caso para cobrindo ambos os objetos) para se obter tempos de integração relativamente longos, que minimizem os efeitos da cintilação, e que permitam obter imagens longe do limiar de saturação do detector.

5.2.1.2 Tempo de Exposição

Para decidir o melhor tempo de exposição, podem ser realizados alguns testes, onde o tempo adequado resultaria em uma imagem onde o fluxo de contagens das estrelas principais (variável e comparação), fosse muito maior que o nível do fluxo de Contagens do Fundo do Céu (CFC), e suficientemente menor que o limite de saturação

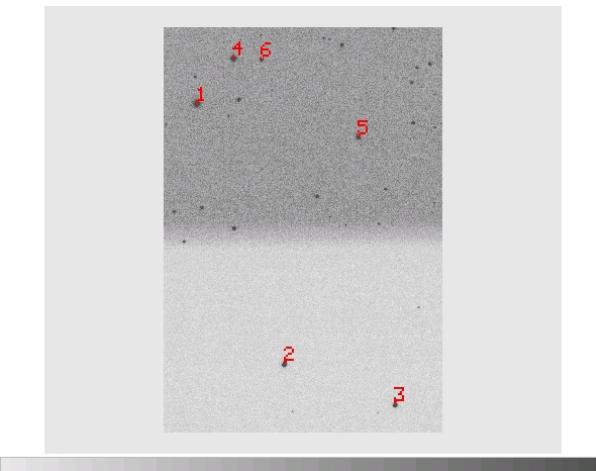


FIGURA 5.1 - Imagem do campo de 55 Cnc, mostrando a posição do filtro. Abaixo está a região com filtro, e acima a região livre. As estrelas indicadas são: 1 - comparação principal, 2 - 55 Cnc, 3, 4, 5 e 6 - outras comparações.

do detector, assim garantimos um intervalo onde possamos tomar as medidas sem prejudicar os resultados. A Tabela 5.1 mostra os dados referentes a uma seqüência de cinco imagens de 55 Cnc tomadas no dia 8 de março de 2005.

TABELA 5.1 - Dados para o cálculo do tempo de exposição.

tempo de exposição	20 segundos
limite de saturação	32 000 contagens
média dos máximos de 55 Cnc	823,4 contagens
média dos máximos da comparação	3158,6 contagens
níveis máx/mín de 55 Cnc	1004/666 contagens
níveis máx/mín da comparação	4112/2025 contagens
média da CFC (região com filtro)	11,2 contagens
média da CFC (região sem filtro)	18,2 contagens

Notamos que as variações podem ser grandes, porém mantêve-se uma boa margem entre as duas extremidades (ruído e saturação), desta forma, pode-se manter sempre o mesmo tempo de integração, o que é conveniente para garantir a uniformidade dos dados. Note-se também que o nível do fundo de céu para a região coberta com filtro é essencialmente o nível mínimo das contagens que se pode obter numa imagem do CCD 106. Esse nível é ajustado eletronicamente para evitar que valores negativos sejam submetidos ao conversor analógico-digital do detector.

5.2.1.3 Guiagem

Procuramos manter sempre a mesma posição das estrelas sobre o detector. Porém, existem erros no acompanhamento do telescópio que foram compensados manualmente. Seria de grande benefício a utilização de um sistema de auto-guiagem, que não é disponível nos telescópios de 60 cm. A importância de uma guiagem de boa qualidade vem do fato de que o detector possui flutuações de sensibilidade dependentes da posição, portanto, com uma boa guiagem garantiríamos a repetição de um maior número de medidas em uma posição fixa do detector. A resposta do filtro de densidade também não é uniforme espacialmente, e os efeitos dessas variações também seriam minimizados com a guiagem.

5.2.1.4 Foco

Uma técnica muito comum utilizada para diminuir a concentração de luz de uma estrela muito brilhante, afim de evitar a saturação do detector é a desfocalização, que causa um espalhamento maior da função pontual da imagem da estrela. Esse espalhamento pode de certa forma inserir mais ruído nas medidas, porém, para a técnica que estamos utilizando não se faz necessário o uso da desfocalização.

5.2.1.5 Filtro

Para este conjunto de dados, apenas utilizamos um tipo de filtro, pois uma possível troca de filtro interromperia a seqüência de medidas, fazendo com que pudessem ser perdidos possíveis eventos de curta duração. Todas as imagens foram tomadas através do filtro V padrão.

5.2.1.6 Flat-Field

Um dos pontos diferenciados na utilização desse método é a aquisição e tratamento das imagens de “flat-field”. O maior problema é que um único tempo de exposição nunca é satisfatório para se obter um fluxo de contagens razoável nas duas regiões do detector, devido à presença do filtro de densidade. Para solucionar esse problema, obtivemos um conjunto de imagens com tempo adequado para a região coberta do detector e outro com tempo adequado para a outra região. As regiões de interesse foram tratadas separadamente e posteriormente combinadas em uma imagem única. A normalização foi realizada pela divisão da imagem combinada por uma versão suavizada produzida pela task *BOXCAR*. As bordas e regiões limítrofes (não utili-

zadas em qualquer medida) entre as partes coberta/não coberta do detector foram mascaradas ao valor 1,0.

5.2.2 Redução dos Dados

Toda a redução e tratamento dos dados foi realizada em ambiente ⁴Image Reduction and Analysis Facility (IRAF), onde utilizamos algumas de suas rotinas (“tasks”) padrões, inclusas no pacote do programa e outras desenvolvidas pelo professor Francisco Jablonski e por mim. O diagrama da Figura 5.2 ilustra os principais passos na redução dos dados com as respectivas tasks utilizadas em cada passo. Em especial, para a extração dos fluxos, utilizamos um script IRAF chamado *CHFOT*, que realiza automaticamente as operações de identificação e centragem das estrelas, extração dos fluxos, cálculo das diferenças de magnitude e apresentação final indexada por data juliana heliocêntrica. Uma característica muito útil do programa é a possibilidade de se somar todas as estrelas de comparação. Isto é particularmente interessante quando o objeto-alvo acaba sendo a estrela mais brilhante do campo.

5.2.3 Resultados

Abaixo apresentamos os resultados fotométricos obtidos para três estrelas brilhantes que possuem exoplanetas. Maiores informações desses sistemas podem ser obtidas nas Tabelas A.1 e ?? do apêndice A.

A Tabela 5.2 apresenta um resumo dos resultados dos testes que realizamos para fotometria de três estrelas brilhantes, obtidos nas três noites de observações. A qualidade dos dados da primeira noite foi de certa forma comprometida devido à uma grande quantidade de pixels ruins que não podem ser corrigidos pelo flat-field. Ainda na primeira noite tivemos problemas de condensação na janela do detector e em alguns momentos com nuvens no céu. Para as duas noites seguintes corrigimos o problema dos pixels ruins através da construção de uma máscara, onde podíamos evitá-los de forma que as medidas não fossem comprometidas. A presença de nuvens durante as observações, fazia com que o fluxo diminuísse consideravelmente, aumentando também o erro estatístico da diferença de magnitudes. Afim de se obter o melhor resultado que reflete a capacidade real da técnica, procuramos minimizar o valor do *Root Mean Square* (RMS), realizando um corte em magnitude, no qual excluímos todas as imagens que apresentavam um aumento considerável na magnitude bruta

⁴<http://iraf.noao.edu/>

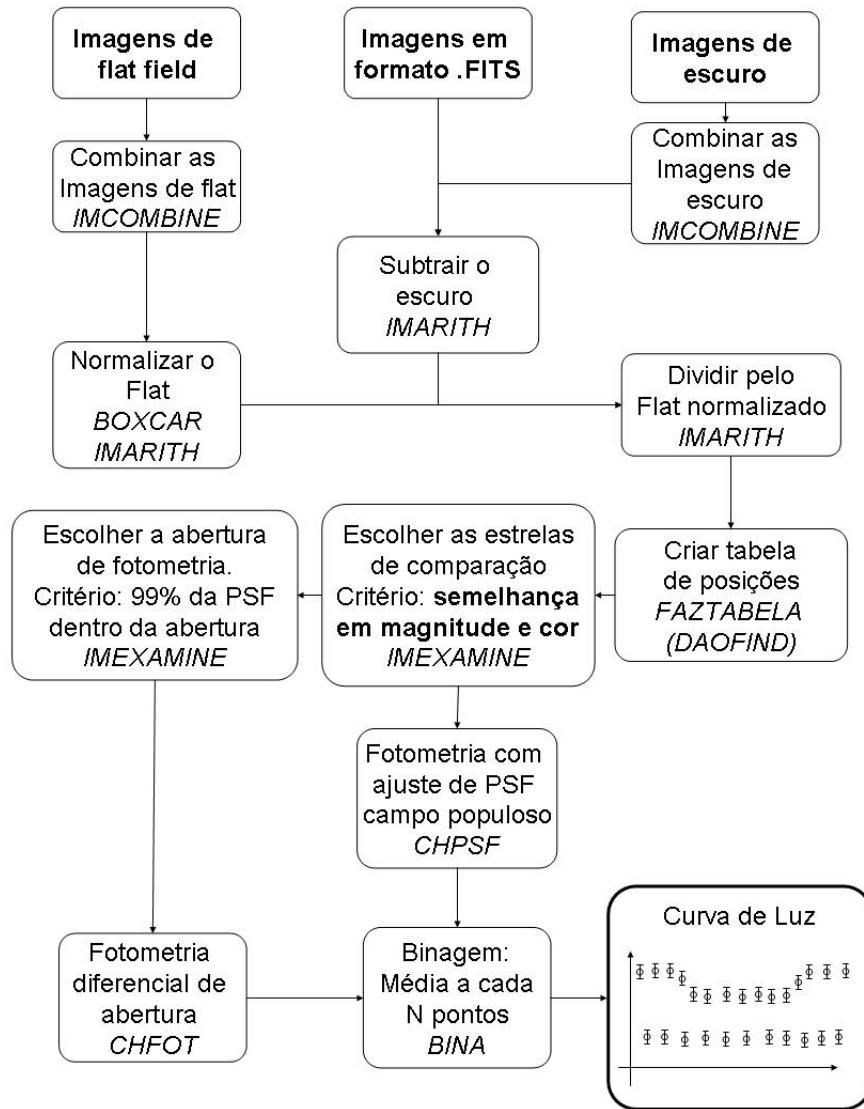


FIGURA 5.2 - Esquema com os principais passos utilizados na redução dos dados fotométricos.

da estrela de comparação, devido à presença de nuvens. O critério utilizado para o corte, foi baseado na razão das contagens das estrelas pelas contagens de fundo do céu.

Para os dados brutos sem nenhuma combinação, a uma resolução temporal < 1 minuto, atingimos uma precisão fotométrica com RMS da ordem de mili-magnitudes, podendo reduzir ainda mais quando combinamos os dados, como é mostrado na 5.8. Com essa precisão, estamos aptos a observar eventos que causem uma variação fotométrica da ordem de mili-magnitudes, com duração de mais de 4 horas, isso

para uma estrela brilhante ($mag = 4,5$), e utilizando um telescópio de 60 cm. Essas características são bastante favoráveis para a observação de eventos como trânsitos, assim, para comparar a capacidade de se observar eventos como esses, graficamos na Figura 5.8 a curva simplificada dos trânsitos de HD 209458 b e HD 189733 b, onde em ambos os casos a técnica se mostrou capaz de detectá-los. Em [Lopez-Morales \(2005\)](#), encontramos resultados semelhantes aos nossos, no qual utiliza-se telescópios de 1,0 m e ao invés do filtro, faz-se uso de um diafragma na pupila de entrada para a redução da quantidade de luz recebida das estrelas brilhantes.

TABELA 5.2 - Log das observações.

Estrela	Curva de Luz	Data	Mag	RMS	N_{pontos}	$t_{exp}(\text{s})$	$\Delta t(\text{s})$
55 Cnc	fig 5.3	07/03/2005	5,95	0,006	199	20	47
55 Cnc	fig 5.4	08/03/2005	5,95	0,009	318	10	32
55 Cnc	fig 5.5	09/03/2005	5,95	0,01	299	10	38
τ Boo	fig 5.6	07/03/2005	4,5	0,02	170	30	58
τ Boo	fig 5.7	08/03/2005	4,5	0,007	397	10	34
τ Boo (c/ bin)	fig 5.8	08/03/2005	4,5	0,003	57	-	240
HD 162020	fig 5.9	09/03/2005	9,18	0,007	100	30	42

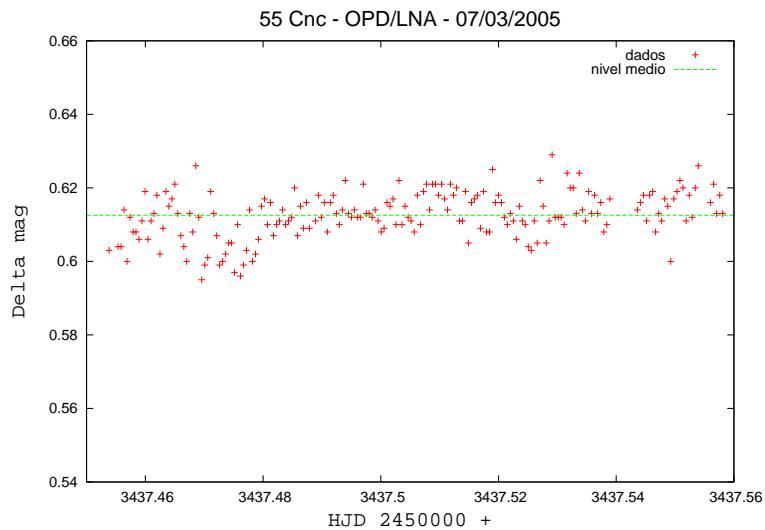


FIGURA 5.3 - Curva de Luz de 55 Cnc em 07/03/2005. $RMS = 0,006 \text{ mag}$.

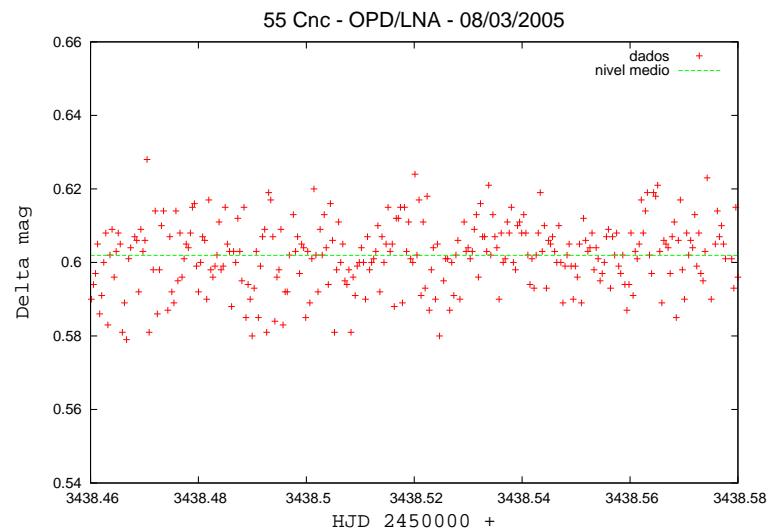


FIGURA 5.4 - Curva de Luz de 55 Cnc em 08/03/2005. $RMS = 0,009$ mag.

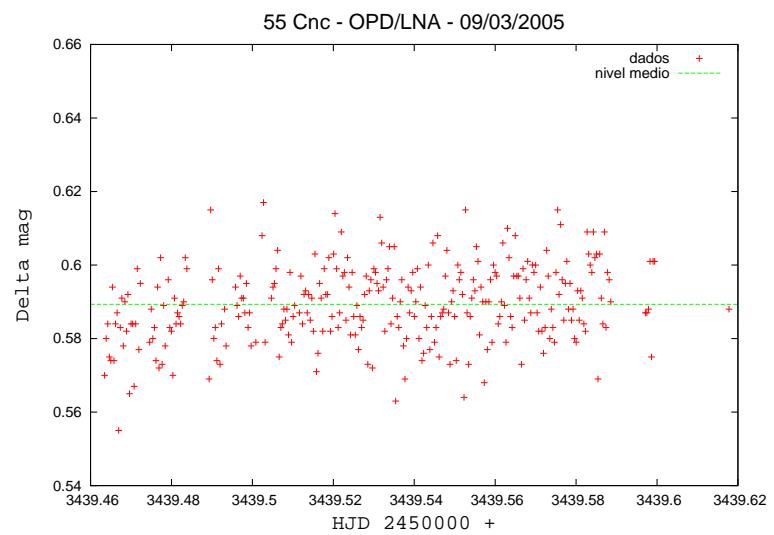


FIGURA 5.5 - Curva de Luz de 55 Cnc em 09/03/2005. $RMS = 0,01$ mag.

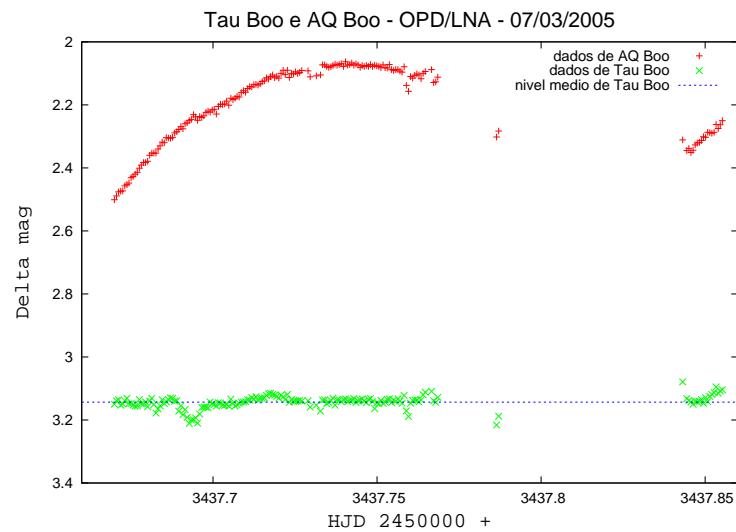


FIGURA 5.6 - Curva de Luz de τ Boo e AQ Boo em 07/03/2005. $RMS = 0,02$ mag.

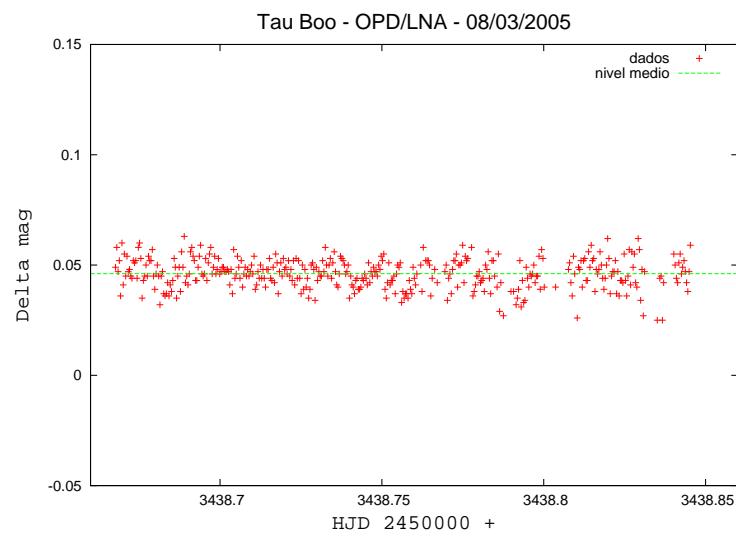


FIGURA 5.7 - Curva de Luz de τ Boo em 08/03/2005. $RMS = 0,007$ mag.

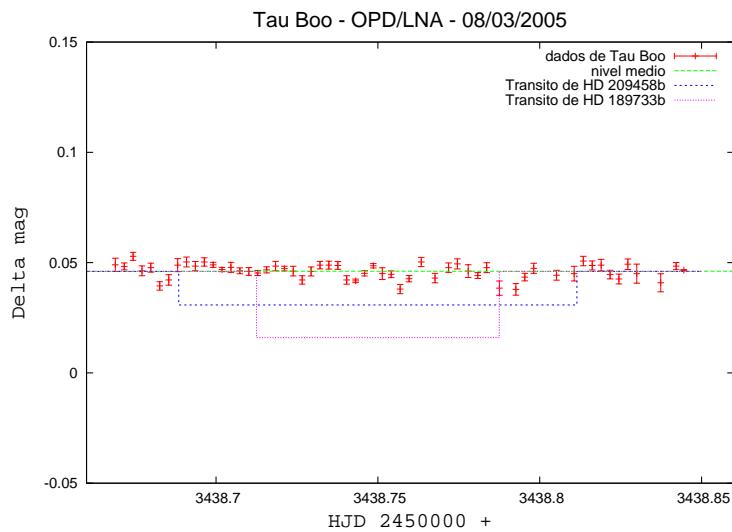


FIGURA 5.8 - Curva de Luz de τ Boo em 08/03/2005. Dados combinados pela média a cada 7 pontos. $RMS = 0,003$ mag. Mostramos também as curvas simplificadas dos trânsitos de HD 209458 b e HD 189733 b, onde notamos ser possível a detecção desse tipo de evento com a técnica e instrumentação empregada.

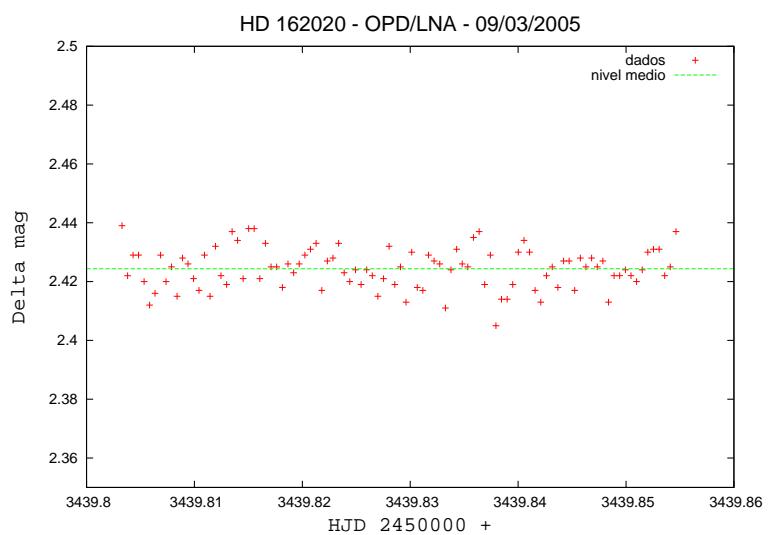


FIGURA 5.9 - Curva de Luz de HD 162020 em 09/03/2005. $RMS = 0,007$ mag.

CAPÍTULO 6

APLICAÇÃO DOS MÉTODOS DE DETECÇÃO

Dentro dos equipamentos atualmente disponíveis no Brasil, encontra-se a possibilidade de aplicação de dois métodos descritos anteriormente fazendo uso da técnica de fotometria diferencial, esses métodos são: TRÂNSITOS e MICROLENTES GRAVITACIONAIS. A seguir descrevemos os procedimentos e resultados utilizados para a obtenção e tratamento dos dados que garantem a possibilidade de estudo e detecção dos exoplanetas.

6.1 Método de Trânsitos

Apresentamos nesta seção, os procedimentos de obtenção e análise dos dados de fotometria diferencial para a estrela HD 209458, obtidos no Mini-Observatório do INPE e no OPD/LNA. Este exemplo ilustra os problemas práticos enfrentados na observação de trânsitos. Demonstramos com nossas observações, a possibilidade de realizar detecções até mesmo com equipamentos modestos, como é o caso do telescópio de 28 cm. Mostraremos também a eficácia do método de fotometria diferencial para estrelas brilhantes descrito no Capítulo 5.

6.1.1 Características de HD 209458 b

HD 209458 b é um dos exoplanetas observados que apresenta trânsitos, isso devido a pequena inclinação da órbita relativa à linha de visada ($i = 86,1^\circ$). A detecção foi realizada primeiramente através de medidas de velocidade radial (Henry *et al.*, 2000) com suspeita de trânsito, que foi posteriormente confirmado através de medidas fotométricas (Charbonneau *et al.*, 2000).

Segundo as observações realizadas com o HST (Brown *et al.*, 2001), o trânsito produz uma curva de luz do tipo caixa, com profundidade de ~ 0.015 mag e duração de 184,25 minutos, o que requer uma boa precisão fotométrica. O período orbital é $\sim 3,52$ dias.

6.1.2 Aquisição e Redução dos Dados

A aquisição dos dados foram feitas através dos telescópios de 28cm (Mini-Observatório) e 0,60 m (OPD/LNA), para maiores detalhes da instrumentação ver apêndice A. Para os dois primeiros conjuntos de dados, obtidos com o telescópio de

28 cm, devido ao “seeing” local muito ruim (> 3 segarc), utilizamos um redutor focal para produzir uma razão focal efetiva $f/5$, mantendo uma boa amostragem da PSF mas com um campo de visão maior. Aumentar o campo permite observar simultaneamente um maior número de estrelas brilhantes, fato favorável para a fotometria diferencial. Para esses experimentos não utilizamos nenhum filtro. Para o conjunto de dados obtidos no telescópio de 60 cm, aplicamos a técnica de fotometria diferencial para estrelas brilhantes, descrita no Capítulo 5. Obtivemos como resultado das observações três curvas de luz que descreveremos a seguir, sempre indicando como *caso 1* para os dois conjuntos de dados obtidos no Mini-Observatório nos dias 08/09/2004 e 15/08/2005, e *caso 2* para os dados obtidos no OPD/LNA em 29/08/2005.

As medidas foram iniciadas, sempre que possível, cerca de uma hora antes do instante previsto para o início do trânsito e se estenderam até uma hora depois do seu final, totalizando uma grande quantidade de imagens (~ 900 no caso 1 e ~ 500 no caso 2). Contudo, as condições do céu não permaneceram totalmente estáveis em nenhuma das três noites observadas, o que acabou aumentando muito o ruído em alguns casos, e em outros até levando à exclusão de algumas imagens.

No caso 1, utilizamos um tempo de exposição de 3 segundos para garantir a operação longe do nível de saturação, e foram adicionados cerca de 10 segundos de espera entre as imagens sucessivas, de modo a manter o número de imagens não muito grande. A temperatura do CCD esteve estável próximo de -10°C durante a observação. No caso 2, utilizamos 20 segundos de exposição em modo “sub-imagem”, para minimizar o tempo morto de leitura e processamento da imagem. Ainda assim obtivemos uma resolução temporal de ~ 40 seg. Não utilizamos auto-guiagem para nenhum dos casos, isto nos levou a realizar correções manuais freqüentes, para manter as estrelas na mesma região do detector, evitando um possível efeito de flutuações de sensibilidade do chip.

Tomamos imagens de *flat-field* para corrigir as diferenças de sensibilidade pixel a pixel e imagens de corrente de escuro, com o mesmo tempo de integração das imagens de programa, para descontar posteriormente esta contribuição, que é relativamente importante nos tipos de detector que utilizamos.

A redução dos dados foi realizada no ambiente IRAF e é bastante padrão, seguindo um procedimento semelhante ao descrito no Capítulo 5.

6.1.3 Resultados

Descrevemos separadamente os resultados dos casos 1 e 2, onde podemos avaliar o comportamento da curva de luz observada e da qualidade dos dados.

Caso 1: noites de 08/09/2004 e 15/08/2005 no Mini-Observatório

As curvas de luz das medidas individuais (RMS de $\sim 2\%$, comparável à profundidade esperada do evento) apresentadas nas Figuras 6.1 e 6.2, são resultados da combinação através da média a cada 20 pontos na noite de 08/09/2004 e a cada 15 pontos na noite de 15/08/2005. Para a primeira noite, observamos um aumento no valor RMS na fase final do trânsito, enquanto que na segunda noite, observamos uma melhora na qualidade dos dados. Estas regiões de maior dispersão, devem-se sempre ao fato do aumento da camada de ar que havia quando observando próximo ao horizonte. Lembramos que temos uma dificuldade prática para este objeto por estar localizado no hemisfério norte e a nossa latitude ser $\sim -22^\circ$.

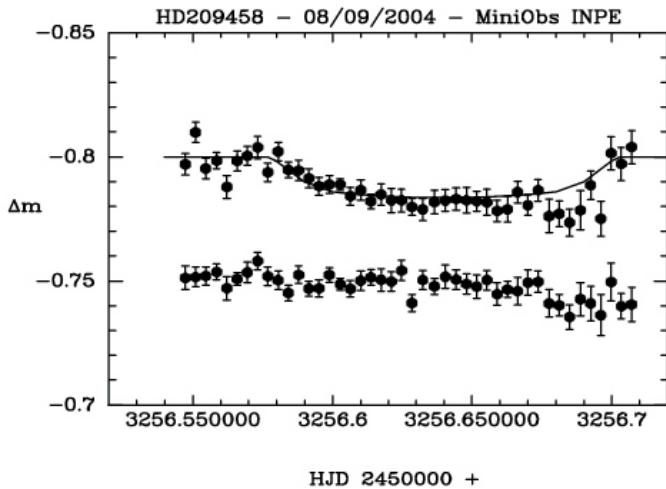


FIGURA 6.1 - Curva de luz de HD 209458 e dados do HST (acima) e curva de luz da soma das comparações (abaixo).

Uma vantagem desse procedimento de média das medidas individuais é que se pode ter uma boa idéia da precisão das medidas. A Figura 6.1 mostra as curvas combinadas para HD 209458 e para as estrelas de comparação somadas. Superpusemos aos

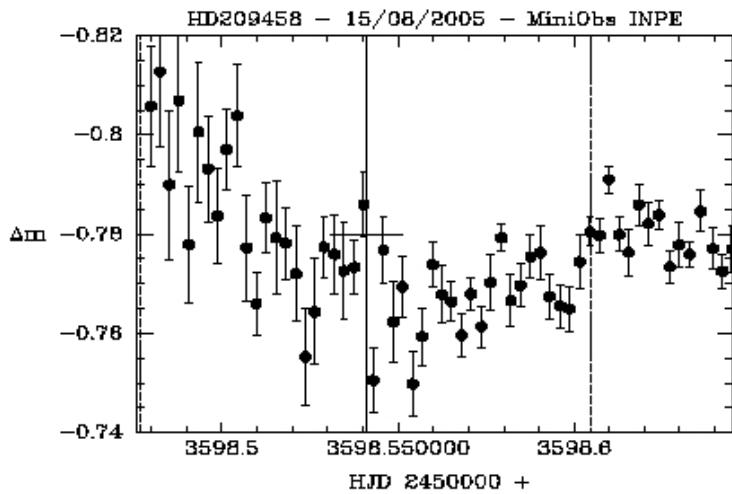


FIGURA 6.2 - Curva de luz.

nossos resultados o perfil do trânsito observado com o HST (Brown *et al.*, 2001). Na segunda noite (6.2), apenas indicamos através das linhas verticais, os instantes previstos para a entrada, a saída e o centro do trânsito. Pode-se ver que há consistência em termos de instante de início, profundidade e duração do evento. As condições fotométricas mais pobres da observação mostram que há limites mesmo para uma técnica robusta como a fotometria diferencial, uma vez que fatores como extinção e refração diferenciais não conseguem ser adequadamente levados em conta. Os resultados, no entanto, são encorajadores quando consideramos a simplicidade e o custo relativamente baixo da instrumentação empregada. As melhorias que podem ser realizadas em função da experiência com a aquisição, redução e análise deste conjunto de dados são:

- Utilizar um campo maior para obter mais estrelas de comparação, ou simplesmente aplicar a utilização do filtro de densidade, assim como foi descrito neste trabalho.
- Utilizar auto-guiagem para manter as estrelas em posições fixas sobre o detector.
- Utilização de um filtro, preferencialmente R ou I, para minimizar os efeitos de refração diferencial.
- Selecionar sempre que possível as estrelas de comparação por tipo espectral.

- Aplicar na redução dos dados o método de análise da diferença de imagens ([Alard, 2000](#)).

Caso 2: noite de 29/08/2005 no OPD/LNA

Esse conjunto de dados obtidos em um telescópio de maior abertura, tem a desvantagem de fornecer um campo menor, por isso, mesmo utilizando um redutor focal, ainda assim teríamos problemas em encontrar estrelas de comparação com fluxos adequados. Outro problema aparece no nível de saturação do CCD que é atingido rapidamente sem a possibilidade de exposições longas, devido ao intenso brilho de HD 209458 ($m_V = 7,6$ mag). Assim, parece razoável a aplicação do método de fotometria de estrelas brilhantes. Os resultados apresentados na Figura 6.3, apresentam um valor global do desvio padrão de $\sigma = 0.016$ mag para todo o conjunto de dados brutos sem combinar, e uma média dos valores individuais RMS igual a 0,004 mag para uma combinação realizada através da média a cada 5 pontos, o que representa uma cadênci a de 4 minutos. Com essa precisão fotométrica, espera-se poder visualizar tranquilamente o trânsito. Juntamente com os dados, estão indicados os instantes previsto da entrada, saída e centro do trânsito.

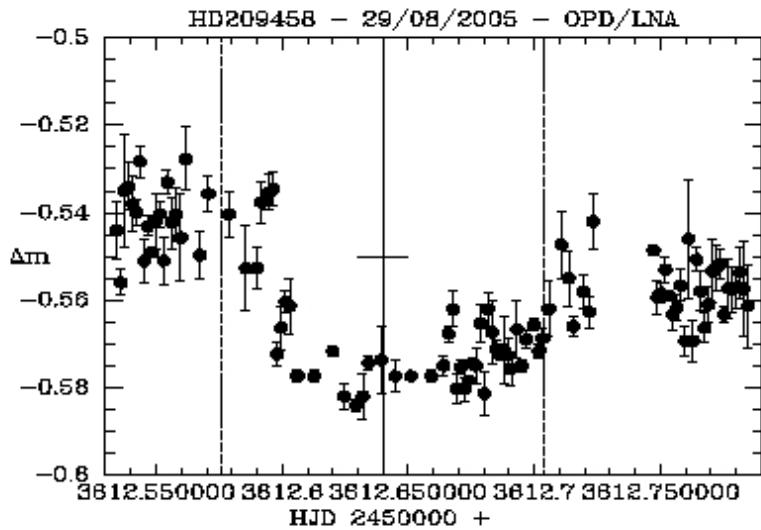


FIGURA 6.3 - Curva de luz.

Deve-se notar que o céu na noite em questão não estava completamente aberto, com nuvens esporádicas e nevoeiro que prejudicaram as observações, porém mesmo assim

o trânsito pode ser identificado.

Notamos uma queda no nível da estrela após o término do evento comparado com os instantes anteriores ao evento. Atribuímos este comportamento aos efeitos de extinção diferencial devido ao aumento da coluna de ar que a luz das estrelas atravessa ao se aproximar do horizonte. Propomos uma correção para esse efeito onde subtraímos uma função $\zeta(t)$, que equivale à diferença entre as curvas de extinção ajustadas aos dados de HD 209458 e da comparação. As curvas de extinção foram ajustadas à uma função exponencial da forma:

$$m = m_0 + Ae^{(t-t_0)/\beta} \quad (6.1)$$

A Figura 6.4 mostra os dados fotométricos brutos para a estrela HD 209458 (excluídos os dados no período de trânsito) e para a estrela que utilizamos como comparação. Notamos um comportamento exponencial, ao qual realizamos um ajuste por mínimos quadrados, e obtivemos os valores para os parâmetros da curva descritos na legenda da figura.

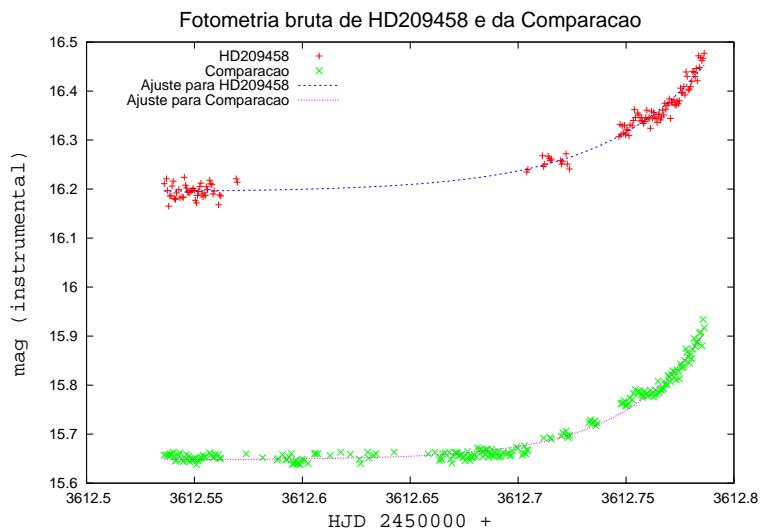


FIGURA 6.4 - Dados fotométricos brutos de HD 209458 e da estrela de comparação, com o ajuste aos dados pela função 6.1, fornecendo os seguintes parâmetros para HD 209458: $m_{0,hd} = 16,1943$, $A_{hd} = 0,157$, $t_{0,hd} = 3612,76235$, $\beta_{hd} = 0,048$, e para a comparação: $m_{0,c} = 15,6476$, $A_c = 0,144$, $t_{0,c} = 3612,76368$, $\beta_c = 0,038$.

Para efetuar a correção, primeiramente igualamos $m_0 = 0$ em ambas as curvas de ajuste, pois estamos interessados apenas na correção da extinção e não do nível médio. Então, subtraímos uma pela outra para obter a função $\zeta(t)$, dada por:

$$\zeta = A_{hd}e^{(t-t_{0,hd})/\beta_{hd}} - A_ce^{(t-t_{0,c})/\beta_c} \quad (6.2)$$

onde os índices “hd” e “c” indicam os parâmetros de HD 209458 e da comparação, respectivamente. Assim, adicionamos a função $\zeta(t)$ aos dados fotométricos. Abaixo, na Figura 6.5 apresentamos a curva de luz com os mesmos dados apresentados na Figura 6.3, também combinados pela média a cada 5 pontos, porém corrigidos. Esperamos que esta operação corrija efeitos de primeira ordem de extinção diferencial devido à discrepância de cores entre as estrelas.

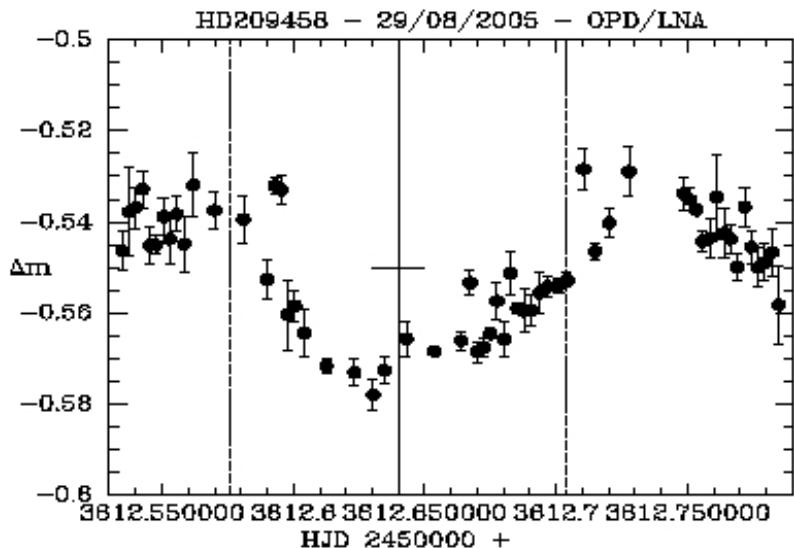


FIGURA 6.5 - Curva de luz com correção de extinção diferencial.

6.1.4 Obtenção dos Parâmetros de HD 209458 b

Como vimos no Capítulo 4, a detecção de trânsitos em exoplanetas permite a obtenção de vários parâmetros do sistema. Com a precisão de nossas medidas podemos obter uma estimativa para o raio do planeta, a partir da profundidade do trânsito, que certamente terá uma incerteza muito maior que os resultados encontrados na literatura. Porém, a determinação do período orbital pode ser melhorada, e consiste

no trabalho que veremos a seguir.

A efeméride de um determinado evento periódico de período P , é dada por:

$$T = T_0 + PE \quad (6.3)$$

onde T_0 é uma determinação experimental para o instante do evento, e E é um número inteiro que indica a quantidade de ciclos que se passou desde o instante T_0 até o instante T de previsão da efeméride.

Assim vamos propagar os erros em medidas nessa equação:

$$T \pm \Delta T = T_0 \pm \Delta T_0 + (P \pm \Delta P) \times (E \pm \Delta E) \quad (6.4)$$

Porém sabemos que o erro em E é nulo, pois ele é sempre um número inteiro, assim:

$$T \pm \Delta T = (T_0 + PE) \pm (\Delta T_0 + \Delta PE) \quad (6.5)$$

notamos na Equação 6.5 que o erro do instante previsto pela efeméride é proporcional ao valor de E , ou seja, quanto mais tempo para o futuro se tentar calcular a efeméride, maior será a incerteza. Isso nos diz também que quanto mais espaçados estão os valores que utilizamos em T_0 para um ajuste linear afim de determinar o período, menor será o erro do cálculo do período, e consequentemente teremos uma efeméride mais confiável.

Assim, utilizamos os valores do instante central dos trânsitos que observamos, juntamente com medidas de T_0 de vários autores, desde a descoberta do trânsito em 2000. Apresentamos abaixo todos os valores utilizados em nossa determinação do período na Tabela 6.1.

Graficamos os valores da Tabela 6.1, e ajustamos os pontos por uma função linear para obter um valor do período orbital de HD 209458 b, os resultados estão mostrados na Figura 6.6

TABELA 6.1 - Dados do instante central do trânsito de HD 209458 b.

Autor	T_c (HJD)	$\pm \Delta T$	E
Charbonneau <i>et al.</i> (2000)	2451430.82227	0.0030	-619
Jha <i>et al.</i> (2000)	2451497,7974	0,00200	-600
Brown <i>et al.</i> (2001)	2451659,93675	0,00010	-554
Sullivan e Sullivan (2003)	2451751,580	0,003	-528
Sullivan e Sullivan (2003)	2451860,8459	0,003	-497
Sullivan e Sullivan (2003)	2451867,8965	0,002	-495
Schultz <i>et al.</i> (2003)	2452223.89617	0.00025	-394
Wittenmyer <i>et al.</i> (2005)	2452854.82532	0.00014	-215
Este trabalho (2004)	2453256.64100	0.005	-101
Este trabalho (2005)	2453598.54	0.005	-4
Este trabalho (2005)	2453612.643	0.003	0

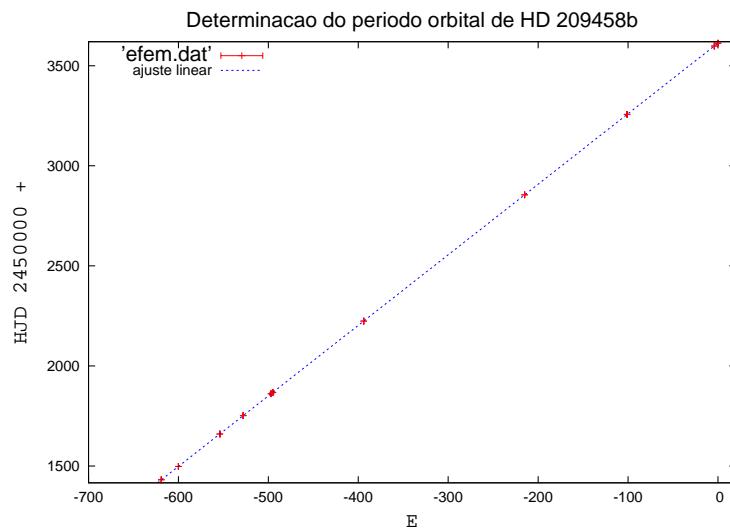


FIGURA 6.6 - Dados da Tabela 6.1 ajustados por uma função linear $T = T_0 + PE$, para obtenção do período orbital de HD 209458 b. O ajuste resultou em $P = 3,524740 \pm 0,000003$.

Assim, finalmente temos a efeméride dos trânsitos de HD 209458 b:

$$T = HJD2453612,640 \pm 0,001 + (3,524740 \pm 0,000003) \times E \quad (6.6)$$

O cálculo de uma efeméride com boa precisão possibilita fazer previsões igualmente precisas do instante do trânsito. Fazendo uma análise da diferença entre o valor observado e o valor calculado pela efeméride, pode-se procurar possíveis variações no período, que podem ser devidos à presença de massas adicionais no sistema, como

outros planetas menores. Abaixo apresentamos na Figura 6.7 o diagrama O-C, para busca de possíveis variações no período orbital do planeta.

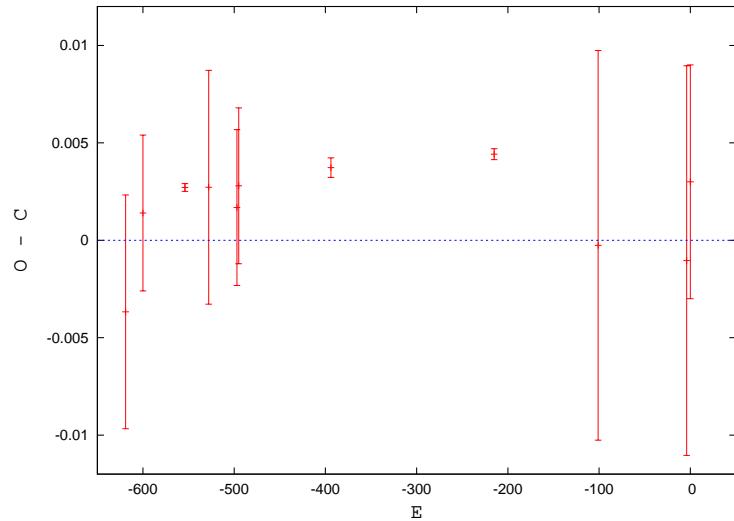


FIGURA 6.7 - Diagrama Observado menos Calculado (O-C).

Um ajuste parabólico ponderado pelo diagrama O-C da Figura 6.7 indica que o período orbital do planeta está diminuindo. Embora a detecção seja significativa ao nível de apenas 1σ , sua confirmação terá grande importância para o estudo da evolução dos júpites-quentes. A efeméride com período variável que melhor se ajusta aos dados da tabela 6.1 é dada por:

$$T = HJD 2453612,63408 \pm 7,8 \times 10^{-4} + \\ + (3,5247379 \pm 3,5 \times 10^{-6}) \times E - (9,27 \times 10^{-9} \pm 4,4 \times 10^{-9}) \times E^2 \quad (6.7)$$

6.2 Método de Microlentes Gravitacionais

Nesta seção descrevemos os resultados obtidos em um experimento onde observamos dois alvos indicados pelo Dr. John Greenhill da Universidade da Tasmania, do projeto *Probing Lensing Anomalies NETwork* (PLANET), para avaliar a possibilidade de utilização dos telescópios brasileiros em colaboração ao seu projeto juntamente com o projeto *the Optical Gravitational Lensing Experiment* (OGLE) na busca de planetas através do método de microlentes gravitacionais.

Um evento de microlente é dependente do alinhamento perfeito de duas estrelas, sendo assim é um evento muito raro, porém existem regiões onde a população de estrelas do campo é grande, como são as regiões do centro galático e das nuvens de magalhães, aumentando consideravelmente a probabilidade de ocorrência de um evento de microlentes. É justamente para essas regiões do céu que estão focadas as observações dos projetos OGLE e PLANET, que descreveremos a seguir.

6.2.1 Os Projetos OGLE & PLANET

O projeto ¹OGLE consiste em um telescópio construído no Chile exclusivamente para observações fotométricas, multi-banda, das regiões do centro galático e das nuvens de magalhães, afim de observar principalmente eventos de microlentes gravitacionais. Apesar do caráter restrito do projeto, já existem contribuições em diversas áreas que utilizam seus dados, como a observação de quasares, variabilidades estelares em geral, e inclusive uma grande contribuição na descoberta de diversos exoplanetas pelo método de trânsitos.

O projeto ²PLANET nasceu através de uma colaboração internacional entre astrônomos com acesso a telescópios no Chile, África do Sul e Austrália, permitindo uma excelente cobertura observational em longitude. A finalidade do projeto é o acompanhamento de eventos de microlentes, e o estudo de possíveis anomalias nas curvas de luz, visando principalmente a detecção de exoplanetas. Apenas três eventos que evidenciam a descoberta de exoplanetas por esse método foram observados até hoje (Udalski *et al.*, 2005), (Bond *et al.*, 2004) e (Beaulieu *et al.*, 2006). Os eventos de microlentes são relativamente comuns e podem durar meses, porém, já um evento de amplificação devido ao planeta, possui a duração de apenas algumas horas, sendo portanto muito mais difícil de se observar. Por isso, para descobrir planetas de forma

¹[http://bulge.princeton.edu/ ogle](http://bulge.princeton.edu/ogle)

²<http://planet.iap.fr>

eficiente por esse método, é necessário uma grande cobertura em observações durante todo o evento. Recentemente novas colaborações estão se integrando ao projeto para aumentar a cobertura observational, como é o caso da rede RoboNet-1.0 de 3 telescópios de 2 m espalhados por outras regiões do mundo. Tendo em vista uma possível colaboração brasileira neste projeto, realizamos experimentos cujas medidas serão apresentadas a seguir.

6.2.2 Redução dos Dados

Abaixo, na Figura 6.8, apresentamos duas imagens dos campos onde foram observados os eventos de microlentes. As estrelas utilizadas para a fotometria diferencial estão indicadas através de uma numeração. As imagens foram tomadas em um filtro na banda I_C , com tempo de exposição de 20 segundos.

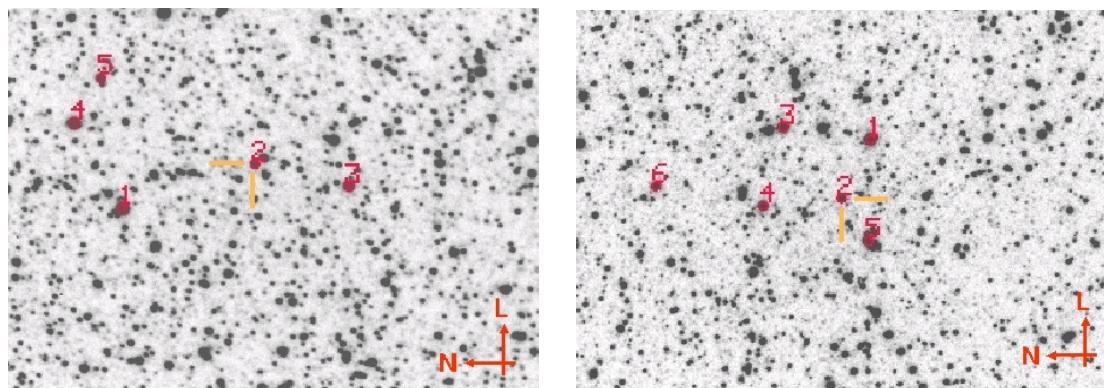


FIGURA 6.8 - Imagens no filtro I_C . Campo de $3.5' \times 2.7'$. 1) estrela de comparação; 2) OGLE-BLG-05-259/370; 3), 4), 5) e 6) outras comparações.

A preparação dos dados foi realizada de forma usual, como já descrevemos em outras seções, onde subtraímos imagens de escuro e dividimos por imagens de “flat-field” normalizados. Na realização da fotometria, experimentamos dois métodos diferentes, a extração do fluxo através de um abertura fixa (task *APPHOT* no IRAF) e outro método onde extraímos os fluxos através do ajuste da *Point Spread Function* (PSF) por função gaussiana simplificada (task *N2GAUSS* no IRAF). Observamos que o segundo método (PSF) melhora a precisão fotométrica para campos ricos, ou seja, com uma grande quantidade de estrelas. Campos estelares como esses possuem tantas estrelas que suas funções de resposta pontual (PSF) acabam se sobrepondo, sendo assim difícil de realizar fotometria de abertura em uma determinada estrela

sem que o brilho de nenhuma outra estrela interfira na medida. Porém, apesar da melhor qualidade apresentada para estrelas sobrepostas por outras, no caso específico de nosso experimento, os resultados se apresentaram equivalentes para os dois métodos. A escolha das estrelas de comparação foi baseada na similaridade em magnitude e tipo espectral, e também no critério de isolamento. Combinamos os dados finais, fazendo a média a cada 10 pontos adjacentes.

6.2.3 Resultados e Discussões

Abaixo apresentamos nas Figuras 6.9 e 6.10 os resultados finais dos dados reduzidos com um ajuste pelo modelo desenvolvido no Capítulo 4.

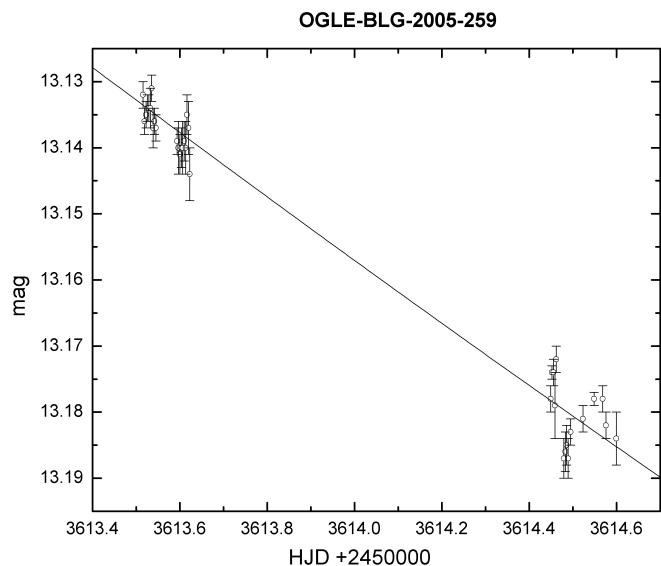


FIGURA 6.9 - Dados reduzidos e modelo teórico ajustado aos dados (linha sólida).

Uma maneira eficiente de procurar anomalias na curva de luz, tais como picos secundários devido a presença de exoplanetas, é graficando os resíduos, ou seja, a diferença entre os valores observados e calculados em função do tempo. A partir destes gráficos, encontrados na Figura 6.11, somos capazes de encontrar desvios sistemáticos do modelo, causados pela presença de um possível planeta. Estes gráficos também nos mostram a qualidade de nossas medidas, podendo assim fazer uma avaliação da precisão que podemos alcançar para uma possível detecção.

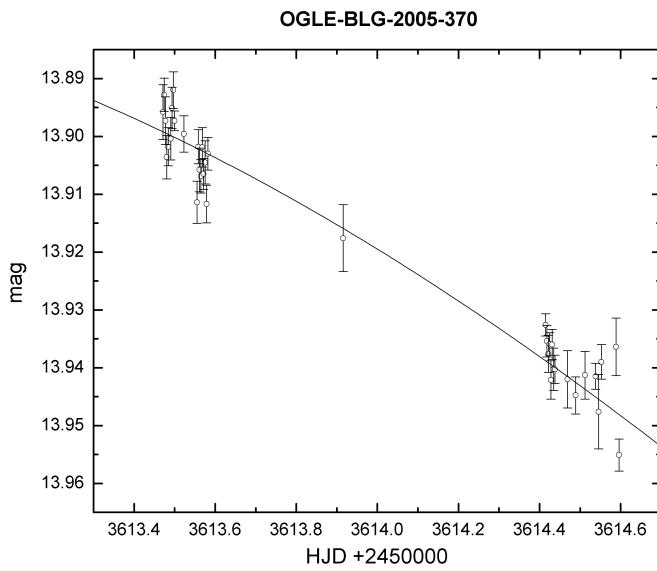


FIGURA 6.10 - Dados reduzidos e modelo teórico ajustado aos dados (linha sólida).

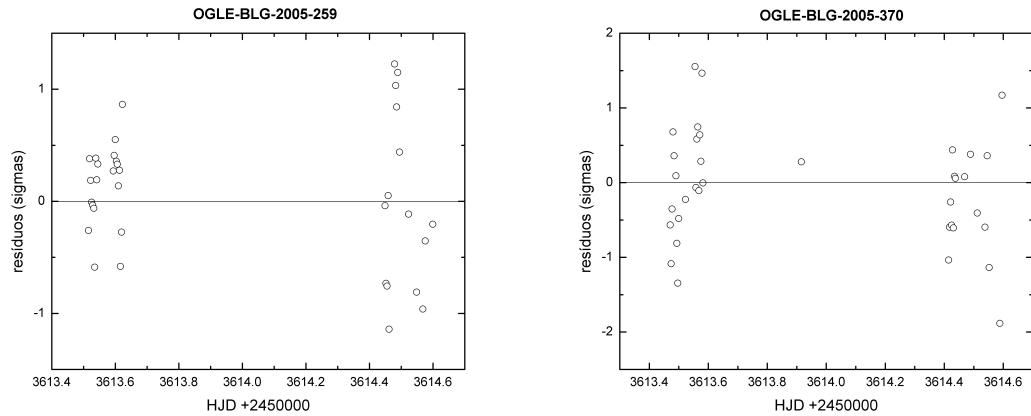


FIGURA 6.11 - Gráficos da evolução temporal dos resíduos expressados em unidades de $\sigma = 0,006$ mag.

Apresentamos os nossos resultados nas Figuras 6.12 e 6.13, graficados juntamente com os dados dos projetos OGLE/PLANET, onde pode-se ter uma idéia da contribuição deste trabalho e do ajuste à curva de luz final.

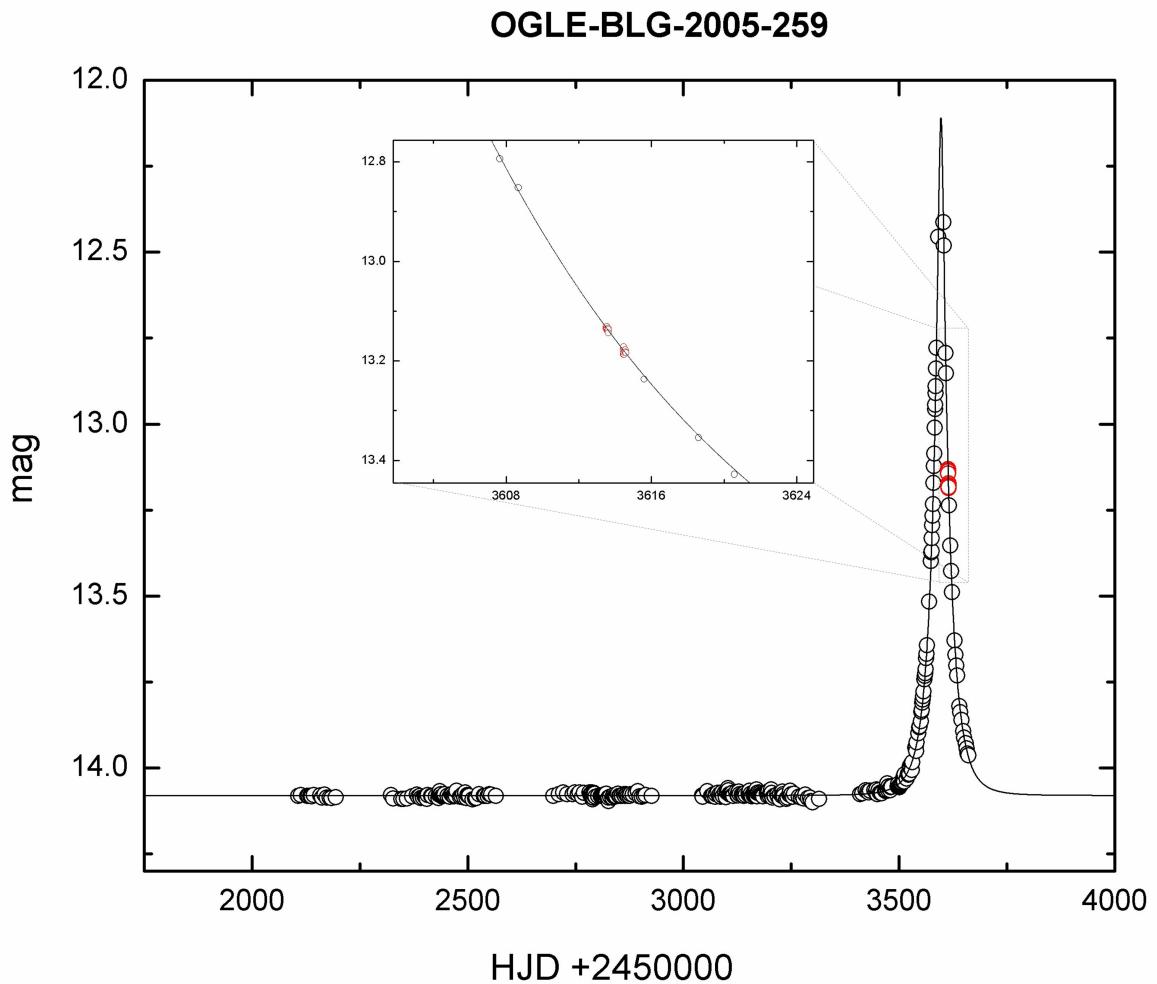


FIGURA 6.12 - Curva de luz de OGLE-BLG-2005-259 observada pelos projetos OGLE/PLANET (círculos negros) e nossos dados (círculos vermelhos). O modelo teórico está mostrado como a linha sólida.

6.2.4 Conclusões

Através desse conjunto de dados pudemos perceber na prática quais são as dificuldades encontradas na busca de planetas pelo método de microlentes gravitacionais. Sumarizamos abaixo os resultados, as limitações e as possíveis melhorias que podem ser realizadas.

- Notamos através das Figuras 6.12 e 6.13, que para esses alvos obtivemos resultados com qualidade suficiente para agregar aos resultados dos grupos OGLE/PLANET.
- O modelo teórico de microlentes ajusta os dados de forma satisfatória,

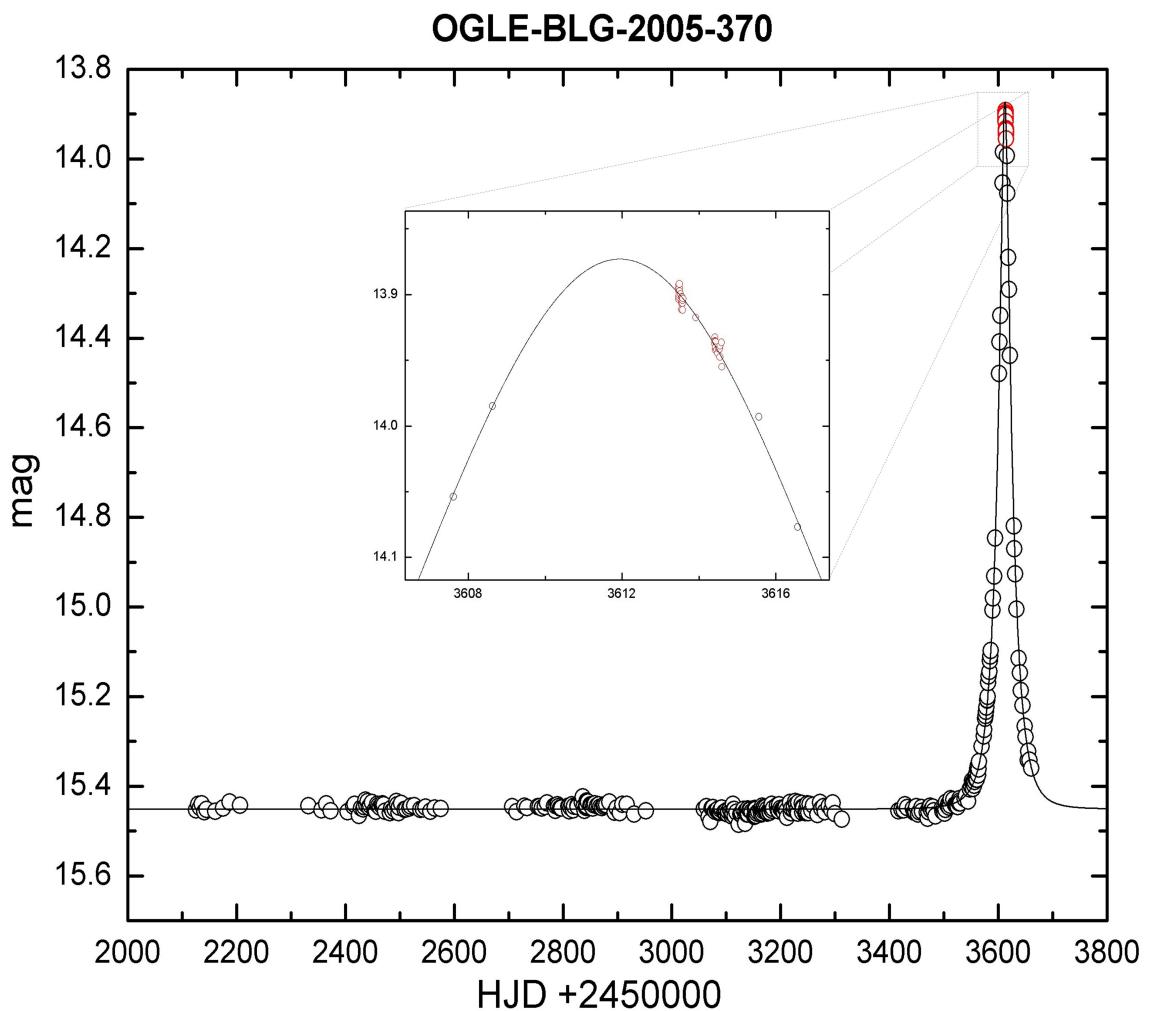


FIGURA 6.13 - Curva de luz de OGLE-BLG-2005-370 observada pelos projetos OGLE/PLANET (círculos negros) e nossos dados (círculos vermelhos). O modelo teórico está mostrado como a linha sólida.

podendo com isso extrair parâmetros das estrelas que produziram o evento.

- Garantimos que nenhum evento secundário foi observado dentro do curto intervalo de tempo observado.
- Aplicar essa técnica em estrelas menos brilhantes pode apresentar problemas decorrentes da longa exposição que seria necessária, e da falta de uma boa guiagem para realizar o acompanhamento durante a exposição. Estimamos o tempo máximo para os telescópios do OPD/LNA em aproximadamente um minuto.

- Para possíveis programas de buscas de eventos de microlentes, seria útil a criação de um sistema de redução automatizado, pois só assim seria possível reduzir as centenas de estrelas do mesmo campo, em um intervalo de tempo suficiente para o acompanhamento imediato do evento.

CAPÍTULO 7

CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Os estudos da teoria de formação de sistemas planetários nos mostraram que ainda há muita carência de dados para que os modelos possam ser testados de maneira confiável e produzam um entendimento mais completo. Vimos que a descoberta de planetas em sistemas extra-solares traz grandes benefícios para essa área de pesquisa uma vez que abre-se a possibilidade de realizar estudos estatísticos. Vimos também que os dados que já possuímos sobre exoplanetas, apesar de serem muito dependentes dos métodos de detecção, apresentam surpresas e novas teorias estão se moldando dentro dos aspectos observados.

A procura de planetas como a Terra (rochosos) é limitada pelos instrumentos de detecção, porém vimos que existem diversas técnicas em desenvolvimento que são promissoras para a detecção desses planetas com tecnologias já existentes. A grande limitação ainda está nos fatores atmosféricos que impossibilitam medidas mais precisas, assim, missões espaciais em desenvolvimento como CoRoT/ESA, Kepler/NASA, SIM/NASA, TPF/NASA e Darwin/ESA, certamente terão um importante papel na busca desses objetos.

Vimos que apesar de necessitarmos de observações espaciais para encontrar planetas telúricos (em torno de estrelas da seqüência principal), existem algumas técnicas, nas quais a utilização de telescópios em Terra são capazes de detectar exoplanetas gigantes e semi-gigantes com massas de até $M > 15M_{Terra}$. Dentre esses métodos, encontramos que os métodos de trânsito e microlentes podem ser aplicados com a instrumentação disponível no país.

Trabalhamos com a técnica de fotometria diferencial para a aplicação desses dois métodos e obtivemos resultados bastante satisfatórios. Para o caso de trânsitos, conseguimos chegar à precisão de 0,003 mag no telescópio de 60 cm, valor que garante a detecção de trânsitos para planetas gigantes ($\sim 0,1R_*$), e ainda realizamos diversas medidas do trânsito de HD 209458b, utilizando inclusive um telescópio de 28 cm em um sítio considerado ruim para astronomia. Essas medidas permitiram um estudo no qual detectamos uma variação no período orbital, significativa ao nível de 1σ , necessitando portanto futuras medidas para confirmação. Este fato merece atenção, pois variações no período podem ser resultado de massas adicionais no sis-

tema ou da migração do planeta. No caso da aplicação do método de microlentes gravitacionais, também utilizando o telescópio de 60 cm, chegamos a precisão satisfatória da ordem de 0,006 mag, onde pudemos acompanhar a evolução dos eventos OGLE-BLG-2005-256/370, demonstrando a possibilidade de colaborações com outros projetos na busca por anomalias em eventos de microlentes, e possivelmente de novos exoplanetas.

A experiência obtida nesse trabalho abre a possibilidade da aplicação desses métodos em telescópios maiores, como por exemplo no Gemini ou SOAR, onde o Brasil possui direito de utilização. Em especial o telescópio SOAR apresenta um grande potencial, pelo desempenho nas regiões espectrais do infravermelho próximo ($\sim 2 \mu\text{m}$) e pela excelente qualidade das imagens. Esta característica é de particular valia para a busca sistemática por trânsitos planetários em aglomerados abertos mais distantes que os estudados até o momento, uma vez que a maior riqueza no campo seria compensada por uma capacidade superior de separação das fontes individuais.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

Aigrain, S.; Favata, F.; Gilmore, G. Characterising stellar micro-variability for planetary transit searches. **Astronomy and Astrophysics**, v. 414, n. 3, p. 1139–1152, Feb 2004. [67](#)

Alard, C. Image subtraction using a space-varying kernel. **Astronomy and Astrophysics Supplement**, v. 144, n. 2, p. 363–370, June 2000. [113](#)

Alfven, H.; Arrhenius, G. **Evolution of the solar system**. Washington: Scientific and Technical Information Office - National Aeronautics and Space Administration, 1976. [23](#), [38](#)

Artymowicz, P. Planetary systems. In: Graduate School in Astronomy - X Special Courses at the National Observatory of Rio de Janeiro, 10., 2004, Rio de Janeiro, Brazil. **Proceedings...** Melville: AIP Conference Proceedings, 2006. p. 3–32. [53](#)

Beaulieu, J.-P.; Bennett, D. P.; Fouqué, P.; Williams, A.; Dominik, M.; Jorgensen, U. G.; Kubas, D.; Cassan, A.; Coutures, C.; Greenhill, J.; Hill, K.; Menzies, J.; Sackett, P. D.; Albrow, M.; Brillant, S.; Caldwell, J. A. R.; Calitz, J. J.; Cook, K. H.; Corrales, E.; Desort, M.; Dieters, S.; Dominis, D.; Donatowicz, J.; Hoffman, M.; Kane, S.; Marquette, J.-B.; Martin, R.; Meintjes, P.; Pollard, K.; Sahu, K.; Vinter, C.; Wambsganss, J.; Woller, K.; Horne, K.; Steele, I.; Bramich, D. M.; Burgdorf, M.; Snodgrass, C.; Bode, M.; Udalski, A.; Szymański, M. K.; Kubiak, M.; Więckowski, T.; Pietrzyński, G.; Soszyński, I.; Szewczyk, O.; Wyrzykowski, Ł.; Paczyński, B.; Abe, F.; Bond, I. A.; Britton, T. R.; Gilmore, A. C.; Hearnshaw, J. B.; Itow, Y.; Kamiya, K.; Kilmartin, P. M.; Korpela, A. V.; Masuda, K.; Matsubara, Y.; Motomura, M.; Muraki, Y.; Nakamura, S.; Okada, C.; Ohnishi, K.; Rattenbury, N. J.; Sako, T.; Sato, S.; Sasaki, M.; Sekiguchi, T.; Sullivan, D. J.; Tristram, P. J.; Yock, P. C. M.; Yoshioka, T. Discovery of a cool planet of 5.5 earth masses through gravitational microlensing. **Nature**, v. 439, n. 7075, p. 437–440, Jan 2006. [119](#)

Benedict, G. F.; McArthur, B. E.; Forveille, T.; Delfosse, X.; Nelan, E.; Butler, R. P.; Spiesman, W.; Marcy, G.; Goldman, B.; Perrier, C.; Jefferys, W. H.; Mayor, M. A mass for the extrasolar planet Gliese 876 b determined from Hubble Space Telescope Fine Guidance Sensor 3 astrometry and high-precision radial velocities. **Astrophysical Journal Letters**, v. 581, n. 2, p. L115–L118, Dec 2002. [78](#)

Bond, I. A.; Udalski, A.; Jaroszyński, M.; Rattenbury, N. J.; Paczyński, B.; Soszyński, I.; Wyrzykowski, L.; Szymański, M. K.; Kubiak, M.; Szewczyk, O.; Źebruń, K.; Pietrzyński, G.; Abe, F.; Bennett, D. P.; Eguchi, S.; Furuta, Y.; Hearnshaw, J. B.; Kamiya, K.; Kilmartin, P. M.; Kurata, Y.; Masuda, K.; Matsubara, Y.; Muraki, Y.; Noda, S.; Okajima, K.; Sako, T.; Sekiguchi, T.; Sullivan, D. J.; Sumi, T.; Tristram, P. J.; Yanagisawa, T.; Yock, P. C. M. OGLE 2003-BLG-235/MOA 2003-BLG-53: a planetary microlensing event. **Astrophysical Journal Letters**, v. 606, n. 2, p. L155–L158, May 2004. [82](#), [119](#)

Boss, A. P. Rapid formation of gas giant protoplanets by disk instability. **Bulletin of the American Astronomical Society**, v. 32, n. 3, p. 1100–+, Oct 2000. [46](#), [48](#)

Bozza, V. Perturbative analysis in planetary gravitational lensing. **Astronomy and Astrophysics**, v. 348, p. 311–326, Aug 1999. [82](#)

Brown, T. M.; Charbonneau, D.; Gilliland, R. L.; Noyes, R. W.; Burrows, A. Hubble Space Telescope time-series photometry of the transiting planet of HD 209458. **Astrophysical Journal**, v. 552, n. 2, p. 699–709, May 2001. [88](#), [109](#), [112](#), [117](#)

Burleigh, M. R.; Clarke, F. J.; Hodgkin, S. T. Imaging planets around nearby white dwarfs. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 331, n. 4, p. L41–L45, Apr 2002. [66](#)

Butler, R. P.; Marcy, G. W.; Williams, E.; McCarthy, C.; Dosanjh, P.; Vogt, S. S. Attaining doppler precision of 3 M s⁻¹. **The Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 108, p. 500–+, June 1996. [74](#)

Castellano, T. A search for planetary transits of the star HD 187123 by spot filter CCD differential photometry. **The Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 112, n. 772, p. 821–826, June 2000. [99](#)

Charbonneau, D. A review of the current status of follow-up techniques to study known extrasolar planets. In: Stars as suns : activity, evolution and planets - 219th symposium of the International Astronomical Union, 25., 2003, Sydney, Australia. **Proceedings...** San Francisco: Astr. Soc. Pacific, 2004. p. 367. [70](#), [71](#)

Charbonneau, D.; Allen, L. E.; Megeath, S. T.; Torres, G.; Alonso, R.; Brown, T. M.; Gilliland, R. L.; Latham, D. W.; Mandushev, G.; O'Donovan, F. T.;

Sozzetti, A. Detection of thermal emission from an extrasolar planet. **Astrophysical Journal**, v. 626, n. 1, p. 523–529, June 2005. [69](#)

Charbonneau, D.; Brown, T. M.; Latham, D. W.; Mayor, M. Detection of planetary transits across a sun-like star. **Astrophysical Journal Letters**, v. 529, n. 1, p. L45–L48, Jan 2000. [109](#), [117](#)

Charbonneau, D.; Brown, T. M.; Noyes, R. W.; Gilliland, R. L. Detection of an extrasolar planet atmosphere. **Astrophysical Journal**, v. 568, n. 1, p. 377–384, Mar 2002. [89](#)

Chauvin, G.; Lagrange, A.-M.; Dumas, C.; Zuckerman, B.; Mouillet, D.; Song, I.; Beuzit, J.-L.; Lowrance, P. A giant planet candidate near a young brown dwarf. Direct VLT/NACO observations using IR wavefront sensing. **Astronomy and Astrophysics**, v. 425, p. L29–L32, Oct 2004. [66](#)

Demarque, P.; Guenther, D. B. Helioseismology: probing the interior of a star. **Proceedings of the National Academy of Science**, v. 96, p. 5356–5359, May 1999. [39](#)

Frink, S.; Mitchell, D. S.; Quirrenbach, A.; Fischer, D. A.; Marcy, G. W.; Butler, R. P. Discovery of a substellar companion to the K2 III giant ι draconis. **Astrophysical Journal**, v. 576, n. 1, p. 478–484, Sep 2002. [74](#), [75](#)

Gilmour, I.; Sephton, M. A. **An introduction to astrobiology**. [S.l.]: Cambridge University Press, 2004. [89](#)

Goldreich, P.; Lithwick, Y.; Sari, R. Planet formation by coagulation: a focus on Uranus and Neptune. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 42, n. 1, p. 549–601, Sep 2004. [47](#)

Goldreich, P.; Ward, W. R. The formation of planetesimals. **Astrophysical Journal**, v. 183, p. 1051–1062, Aug 1973. [44](#)

Gonzalez, G. The stellar metallicity - planet connection. In: ASP Conf. Ser. 134: Brown Dwarfs and Extrasolar Planets, 134., 1997, Puerto de la Cruz. **Proceedings...** San Francisco: Astr. Soc. Pacific, 1998. p. 431–+. [57](#)

Guillot, T. Probing the giant planets. **Physics Today**, v. 57, n. 4, p. 63–70, Apr 2004. [46](#)

Haisch, K. E.; Lada, E. A.; Lada, C. J. Disk frequencies and lifetimes in young clusters. **Astrophysical Journal Letters**, v. 553, n. 2, p. L153–L156, June 2001. [47](#)

Hale, A.; Doyle, L. R. The photometric method of extrasolar planet detection revisited. **Astrophysics and Space Science**, v. 212, n. 1-2, p. 335–348, Feb 1994. [85](#)

Han, I.; Black, D. C.; Gatewood, G. Preliminary astrometric masses for proposed extrasolar planetary companions. **Astrophysical Journal Letters**, v. 548, n. 1, p. L57–L60, Feb 2001. [78](#)

Henry, G. W.; Marcy, G. W.; Butler, R. P.; Vogt, S. S. A transiting “51 Peg-like” planet. **Astrophysical Journal Letters**, v. 529, n. 1, p. L41–L44, Jan 2000. [109](#)

Jha, S.; Charbonneau, D.; Garnavich, P. M.; Sullivan, D. J.; Sullivan, T.; Brown, T. M.; Tonry, J. L. Multicolor observations of a planetary transit of HD 209458. **Astrophysical Journal**, v. 540, n. 1, p. L45–L48, Sep 2000. [117](#)

Kennelly, E. J.; Brown, T. M.; Rowland, C.; Horner, S. D.; Korzennik, S. G.; Krockenberger, M.; Nisenson, P.; Noyes, R. W. Precise radial velocity measurements of 51 pegasi with the AFOE spectrograph. **Bulletin of the American Astronomical Society**, v. 27, p. 1380–+, Dec 1995. [73](#)

Kenworthy, M. A.; Hinz, P. M. A needle by a burning haystack: looking for the reflected light from HD 209458 b from the ground. **Bulletin of the American Astronomical Society**, v. 35, p. 569–+, Dec 2002. [67](#)

Lissauer, J. J. Planet formation. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 31, p. 129–174, 1993. [37, 42](#)

Lopez-Morales, M. Millimag precision photometry of planet-hosting southern bright stars. **Bulletin of the American Astronomical Society**, v. 37, n. 4, p. 1267–+, Dec 2005. [104](#)

Marcy, G.; Butler, R. P.; Fischer, D.; Vogt, S.; Wright, J. T.; Tinney, C. G.; Jones, H. R. A. Observed properties of exoplanets: masses, orbits, and metallicities. **Progress of Theoretical Physics Supplement**, v. 158, p. 24–42, 2005. [50, 51, 57, 58](#)

Marcy, G. W.; Butler, R. P. Planets orbiting other suns. **The Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 112, n. 768, p. 137–140, Feb 2000. [51](#)

Mayer, L.; Quinn, T.; Wadsley, J.; Stadel, J. Formation of giant planets by fragmentation of protoplanetary disks. **Science**, v. 298, n. 5599, p. 1756–1759, Nov 2002. [48](#)

Mayor, M.; Queloz, D. A Jupiter-mass companion to a solar-type star. **Nature**, v. 378, n. 6555, p. 355–+, Nov 1995. [31](#)

Neuhäuser, R.; Guenther, E. W.; Wuchterl, G.; Mugrauer, M.; Bedalov, A.; Hauschildt, P. H. Evidence for a co-moving sub-stellar companion of GQ Lup. **Astronomy and Astrophysics**, v. 435, p. L13–L16, May 2005. [66](#)

Paczynski, B. Gravitational microlensing by the galactic halo. **Astrophysical Journal**, v. 304, n. 1, p. 1–5, May 1986. [79](#), [80](#)

Perryman, M.; Hainaut, O. **Extra-solar planets**. München, 2005. Disponível em: <http://www.eso.org/gen-fac/pubs/esaesowg/espwg_report.pdf>. Acesso em: 19/01/2006. [67](#)

Pollack, J. B.; Hubickyj, O.; Bodenheimer, P.; Lissauer, J. J.; Podolak, M.; Greenzweig, Y. Formation of the giant planets by concurrent accretion of solids and gas. **Icarus**, v. 124, n. 1, p. 62–85, Nov 1996. [46](#), [51](#)

Prosper, H. B. **Recent Advances in astronomy and cosmology**. 1998. Disponível em: <<http://www.physics.fsu.edu/Courses/spring98/AST3033/Micro/lensing.htm>>. Acesso em: 19/01/2006. [80](#)

Safronov, V. S. **Evolution of the protoplanetary cloud and formation of the earth and the planets**. Jerusalem: Israel Program for Scientific Translations, 1972. [42](#), [44](#), [46](#)

Santos, N. C.; Israelián, G.; Mayor, M.; Rebolo, R.; Udry, S. Statistical properties of exoplanets. II. Metallicity, orbital parameters, and space velocities. **Astronomy and Astrophysics**, v. 398, n. 1, p. 363–376, Jan 2003. [57](#)

Schneider, J. **The extrasolar planets encyclopaedia**. 2006. Disponível em: <<http://www.obspm.fr/encycl/encycl.html>>. Acesso em: 01/29/2006. [49](#)

Schultz, A. B.; Kochte, M.; Kinzel, W.; Hamilton, F.; Jordan, I.; Henry, G.; Vogt, S.; Bruhweiler, F.; Storrs, A.; Hart, H. M.; Bennum, D.; Rassuchine, J.; Rodrigue, M.; Hamilton, D. P.; Welsh, W. F.; Wittenmyer, R.; Taylor, D. C. Monitoring the planetary transits of HD 209458 b. In: *ASP Conf. Ser.* 294: *Scientific Frontiers in Research on Extrasolar Planets*, 294., 2002, Washington, DC, USA.

Proceedings... San Francisco: Astr. Soc. Pacific, 2003. p. 479–482. [117](#)

Shkolnik, E.; Walker, G. A. H.; Bohlender, D. A. Evidence for planet-induced chromospheric activity on HD 179949. **Astrophysical Journal**, v. 597, n. 2, p. 1092–1096, Nov 2003. [71](#)

Smith, B. A.; Terrile, R. J. A circumstellar disk around Beta Pictoris. **Science**, v. 226, n. 4681, p. 1421–1424, Dec 1984. [36](#)

Suess, H. E.; Urey, H. C. Abundances of the elements. **Reviews of Modern Physics**, v. 28, n. 1, p. 53–74, Jan 1956. [40](#)

Sullivan, D. J.; Sullivan, T. Mauna Kea High Speed Photometry of Transits of the Extrasolar Planet HD 209458b. **Baltic Astronomy**, v. 12, p. 145–165, 2003. [117](#)

Terquem, C. Planet-disk interactions and orbital migration. In: CfA Colloquium Lecture Series Talk, fall 2004., 2004, Cambridge, USA. **Proceedings...** Cambridge: Harvard-Smithsonian CfA, 2004. [53](#)

Thommes, E. W.; Duncan, M. J.; Levison, H. F. The formation of Uranus and Neptune in the Jupiter-Saturn region of the Solar System. **Nature**, v. 402, n. 6762, p. 635–638, Dec 1999. [47](#)

Udalski, A.; Jaroszyński, M.; Paczyński, B.; Kubiak, M.; Szymański, M. K.; Soszyński, I.; Pietrzyński, G.; Ulaczyk, K.; Szewczyk, O.; Wyrzykowski, Ł.; Christie, G. W.; DePoy, D. L.; Dong, S.; Gal-Yam, A.; Gaudi, B. S.; Gould, A.; Han, C.; Lépine, S.; McCormick, J.; Park, B.-G.; Pogge, R. W.; Bennett, D. P.; Bond, I. A.; Muraki, Y.; Tristram, P. J.; Yock, P. C. M.; Beaulieu, J.-P.; Bramich, D. M.; Dieters, S. W.; Greenhill, J.; Hill, K.; Horne, K.; Kubas, D. A jovian-mass planet in microlensing event OGLE-2005-BLG-071. **Astrophysical Journal Letters**, v. 628, n. 2, p. L109–L112, Aug 2005. [119](#)

Udry, S.; Mayor, M.; Santos, N. C. Statistical properties of exoplanets. I. The period distribution: Constraints for the migration scenario. **Astronomy and Astrophysics**, v. 407, n. 1, p. 369–376, Aug 2003. [52](#), [54](#), [55](#)

Vidal-Madjar, A.; Etangs, A. L. D. “Osiris”(HD 209458 b), an evaporating planet. In: ASP Conf. Ser. 321: Extrasolar Planets: Today and Tomorrow, 321., 2003, Paris. **Proceedings...** San Francisco: Astr. Soc. Pacific, 2004. p. 152–+. 54

Weidenschilling, S. J.; Cuzzi, J. N. Formation of planetesimals in the solar nebula. In: Protostar and Planets III, 3., 2003, Tucson, USA. **Proceedings...** Tucson: The University of Arizona Press, 1993. p. 1031–1060. 44

Wetherill, G. W. The formation of habitable planetary systems. In: Circumstellar Habitable Zones. **Proceedings...** Menlo Park: Travis House Publications, 1996. p. 193–+. 44

Winglee, R. M.; Dulk, G. A.; Bastian, T. S. A search for cyclotron maser radiation from substellar and planet-like companions of nearby stars. **Astrophysical Journal Letters**, v. 309, n. 2, p. L59–L62, Oct 1986. 70

Wittenmyer, R. A.; Welsh, W. F.; Orosz, J. A.; Schultz, A. B.; Kinzel, W.; Kochte, M.; Bruhweiler, F.; Bennum, D.; Henry, G. W.; Marcy, G. W.; Fischer, D. A.; Butler, R. P.; Vogt, S. S. System Parameters of the Transiting Extrasolar Planet HD 209458b. **Astrophysical Journal**, v. 632, n. 2, p. 1157–1167, Oct 2005. 117

Wolszczan, A. Discovery of two planets around a millisecond pulsar. In: Lunar and Planetary Science Conference, 23., 1992, Houston, USA. **Proceedings...** Houston: Lunar and Planetary Institute, 1992. p. 53–55. 78

Zahn, J. P. Les marées dans une étoile double serrée. **Annales d'Astrophysique**, v. 29, p. 313–+, Feb 1966. 56

APÊNDICE A

TABELAS DE PARÂMETROS DOS EXOPLANETAS E ESTRELAS-MÃE

TABELA A.1 - Tabela com os parâmetros das estrelas-mãe.

	ESTRELA	α (h m s)	δ ($^{\circ}$ m s)	Dist (pc)	Espec	filtro	Mag	[Fe/H]	$\pm\Delta$ [Fe/H]	M(M _{sol})	$\pm\Delta M$
1	14Her	16 10 23.59	43 49 18.2	18.1	K0V	V	6.67	0.35		1	
2	16CygB	19 41 51.8	50 31 03	21.4	G2.5V	V	6.2	0.09		1.01	
3	47Uma	10 59 29.29	40 25 46.09	13.3	G0V	V	5.1	0.293		1.03	
4	47Uma	10 59 29.29	40 25 46.09	13.3	G0V	V	5.1	0.293		1.03	
5	51Peg	22 57 27.98	20 46 07.79	15.36	G2IV	V	5.5	0.06			
6	55Cnc	08 52 37.60	28 20 02.6	13.4	G8V	V	5.95	0.29		1.03	
7	55Cnc	08 52 37.60	28 20 02.6	13.4	G8V	V	5.95	0.29		1.03	
8	55Cnc	08 52 37.60	28 20 02.6	13.4	G8V	V	5.95	0.29		1.03	
9	55Cnc	08 52 37.60	28 20 02.6	13.4	G8V	V	5.95	0.29		1.03	
10	70Vir	13 28 26.54	13 47 12.43	22	G4V	V	5	0.03		1.1	
11	BD-103166	10 58 28.78	-10 46 13.39	28.94	G4V	V	10	0.5		1.1	
12	ϵ Eridani	03 32 55.84	-09 27 29.74	3.2	K2V	V	3.73	-0.1		0.8	
13	G1581	15 19 26	-07 43 20	6.26	M3	V	10.55	-0.25		0.31	
14	γ Cephei	23 39 20.85	77 37 56.19	11.8	KIII	V	3.225	0			
15	G186	02 10 14.42	-50 50 00.5	11	K1V	V	6.17	0.24		0.79	
16	GJ3021	00 16 12.68	-79 51 04.25	17.62	G6V	V	6.59	0.2		0.9	
17	GJ436	11 42 11.09	26 42 23.65	10.2	M2.5	V	10.68	0.25		0.41	0.05
18	Gliese876	22 53 13.4	-14 15 13	4.72	M4V	V	10.17	0.313		0.32	
19	Gliese876	22 53 13.4	-14 15 13	4.72	M4V	V	10.17	0.313		0.32	
20	Gliese876	22 53 13	-14 15 13	4.72	M4V	V	10.17	0.02	0.2	0.32	
21	HD101930	11 43 30.11	-58 00 24.79	30.49	K1V	V	8.21	0.17	0.06	0.74	0.05
22	HD102117	11 44 50.46	-58 42 13.35	42	G6V	V	7.47	0.18	0.05	0.95	0.05
23	HD102195	11 45 42	02 49 17	28.98	K0V	V	8.05	-0.09	0.13	0.928	0.014
24	HD104985	12 05 15.11	76 54 20.64	102	G9III	V	5.797	0.35		1.5	
25	HD106252	12 13 29.50	10 02 29.89	37.44	G0	V	7.36	0.16		1.05	
26	HD10647	01 42 29.32	-53 44 27.00	17.3	F8V	V	5.52	0.03	0.04	1.07	
27	HD10697	01 44 55.82	20 04 59.33	30	G5IV	V	6.292	0.15		1.1	
28	HD108147	12 25 46.27	-64 01 19.51	38.57	F8	V	6.99	0.2	0.06	1.27	0.02
29	HD108874	12 30 26.88	22 52 47.38	68.5	G5	V	8.76	0.14		1	
30	HD108874	12 30 26	22 52 47	68.5	G5	V	8.76	0.14		1	
31	HD109749	12 37 16	-40 48 43	59	G3IV	V	8.1	0.25	0.05	1.2	0.1
32	HD111232	12 48 51.75	-68 25 30.54	29	G8V	V	7.61	0.36	0.04	0.78	
33	HD114386	13 10 39.82	-35 03 17.21	28	K3V	V	8.8	0.03			
34	HD114729	13 12 44.26	-31 52 24.05	35	G3V	V	6.69	0.22		0.93	
35	HD114762	13 12 19.74	17 31 01.64	27.6	F9V	V	7.3	-0.5		0.82	

(continua)

TABELA A.1 - (Continuação)

	ESTRELA	α (h m s)	δ (° m s)	Dist (pc)	Espec	filtro	Mag	[Fe/H]	$\pm\Delta$ [Fe/H]	M(Msol)	$\pm\Delta M$
36	HD114783	13 12 43.79	-02 15 54.14	22	K0	V	7.57	0.33		0.92	
37	HD117207	13 29 21.11	-35 34 15.58	33	G8VI	V	7.3	0.27		1.04	
38	HD117618	13 32 25.55	-47 16 16.90	38	G2V	V	7.18	0.04	0.08	1.05	0.05
39	HD118203	13 34 02	53 43 42	88.6	K0	V	8.05	0.1		1.23	0.03
40	HD11964	01 57 09.61	-10 14 32.73	33.98	G5	V	6.42			1.125	
41	HD11977	01 54 56	-67 38 50	66.5	G8.5III	V	4.7	-0.21	0.1	1.91	0.21
42	HD121504	13 57 17.24	-56 02 24.15	44.37	G2V	B	7.54	0.16		1	
43	HD12661	02 04 34.29	25 24 51.5	37.16	G6V	V	7.44	0.37	0.07	1.07	
44	HD12661	02 04 34.29	25 24 51.5	37.16	G6V	V	7.44	0.37	0.07	1.07	
45	HD128311	14 36 00.56	09 44 47.46	16.6	K0	V	7.51	0.08		0.8	
46	HD128311	14 36 00.56	09 44 47.46	16.6	K0	V	7.51	0.08		0.8	
47	HD130322	14 47 32.73	-00 16 53.3	30	K0V	V	8.05	0.02		0.79	
48	HD13189	02 09 40.17	32 18 59.16	185	K2II	V	7.57			2	
49	HD134987	15 13 28.67	-25 18 33.64	25	G5V	V	6.45	0.23		1.05	
50	HD136118	15 18 55.47	-01 35 32.59	52.3	F9V	V	6.9	0.065		1.24	
51	HD141937	15 52 17.55	-18 26 09.83	33.46	G2	V	7.25	0.16		1	
52	HD142022	16 10 15.02	-84 13 53.80	35.87	K0V	V	7.7	0.19	0.04	0.99	
53	HD142415	15 57 40.79	-60 12 00.92	34.2	G1V	V	7.34	0.21	0.05	1.03	
54	HD142	00 06 19.18	-49 04 30.68	20.6	G1IV	V	5.7	0.04		1.1	
55	HD147513	16 24 01.29	-39 11 34.72	12.9	G3	V	5.376	0.03		0.92	
56	HD149026	16 30 29	38 20 50	78.9	G0IV	V	8.15	0.36	0.05	1.3	0.1
57	HD149143	16 32 51	02 05 05	63	G0IV	V	7.9	0.26	0.05	1.21	0.1
58	HD150706	16 31 17.59	79 47 23.18	27.2	G0	V	7.029	0.13			
59	HD154857	17 11 15.72	-56 40 50.86	68.5	G5V	V	7.25	0.23	0.03	1.17	0.05
60	HD160691	17 44 08.70	-51 50 02.59	15.3	G3IV-V	V	5.15	0.09		1.08	
61	HD160691	17 44 08.70	-51 50 02.59	15.3	G3IV-V	V	5.15	0.09		1.08	
62	HD16141	02 35 19.93	-03 33 38.16	35.9	G5IV	V	6.78	0.22		1	
64	HD162020	17 50 38.36	-40 19 06.05	31.26	K2V	V	9.18	0.01	0.11	0.7	
65	HD168443	18 20 04.11	-09 35 34.6	33	G5	V	6.92	0.13		1.01	
66	HD168443	18 20 04.11	-09 35 34.6	33	G5	V	6.92	0.13		1.01	
67	HD168746	18 21 49.78	-11 55 21.66	43.12	G5	V	7.95	0.07		0.92	
68	HD169830	18 27 49.48	-29 49 00.71	36.32	F8V	V	5.9	0.32		1.4	
69	HD169830	18 27 49.48	-29 49 00.71	36.32	F8V	V	5.9	0.32		1.4	
70	HD177830	19 05 20.77	25 55 14.37	59	K0	V	7.175	0		1.17	
71	HD178911B	19 09 03	34 35 59	46.73	G5	V	7.98	0.28		0.87	
72	HD179949	19 15 33.23	-24 10 45.66	27	F8V	V	6.254	0.02		1.24	
73	HD183263	19 28 24.57	08 21 28.99	53	G2IV	V	7.86	0.3		1.17	
74	HD187123	19 46 57.45	34 25 15.8	50	G5	V	7.9	0.16		1.06	
75	HD188015	19 52 04.54	28 06 01.35	52.6	G5IV	V	8.22	0.29		1.08	

(continua)

TABELA A.1 - (Continuação)

	ESTRELA	α (h m s)	δ (° m s)	Dist (pc)	Espec	filtro	Mag	[Fe/H]	$\pm\Delta$ [Fe/H]	M(Msol)	$\pm\Delta M$
76	HD188753A	19 54 58	41 52 17	44.82	K0	V	7.43			1.06	0.07
77	HD189733	20 00 43	22 42 39	19.3	K1	V	7.67	-0.03	0.04		
78	HD190228	20 03 00.77	28 18 24.68	66.11	G5IV	V	7.3			1.3	
79	HD190360	20 03 37	29 53 48	15.89	G6IV	V	5.71			0.96	
80	HD190360	20 03 37	29 53 48	15.89	G6IV	V	5.71			0.96	
81	HD192263	20 13 59.84	-00 52 00.75	19.9	K2V	V	8.1	0.2		0.79	
82	HD195019	20 28 17.28	18 46 12.7	20	G3IV-V	V	6.91	0		1.02	
83	HD196050	20 37 51.71	-60 38 04.13	46.9	G3V	V	7.6	0		1.1	
84	HD196885	20 39 51.88	11 14 58.73	33	F8IV	V	6.398			1.27	
85	HD19994	03 12 46.44	-01 11 45.96	22.38	F8V	V	5.07	0.23		1.35	
86	HD202206	21 14 57.77	-20 47 21.15	46.34	G6V	V	8.8	0.21	0.05	1.15	
87	HD202206	21 14 57.77	-20 47 21.15	46.34	G6V	V	8.8	0.21	0.05	1.15	
88	HD20367	03 17 40.05	31 07 37.37	27	G0	V	6.41	0.1			
89	HD2039	00 24 20.28	-56 39 00.17	89.8	G2	V	9.01	0.1	0.16	0.98	0.05
90	HD208487	21 57 19.85	-37 45 49.03	45	G2V	V	7.48	0.06	0.05	1.3	
91	HD209458	22 03 10.7	18 53 04	59.7	G0V	V	7.65	0.04		1.05	
92	HD210277	22 09 29.49	-07 32 32.7	22	G0	V	6.63	0.16		0.99	
93	HD212301	22 27 30	-77 43 04	52.7	F8V	V	7.77				
94	HD213240	22 31 00.37	-49 25 59.77	40.75	G4IV	V	6.8	0.23		1.22	
95	HD216435	22 53 37.93	-48 35 53.82	33.3	G0V	V	6.03	0.15		1.25	
96	HD216437	22 54 39.48	-70 04 25.35	26.5	G4IV-V	V	6.064	0		1.07	
97	HD216770	22 55 53.71	-26 39 31.54	38	K1V	V	8.1	0.23		0.9	
98	HD217107	22 58 15.45	-02 23 42.4	37	G8IV	V	6.16	0.3		0.98	
99	HD217107	22 58 15.45	-02 23 42.4	37	G8IV	V	6.16	0.3		0.98	
100	HD219449	23 15 53.49	-09 05 15.85	45	K0III	V	4.21				
101	HD222582	23 41 51.53	-05 59 08.72	42	G5	V	7.7	0.01		1	
102	HD23079	03 39 43.09	-52 54 57.01	34.8	F8	V	7.1			1.1	
103	HD23596	03 48 00.37	40 31 50.28	52	F8	V	7.24	0.32			
104	HD2638	00 29 59.87	-05 45 50.40	53.71	G5	V	9.44	0.16	0.05	0.93	
105	HD27442	04 16 29.03	-59 18 07.76	18.1	K2IV	V	4.442	0.2		1.2	
106	HD27894	04 20 47.05	-59 24 39.01	42.37	K2V	V	9.36	0.3	0.07	0.75	
107	HD28185	04 26 26.32	-10 33 02.95	39.4	G5	V	7.81	0.24		0.99	
108	HD30177	04 41 54.37	-58 01 14.72	55	G8V	V	8.41	0.25		0.95	
109	HD330075	15 49 37.69	-49 57 48.69	50.2	G5	V	9.36			0.95	
110	HD33564	05 22 33	79 13 52	20.98	F6V	V	5.08	-0.12		1.25	
111	HD33636	05 11 46.45	04 24 12.74	28.7	G0V	V	7.06	0.13		0.99	
112	HD34445	05 17 40.98	07 21 12.03	48	G0	V	7.32			1.11	
113	HD3651	00 39 21.81	21 15 01.70	11	K0V	V	5.8	0.05		0.79	
114	HD37124	05 37 02.49	20 43 50.83	33	G4V	V	7.68	0.1	0.03	0.91	
115	HD37124	05 37 02.49	20 43 50.83	33	G4V	V	7.68	0.1	0.03	0.91	

(continua)

TABELA A.1 - (Continuação)

	ESTRELA	α (h m s)	δ ($^{\circ}$ m s)	Dist (pc)	Espec	filtro	Mag	[Fe/H]	$\pm\Delta$ [Fe/H]	M(Msol)	$\pm\Delta M$
116	HD37124	05 37 02.49	20 43 50.83	33	G4V	V	7.68	0.1	0.03	0.91	
117	HD37605	05 40 01.73	06 03 38.04	42.9	K0V	V	8.69	0.39	0.06	0.8	0.1
118	HD38529	05 46 34.91	01 10 05.49	42.43	G4IV	V	5.94	0.28		1.39	
119	HD38529	05 46 34.91	01 10 05.49	42.43	G4IV	V	5.94	0.28		1.39	
120	HD39091	05 37 09.89	-80 28 08.89	20.55	G1IV	V	5.67	0.09		1.1	
121	HD40979	06 04 29.94	44 15 37.59	33.3	F8V	V	6.746	0.194		1.08	
122	HD41004	05 59 49.65	-48 14 22.89	42.5	K1V	V	8.65	0.09	0.1	0.7	
123	HD4203	00 44 41.20	20 26 56.13	77.5	G5	V	8.68	0.22		1.06	
124	HD4208	00 44 26.65	-26 30 56.45	33.9	G5V	V	7.79	0.24		0.93	
125	HD4308	00 44 39	-65 38 58	21.9	G5V	V	6.54	-0.31		0.83	
126	HD45350	06 28 45.71	38 57 46.67	49	G5IV	V	7.88	0.29		1.02	
127	HD46375	06 33 12.62	05 27 46.53	33.4	K1IV	V	7.94	0.25		1	
128	HD47536	06 37 47	-32 20 23	123	K0II	V	5.26			1.1	
129	HD49674	06 51 30.52	40 52 03.92	40.7	G5V	V	8.1	0.25		1	
130	HD50499	06 52 02.02	-33 54 56.01	47.26	G1V	V	7.22			1.27	
131	HD50554	06 54 42.82	24 14 44.01	31.03	F8	V	6.86	0.02		1.1	
132	HD52265	07 00 18.04	-05 22 01.78	28	G0V	V	6.3	0.11		1.13	
133	HD59686	07 31 48.4	17 05 09.76	92	K2III	V	5.45				
134	HD63454	07 39 21.85	-78 16 44.30	35.8	K4V	V	9.37	0.11	0.07	0.8	
135	HD6434	01 04 40.15	-39 29 17.58	40.32	G3IV	B	7.72	0.52		1	
136	HD65216	07 53 41.32	-63 38 50.36	34.3	G5V	V	7.98	0.12	0.04	0.92	
137	HD68988	08 18 22.17	61 27 38.59	58	G0	V	8.21	0.24		1.2	
138	HD70642	08 21 28.13	-39 42 19.47	29	G5IV-V	V	7.18	0.16	0.02	1	0.05
139	HD72659	08 34 03.19	-01 34 05.58	51.4	G0V	V	7.48	0.14		0.95	
140	HD73256	08 36 23.01	-30 02 15.45	36.5	G8	V	8.08	0.29	0.05	1.05	
141	HD73526	08 37 16.48	-41 19 08.76	99	G6V	V	9	0.28		1.02	
142	HD74156	08 42 25.12	04 34 41.15	64.56	G0	V	7.62			1.05	
143	HD74156	08 42 25.12	04 34 41.15	64.56	G0	V	7.62			1.05	
144	HD75289	08 47 40.39	-41 44 12.45	47	G0V	V	6.35	0.29		1.05	
145	HD76700	08 53 55.51	-66 48 03.57	1500	G6V	V	8.13	0.1	0.16	1	0.05
146	HD80606	09 22 37.57	50 36 13.39	58.38	G5	V	8.93	0.43		0.9	
147	HD81040	09 23 47	20 21 52	32.56	G2	V	7.72	-0.16	0.06	0.96	0.04
148	HD82943	09 34 50.73	-12 07 46.36	27.46	G0	V	6.54	-0.32		1.05	
149	HD82943	09 34 50.73	-12 07 46.36	27.46	G0	V	6.54	-0.32		1.05	
150	HD83443	09 37 11.82	-43 16 19.93	43.54	K0V	V	8.23	0.33		0.79	
151	HD8574	01 25 12	28 34 00	44.15	F8	V	7.12	-0.09			
152	HD88133	10 10 07.67	18 11 12.73	74.5	G5IV	V	8	0.34	0.04	1.2	0.2
153	HD89307	10 18 21.28	12 37 15.99	33	G0V	V	7.06			1.27	
154	HD89744	10 22 10.56	41 13 46.30	40	F7V	V	5.741	0.18		1.4	
155	HD92788	10 42 48.52	-02 11 01.52	32.82	G5	V	7.31	0.24		1.06	

(continua)

TABELA A.1 - (Conclusão)

	ESTRELA	α (h m s)	δ ($^{\circ}$ m s)	Dist (pc)	Espec	filtro	Mag	[Fe/H]	$\pm\Delta$ [Fe/H]	M(Msol)	$\pm\Delta M$
156	HD93083	10 44 20.91	-33 34 37.27	28.9	K3V	V	8.3	0.15	0.06	0.7	0.04
157	HD99492	11 26 46.27	03 00 22.78	18	K2V	V	7.57	0.36		0.78	
158	HIP75458	15 24 55.77	58 57 57.83	31.5	K2III	V	3.3	0.03		1.05	
159	HR810	02 42 31.65	-50 48 12.3	15.5	G0V	V	5.4	0.25			
160	OGLE-TR-10	17 51 28.25	-29 52 34.9	1500	G	I	14.93	0.12	0.039	1.22	0.045
161	OGLE-TR-111	10 53 17.91	-61 24 20.3	14.7	G	I	15.55	0.12	0.28	0.82	0.15
162	OGLE-TR-113	10 52 24.40	-61 26 48.5	1500	K	I	14.42	0.14	0.14	0.77	0.06
163	OGLE-TR-132	10 50 34.72	-61 57 25.9	1500	F	I	15.72	0.43	0.18	1.35	0.06
164	OGLE-TR-56	17 56 35.51	-29 32 21.2	1500	G	V	16.6			1.04	0.05
165	rhoCrB	16 01 03.39	33 18 51.5	16.7	G0V	V	5.4	0.19		0.95	
166	TauBoo	13 47 17.34	17 27 22.31	15	F7V	V	4.5	0.28		1.3	
167	TrES-1	19 04 09.8	36 37 57	157	K0V	V	11.79	0.001	0.004	0.87	0.03
168	UpsAnd	01 36 48.52	41 24 38.71	13.47	F8V	V	4.09			1.3	
169	UpsAnd	01 36 48.52	41 24 38.71	13.47	F8V	V	4.09			1.3	
170	UpsAnd	01 36 48.52	41 24 38.71	13.47	F8V	V	4.09			1.3	

TABELA A.2 - Parâmetros das estrelas-mãe de planetas não confirmados por VR.

	ESTRELA	α (h m s)	δ ($^{\circ}$ m s)	Dist (pc)	Espec	filtro	Mag	[Fe/H]	$\pm\Delta$ [Fe/H]	M(Msol)	$\pm\Delta M$
1	2M1207b	12 07 33.4	-39 32 54	70	M8	J	13			0.025	
2	BetaPicb	06 19 12.91	-58 03 15.52	45.5	K2V	V	9.16				
3	GQLupb	15 49 12.14	-35 39 03.95	140	K7V	V	11.4			0.7	
4	OGLE-05-071Lb	17 50 09	-34 40 23	5200							
5	OGLE-05-390L	17 54 19	-30 22 38	6600	M	I	14,25		0,22	0,1	
6	OGLE235-MOA53	18 05 16.35	-28 53 42.0	5200							
7	PSR1257+12b	13 00 03	12 40 57	300							
8	PSR1257+12c	13 00 03	12 40 57	300							
9	PSR1257+12d	13 00 03	12 40 57	300							
10	PSRB1620-26b	16 23 38	-26 31 53	3800			24			1.35	

TABELA A.3 - Tabela com os parâmetros dos exoplanetas.

	PLANETA	$M * \sin i (M_{Jup})$	$\pm \Delta M * \sin i$	a (UA)	$\pm \Delta a$	P (dias)	$\pm \Delta P$	e	$\pm \Delta e$	Método
1	14Herb	4.74	0.06	2.8		1796.4	8.3	0.338	0.011	VR
2	16CygBb	1.69		1.67		798,938		0.67		VR
3	47Umab	2.54		2.09		1089	3	0.061	0.014	VR
4	47Umac	0.76		3.73		2594	90	0.1	0.1	VR
5	51Pegb	0.468	0.007	0.052		4.23077	0.00005	0		VR
6	55Cncb	0.045	0.01	0.038	0.001	2.81	0.002	0.174	0.127	VR
7	55Cncc	0.784	0.09	0.115	0.003	14.67	0.0006	0.0197	0.01	VR
8	55Cncd	0.217	0.04	0.24	0.005	43.93	0.021	0.44	0.01	VR
9	55Cnce	3.92	0.5	5.257	0.9	4517.4	77.8	0.327	0.08	VR
10	70Virb	7.44		0.48		116.689		0.4	0.01	VR
11	BD-10b	0.48		0.046		3.487		0		VR
12	ϵ Eridanib	0.86		3.3		2502.1	20.1	0.608	0.28	VR
13	Gl581b	0.056		0.041		5.366	0.001	0		VR
14	γ Cepheib	1.59		2.03		902.26	6	0.2	0.069	VR
15	Gl86b	4.01		0.11		15.766	0.04	0.046	0.004	VR
16	GJ3021b	3.32		0.49		133.82	0.2	0.505	0.018	VR
17	GJ436b	0.067	0.007	0.0278		2.6441	0.0005	0.12	0.06	VR
18	Gliese876b	1.89		0.21		61.02		0.1		VR / Atm
19	Gliese876c	0.56		0.13		30.1		0.27		VR
20	Gliese876d	0.023	0.003	0.0208067	5 E-07	1.93776	0.00007	0		VR
21	HD101930b	0.3		0.302		70.46	0.18	0.11	0.02	VR
22	HD102117b	0.14	0.03	0.149	0.01	20.67	0.04	0	0.07	VR
23	HD102195b	0.48		0.049		4.115	0.001	0.006	0.003	VR
24	HD104985b	6.3		0.78		198.2	0.3	0.03	0.02	VR
25	HD106252b	6.81		2.61		1500	28	0.54	0.05	VR
26	HD10647b	0.91		2.1		1040	37	0.18	0.08	VR
27	HD10697b	6.12		2.13		1077.906		0.11		VR
28	HD108147b	0.4		0.104		10.901	0.001	0.498	0.025	VR
29	HD108874b	1.65		1.07		401		0.2		VR
30	HD108874c	1.018	0.3	2.68	0.25	1605.8	88	0.25	0.07	VR
31	HD109749b	0.28	0.0016	0.635		5.24	0.02	0.01	0.01	VR
32	HD111232b	6.8		1.97		1143	14	0.2	0.01	VR
33	HD114386b	0.99		1.62		872	34	0.28	0.1	VR
34	HD114729b	0.82		2.08		1131.478		0.31		VR
35	HD114762b	11		0.3		84.03		0.334		VR
36	HD114783b	0.99		1.2		501		0.1		VR
37	HD117207b	2.06		3.78		2627.08	63.51	0.16	0.05	VR
38	HD117618b	0.19	0.04	0.28	0.02	52.2	0.5	0.39	0.1	VR
39	HD118203b	2.13		0.07		6.1335	0.0006	0.309	0.014	VR

(continua)

TABELA A.3 - (Continuação)

PLANETA	$M * \sin i (M_{Jup})$	$\pm \Delta M * \sin i$	a (UA)	$\pm \Delta a$	P (dias)	$\pm \Delta P$	e	$\pm \Delta e$	Método
40	HD11964b	0.11		0.229		37.82		0.15	
41	HD11977b	6.54		1.93		711	0.07	0.4	0.07
42	HD121504b	0.89		0.32		64.6		0.13	
43	HD12661b	2.3		0.83		263.6	1.2	0.035	0.03
44	HD12661c	1.57		2.56		1444.5	12.5	0.2	0.04
45	HD128311b	2.58		1.02		420		0.3	
46	HD128311c	3.24		1.743		919		0.29	
47	HD130322b	1.08		0.088		10.724		0.048	
48	HD13189b	8	20	1.5		471.6	6	0.28	0.06
49	HD134987b	1.58		0.78		260		0.24	
50	HD136118b	11.9		2.3		1209	24	0.37	0.025
51	HD141937b	9.7		1.52		653.22	1.21	0.41	0.01
52	HD142022b	4.4		2.8		1923	80	0.57	
53	HD142415b	1.62		1.05		386.3	1.6	0.5	
54	HD142b	1		0.98		337.112		0.38	
55	HD147513b	1		1.26		540.4	4.4	0.52	0.08
56	HD149026b	0.36	0.03	0.042		2.8766	0.001	0	
57	HD149143b	1.33		0.053		4.072	0.7	0.016	0.01
58	HD150706b	1		0.82		264	5.8	0.38	0.12
59	HD154857b	1.8	0.27	1.11	0.02	398.5	9	0.51	0.06
60	HD160691b	1.67	0.1	1.5		654.5		0.31	
61	HD160691c	3.1	0.71	4.17		2986	30	0.57	0.1
62	HD160691d	0.042				9.55	30	0	
63	HD16141b	0.23		0.35		75.56	0.4	0.21	0.15
64	HD162020b	13.75		0.072		8.428198	0.000056	0.277	0.002
65	HD168443b	7.2	0.4	0.29		58.116	0.001	0.529	0.02
66	HD168443c	17.1	0.4	2.87		1739.5	3.98	0.228	0.005
67	HD168746b	0.23		0.065		6.403	0.001	0.081	0.029
68	HD169830b	2.88		0.81		225.62	0.22	0.31	0.01
69	HD169830c	4.04		3.6		2102	264	0.33	0.02
70	HD177830b	1.28		1		391		0.43	
71	HD178911Bb	6.292		0.32		71.487	0.018	0.1243	0.0075
72	HD179949b	0.98		0.04		3.092		0.04	
73	HD183263b	3.69		1.52		634.23		0.38	0.03
74	HD187123b	0.52		0.042		3.097		0.03	0.003
75	HD188015b	1.26		1.19		456.46		0.15	0.09
76	HD188753Ab	1.14	0.1	0.0446	0.001	3.3481	0.0009	0	
77	HD189733b	1.15	0.04	0.0313	0.0004	2.218574	0.00001	0	VR/Tr
78	HD190228b	4.99		2.31		1127	42	0.43	0.08
79	HD190360b	1.502	0.13	4	0.2	2891	85	0.36	0.03

(continua)

TABELA A.3 - (Continuação)

PLANETA	$M * \sin i (M_{Jup})$	$\pm \Delta M * \sin i$	a (UA)	$\pm \Delta a$	P (dias)	$\pm \Delta P$	e	$\pm \Delta e$	Método	
80	HD190360c	0.057	0.015	0.128	0.002	17.1	0.015	0.01	0.1	VR
81	HD192263b	0.72		0.15		24.348	0.005	0		VR
82	HD195019b	3.43	0.4	0.14		18.3	0.2	0.05	0.04	VR
83	HD196050b	3		2.5		1289		0.28		VR
84	HD196885b	1.84		1.12		386		0.3		VR
85	HD19994b	2		1.3		454	19	0.15	0.09	VR
86	HD202206b	17.4		0.83		255.87	0.06	0.435	0.001	VR
87	HD202206c	2.44		2.55		1383.4	18.4	0.267	0.021	VR
88	HD20367b	1.07		1.25		500	6	0.23		VR
89	HD2039b	4.85	1.7	2.19	0.2	1192.582	150	0.68	0.15	VR
90	HD208487b	0.45	0.05	0.49	0.04	123	1	0.32		VR
91	HD209458b	0.69	0.05	0.045		3.52474541	0.00000025	0		VR
92	HD210277b	1.24	0.03	1.097		435.6	1.9	0.45	0.015	VR
93	HD212301b	0.045		0.036		2.457		0		VR
94	HD213240b	4.5		2.03		951	42	0.45	0.04	VR
95	HD216435b	1.49		2.7		1442.919		0.34		VR
96	HD216437b	2.1		2.7		1294		0.34		VR
97	HD216770b	0.65		0.46		118.45	0.4	0.37	0.06	VR
98	HD217107b	1.28	0.4	0.07		7.127	0.001	0.14	0.09	VR
99	HD217107c	>4				>700				VR
100	HD219449b	2.9		0.3		182				VR
101	HD222582b	5.11		1.35		572		0.76		VR
102	HD23079b	2.61		1.65		738.459		0.1		VR
103	HD23596b	7.19		2.72		1558	32	0.314	0.035	VR
104	HD2638b	0.48		0.044		3.4442	0.0002	0	0	VR
105	HD27442b	1.28		1.18		423.841		0.07		VR
106	HD27894b	0.62		0.122		17.991	0.007	0.049	0.008	VR
107	HD28185b	5.7		1.03		383	2	0.07	0.04	VR
108	HD30177b	9.17	1.5	3.86	0.9	2819.654	800	0.3	0.17	VR
109	HD330075b	0.76		0.043		3.369	0.004	0		VR
110	HD33564b	9.1		1.1		388	3	0.34	0.02	VR
111	HD33636b	9.28		3.56		2447.292		0.53		VR
112	HD34445b	0.58		0.51		126		0.4		VR
113	HD3651b	0.2		0.284		62.23		0.63		VR
114	HD37124b	0.75		0.54		152.4	0.369	0.1	0.05	VR
115	HD37124c	1.2		2.5		1495	30	0.69	0.06	VR
116	HD37124d	0.66		3.19		2295		0.2		VR
117	HD37605b	2.4		0.26		54.02	0.2	0.677	0.01	VR
118	HD38529b	0.78		0.129		14.309	0.05	0.29	0.02	VR
119	HD38529c	12.7		3.68		2174.3	30	0.36	0.05	VR

(continua)

TABELA A.3 - (Continuação)

PLANETA	$M * \sin i (M_{Jup})$	$\pm \Delta M * \sin i$	a (UA)	$\pm \Delta a$	P (dias)	$\pm \Delta P$	e	$\pm \Delta e$	Método
120	HD39091b	10.35	3.29		2063.818		0.62		VR
121	HD40979b	3.32	0.811		267.2	3	0.23	0.05	VR
122	HD41004b	2.3	1.31		655	37	0.39	0.17	VR
123	HD4203b	1.65	1.09		400.944		0.46		VR
124	HD4208b	0.8	1.67		812.197		0.05		VR
125	HD4308b	0.047	0.114		15.56		0		VR
126	HD45350b	0.98	1.77		890.76	37.42	0.78	0.09	VR
127	HD46375b	0.249	0.041		3.024		0.04		VR
128	HD47536b	4.96	1.61		712.13	0.31	0.2	0.08	VR
129	HD49674b	0.12	0.0568		4.948		0	0	VR
130	HD50499b	1.84	4.403		2990		0.32		VR
131	HD50554b	4.9	2.38		1279	41	0.42	0.03	VR
132	HD52265b	1.13	0.06	0.49	0.008	118.96	0.1	0.29	0.04
133	HD59686b	5.25		0.911		303		0	VR
134	HD63454b	0.38		0.036		2.81782	0.000095	0	0
135	HD6434b	0.48		0.15		22.09		0.3	0.15
136	HD65216b	1.21		1.37		613.1	11.4	0.41	0.06
137	HD68988b	1.9		0.071		6.276		0.14	
138	HD70642b	2		3.3		2231	400	0.1	0.06
139	HD72659b	2.55		3.24		2185		0.18	
140	HD73256b	1.87		0.037		2.54858	0.00016	0.03	0.02
141	HD73526b	3	0.3	0.66	0.05	190.5	3	0.34	0.08
142	HD74156b	1.86	0.03	0.294		51.643	0.011	0.636	0.009
143	HD74156c	6.17	0.23	3.4		2025	11	0.583	0.039
144	HD75289b	0.42		0.046		3.51		0.054	
145	HD76700b	0.197	0.017	0.049	0.004	3.971	0.001	0	0.04
146	HD80606b	3.41		0.439		111.78	0.21	0.927	0.012
147	HD81040b	6.86	0.71	1.94		1001.7	7	0.526	0.042
148	HD82943b	1.63		1.16		444.6	8.8	0.41	0.08
149	HD82943c	0.88		0.73		221.6	2.7	0.54	0.05
150	HD83443b	0.41		0.04		2.9853	0.0009	0.08	0.03
151	HD8574b	2.23		0.76		228.8	0.84	0.4	0.04
152	HD88133b	0.22		0.047		3.41	0.001	0	
153	HD89307b	2.73		4.15		3090		0.27	
154	HD89744b	7.99		0.89		256.605		0.67	
155	HD92788b	3.86		0.97		377.7		0.27	
156	HD93083b	0.37		0.477		143.58	0.6	0.14	0.03
157	HD99492b	0.122		0.119		17.038	0.00536	0.05	0.12
158	HIP75458b	8.64		1.34		550.651		0.71	
159	HR810b	1.94	0.18	0.91	0.104	311.288	2.1	0.24	0.07

(continua)

TABELA A.3 - (Conclusão)

	PLANETA	$M * \sin i (M_{Jup})$	$\pm \Delta M * \sin i$	a (UA)	$\pm \Delta a$	P (dias)	$\pm \Delta P$	e	$\pm \Delta e$	Método
160	OGLE-TR-10b	0.57	0.12	0.04162	0.00069	3.101386	0.00003			Tr / VR
161	OGLE-TR-111b	0.53	0.11	0.047	0.001	4.0161		0		Tr / VR
162	OGLE-TR-113b	1.35	0.22	0.0228	0.0006	1.4324758	46	0		Tr / VR
163	OGLE-TR-132b	1.19	0.13	0.0306	0.0008	1.689857	0.000006	0		Tr / VR
164	OGLE-TR-56b	1.45	0.23	0.0225	0.0004	1.2119189	0.0000059	0		Tr / VR
165	rhoCrBb	1.04			0.22	39.945		0.04	0.15	VR
166	TauBoob	4.13			0.05	3.312		0.01		VR
167	TrES-1b	0.61	0.06	0.0393	0.0007	3.030065	0.000008	0.135	0.096	Tr / VR
168	UpsAndb	0.69			0.059	4.617	0.0003	0.012	0.15	VR
169	UpsAndc	1.89			0.829	241.5	1.1	0.28	0.11	VR
170	UpsAndd	3.75			2.53	1284		0.27	0.11	VR

TABELA A.4 - Parâmetros dos planetas não confirmados por VR.

	PLANETA	$M * \sin i (M_{Jup})$	$\pm \Delta M * \sin i$	a (UA)	$\pm \Delta a$	P (dias)	$\pm \Delta P$	e	$\pm \Delta e$	Método
1	2M1207b	5	2	55		2450				Imagen
2	BetaPicb	13.5	0.5	250		4000				Imagen
3	GQLupb	1 a 42		103	37	1200 yr		-		Imagen
4	OGLE-05-071Lb	2.7		3	0.7					MG
5	OGLE-05-390Lb	0,018	0,001	2,6		3800				MG
6	OGLE235-MOA53	1.5-2.5		3						MG
7	PSR1257+12b	6.29 E-05	6.3 E-06	0.19		25.262	0.003	0		Pulsar
8	PSR1257+12c	1.35 E-02	6.29 E-04	0.36		66.5419	0.0001	0.0186	0.0002	Pulsar
9	PSR1257+12d	1.23 E-02	6.29 E-04	0.46		98.2114	0.0002	0.0252	0.0002	Pulsar
10	PSRB1620-26b	2.5	1	23		36525				Pulsar

APÊNDICE B

CONFIGURAÇÕES EXPERIMENTAIS

A realização das medidas fotométricas, tais como fizemos em nossos experimentos apresentadas nos Capítulos 5 e 6, é possível com a utilização de equipamentos atualmente bastante convencionais em observatórios astronômicos. Abaixo segue uma descrição desses equipamentos:

B.1 Telescópios

Foram utilizados em nossos experimentos, os dois telescópios de 60 cm do OPD/LNA e o telescópio de 28 cm no Mini-Observatório do INPE em São José dos Campos/SP. Apresentamos suas principais características nas ¹²Tabelas B.1, B.2 e B.3

TABELA B.1 - Telescópio 0,6 m Boller & Chivens (IAGUSP) do OPD/LNA.

Sistema	Ritchey-Chrétien
Elemento primário	hiperbolóide, $\phi = 609$ mm e $F = 4284$ mm
Elemento secundário	hiperbolóide, $\phi = 166$ mm e $F = 1462$ mm
Campo (blindado e sem vignetting)	26 minarc
Escala de placa (arcsec/mm)	25,09
Razão focal	f/13,5

TABELA B.2 - Telescópio 0,6 m Zeiss do OPD/LNA.

Sistema	Cassegrain
Elemento primário	parabolóide, $\phi = 600$ mm e $F = 2400$ mm
Elemento secundário	hiperbolóide, $\phi = 183$ mm e $F = 750$ mm
Campo no foco Cassegrain	20 minarc
Escala de placa (arcsec/mm)	27,5
Razão focal	f/12,5

B.2 Detectores

Os detectores CCD são aqueles disponíveis no OPD/LNA, adquiridos e utilizados por toda a comunidade astronômica brasileira para aquisição de dados para pesquisa, e um outro detector CCD comercial que se encontra no Mini-observatório do INPE,

¹Dados obtidos no site <http://www.lna.br>

²Dados obtidos no site <http://www.das.inpe.br/minioservatorio>

TABELA B.3 - Telescópio 28 cm do Mini-Observatório do INPE.

Sistema	Schmidt-Cassegrain
Elemento primário	parabolóide, $\phi = 280$ mm e $F = 2794$ mm
Campo no foco Cassegrain	$8,5 \times 5,6$ minarc
Escala de placa (arcsec/pixel)	0,7
Razão focal	f/10

adquirido pelo projeto vinculado aos fins de utilização desse observatório. Abaixo, segue a descrição desses detectores nas ¹²Tabelas B.4, B.5 e B.6.

TABELA B.4 - CCD 301.

Tipo	fino, "back-illuminated", com camada AR
Tamanho do detector (pixels)	385×578
Tamanho de cada pixel (μm)	22×22
Corrente de escuro (e-/pixel.h)	30 (a 200K)
Nível de saturação (e-/pixel)	310000
Controlador	WIMark2e
Ruído de leitura	5,3 (modo lento) e 12,8 (modo rápido)
Ganho (e-/ADU)	10,0

TABELA B.5 - CCD 106.

Tipo	fino, "back-illuminated", com camada AR
Tamanho do detector (pixels)	1024×1024
Tamanho de cada pixel (μm)	24×24
Corrente de escuro (e-/pixel.h)	43 (a 170K)
Nível de saturação (e-/pixel)	230000
Controlador	WIMark2e
Ruído de leitura	4,1 (modo lento) e 9,5 (modo rápido)
Ganho (e-/ADU)	5,0

¹Dados obtidos no site <http://www.lna.br>

²Dados obtidos no site <http://www.sbig.com>

TABELA B.6 - CCD SBIG ST7E.

Tamanho do detector (pixels)	765 × 510
Tamanho de cada pixel (μm)	9 × 9
Corrente de escuro (e-/pixel.s)	1 (a 273K)
Nível de saturação (e-/pixel)	50000
Ruído de leitura	15
Ganho (e-/ADU)	2,6

