

Ministério de Ciência e Tecnologia
Observatório Nacional

**EVOLUÇÃO DE DISCOS CIRCUNSTELARES
EM ESTRELAS DE BAIXA MASSA**

Carolina Chavero

Tese realizada sob a orientação do Prof. Dr. **Ra-
miro de la Reza** e apresentada à Divisão de Pro-
gramas de Pós-graduação do Observatório Nacional
como requisito para a obtenção do título de **Doutor
em Astronomia**.

Rio de Janeiro, Abril de 2009

Livros Grátis

<http://www.livrosgratis.com.br>

Milhares de livros grátis para download.

... Este trabalho é dedicado especialmente para minha família, que é minha base e meu maior orgulho, e também para todos aqueles que compartilham comigo o entusiasmo pela Astronomia.

Conteúdo

Agradecimentos	v
Resumo	ix
Abstract	xi
Lista de Tabelas	xiii
Lista de Figuras	xix
1 Motivação	1
1.1 Contexto histórico	1
2 Discos do tipo <i>debris</i>	5
2.1 Descobertas	5
2.2 Método de detecção	6
2.2.1 Excessos infravermelhos	6
2.2.2 Imagens diretas	8
2.2.3 Algumas imagens	12
2.3 Buscas	15
2.4 Luminosidade: Fator f_d	16
2.4.1 Evolução temporal dos discos <i>debris</i>	17
2.5 Tempo de vida do disco vs. massa estelar	20
3 Estrelas com planetas extra-solares	23
3.1 Contexto histórico	23
3.2 Técnicas de detecção	25
3.2.1 Técnica espectroscópica: Velocidade radial (VR) ou <i>Doppler</i>	26
3.2.2 Técnica fotométrica: Trânsito planetário	28
3.3 Propriedades dos planetas extra-solares e de suas estrelas hospedeiras	29
3.3.1 Distribuição de massas e órbitas	30

3.3.2	Metalicidade	32
3.4	Migração planetária	35
4	Evolução de discos <i>debris</i> em volta de estrelas de baixa massa	39
4.1	Introdução e motivação	39
4.2	Amostra de discos resolvidos	41
4.2.1	Idades da amostra	41
4.3	Diagrama cor-cor	44
4.3.1	Discos <i>debris</i> resolvidos espacialmente	44
4.3.2	Discos candidatos a tipo <i>debris</i>	45
4.3.3	Distribuição de discos protoplanetários: Evidência de uma região de transição com discos <i>debris</i>	56
4.4	Modelos de discos	61
4.4.1	O modelo de transferência radiativa	62
4.4.2	Parâmetros de entrada do modelo	62
4.5	Resultados dos modelos de transferência radiativa	64
4.6	Modelos colisionais	74
4.7	Evolução de discos: Conclusões	78
5	Metalicidade das estrelas com discos <i>debris</i>	81
5.1	Introdução	81
5.2	Amostra	84
5.3	Observações	84
5.4	Determinação de parâmetros atmosféricos	84
5.5	Relação idade-metalicidade	85
5.6	Estrelas com discos <i>debris</i> e planetas	89
5.7	Considerações finais	89
6	Excesso metálico em estrelas com planetas	93
6.1	Cenário primordial ou de poluição?	93
6.2	Cenário de poluição nas estrelas post T Tauri	95
6.2.1	“ <i>A possible stellar metallic enhancement in post-T Tauri stars by a planetesimal bombardment</i> ”	95
6.3	Distribuição de metalicidade em estrelas gigantes com planetas	107
6.3.1	“ <i>Evolved stars suggest an external origin of the enhanced metallicity in planet-hosting stars</i> ”	107
6.4	Distribuição de elementos refratários e voláteis das estrelas com planetas descobertos pelo CoRoT	113
6.4.1	“ <i>Distribution of refractory and volatile elements in CoRoT exoplanets host stars</i> ”	113

7 Conclusões Gerais	123
Bibliografia	129

Agradecimentos

Nada na vida conquistamos sozinhos. Sempre precisamos de outras pessoas para alcançar nossos objetivos. Muitas vezes um simples gesto pode mudar nossa vida e contribuir para nosso sucesso. Este trabalho deve muito a algumas pessoas e instituições, as quais fico feliz de agradecer especialmente:

- Ao meu orientador, o Dr. Ramiro de la Reza por milhares de motivos, mas especialmente porque não só se dedicou a me orientar, mas também me ensinou com o exemplo do dia-a-dia o que é a paixão pela ciência, conheci com ele a verdadeira essência do cientista. Agradeço muito a oportunidade recebida e valorizo a confiança em mim depositada. Não sei quantos estudantes podem dizer que são colega de seu “chefe”, eu posso dizer e sentir isso e espero poder continuar trabalhando e aprendendo junto a você. Por tudo isso Ramiro eu serei sempre grata com a sua pessoa.
- Ao Observatório Nacional (ON) por me abrir as portas da sua Pós-Graduação (PG) e por ter me sempre dado todo o apoio tanto, institucional como financeiro para desenvolver meu doutorado na maior tranquilidade. Assim também a todos os integrantes da PG: professores, alunos e secretárias/os, obrigada pelo trato cordial.
- À CAPES, que financiou a maior parte do meu doutorado e forneceu todo o auxílio necessário através do ON.
- À *European Association for Research in Astronomy* (EARA) por ter me concedido a bolsa *Marie Curie* no estágio “sanduíche” no Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC), possibilitando-me conhecer e interagir com outro instituto de pesquisa e todo o enriquecimento profissional que isso possibilita.
- Ao Instituto de Astrofísica de Canarias, ao Dr. Garik Israelian e seu grupo de trabalho por ter me recebido e compartilhado suas pesquisa e dados comigo.

- A Claudio B. Pereira por ter me apresentado pela primeira vez o mundo da determinação das abundâncias espectroscópicas, que parecia chinês para mim no começo. Obrigada pela paciência e tempo dedicado, e também pelo cafezinho do dia-a-dia que faz do ambiente de trabalho mais humano.
- Aos meus queridos amigos e colegas argentinos, Fernando, René e Alvaro que amorteceram minha chegada ao Rio de Janeiro. Eu não sei que teria sido de mim sem vocês, com suas dicas e carinho tudo foi e ainda é mais fácil, vocês estiveram em cada detalhe, eu acho que até ficaram cansados de tantas perguntas, *Gracias!*
- Ao Dr. Luca Pasquini, por ter me convidado a participar da discussão da metalicidade em estrelas gigantes com planetas, que deu como resultado uma linda e relevante publicação. Foi um prazer fazer parte dessa pesquisa e aprender sobre a organização e discussão do trabalho em grupo.
- À professora Daniela Lazzaro por as inumeráveis caronas e por compartilhar comigo tantas conversas sobre as diversas tarefas e responsabilidades que fazem parte da vida astronômica.
- Ao grupo de dinâmica do Dr. Othon Winter da UNESP, pelo trabalho em colaboração em uma área completamente nova para mim.
- A todos meus colegas e amigos do ON que foram (é são) tão importantes durante estes anos de dedicação à tese. Sou muito grata pela ajuda e carinho recebido seja no cursado das aulas, nos seminários ou nas horas de lazer. Particularmente agradeço a Aldinêz, Vinicius, Manu, e Antonio que me aguentaram na etapa final com a famosa TPT (tensão pré tese).
- A meus amigos e colegas do IAC, particularmente a René, Pablo e Santiago. Vocês foram minha família em Tenerife, minha família colombiana que sempre levarei no meu coração.
- À Dra. Natalia Drake, por todas suas dicas e ensinamentos na determinação de abundâncias via síntese espectral; a sua ajuda foi muito importante para analisar os espectros das estrelas CoRoT's.
- Às organizações e instituições como a União Internacional de Astronomia (IAU), o Observatório do Vaticano, o Centro de Ciência de Spitzer (SSC), a Sociedade de Astronomia Brasileira (SAB) entre outras, que me permitiram assistir a reuniões científicas de alto nível das quais aprendi muito e tive a possibilidade

de conhecer os rostos atrás de cada “paper”. Estas reuniões me deram a oportunidade de fazer contatos de trabalho e conhecer pessoas maravilhosas de todo lugar do mundo.

- Aos professores, amigos e colegas que conheci em congressos e escolas que enriqueceram minha vida profissional e pessoal.
- A Roberto e Cinthia que tiveram o difícilíssimo e árduo trabalho de corrigir as diferentes versões desta tese escrita em português por uma *hispano-parlante*.
- Ao DTIN, mil vezes obrigada por me ajudar sempre que precisei. Particularmente gostaria de agradecer a Marcio, Renato e Eduardo por a sua efetividade e energia sempre tão positiva.
- Ao meus amigos de toda a vida, *los amichigos*, e do OAC que torceram por mim desde Córdoba. Gracias por el cariño y apoyo mandado en cada e-mail y cada visita.
- As minhas colegas de casa pela paciência, companheirismo e compreensão, sabendo entender o lugar que a pesquisa ocupa na minha vida, obrigada mesmo!.
- Ao Brasil por me dar a oportunidade de estudar aqui e conhecer este povo maravilhoso que me fez sentir como na minha casa (tirando a época da copa do mundo).
- Por último, mas primeiros no meu pensamento, agradeço a minha família pelo apoio contínuo e incondicional. Sei que não foi fácil no começo entender e aceitar a minha ausência, mas com o tempo, ao ver-me satisfeita com meu trabalho e minha escolha, fico feliz que foram vocês os que me incentivaram ainda mais em seguir o caminho da minha vocação.

O tema central desta tese é a evolução global de discos circunstelares em estrelas de baixa massa desde a etapa protoplanetária até a *debris* através de uma análise no infravermelho. Estudamos também nesta tese mais um tema, a composição química das estrelas com planetas e a sua relação com a formação planetária. Ambos temas dispares *a priori*, no entanto conseguimos encontrar o nexo entre eles. Nossa contribuição principal está centrada na caracterização da evolução dos discos *debris* mediante o uso de um único diagrama construído com fluxos em 12, 24 e 70 μm observados principalmente pelo satélite Spitzer. Encontramos para estes discos uma linha evolutiva geral entre ~ 3 e 7000 Manos. Esta linha evolutiva permitiu estabelecer de uma maneira mais precisa a passagem da fase protoplanetária à *debris* entre 6 e 11 Ma. Mediante a implementação de modelos de transferência radiativa conseguimos caracterizar a evolução geral dos discos *debris* observados. Os resultados deste modelo estabelecem que a evolução encontrada implica que os discos estão evoluindo de dentro para fora. Comparamos nossos resultados com os modelos de discos colisionais encontrando um bom acordo entre eles, caracterizando este tipo de evolução global como de tipo estacionária. Realizamos observações espectroscópicas de estrelas com discos *debris* a fim de determinar as abundâncias das estrelas centrais. Analisamos a relação da abundância destas estrelas com a idade, encontrando que não existe nenhuma relação entre esses parâmetros. Estudamos também as estrelas gigantes com planetas, as quais não parecem ter nenhuma tendência com a metalicidade, como é o caso das estrelas anãs com planetas. Mediante simulações dinâmicas analisamos o mecanismo de enriquecimento (metálico) estelar causado pela acreção de planetesimais devido à migração interna de um planeta. Por primeira vez, esta análise permite discernir entre planetesimais ricos em elementos voláteis, intermediários e refratários. Encontramos que a contribuição dos elementos intermediários e voláteis é similar ou até maior que os elementos refratários, produzindo assim gradientes nulos das abundâncias em função de suas temperaturas de condensação. Estas explorações iniciais foram aplicadas às estrelas com planetas descobertas pelo satélite CoRoT. Paralelamente, observamos duas estrelas CoRoT com planetas e determinamos os gradientes citados, encontrando estes com inclinação nula. Finalmente, todas estas considerações anteriormente citadas nos levaram à formular a seguinte conjectura: nos sistemas *debris* que não apresentam planetas tipo “Júpiter quentes” não haveria acontecido migrações nem sofrido os aspectos destrutivos causados por estas. Isto poderia explicar porque as estrelas com discos *debris* possuem uma distribuição de abundâncias menos metálica que aquela das estrelas com planetas tipo “Júpiter quente”.

The main subject of this thesis is the global evolution of circumstellar disks around low-mass stars, based on infrared analysis, from the protoplanetary to debris stage. We also study the chemical composition of stars with planets and their link with the planetary formation. These topics seemingly disparate a priori, however we found a link between them. Our main contribution focuses on the characterization of the evolution of debris disks through the use of a single diagram in 12, 24 and 70 μ fluxes, observed mainly by the Spitzer satellite. We find a global evolutionary direction for these disks, between ~ 3 and 7000 Myr. This evolutionary line allows us to constrain in a more precise way the age range between 6 Myr and 11 Myr, marking the transition from the protoplanetary phase to the debris phase. In the debris phase, using radiative transfer models, we establish that an inside-outside disk evolution represents well the observations. Also, the good agreement with the collisional disk models characterizes even better the proposed stationary evolution scenario. We performed spectroscopic observations of stars with debris disks in order to measure their metallic abundances. We analyze the relation between the abundance and the age of the stars, and we find no correlation between them. We are also involved in the study of giant stars with planets, where seem to be no correlation between the presence of planet and the metallicity of the star, contrary to the dwarf stars case. We also study the stellar enrichment by planetesimal accretion produced by an internal migration of a large planet. This allowed us to characterize, for the first time, to discern between the planetesimals rich in volatile, intermediaries and refractories elements. We found that the contribution of intermediate and volatile elements are similar or even greater than that of refractory elements. This result implies flat gradients of the distribution of the abundances in respect to their condensation temperatures. These initial explorations are applied to stars with planets discovered by the CoRoT satellite. In parallel, we observed two CoRoT stars with planets and determine these gradients, and we find that they are also flats. Finally, all these considerations lead us to the following conjecture: debris disk stars that have no hot Jupiter planets, would have not been enriched by migration effects and neither suffered the destructive aspects of this migration. This can explain why the debris stars have a normal distribution of abundances, different for example, for the case of the metal rich “hot Jupiters” stars.

Lista de Tabelas

2.1	Bandas fotométricas de 2MASS e Spitzer (Merin 2009)	16
3.1	Sumario das detecções de planetas extra-solares segundo o método utilizado.	29
4.1	Propriedades das estrelas e dos discos <i>debris</i>	42
4.2	Fluxo IV das estrelas com disco resolvidos	46
4.3	Estrelas sem excesso no IV	47
4.4	Estrelas candidatas de tipo <i>debris</i>	50
4.4	Cont.:Estrelas candidatas de tipo <i>debris</i>	51
4.4	Cont.:Estrelas candidatas de tipo <i>debris</i>	52
4.5	Estrelas com discos primordiais	58
4.6	Parâmetros médios para sistemas <i>debris</i> com diferentes tipos espectrais	65
4.7	Parâmetros das estrelas e seus discos <i>debris</i> resolvidos	67
4.8	Parâmetros do modelo dos sistemas analisados	67
5.1	Parâmetros atômicos do ferro tomados de Lambert et al. (1996). Coluna 1: elemento; Col. 2: comprimento de onda (Å); Col. 3: Potencial de excitação (eV); Col. 4: Força do oscilador	86
5.2	Parâmetros atmosféricos e metalicidade das estrelas com discos <i>debris</i>	87
5.3	Metalicidade das estrelas com discos <i>debris</i>	88
5.4	Estrelas com discos <i>debris</i> e planetas	90

Lista de Figuras

1.1	Seqüência de evolução do sistema “estrela + disco”, desde a nebulosa primordial até a formação planetária. Imagem adaptada de Hogerheijde (1998).	2
1.2	Imagem do objeto HH 30 obtida pelo Telescópio espacial Hubble, adaptada do trabalho de Burrows et al. (1996)	3
2.1	Esquerda: Primeira imagem (sem filtro) do disco de β Pictoris obtida por Smith & Terrile (1984) no telescópio Du Pont de 2,5 m do Observatório Las Campanas - Chile. Direita: Imagem coronográfica de β Pictoris obtida por Kalas & Jewitt (1995) no telescópio de 2,2 m da Universidade de Hawaii usando um filtro de $5 \mu\text{m}$	6
2.2	Esquema do sistema “estrela + disco” mostrando a distribuição espectral de energia resultante. No painel superior esquerdo mostra-se a temperatura do disco T_{disco} em função da distância ao centro da estrela. No painel superior direito indica-se em amarelo a planckiana correspondente à estrela e em cor vermelho as diferentes contribuições dos anéis de poeira, o denominado excesso no IV. Finalmente no painel inferior se esquematiza o sistema em consideração, onde as cores correspondem com os gráficos superiores.	7
2.3	Classificação dos discos, onde se vê esquematizada a distribuição espectral de energia para os discos <i>Full</i> , de pre-transição e de transição.	9
2.4	Galeria de imagens de discos circunstelares adaptada da página na internet de Paul Kalas, http://astro.berkeley.edu/~Kalas/disksite/pages/gallery.html	10
2.5	Galeria de imagens de discos circunstelares adaptada da página na internet de Paul Kalas, http://astro.berkeley.edu/~Kalas/disksite/pages/gallery.html	11
2.6	Imagem de ϵ Eridani em $850 \mu\text{m}$, obtida com a câmara SCUBA do telescópio James Clerk Maxwell (JCMT) (Greaves et al. (1998)). As cores (falsas) indicam as zonas de alta (amarelas e vermelhas) e baixa densidade de material (azuis e pretas). . . .	13
2.7	Imagem coronográfica (HST) de Fomalhaut a $0.6 \mu\text{m}$ mostrando no canto inferior direito a localização do planeta Fomalhaut-b em duas épocas (2004-2006), o qual parece se movimentar no interior do disco. O ponto amarelo no centro da figura marca a posição da estrela oculta pelo coronógrafo e a elipse amarela tem um semi-eixo de 30 UA que corresponde a órbita de Netuno em nosso Sistema Solar. (Kalas et al., 2008).	14

2.8	<i>Surveys</i> do Spitzer dentro um raio de 1 Kpc	17
2.9	Fator de luminosidade f_d vs idade . A linha tracejada esta marcando $t=100$ Ma. Os símbolos vermelhos estão representados aqueles discos <i>debris</i> cuja presença foi confirmada por algum outro instrumento além de IRAS. Figura adaptada de 2.9 . . .	18
2.10	Evolução dos discos protoplanetário. Fracção de estrelas de tipo solar com excesso no IV próximo em diferentes associações e aglomerados com idades conhecidas (Hernández et al., 2007). Figura tomada do trabalho de Wyatt (2008).	21
3.1	Massa dos planetas extra-solares vs. ano da descoberta. Os círculos amarelos e vermelhos representam os planetas descobertos pelas técnicas de VR (M_p <i>sen i</i>) e trânsito respectivamente. O tamanho dos círculos é proporcional ao período orbital do planeta. Os quadrados azuis e magentas representam os planetas descobertos pelas técnicas de microlentes gravitacional e o denominado <i>timing-pulsar</i> respectivamente. As massas de alguns planetas de nosso Sistema Solar estão marcados para fins de comparação.	24
3.2	Curva de VR da estrela HD 209458, onde os pontos correspondem as observações dos espectrógrafos ELODIE (vermelho) e CORALIE (verde), e a linha tracejada o ajuste orbital. O último painel mostra o resíduo da combinação dos dados (Naef et al., 2004).	26
3.3	Curva de luz de uma estrela devido ao trânsito de um planeta na linha da visada do observador. Figura extraída do trabalho de Brown (2003).	28
3.4	Histograma da distribuição de semi-eixos da órbitas dos planetas extra-solares encontrados via VR ao redor de estrelas tipo solar considerando a distribuição da massa do planeta para cada faixa de semi-eixo. Pode-se ver que a faixa de semi-eixo até 1 UA tem uma deficiência de planetas com massas maiores a $3 M_{Jup}$. Parâmetros extraídos de http://exoplanet.eu/catalog.php	31
3.5	Distribuição da metalicidade das estrelas com planetas (linha tracejada) e das estrelas sem planetas detectados (linha continua). A diferença da média da metalicidade entre ambos os grupos é de 0.24 dex. O diagrama localizado no canto superior esquerdo mostra a função acumulativa de ambas distribuições (Santos et al., 2005).	33
3.6	a) Freqüência de estrelas com planetas em função da metalicidade estelar (Santos et al., 2004; Fischer & Valenti, 2005). Em azul dados de CORALIE e em vermelho dados do Keck. b) Média da distribuição das duas amostras. A curva azul mostra a lei de potência que ajusta os pontos de valor positivo e a linha vermelha aqueles de valor negativo. As linhas de pontos e tracejadas representam os ajustes não pesado e pesado para todos os dados, respectivamente, só para $[Fe/H] > -0.5$	34
3.7	Distribuição da metalicidade das estrelas com planetas com período menor a 20 dias (histograma preto) e das estrelas com planetas tipo neptuno (histograma vermelho) (Udry et al., 2006)	35

4.1	Diagrama cor-cor para os 21 discos <i>debris</i> resolvidos. Os números correspondem àqueles referenciados na primeira coluna da Tabela 4.1. A caixa de cor preta que se encontra na parte inferior esquerda do gráfico denota a posição das estrelas sem excesso IV (ver Tabela 4.3).	48
4.2	Diagrama cor-cor para as estrelas candidatas de discos <i>debris</i> (triângulo magenta) e das estrelas com disco resolvidos (círculo azul). As estrelas referenciadas com uma letra são as melhores candidatas de nossa amostra, estas são: a) HD 191089, b) HD 8907, c) TWA 7, d) HD 37484, e) HD 202917, f) HD 187897, g) ζ Lep/HD 38678, h) HD 69830.	53
4.3	Diagrama cor-cor para as estrelas com discos primordiais (quadrados verdes) e das estrelas com disco resolvidos (círculo azul).	57
4.4	Diagrama cor-cor para as estrelas com discos primordiais (quadrados verdes) e das estrelas com disco resolvidos (círculo azul). Temos destacado as estrelas que pertencem a associações e aglomerados jovens como assim também as estrelas que possuem ainda um pouco de gás.	59
4.5	Diagrama cor-cor [70–24] vs. [24–12]. Evolução teórica (direita-esquerda) do sistema “estrela + disco” de diferentes tipos espectrais: A–F–G–K–M. Os fluxos são calculados com o modelo de transferência radiativa de Wolf & Hillenbrand (2005). Cada trajetória denota a evolução do raio interno do disco desde 10 UA até a borda externa. Os parâmetros usados para cada sistema estão detalhados na Tabela 4.6.	66
4.6	Diagrama cor-cor [70–24] vs. [24–12]. Evolução teórica (direita-esquerda) de estrelas de tipo espectral A com discos <i>debris</i> resolvidos (linha contínua). Estas estrelas são: β Pic (magenta), 49 Cet (azul), Vega (vermelho), γ Ophiucus (amarelo) e Fomalhaut (verde). Os fluxos são calculados com o modelo de transferência radiativa de Wolf & Hillenbrand (2005). Os parâmetros usados para cada sistema estão detalhados na Tabela 4.7. Cada trajetória denota a evolução do raio interno do disco desde 10 UA até a borda externa. Os pontos pretos sobre cada curva marca o raio interno (R_i) em três valores: $R_i = 10, 50$ e 100 UA. Os diferentes símbolos com forma de diamante representam a posição observada de cada estrela, a mesma representada na Figura 4.1.	68

4.7	Diagrama cor–cor [70–24] vs. [24–12]. Evolução teórica (direita-esquerda) de estrelas de tipo espectral F e G com discos <i>debris</i> resolvidos (linha contínua). Estas estrelas são: HD 61005 (azul), HD 181327 (vermelho), HD 10647 (verde) e HD 107146 (magenta) Os fluxos são calculados com o modelo de transferência radiativa de Wolf & Hillenbrand (2005). Os parâmetros usados para cada sistema estão detalhados na Tabela 4.7.Cada trajetória denota a evolução do raio interno do disco desde 10 UA até a borda externa. Os pontos pretos sobre cada curva marca o raio interno (R_i) em três valores: $R_i = 10, 50$ e 100 UA. Os diferentes símbolos com forma de diamante representam a posição observada de cada estrela, a mesma representada na Figura 4.1.	69
4.8	Diagrama cor–cor [70–24] vs. [24–12]. Evolução teórica (direita-esquerda) da estrela AU Mic de tipo espectral M (linha contínua azul). Os fluxos são calculados com o modelo de transferência radiativa de Wolf & Hillenbrand (2005). Os parâmetros usados para o sistema estão detalhados na Tabela 4.7. A trajetória denota a evolução do raio interno do disco desde 10 UA até a borda externa. Os pontos pretos sobre cada curva marca o raio interno (R_i) em três valores: $R_i = 10, 50$ e 100 UA. O símbolos com forma de diamante representam a posição observada de AU Mic estrela, a mesma representada na Figura 4.1.	70
4.9	Diagrama cor–cor [70–24] vs. [24–12] das estrelas com disco <i>debris</i> resolvidos, comparando as posições observadas (círculos azuis) com aquelas obtidas com o modelo de Wolf & Hillenbrand (2005) (triângulos magentas). Para calcular as posições resultantes do modelo foram usados os parâmetros da Tabela 4.1.	71
4.10	Diagrama cor–cor [70–24] vs. [24–12] das estrelas com disco <i>debris</i> de tipo espectral M. Os símbolos de forma de diamante representam as posições de três estrelas de tipo M: AU Mic (disco <i>debris</i> resolvido), TWA 7 e Hen 6-300A, (ambas membros da associação TW Hydrae ~ 8 Ma), todas em estados evolutivos diferentes. A linha tracejada representa a evolução teórica calculada com parâmetros típicos de uma estrela de tipo M (ver Tabela 4.6) como aquela apresentada na Figura 4.5. . . .	73
4.11	Figura 20 do trabalho de Kenyon & Bromley (2008). Evolução dos discos <i>debris</i> no diagrama cor–cor para três massas estelares diferente: $M_* = 1.5, 2$ e $3 M_\odot$ com um disco de massa média. Os discos <i>debris</i> em torno de estrelas massivas são mais quente do que discos <i>debris</i> em torno de estrelas menos massivas. Assim, discos <i>debris</i> em torno de estrelas de diferentes massas ocupam regiões específicas no diagrama cor–cor.	76
4.12	Figura 21 do trabalho de Kenyon & Bromley (2008). Igual à Figura 4.11, mas para discos com diferentes massa inicial em torno a uma estrela de $2 M_\odot$. Os tres símbolos denotam a massa do disco: baixa massa (quadrados), massa média (círculos) e alta massa (diamantes)	76

4.13	Razão de fluxos para os 21 discos <i>debris</i> resolvidos equivalente ao apresentado por Kenyon & Bromley (2008). A caixa de cor preta que se encontra na parte inferior esquerda do gráfico denota a posição das estrelas sem excesso IV ver (Tabela 4.3).	77
5.1	Painel Superior: Em linha contínua indica-se a distribuição normalizada de metalicidade para o grupo de estrelas com discos <i>debris</i> (com tipos espectrais F e G). Com linha tracejada aquela das estrelas de campo dos mesmos tipos espectrais. As medianas de ambas distribuições são: -0.12 e -0.15 , respectivamente. Os dados usados correspondem ao trabalho de Nordström et al. (2004). Painel Inferior: Distribuição normalizada de metalicidade do grupo de estrelas que albergam planetas extra-solares (linha contínua). A linha tracejada corresponde às estrelas de campo sem planetas detectados mediante a técnica de velocidade radial. As medianas correspondentes são: $+0.17$ e -0.16 . Os dados foram tomados do trabalho de Santos et al. (2004). Figura adaptada de Chavero et al. (2006).	83
5.2	Diagrama cor–cor [70-24] vs. [24-12] para estrelas com discos <i>debris</i> (candidatos e resolvidos) em diferentes faixas de metalicidades, cada faixa possui uma cor diferente como pode-se ver no gráficos. Os círculos abertos indicam os objetos cuja metalicidade foi obtida da literatura, entanto que os círculos cheios indicam aqueles que determinamos neste trabalho.	85

Capítulo 1

Motivação

Neste capítulo apresentaremos a motivação e objetivos desta tese através de um breve contexto histórico. Nos seguintes capítulos reforçaremos os conceitos que aqui brevemente introduzimos.

1.1 Contexto histórico

Modelos teóricos de formação estelar sugerem que a formação de um disco circunestelar é uma consequência natural da formação de uma estrela do tipo solar (baixa massa). De maneira geral, a idéia da formação e evolução de um disco é a seguinte (Fig. 1.1) : uma nuvem de gás e poeira interestelar, a nebulosa solar primordial, é perturbada e condensa-se sob sua própria gravidade. Por conservação do momento angular a nuvem não pode se condensar com simetria esférica. Ao invés disso, esta forma um núcleo (proto-estrela) rodeado de um disco em rotação (disco protoplanetário ou de acreção). Enquanto a estrela evolui, o disco se dissipa, sendo que parte do gás flui do disco para a estrela central e a outra seria usada na formação de planetas gigantes. Por outro lado, as partículas de poeira do disco colidem lentamente entre si, formando partículas maiores. Esse processo de aglomeração continua até que as partículas atinjam o tamanho de pedras (escala de centímetros), pequenos asteróides ou planetesimais (km). A configuração final do disco protoplanetário será formado pelos planetas que conseguiram se formar, mais um anel de partículas sólidas e frias afastado da estrela central, como é o Cinturão de Kuiper do nosso Sistema Solar.

Há aproximadamente 25 anos, tudo o que se sabia ou se estimava sobre sistemas planetários estava baseado somente no conhecimento do nosso Sistema Solar. A denominada hipótese da nebulosa solar primordial prevê a existência de discos circunestelares em todas as estrelas de baixa massa, embora ninguém tenha detectado este tipo de discos antes dos anos 80. Na década de 80, observações infravermelhas (IV) e sub-

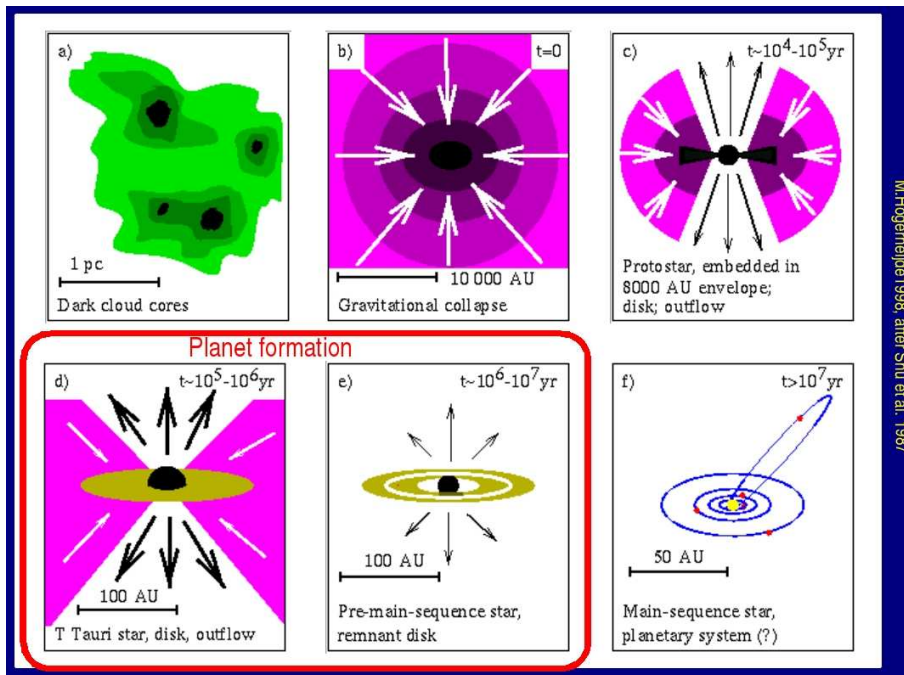


Figura 1.1: Seqüência de evolução do sistema “estrela + disco”, desde a nebulosa primordial até a formação planetária. Imagem adaptada de Hogerheijde (1998).

milimétricas revelaram que muitas das estrelas evoluindo na chamada pré-sequência principal (PSP) apresentavam discos circunstelares e que, aproximadamente a metade destes discos seriam tão massivos quanto a nebulosa primordial que deu origem ao nosso Sistema Solar. Mais recentemente, conseguiu-se observar estes discos com o telescópio espacial Hubble (*Hubble Space Telescope*, HST) na nebulosa de Orion e em outras regiões de formação estelar (Padgett et al., 1999). Estas observações foram muito importantes para o estudo de estrelas jovens e para o entendimento da evolução de discos circunstelares, ainda mais porque foi confirmada a existência de discos circunstelares ao redor destas estrelas. Particularmente, a imagem tomada pelo HST do famoso objeto Herbig-Haro HH30 (Fig.1.2) mostra que nossa concepção da formação estelar está no caminho certo. Nessa imagem pode-se ver os diferentes componentes descritos anteriormente: a proto-estrela, o jato e o disco.

No caso das estrelas mais evoluídas, é importante destacar o trabalho realizado pelo satélite infravermelho IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*), que foi lançado em 1983 e explorou mais de 96% do céu, em quatro faixas espectrais infravermelhas centradas em 12, 25, 60 e 100 μm . Um dos resultados mais importantes desta missão foi a descoberta de excessos IV (em 12 μm) em Vega (Aumann et al., 1984), uma estrela da seqüência principal (SP). Estes excessos IV foram atribuídos à presença de poeira, relativamente fria, distribuída de forma análoga ao Cinturão de Kuiper de

nosso Sistema Solar.

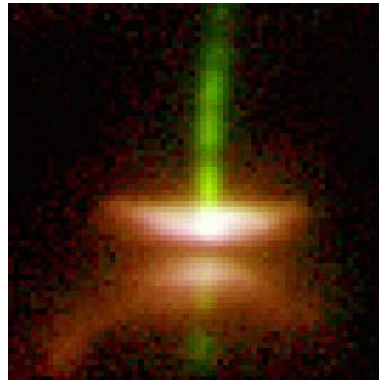


Figura 1.2: Imagem do objeto HH 30 obtida pelo Telescópio espacial Hubble, adaptada do trabalho de Burrows et al. (1996)

Além de Vega, foram encontrados excessos em outras estrelas de seqüência principal tais como: β Pictoris, Fomalhaut e ϵ Eridani, todas próximas e brilhantes. Esses tipos de estrelas que estão na seqüência principal, e que apresentam excessos no IV na sua distribuição espectral de energia (*Spectral Energy Distribution*, SED) foram denominadas “estrelas de tipos Vega”. O tipo de disco que elas possuem é composto praticamente de poeira, sem ou com pouco gás, e é denominado disco *debris*¹. Usaremos estas definições no restante da tese.

O termo *debris* tem a ver com o fato que a poeira não pode ser primordial, já que o tempo de vida da poeira do disco é muito curto comparado ao tempo de vida do sistema devido a diferentes mecanismos de remoção como é por exemplo o efeito Poynting-Robertson², a radiação e ventos estelares. Esta poeira nova seria produzida por violentas colisões em cascatas entre partículas maiores tipo planetesimais (Backman & Paresce, 1993). Este material é denominado poeira de segunda geração.

Chegamos então a um ponto primordial do estudo destes discos: *a presença de poeira em discos não primordiais implica a existência de corpos maiores que possam colidir e produzi-la*. Os corpos maiores poderiam ter apenas uns metros ou de tamanhos quilométrico (planetesimais). Considerando o cenário apresentado, a questão que surgiu de forma natural foi: será que estes tipo de discos têm planetas? E se isto for verdadeiro, por que ainda apresentam disco invés de ser dissipado pela formação planetária?

Planetas ao redor de outras estrelas, denominados “planetas extra-solares”, vêm sendo detectados indiretamente desde 1995 (Mayor & Queloz, 1995) e atualmente

¹do vocábulo inglês/francês que significa escombros, entulhos.

²Processo através do qual a radiação solar provoca a movimentação lenta e em espiral dos grãos de poeira existentes no sistema solar.

contam-se mais de 300 detectados, sendo que recentemente imagens diretas já foram obtidas. É importante destacar que a maioria destes planetas foram detectados usando a técnica de velocidade radial. Como veremos mais na frente, esta técnica favorece a detecção de um planeta massivo e próximo da estrela central, este tipo de planeta é denominado “Júpiter quente”.

Encontraram-se configurações não imaginadas que obrigaram os cientistas a desenvolver teorias e modelos que expliquem as recentes observações. Estudando as propriedades das estrelas que possuem planetas observou-se que a probabilidade de encontrar um planeta é maior se a estrela for mais metálica (Gonzalez, 1998; Gonzalez et al., 2001; Santos et al., 2001, 2004, 2005). Considerando a existência de planetas do tipo Júpiter quente, e a alta metalicidade da estrela hospedeira, foram desenvolvidas teorias que incluem migração planetária para explicar e conectar estes pontos (Lin et al., 1996).

Em contraste com o grupo de estrelas com planetas extra-solares, o grupo de estrelas com disco *debris* apresenta metalicidade solar. A busca por discos em estrelas com planetas extra-solares e planetas nas estrelas com disco *debris* mostrou que a intersecção das amostras é quase nula.

A motivação desta tese é entender a formação planetária, na busca pelos ingredientes que fazem com que um disco circunstelar torne-se um sistema planetário. Para isto apresentamos e confrontamos os dois grupos de estrelas em questão: as estrelas com disco *debris* e as estrelas com planetas extra-solares, dando ênfase a importância da metalicidade destes dois grupos de estrelas.

Esta tese está dividida em 7 capítulos. Os capítulos 2 e 3 estão dedicados à descrição dos dois grupos estelares em estudo. O capítulo 4 apresenta a pesquisa sobre a evolução de discos circunstelares, desde o final da etapa protoplanetária até a etapa *debris*, mediante o uso de um diagrama cor-cor no IV. O capítulo 5 apresenta a determinação de abundâncias das estrelas com discos *debris*. O capítulo 6 é dedicado ao estudo do enriquecimento metálico das estrelas com planetas dividido em três sub-grupo de estrelas: “Post-T Tauri”, anãs e gigantes. Cada grupo será apresentado em uma seção com um resumo em português seguido dos artigos publicados/submetidos. Uma visão geral dos principais resultados desta tese é delineada no capítulo 7.

Capítulo 2

Discos do tipo *debris*

Neste capítulo apresentamos um resumo das principais características dos discos *debris*, tentando dar base para a análise posterior. Os trabalhos de Jewitt et al. (2008), Wyatt (2008) e Moro-Martín et al. (2008) apresentam uma visão completa deste tipo de discos circunstelares.

2.1 Descobertas

Só um ano depois da descoberta feita pelo satélite IRAS do primeiro disco *debris*, Smith & Terrile (1984) obtiveram a primeira imagem coronográfica de um disco ao redor de uma estrela da seqüência principal, β Pictoris (Figura 2.1). Essa descoberta foi a prova esperada por tanto tempo de que os discos realmente existem e podiam se resolver. Desde então, outros discos em estrelas de distintos tipos espectrais foram descobertos. Atualmente existem 21 estrelas da seqüência principal com discos *debris* resolvidos e há na literatura umas centenas de estrelas candidatas a possuir este tipo de disco.

A análise dos dados de IRAS indicam que cerca de 15% das estrelas tipo espectral A–F–G–K da vizinhança solar estão rodeados por discos tipo *debris* (Backman & Gillett, 1987). Posteriores observações com o satélite ISO (*Infrared Space Observatory*) demonstraram que a freqüência de discos *debris* diminui com a idade da estrela (Habing et al., 1999; Spangler et al., 2001). Decin et al. (2003) enfatizaram que, no entanto, uma ampla gama de propriedades da poeira estão presentes em determinada idade estelar, o que sugere que planetesimais com um vasto leque de propriedades existam ao redor de estrelas de seqüência principal. Anos depois, a alta precisão fotométrica e a extraordinária sensibilidade do telescópio Espacial Spitzer (NASA) permitiram uma caracterização abrangente sobre a correlação dos disco *debris* com a massa e a idade estelar, permitindo estudar estes disco nas faixas espectrais de 3 a 160 μm .

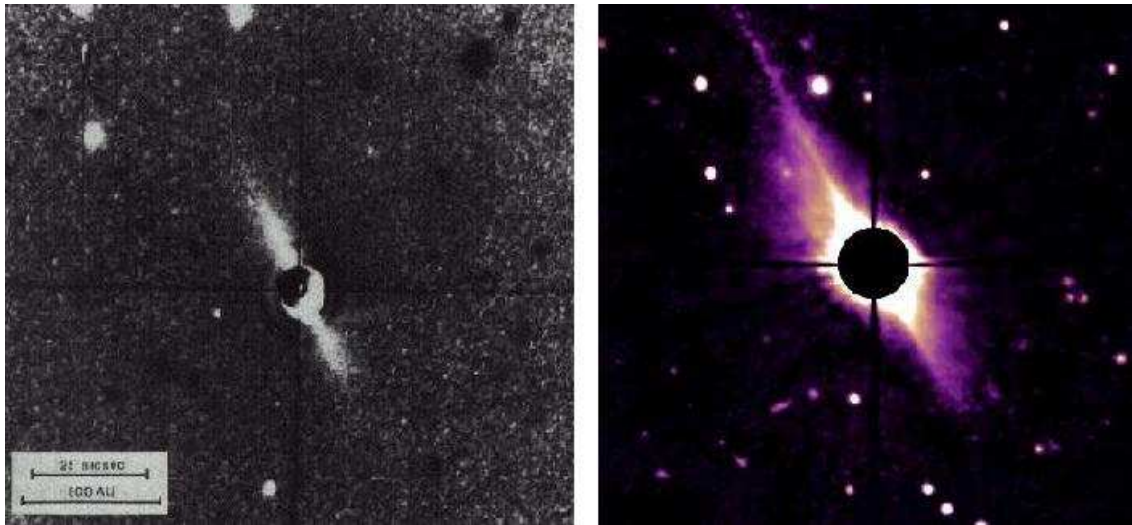


Figura 2.1: Esquerda: Primeira imagem (sem filtro) do disco de β Pictoris obtida por Smith & Terrile (1984) no telescópio Du Pont de 2,5 m do Observatório Las Campanas - Chile. Direita: Imagem coronográfica de β Pictoris obtida por Kalas & Jewitt (1995) no telescópio de 2,2 m da Universidade de Hawaii usando um filtro de $5 \mu\text{m}$.

2.2 Método de detecção

Nesta seção detalharemos brevemente os dois métodos usados para detectar discos *debris*: detecção de excesso no IV na SED e imagem direta.

2.2.1 Excessos infravermelhos

Lynden-Bell & Pringle (1974) propuseram um cenário que permite explicar o excesso de emissão no infravermelho nas estrelas de tipo T Tauri, também aplicável às estrelas tipo Vega. Analisamos o sistema “estrela central + disco de poeira” esquematizado na Figura 2.2. Consideramos o disco como uma sucessão de anéis concêntricos, cada um de largura δR , a uma distância r da estrela e com uma temperatura T . A estrela central esquenta os anéis e o resultado é um disco com gradiente de temperatura, a qual diminui com a distância à estrela.

Em uma primeira aproximação, admitimos que cada anel irradia como um corpo negro de temperatura T , e junto com a lei de Wien¹,

$$\lambda_{\text{max}} \cdot T = \text{cte}, \quad (2.1)$$

¹A lei de Wien diz que a medida que a temperatura de um corpo diminui, o máximo da sua emissão se desloca para comprimentos de onda mais longos, i.e. mais vermelhos.

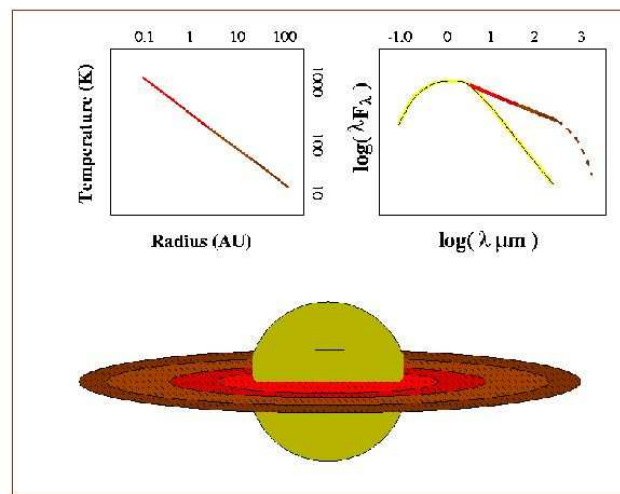


Figura 2.2: Esquema do sistema “estrela + disco” mostrando a distribuição espectral de energia resultante. No painel superior esquerdo mostra-se a temperatura do disco T_{disco} em função da distância ao centro da estrela. No painel superior direito indica-se em amarelo a Planckiana correspondente à estrela e em cor vermelho as diferentes contribuições dos anéis de poeira, o denominado excesso no IV. Finalmente no painel inferior se esquematiza o sistema em consideração, onde as cores correspondem com os gráficos superiores.

obtemos que, a contribuição resultante do sistema de anéis que constituem o disco é a soma da contribuição das Planckianas de cada um dos anéis em diferentes comprimentos de onda. Desta forma, o excesso de emissão no IV pode ser um indicador da presença de discos, porém precisa-se de verificações posteriores para confirmar este fato. Este método fornece muitos candidatos para uma posterior observação direta.

Nos últimos anos, graças à melhor resolução do satélite Spitzer, tem-se obtido estudos mais detalhados das SED's. A idéia é reproduzir a estrutura do disco a partir desta SED. Estas observações mostraram mais detalhes que levaram a sub-dividir os tipos de discos dependendo do comprimento de onda no qual se encontra o excesso IV. O disco de poeira pode se encontrar limitado a um anel, ou apresentar grandes regiões esvaziadas. Ainda não existe um consenso nas classificações de acordo a esse esvaziamento, embora diferentes estudos tenham proposto uma unificação. Pode se ver um glossário ou “Diskionary” com sugestões de classificações no trabalho de Evans et al. (2009) (o qual foi discutido na última conferência de Spitzer “New Light on Young Stars: Spitzer’s View of Circumstellar Disks”² por todos os participantes presentes). Podemos usar uma classificação muito simples, que consta de três configurações de

²“New Light on Young Stars: Spitzer’s View of Circumstellar Disks”, outubro do 2008, California <http://www.ipac.caltech.edu/spitzer2008/>

discos (Figura 2.3):

- Discos *Full*: Discos jovens ou primitivos, os quais ainda apresentam uma distribuição contínua de poeira sem nenhum buraco central.
- Discos de pré-transição: Aqui começa o esvaziamento do disco, nesta etapa pode-se observar anéis espaçados. Esta característica pode-se ver claramente na distribuição espectral de energia já que a emissão no IV apresenta pequenas subidas e quedas (“gap”).
- Discos de transição: Discos mais evoluídos com a região interna vazia. Neste caso o excesso se apresenta no IV meio ou distante. De aqui na frente começaria a etapa *debris*.

2.2.2 Imagens diretas

A Figura 2.5 mostra uma galeria de imagens de algumas estrelas com discos resolvidos espacialmente. Observando esta figura fica claro que nem todos os discos podem ser resolvidos em todos os comprimentos de onda e as vezes eles só são observados na regiões sub-milimétricas do espectro. Geralmente, as imagens no óptico e no infravermelho próximo traçam a distribuição de poeira quente dos discos enquanto que no infravermelho distante e no sub-milimétrico elas traçam a poeira mais fria, ou seja, as bordas do disco.

A imagem direta do disco, além de confirmar sua presença, também permite determinar melhor as dimensões deste, bem como o raio interno e externo. Em alguns casos, quando a inclinação o permite, é possível traçar o perfil de densidade e detectar características como: curvatura (*flaring*), conglomerados de material (*clumps*) ou de regiões vazias (*gaps*). A análise destas estruturas podem revelar sinais de formação ou presença planetária. Liou & Zook (1999) demonstraram como detritos de poeira podem ser presos em ressonâncias com planetas em órbita para produzir as estruturas assimétricas e conglomeradas observadas em alguns discos *debris*.

Dificuldades da técnica

Não é fácil obter imagens destes tipos de discos tão fracos. São poucas as imagens obtidas até agora (só 21) e a maioria destas foram obtidas a partir do ano 1998, ou seja, há aproximadamente 10 anos. Tomar uma imagem direta apresenta uma dificuldade crucial para este tipo de objetos: a pobreza do contraste disco/estrela, ou seja, a relação das luminosidades, L_{disco}/L_* . Dependendo da região espectral na qual esteja-se

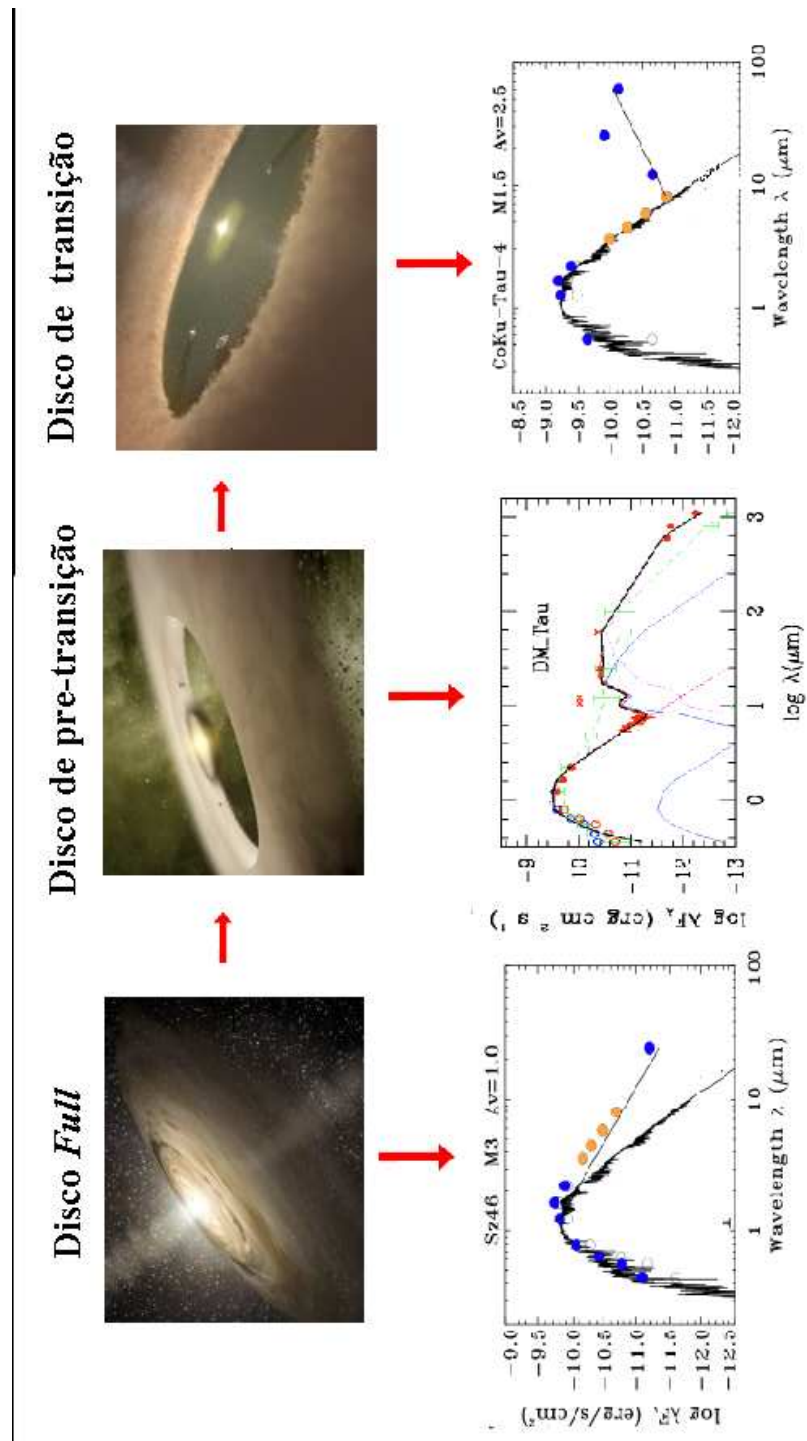


Figura 2.3: Classificação dos discos, onde se vê esquematizada a distribuição espectral de energia para os discos *Full*, de pre-transição e de transição.



Figura 2.4: Galeria de imagens de discos circunstelares adaptada da página na internet de Paul Kalas, <http://astro.berkeley.edu/~Kalas/disksite/pages/gallery.html>.



Figura 2.5: Galeria de imagens de discos circunstelares adaptada da página na internet de Paul Kalas, <http://astro.berkeley.edu/~Kalas/disksite/pages/gallery.html>.

observando, este valor pode variar entre $L_{disco}/L_* \sim 10^{-5}-10^{-3}$ já que a estrela sempre é mais brilhante que o disco embora se observe na região sub-milimétrica.

Para diminuir o problema mencionado, novas técnicas tiveram e ainda têm que ser desenvolvidas, como por exemplo: óptica adaptativa, interferometria de anulação, coronografia e observações no infravermelho distante. Através destas técnicas, a resolução dos telescópios chega muito próxima de seu valor teórico produzindo assim imagens de alto contraste e nitidez. Além disso, tenta-se cancelar a luz emitida pela estrela usando coronógrafos, facilitando com isto a obtenção de imagens de objetos (disco, planetas...) que se situem próximos à mesma. O aperfeiçoamento destas técnicas permitirá detectar discos mais fracos ao redor de estrelas tipo solar.

2.2.3 Algumas imagens

A seguir mostraremos algumas imagens de discos *debris* e comentaremos brevemente a interpretação de sua estrutura..

ϵ Eridani

A estrela ϵ Eridani é uma estrela muito estudada por possuir disco tipo *debris* (Greaves et al., 1998), e também porque possui um planeta (Hatzes et al., 2000). Esta estrela apresenta condições especiais que fazem dela um verdadeiro laboratório, como por exemplo a sua distância. ϵ Eridani é uma das 10 estrelas mais próximas do nosso Sistema Solar, possui tipo espectral K2 V e apresenta o disco no plano do céu.

Na Figura 2.6 pode-se ver que o disco é detectado só na região sub-milimétrica do espectro em $850 \mu\text{m}$ (Greaves et al., 1998). A imagem sub-milimétrica mostra a emissão de pequenas partículas em órbita ao redor de ϵ Eridani. As áreas da imagem cujas cores variam do vermelho ao amarelo indicam as zonas de alta concentração de material enquanto que as áreas azuis e pretas sugerem pouca quantidade de material. A maior parte deste material se encontra num anel que fica entre 35 e 75 UA da estrela, por isso este disco é comparado ao Cinturão de Kuiper do Sistema Solar. Este disco é como um anel de partículas de poeira com uma espécie de mancha que se manifesta como um vazio no disco, chamado na literatura inglesa de *gap*. Este *gap* seria causado pela presença de um objeto suficientemente grande ou de milhares de corpúsculos planetários que estariam se aglutinado.

A escassez de poeira próxima à estrela pode indicar que esta foi parcialmente consumida pela formação planetária. As diferentes comparações feitas em diversos trabalhos entre o cinturão de Kuiper do Sistema Solar e do que apresenta ϵ Eridani levaram à suspeita que esta estrela possui um sistema planetário em potência. Hatzes et al. (2000) utilizaram a técnica de velocidades radiais e confirmaram a presença de um planeta tipo Júpiter ($M_{\text{seni}} = 0,92 M_{Jup}$) orbitando a 3,4 UA de ϵ Eridani. Por

outro lado, a assimetria que apresenta o anel de poeira estaria indicando a presença de ao menos mais um planeta/proto-planeta orbitando a 40 UA (Quillen & Thorndike, 2002).

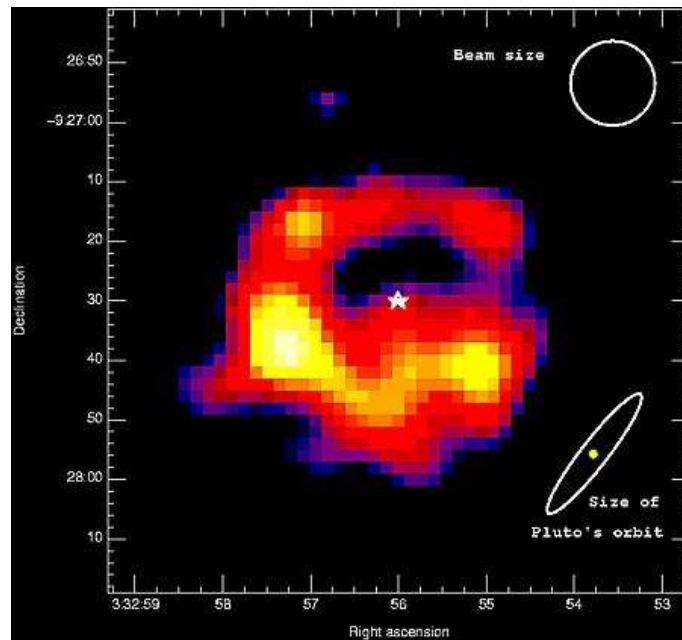


Figura 2.6: Imagem de ϵ Eridani em $850 \mu\text{m}$, obtida com a câmara SCUBA do telescópio James Clerk Maxwell (JCMT) (Greaves et al. (1998)). As cores (falsas) indicam as zonas de alta (amarelas e vermelhas) e baixa densidade de material (azuis e pretas).

Fomalhaut

Fomalhaut é uma estrela muito brilhante (A3 V) com uma idade de 200 milhões de anos (Barrado y Navascues et al., 1997). As primeiras observações de Fomalhaut com o telescópio espacial Hubble mostraram evidências de que esta estrela possivelmente estaria acompanhada por planetas (Holland et al., 1998; Kalas, 2005a), e por um disco de detritos e poeira muito estreito similar ao cinturão de Kuiper. Este disco provavelmente é formado pelo material resultante da constante colisão de pequenos objetos. O disco ao redor de Fomalhaut se localiza entre 133 e 158 UA, bem mais distante que o cinturão de Kuiper do Sistema Solar, o qual está localizado a uma distância de 30 a 50 UA.

As imagens de Kalas (2005a) oferecem forte evidência de que existe pelo menos um planeta em órbita ao redor de Fomalhaut. O fato de que o centro do disco está deslocado com relação à posição da estrela em cerca de 15 UA indica que, através de interações gravitacionais, este planeta altera o formato e a distribuição de massa no

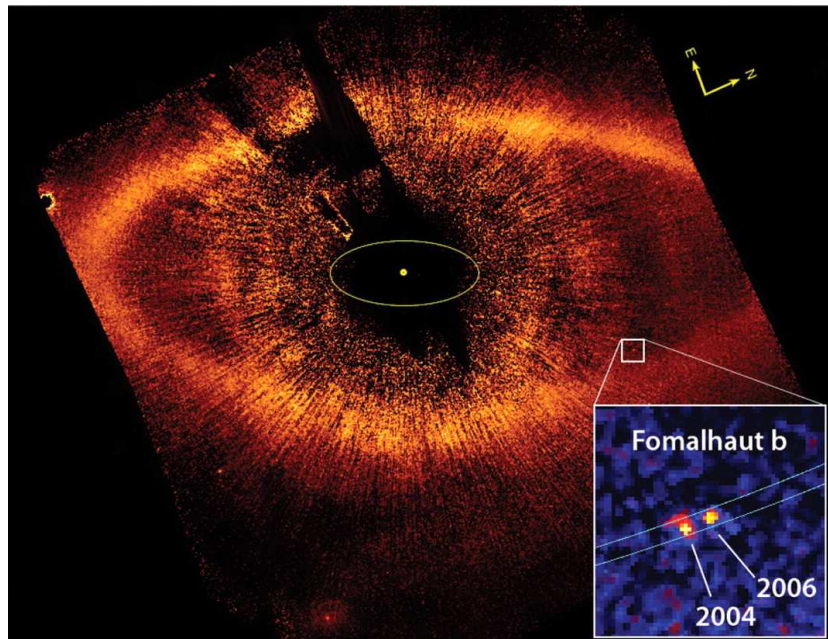


Figura 2.7: Imagem coronográfica (HST) de Fomalhaut a $0.6 \mu\text{m}$ mostrando no canto inferior direito a localização do planeta Fomalhaut-b em duas épocas (2004-2006), o qual parece se movimentar no interior do disco. O ponto amarelo no centro da figura marca a posição da estrela oculta pelo coronógrafo e a elipse amarela tem um semi-eixo de 30 UA que corresponde a órbita de Netuno em nosso Sistema Solar. (Kalas et al., 2008).

disco. Uma outra evidência que reforça a hipótese da existência de um planeta é o fato de que o disco ao redor de Fomalhaut possui limite interior bem definido, assim como em nosso Sistema Solar. A presença de planetas tem o efeito de “limpar” e dar forma ao interior de discos planetários.

Devido a estes fortes indícios, continuou-se a busca pelo planeta ao redor desta estrela, até que Kalas et al. (2008) conseguiram uma imagem deste. A detecção foi possível graças ao uso de imagens coronográficas do telescópio espacial Hubble em duas épocas diferentes, as quais permitiram detectar o deslocamento do planeta, evitando identificações confusas. O planeta possui um semi-eixo de 119 UA, excentricidade de 0.13, em um movimento coplanar e dentro do raio interior do disco de poeira. Através de modelos os autores encontram que o planeta teria uma massa $m_p < 3^{+0.5}_{-1.3} M_{\text{Jupiter}}$. O anel de Fomalhaut é análogo ao Cinturão de Kuiper, porém seu diâmetro é quatro vezes maior. Isto sugere que nem todos os sistemas planetários se formam e evoluem da mesma maneira.

2.3 Buscas

Conform já dito, as buscas por discos *debris* se baseiam na detecção da emissão infravermelha proveniente do disco, de modo que as melhores candidatas serão aquelas estrelas que mostrem uma emissão IV além do esperado para seu tipo espectral. Os satélites que se utilizaram para as primeiras buscas são o satélite IRAS e o ISO. Atualmente usa-se o telescópio espacial Spitzer, o qual possui uma sensibilidade muito maior que a dos anteriores, permitindo detectar discos menos massivos e mais frios devido à faixa de comprimento de onda do seus detectores ($\sim 3\text{-}160\ \mu\text{m}$). Em abril de 2009 está programado o lançamento do satélite Herschel (ESA), o sucessor de Spitzer. O Herschel terá mais sensibilidade que Spitzer e atingirá comprimentos de ondas maiores, chegando quase à região sub-milimétrica ($650\ \mu\text{m}$).

Considerando o trabalho de Lynden-Bell & Pringle (1974) junto com a lei de Wien e sabendo-se a luminosidade da estrela, o excesso IV detectado em diferentes comprimentos de onda está indicando qual é a distância da poeira com respeito a estrela.

Existem na literatura diferentes trabalhos de busca de discos considerando a temperatura da poeira, os mais recentes são de Bryden et al. (2006), Beichman et al. (2005, 2006), Moór et al. (2006), entre outros. Em geral, estes trabalhos procuram regiões análogas ao Cinturão de Asteróides ou ao Cinturão de Kuiper em outras estrelas, dependendo do comprimento de onda utilizado para a busca. Atualmente as buscas feitas com os instrumentos do telescópio Spitzer costumam fazer duas divisões nesta procura entre discos de tipo *debris* “frios” e “quentes”.

Discos *debris* “frios”: análogos ao Cinturão de Kuiper, com uma distância da estrela central $r > 5\ \text{UA}$ e cuja temperatura varia entre $20 < T < 300\ \text{K}$. Para detectar estas estruturas observa-se com o fotômetro MIPS (*Multiband Imaging Photometer*), o qual opera principalmente desde 24 a $160\ \mu\text{m}$.

Discos *debris* “quentes”: análogos ao Cinturão de asteróides, com uma distância $1 < r < 5\ \text{UA}$ e uma temperatura que varia entre $200 < T < 500\ \text{K}$. Para detectar estas estruturas mais quentes usa-se a câmara IRAC (*Infrared Adapter Camera*) que opera desde 3.6 a $8\ \mu\text{m}$.

Na Tabela 2.1 podem se ver as características dos discos que pode detectar cada banda dos telescópios 2MASS e Spitzer, entre 1 e $160\ \mu\text{m}$. Nas primeiras três colunas mostramos as diferentes bandas de cada instrumento com seu respectivo comprimento de onda (λ_{eff}) e seu equivalente em temperatura (T_{disk}). Por exemplo, vemos que a banda MIPS-3 pode detectar discos tão frios como a $18\ \text{K}$. As seguintes 5 colunas denotam o raio do disco (R_{disk}) que pode ser detectado por cada banda em diferentes

Tabela 2.1: Bandas fotométricas de 2MASS e Spitzer (Merin 2009)

Bandas	λ_{eff} (μm)	T_{disco} (K°)	R_{disco} (AU) ao redor de uma estrela				
			Anã marrom	Baixa massa	1 M_\odot	Tipo F	Tipo A
J_{2MASS}	1,2	2414	0,001	0,005	0,01	0,04	0,04
K_{2MASS}	1,6	1811	0,002	0,01	0,03	0,09	0,09
$K_{s,2MASS}$	2,1	1379	0,004	0,03	0,08	0,22	0,23
IRAC-1	3,6	804	0,007	0,06	0,15	0,44	0,45
IRAC-2	4,5	643	0,011	0,10	0,24	0,71	0,72
IRAC-3	5,8	499	0,018	0,16	0,39	1,14	1,16
IRAC-4	8,0	362	0,033	0,28	0,69	2,04	2,07
MIPS-1	24	120	0,34	2,9	7,2	21,3	21,7
MIPS-2	70	41	2,9	25	60,9	180	183
MIPS-3	160	18	23,7	205	500	1485	1509

tipos de estrelas: anãs marrões (BD), baixa massa, tipo solar, tipo espectral F e tipo espectral A. Se usamos todas as bandas, poderia se detectar um disco entre 0,01 e 500 UA em uma estrela tipo solar.

O telescópio Spitzer observou nuvens moleculares, aglomerados e associações, dando assim um panorama completo da evolução de discos desde a etapa primordial até a etapa *debris*. A Figura 2.8 mostra a localização dos principais *surveys* que consta do mapeamento de 20 nuvens moleculares e 35 aglomerados de estrelas, o 90 % dos grupos e aglomerados estelares conhecidos dentro de 1Kpc.

2.4 Luminosidade: Fator f_d

Devido ao fato de que a maioria dos discos *debris* propostos não serem espacialmente resolvido, o parâmetro usado para medir a quantidade de poeira presente é a fração de luminosidade f_d . Este parâmetro está definido como a razão entre o excesso no infravermelho integrado do disco (L_{IV}) e a luminosidade bolométrica da estrela (L_*), i.e., $f_d=L_{IV}/L_*$. A fração de luminosidade pode ser interpretada como a fração da radiação estelar que é absorvida pela poeira do disco e re-emitida no IV, e depende da quantidade de poeira presente e da sua composição.

A faixa de valores de f_d medidos para as estrelas do tipo Vega é muito ampla e pode variar entre $f_d \sim 10^{-5}$ a 10^{-3} , enquanto que o valor inferido para o cinturão de Kuiper solar é muito menor, com valores que variam entre $f_d \sim 10^{-7}$ e 10^{-6} (Stern (1996), Backman et al. (1995)). No caso do Cinturão de Asteróides o valor decresce a

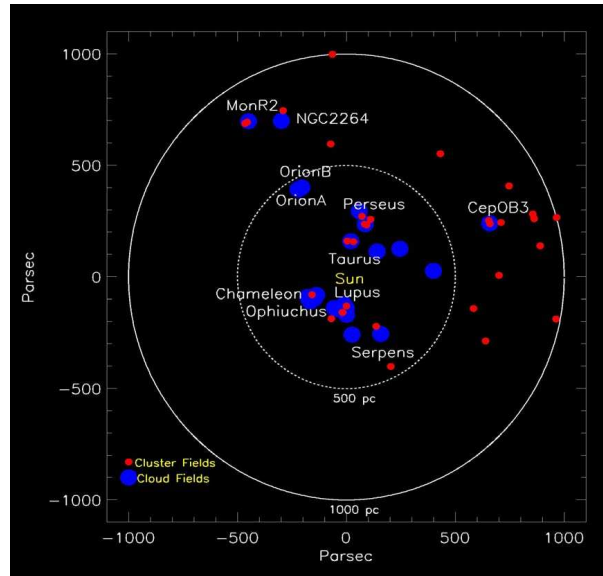


Figura 2.8: *Surveys* do Spitzer dentro um raio de 1 Kpc

$f_d \sim 10^{-7}$, o qual é obtido levando-se em consideração observações e modelos teóricos (Backman & Paresce, 1993; Dermott et al., 2002).

Diversos trabalhos tentaram relacionar a fração de luminosidade com outros parâmetros estelares como a metalicidade, o tipo espectral, as cores e principalmente com a idade da estrela. Tais estudos sugerem uma anti-correlação entre a idade e o excesso no IV, onde a escala de tempo da queda do excesso no IV seria de centenas de milhões de anos (Habing et al., 2001). A relação fração de luminosidade-idade, i.e., a evolução temporal dos discos, é uma das relações mais interessante e procurada, por isso será desenvolvida em mais detalhe na próxima seção.

2.4.1 Evolução temporal dos discos *debris*

Atualmente pode-se encontrar na literatura muitos estudos da evolução de discos baseados em amostras relativamente pequenas e heterogêneas, chegando a conclusões que nem sempre são consistentes (Habing et al., 2001; Spangler et al., 2001; Laureijs et al., 2002; Decin et al., 2003; Mamajek et al., 2004; Liu et al., 2004). Os problemas principais na determinação da evolução temporal são devidos às incertezas nas idades destas estrelas, já que muitas delas são estrelas de campo. Tem havido algumas tentativas em estimar as idades das estrelas de campo de tipo Vega (Lachaume et al., 1999; Silverstone, 2000), mas as idades determinadas usando diferentes métodos usualmente não são consistentes (Zuckerman, 2001). Aqui é importante mencionar que estas incertezas diminuem consideravelmente quando se consideram estrelas de aglomerados

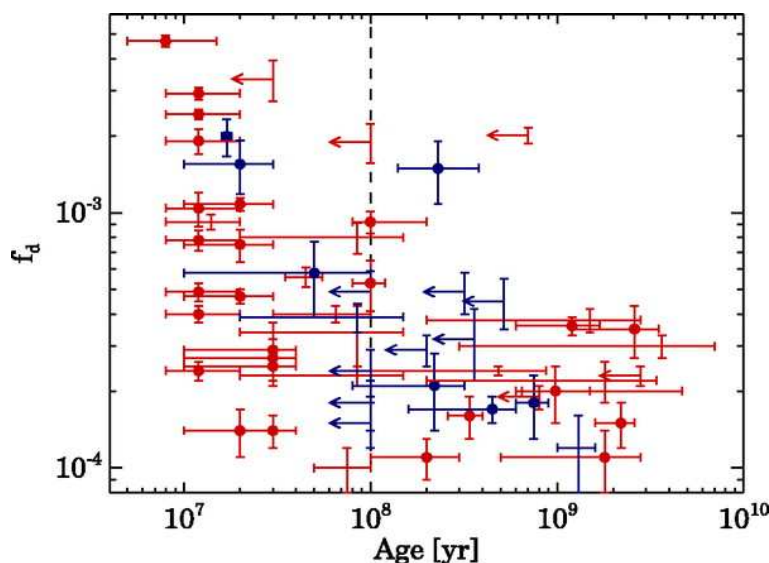


Figura 2.9: Fator de luminosidade f_d vs idade . A linha tracejada esta marcando $t=100$ Ma. Os símbolos vermelhos estão representados aqueles discos *debris* cuja presença foi confirmada por algum outro instrumento além de IRAS. Figura adaptada de 2.9

ou de associações estelares.

Zuckerman & Song (2004b) propuseram que estrelas que apresentam $f_d > 10^{-3}$ possuem idades menores que 100 Ma, ou seja, que o alto valor de f_d poderia ser usado como indicador da idade. Essa proposta apresenta uma contradição com o trabalho de Decin et al. (2003), onde estrelas mais velhas apresentam altos valores de f_d . Com o propósito de resolver esta discrepância, Moór et al. (2006) analisaram uma amostra de 60 sistemas *debris* da vizinhança solar que possuem altos valores de f_d . Para a sua determinação usaram os fluxos dos satélites IRAS, ISO e Spitzer. Também foram apresentadas as idades para o grupo todo, algumas dessas idades foram obtidas da literatura e outras determinadas considerando as estrelas que pertencem a associações estelares jovens.

A Figura 2.9 mostra os valores de f_d vs. a idade das estrelas calculados por Moór et al. (2006). Na cor vermelha estão representados aqueles discos tipo *debris* cuja presença foi confirmada por algum outro instrumento além de IRAS. Pode-se ver que a maioria dos sistemas com $f_d > 5 \times 10^{-4}$ possuem idades menores que 100 Ma, enquanto que os sistemas cujo valor de f_d é menor possuem uma grande dispersão na idade. Nesse trabalho conclui-se que a maioria dos discos *debris* que possuem $f_d > 5 \times 10^{-4}$ são mais jovens que 100 Ma, concordando assim com o trabalho de Zuckerman & Song (2004b). Chega-se então à conclusão que o alto valor de f_d pode ser indicador de juventude, no entanto, o inverso não é verdade, i.e., um baixo valor do parâmetro f_d não é um indicador de antiguidade.

Com o propósito de comparar o resultado observacional com o predito pelos modelos teóricos, Moór et al. (2006) utilizaram o modelo proposto em Dominik & Decin (2003) para explicar a evolução temporal dos discos *debris*. Dominik & Decin (2003) propuseram um modelo colisional simples que assume que todas as partículas de poeira do disco são produzidas como consequência da colisão entre planetesimais dentro de um anel cujo raio é constante durante a evolução. Em uma colisão em equilíbrio, i.e., quando as taxas de produção e destruição de poeira estão balanceadas, o mecanismo de perda das partículas governa a quantidade de poeira visível no sistema. Se a destruição da poeira é dominada pela colisão, f_d decresce proporcionalmente a t^{-1} , enquanto se é dominada pelo arrasto Poynting -Robertson, f_d decresce proporcionalmente a t^{-2} . Prediz-se que em discos com $f_d > 10^{-4}$, a evolução é dominada por colisões (Dominik & Decin (2003), Wyatt (2005)).

Os parâmetros do modelo padrão são: o raio do anel de planetesimais $r_c = 43$ UA, o raio dos planetesimais $a_c = 10$ km, a densidade do material dos planetesimais $\rho_c = 1,5 \text{ g cm}^{-3}$ (proposto para corpos gelados com pouca componente rochosa; Greenberg (1998), Kenyon (2002)), o tamanho dos grãos de poeira no visível $a_{vis} = 10 \text{ } \mu\text{m}$ (Jura et al., 2004) e o coeficiente de absorção para partículas de poeira $Q_{abs} = 1$.

A Figura 2.9 mostra que a localização da maioria das estrelas no diagrama pode ser explicado pelo modelo. A quantidade de estrelas velhas que exibem um valor alto de f_d não compatível com o modelo é relativamente baixo. A maioria desses discos está localizada no diagrama na área limitada por $t > 10^9$ anos e $f_d > 5 \times 10^4$. Uma possível explicação para essas estrelas foi proposta por Dominik & Decin (2003), os quais assumem que diferentes discos de planetesimais tornam-se discos *debris* ativos à diferentes idades devido ao começo demorado da colisão em cascata. Além disso, grandes eventos em cascata podem incrementar o brilho temporariamente (Rieke et al., 2005). Entretanto, a pequena quantidade de sistemas não compatível com os modelos, especialmente com $f_d \gtrsim 5 \times 10^{-4}$, indica que os cenários apresentados não seriam a principal tendência de evolução.

Na Figura 2.9 pode-se observar que existe uma grande dispersão no fator de luminosidade ($10^{-4} \lesssim f_d \lesssim 10^{-3}$) nos sistemas tipo *debris* jovens ($t \lesssim 100$ Ma). Este resultado concorda com os resultados obtidos por Rieke et al. (2005) no estudo de estrelas de tipo A, mas tem contradições com os resultados encontrados por Decin et al. (2003) e Dominik & Decin (2003). Eles encontraram que poucas estrelas jovens possuem excessos médios ou baixos e propuseram que talvez isso esteja relacionado com o efeito denominado de agitação, denominado na literatura como *stirring*. Este efeito será explicado no capítulo 4. Uma possível explicação para essa dispersão entre estrelas jovens pode ser que as condições iniciais dos discos (especialmente a suas massas iniciais) estão longe de ser homogêneas.

2.5 Tempo de vida do disco vs. massa estelar

O tempo de vida dos discos circunstelares é um fator muito importante na área de formação planetária já que limita o tempo de formação dos planetas. Tentar encontrar a conexão disco – planeta é inevitável. Diversos modelos de formação planetária têm sido propostos tentando prever a frequência e as propriedades dos planetas em função da massa estelar. Estes tipos de modelos precisam de dois grupos de restrições para seus cálculos. Uma das restrições é fornecida pelas propriedades dos planetas extrasolares, proporcionando as distribuições finais que os modelos devem reproduzir. Com o descobrimento de planetas orbitando ao redor de anãs tipo M e sub-gigantes de tipo K novas tendências que relacionam a massa do planeta com a massa estelar tem surgido (seção 3.3.1). A frequência de planetas gigantes parece aumentar com a massa estelar. Além disso, todos os planetas ao redor das estrelas com massa $> 1,6 M_{\odot}$ possuem órbitas maiores que aquelas das estrelas de massa tipo solar.

Como esses planetas estão orbitando ao redor de estrelas de seqüência principal não fornecem informações sobre o envoltório circunstellar durante o primeiros 100 Ma, precisamente quando se formariam os planetas. Como os planetas se formam no disco, observações deste provém o segundo grupo de restrições. A restrição mais forte é o tempo de vida do disco obtido de forma observacional. O tempo de vida está definido como o tempo necessário para transformar os grãos de poeira em objetos com massa tipo terrestre e acretar gás para formar planetas gigantes. Falar de tempo de vida do disco é equivalente a falar do tempo de dispersão do disco. Recentes observações do Spitzer em aglomerados jovens encontraram que as estrelas de tipos espectrais mais tardios retém os grãos de poeira por mais tempo que sua contrapartida mais massiva (Carpenter et al., 2006).

Na fase protoplanetária o disco ainda tem gás para formar planetas, nessa etapa a fração de estrelas do tipo solar com emissão no IV próximo diminui um 100 % os primeiros 6 Ma (ver Figura 2.10, Hernández et al. (2007)). Observou-se também que os discos proto-planetários das estrelas mais massivas têm um tempo de vida curto em contraste com as estrelas com tipos espectrais mais tardios que conservam por mais tempo seus discos (Carpenter et al., 2006; Hernández et al., 2007). Se bem aqui estamos falando do disco na etapa proto-planetária, este resultado também se aplicaria aos discos *debris* observados, onde pode se ver na Tabela 4.1 do capítulo 4 que os discos mais velhos correspondem aos tipos espectrais mais tardios.

Kennedy & Kenyon (2009) utilizam dados de nove associações jovens para o estudo da dependência da massa estelar com a dispersão dos discos circunstelares. Eles encontram que todos os aglomerados com mais de ~ 3 Ma mostram uma diminuição da fração de discos com o aumento da massa estelar quando se considera massas maiores que a solar. Para o grupo estudado eles rejeitam a hipótese nula (95 – 99,9 %

de confiança), que prediz que estrelas de massa tipo solar e intermediária perderiam o disco na mesma idade. O porquê desta diferença não está muito claro ainda, mas tudo indica que a foto-evaporação é a maior responsável pela dispersão do disco. Eles também propõem que as órbitas dos planetas em estrelas de massa intermediária são maiores porque o disco se dispersou antes. Ainda está em discussão se a formação de planetas acelera ou não a dispersão do disco.

Capítulo 3

Estrelas com planetas extra-solares

No presente capítulo descrevemos as principais técnicas utilizadas na busca por planetas extra-solares. Em particular, discutimos em detalhe as técnicas de velocidade radial (VR) e de trânsitos planetários, responsáveis pela descoberta da maior parte dos planetas conhecidos que orbitam estrelas de tipo solar. Em seguida, apresentamos as principais características deste grupo de estrelas e os resultados encontrados considerando sua distribuição de metalicidade. Para uma detalhada revisão de planetas extra-solares ver Perryman (2000) e Udry & Santos (2007).

3.1 Contexto histórico

Desde a primeira descoberta por Mayor & Queloz (1995) de um planeta orbitando ao redor de uma estrela tipo solar, 51 Pegasi, seguida pouco depois pela detecção de planetas em torno de 47 UMa (Butler & Marcy, 1996) e 70 Vir (Marcy & Butler, 1996), a pesquisa de planetas extra-solares evoluiu para um campo muito activo em astrofísica. Até o momento (março 2009), foram descobertos mais de 340 planetas extra-solares ¹ orbitando estrelas de tipos espectrais entre F e M, demonstrando não só que os sistemas planetários são comuns, mas também que planetas podem vir em uma grande variedade. Conforme cresce o número de detecções, o estudo estatístico das propriedades dos planetas extra-solares e suas estrelas “hospedeiras” pode desvendar alguns dos principais processos físicos e químicos que fazem parte da formação de sistemas planetários.

Na Figura 3.1 pode-se ver a evolução temporal das detecções (Udry & Santos, 2007), enfatizando a melhoria da precisão em termos de massa planetária, chegando na atualidade a grandezas da ordem da massa de Netuno. Resumimos estas técnicas nas próximas seções.

¹Dados extraídos de <http://exoplanet.eu/catalog.php>

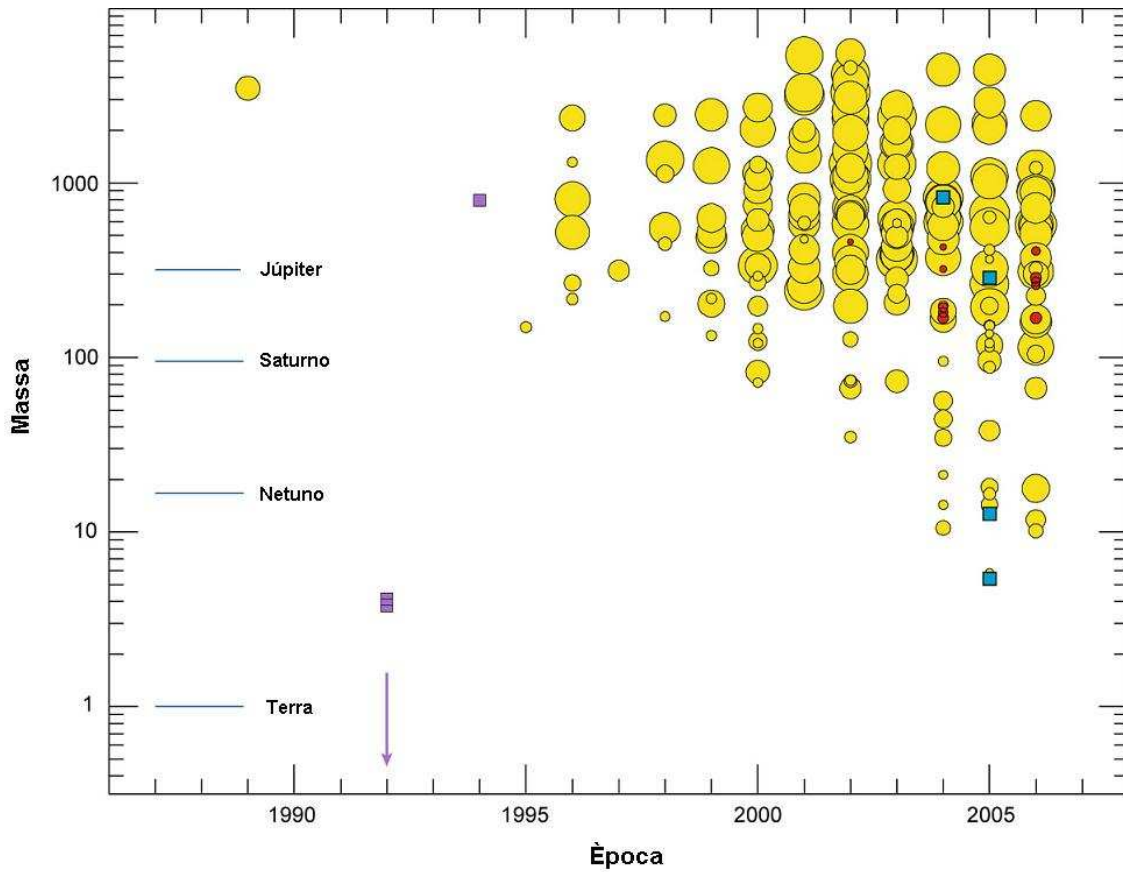


Figura 3.1: Massa dos planetas extra-solares vs. ano da descoberta. Os círculos amarelos e vermelhos representam os planetas descobertos pelas técnicas de VR ($M_p \text{ sen } i$) e trânsito respectivamente. O tamanho dos círculos é proporcional ao período orbital do planeta. Os quadrados azuis e magentas representam os planetas descobertos pelas técnicas de microlentes gravitacional e o denominado *timing-pulsar* respectivamente. As massas de alguns planetas de nosso Sistema Solar estão marcados para fins de comparação.

3.2 Técnicas de detecção

A grande maioria dos planetas extra-solares descobertos até hoje foram encontrados com a técnica de velocidade radial (VR). Quase sessenta candidatos, alguns com períodos muito curtos, foram descobertos pela técnica de trânsito fotométrico e em seguida confirmados pelas medições de VR.

O método de microlentes gravitacionais consiste no monitoramento do brilho das estrelas em uma região densa do céu com a finalidade de detectar um aumento no brilho das estrelas causado pela passagem de uma estrela na sua frente. Dependendo da massa da estrela e de sua distância, este aumento do brilho pode durar dias, semanas ou meses. Um planeta com a massa da Terra em torno de uma estrela produz uma amplificação em escala de algumas horas, enquanto que um planeta como Júpiter a escala é de alguns dias. Esta é a base dos programas de observações de microlentes gravitacionais. O ponto negativo deste método é que cada evento é único e impossível de corroborar e seguir com futuras observações.

Ainda mais poderosa em termos de detecção de planetas de baixa massa, é a técnica denominada *timing-pulsar*, a qual revelou pela primeira vez alguns candidatos tipo terrestres em torno de um pulsar (Wolszczan & Frail, 1992). Por outro lado a técnica com menos êxitos até agora, mas com boas perspectivas para o futuro é a astrométrica. Esta técnica tem como objetivo medir o deslocamento da estrela em torno do baricentro do sistema no plano do céu, mas necessita de uma precisão extrema na medição das posições. O satélite GAIA, a ser lançado nos próximos anos (~ 2011), teria precisão suficiente como para detectar estes mini-deslocamentos atingindo o domínio dos planetas com massas terrestres (M_T) dentro de ~ 10 pc.

Até agora só foram mencionados métodos indiretos para detectar planetas, um método direto seria tomar a imagem destes. Este é o objetivo de muitas pesquisas e não é tarefa fácil como é bem sabido, porém na atualidade teriam-se detectado 9 planetas através desta técnica (Chauvin et al., 2005; Neuhäuser et al., 2005; Kalas et al., 2009). Estas observações têm certas restrições e dúvidas respeito à determinação da massa de estes objetos até o ponto de confundir possíveis planetas com objetos sub-estelares, como por exemplo anãs marrons.

Para estudar estatisticamente o grupo de estrelas com planetas é muito importante fazer ênfase nas tendências ou *bias* que possui cada método de detecção. Para isso é necessário conhecer as características e limitações de cada método, embora estas estejam em toda bibliografia referida a planetas extra-solares, apresentaremos brevemente as características dos dois métodos de mais sucesso: velocidade radial e trânsito planetário.

3.2.1 Técnica espectroscópica: Velocidade radial (VR) ou *Doppler*

O método consiste em detectar a variação da VR de uma estrela devida à perturbação causada pela presença de um planeta (ver exemplo na Figura 3.2). O movimento de um planeta em órbita circular induz à estrela um movimento circular ao redor do baricentro do sistema “estrela + planeta”.

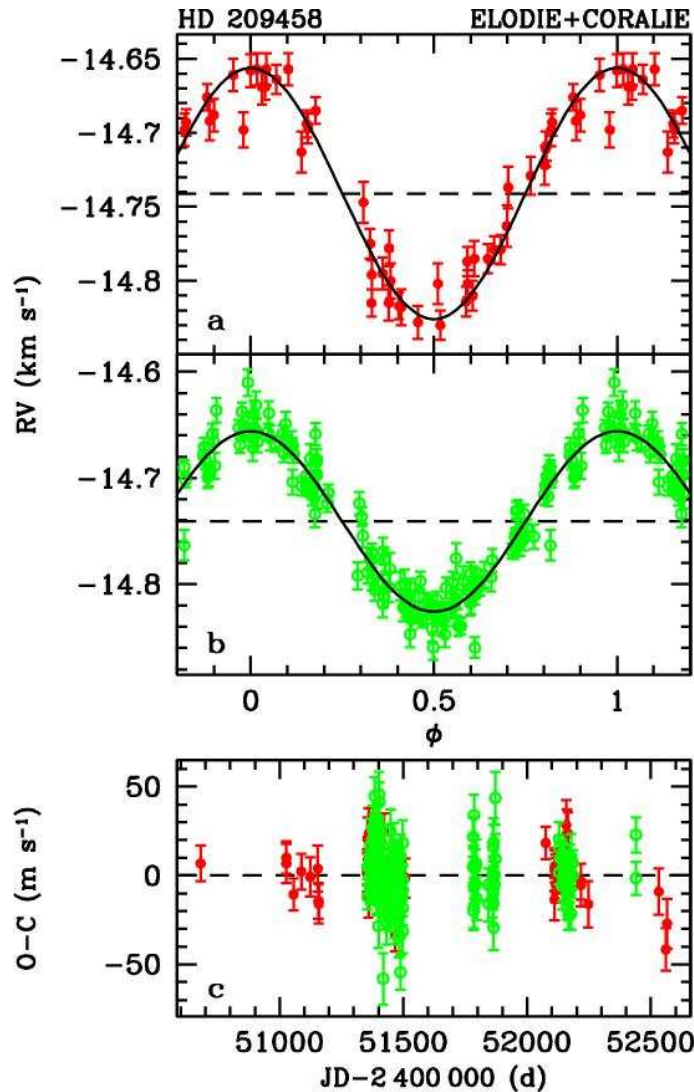


Figura 3.2: Curva de VR da estrela HD 209458, onde os pontos correspondem as observações dos espectrógrafos ELODIE (vermelho) e CORALIE (verde), e a linha tracejada o ajuste orbital. O último painel mostra o resíduo da combinação dos dados (Naef et al., 2004).

A amplitude K da variação da VR resultante da estrela de massa M_* devida à presença de um planeta de massa M_p com uma inclinação i , período orbital P e excentricidade e é descrita pela seguinte equação (Cumming et al., 1999):

$$K = \left(\frac{2\pi G}{P}\right)^{1/3} \frac{M_p \sin i}{(M_* + M_p)^{2/3} (1 - e^2)^{1/2}} \quad (3.1)$$

Considerando a terceira lei do Kepler e medindo o período pode-se derivar o semi-eixo maior a da órbita. Nesta relação pode-se ver claramente que quanto maior for $M_p \sin i$ e menor P , maior vai ser a amplitude K , portanto mais fácil de medir.

O valor de K é obtido medindo a variação da VR da estrela através do deslocamento Doppler das linhas do espectro da estrela ao longo do tempo. Quanto melhor as medidas destas linhas mais preciso vai ser o valor de K . No caso do Sistema Solar, a influência de Júpiter no Sol produz uma amplitude $K = 12,5$ m/s, a variação causada pela terra é $K = 0,1$ m/s. Na atualidade os espectrógrafos têm atingido precisões de 1 m/s, como o caso do HARPS que atingiu o valor de 0.81 m/s para o sistema HD 69830 (Lovis et al., 2006).

Um outro *bias* importante de se destacar é que as buscas se concentraram em estrelas análogas ao Sol por vários motivos. Nas estrelas muito jovens a atividade cromosférica das estrelas dificulta as medidas das linhas espectrais. Em estrelas muito frias as bandas moleculares se sobrepõem com as linhas espectrais impedindo a medição destas. Já em estrelas muito quentes as linhas detectadas não são suficientes como para obter com precisão uma curva de VR. Também foram excluídas das buscas iniciais as estrelas variáveis e binárias. Além destas dificuldades, o pensamento que existe há séculos é que, se o Sol tem planetas, estrelas análogas ao Sol devem ter também.

Em conclusão, com esta técnica obtemos e , P , $M_p \sin i$ e a . Notar que só se obtém $M_p \sin i$, é dizer um limite inferior da massa do planeta já que a inclinação não é conhecida. A técnica de VR favorece a detecção de planetas massivos bem próximos à estrela central, denominados na literatura como “Júpiteres quentes”. Contudo, melhorias nas técnicas e na sensibilidade dos instrumentos têm permitido detectar planetas de massa menor tipo Netuno e com o passar dos anos se detectarão estrelas com períodos maiores.

Embora a técnica de VR favoreça a detecção de planetas tipo “Júpiter quentes”, a descoberta deste tipo de objetos foi surpreendente, já que segundo a teoria de formação planetária que até então se conhecia, a qual estava baseada no sistema solar, não previa a presença de planetas gasosos tão perto da estrela central. Para explicar estas configurações desenvolveram-se novas teorias de formação planetária que incluem migração dos planetas. Cabe destacar que a idéia de migração planetária já tinha sido proposta na literatura 10 anos antes da descoberta do primeiro “Júpiter quente” (Papaioizou & Lin, 1984). Mais a frente se detalhará a importância de incluir o fenômeno de migração nos modelos de formação planetária para o entendimento das propriedades apresentadas pelas estrelas com planetas.

3.2.2 Técnica fotométrica: Trânsito planetário

A técnica de detecção via trânsito é amplamente usada e conhecida no caso das estrelas binárias. Esta técnica consiste em observar a curva de luz da estrela central (Figura 3.3) e detectar a diminuição do brilho causado pela passagem do planeta pela linha da visada. Neste caso, precisa-se que o planeta tenha uma inclinação perto dos 90° para observar o trânsito. Também é necessário que as observações sejam feitas pelo menos numa órbita completa, o seguimento de várias órbitas melhoram obviamente a precisão da determinação da curva de luz.

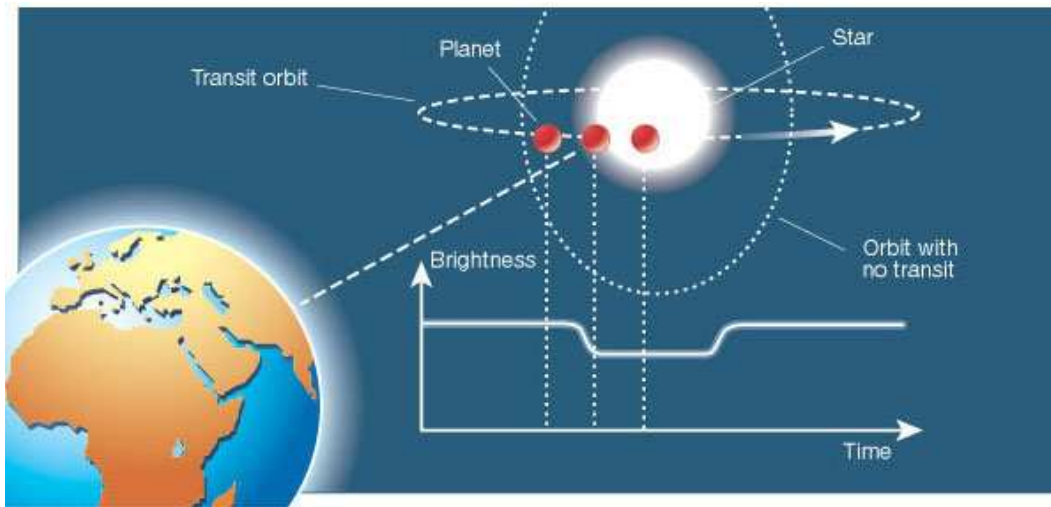


Figura 3.3: Curva de luz de uma estrela devido ao trânsito de um planeta na linha da visada do observador. Figura extraída do trabalho de Brown (2003).

Só dois parâmetros são medidos na curva de luz, a duração D_T e a profundidade $\delta F/F$ do trânsito.

$$D_T = (P/\pi)(R_p/a) \quad (3.2)$$

$$\delta F/F = (R_p/R_*)^2 \quad (3.3)$$

Das equações pode-se inferir que o trânsito é melhor detectado para planetas próximos e de raio grande. Esta técnica fornece o valor da inclinação (perto de 90°), o período P e o raio do planeta R_p que junto com a massa fornecida pela técnica de VR (se é possível) dá uma estimativa da densidade do planeta. A eficiência desta técnica depende só da precisão fotométrica, a qual pode chegar a detectar planetas

Tabela 3.1: Sumario das detecções de planetas extra-solares segundo o método utilizado.

Método	Sistema planetários	Planetas	Sistemas multi-planetários
Totalidade	- -	344	–
VR + Astrometria	272	318	33
Trânsito	58	58	0
Microolentes	7	8	1
Imagen directa	9	11	1
<i>Timing pulsar</i>	4	7	2

Dados extraídos da base de dados de J. Schneider, <http://www.exoplanet.eu>. Atualizado até o dia 16/04/2009.

de raio tipo terrestre se as observações fossem feitas no espaço já que a atmosfera terrestre é uma fonte de ruído.

O satélite CoRoT (*Convection Rotation and Planetary Transits*), consta de um telescópio de 27 cm e possui dois objetivos, um deles é detectar planetas extra-solares (tipo terrestres) via trânsitos e o segundo é fazer sismologia estelar. Desde 2006 já detectou trânsitos em mais de 25 estrelas, mas só sete planetas foram confirmados até agora. Este satélite é uma colaboração entre França, a Áustria, a Alemanha, a Espanha e Brasil.

Em março do 2009 foi lançado o satélite Kepler, com um telescópio de 95 cm, cuja missão é detectar trânsitos planetários. Ele poderá detectar o trânsito de um planeta como a Terra para estrelas mais brilhantes que magnitude 12. Cabe destacar que embora a técnica pareça simples a probabilidade de encontrar falsos candidatos é altíssima já que não só um planeta produz uma curva de luz. Sumarizamos o número de detecções fornecido por cada método na Tabela 3.1 A segunda coluna detalha basicamente quantas estrelas com planetas foram detectados por cada método. A terceira coluna mostra o número total de planetas descobertos por cada método e a última coluna detalha quantos sistemas com mais de um planeta foram descobertos.

3.3 Propriedades dos planetas extra-solares e de suas estrelas hospedeiras

Com mais de 300 estrelas com planetas descobertas, o estudo estatístico das propriedades destas e de seus planetas apresentam um panorama mais sólido do qual pode-se tirar conclusões e inferir características intrínsecas da amostra, sempre lembrando dos *bias* inseridos pelas diferentes técnicas de detecção.

O estudo da distribuição dos períodos orbitais, excentricidades e massas planetária dos planetas extra-solares podem nos dar informação do processo de formação de planetária. Do estudo estatístico das propriedades de planetas ao redor de estrelas do tipo solar temos aprendido que: (a) planetas Jovianos (tipo Júpiter) são encontrados em uma ampla gama de raios orbitais, desde a menor órbita onde podem sobreviver à evaporação (0,03 UA) até as mais distantes em que eles podem ser detectados (~ 5 UA), (b) planetas Jovianos que não foram circularizados por forças de maré mostram uma ampla gama de excentricidades, com um valor médio de $\sim 0,3$; (c) ressonâncias orbitais são comumente encontradas nos sistemas nos quais mais de um planeta são detectados, (d) existe uma distribuição de lei de potencia das massas planetárias que é praticamente uniforme em $\log M$ ao longo do intervalo de $0,3 - \sim 10 M_{Jup}$, embora com uma forte deficiência de objetos com massa superior a $M_p \sim 15 M_{Jup}$ (anãs marrons), conhecido como “deserto das anãs marrons”.

3.3.1 Distribuição de massas e órbitas

Obtem-se resultados muito interessantes ao estudar a distribuição de massas com respeito a outros parâmetros. Devido aos limites da técnicas de detecção de VR (mais frutífera), os primeiros programas de buscas de planetas extra-solares se basearam em estrelas F–G–K de seqüência principal na faixa de massa de 0,7 a 1,2 M_{\odot} . Isto limitou por muito tempo qualquer tipo de estudo da frequência de planetas com respeito a massa estelar. No último ano se tem avançado muito na descoberta de planetas em outras faixas de massa estelar devido à descoberta de planetas em estrelas de tipo M e em sub-gigantes de tipo K. Embora sejam poucos os números, estes já mostram uma diferença em relação àquelas de tipo solar. Por este motivo vamos a dividir esta análise em estrelas de massa baixa ($< 0,7$), média (0,7 - 1,2 M_{\odot}) e intermediária ($> 1,2 M_{\odot}$) quando necessário.

Como foi mencionado, a técnica de VR favorece a detecção de objetos massivos perto das estrelas, porém pode-se ver na Figura 3.4 que existe uma carência de planetas perto das estrelas de massa tipo solar. Considerando o cenário de migração parece que este mecanismo é mais eficiente para planetas de massas menores (baixa inércia) que para planetas mais massivos (alta inércia) (Rasio & Ford, 1996).

Trabalhos recentes têm ampliado a faixa de massa das estrelas com planetas (Rivera et al., 2005; Johnson et al., 2007) incrementando assim a diversidade destas. Para poder atingir a faixa de massa intermediária, observou-se estrelas tipo K evoluindo no ramo das gigantes. Este tipo de estrelas possui massa na faixa de 2,3 a 3,4 M_{\odot} e principalmente têm baixa temperatura efetiva e baixa rotação fazendo possível a medição da VR.

Algum resultado pode ser obtido, embora ainda contamos com estatísticas de pou-

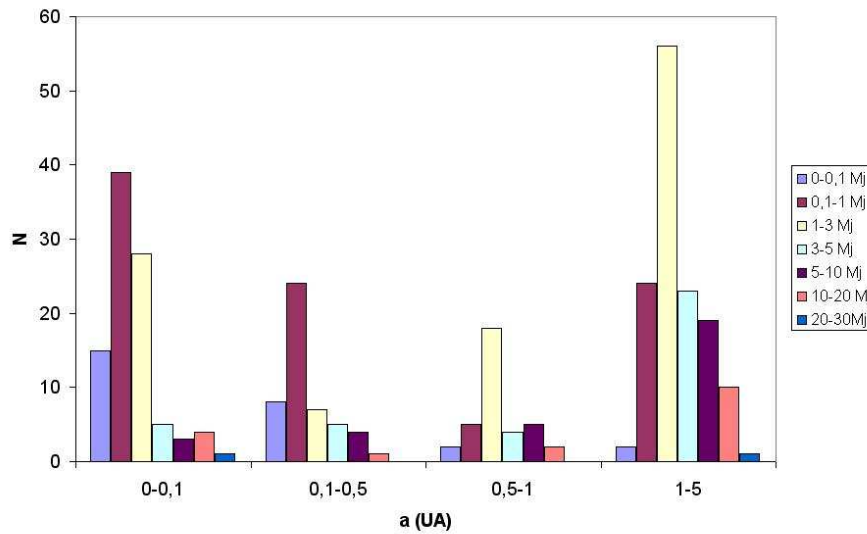


Figura 3.4: Histograma da distribuição de semi-eixos da órbitas dos planetas extra-solares encontrados via VR ao redor de estrelas tipo solar considerando a distribuição da massa do planeta para cada faixa de semi-eixo. Pode-se ver que a faixa de semi-eixo até 1 UA tem uma deficiência de planetas com massas maiores a $3 M_{Jup}$. Parâmetros extraídos de <http://exoplanet.eu/catalog.php>.

cos números, se comparamos com estrelas com massa tipo solar (Hatzes, 2008). As estrelas mais massivas tendem a ter planetas mais massivos. Ao contrário do encontrado para as estrelas tipo solar, as estrelas com massas $> 1,1 M_{\odot}$ possuem planetas com massas maiores a $5 M_{Jup}$. Especula-se que as estrelas mais massivas possuem discos protoplanetários mais massivos, que poderiam formar planetas mais massivos (ver seção 2.5). Assim, planetas de baixa massa tipo Netuno encontrados estariam orbitando estrelas de tipo M (baixa massa) (Bonfils et al., 2006). Aqui temos que ter cuidado ao tirar conclusões já que entram em jogo *bias* observacionais já que é mais fácil encontrar planetas menos massivos em estrelas pouco massivas.

É possível argumentar que a tendência de estrelas massivas terem planetas mais massivos é um *bias* observacional já que as estrelas gigantes possuem grandes variações intrínsecas, e isto dificultaria a detecção de planetas de massa menores. Por outro lado este argumento fica sem sentido quando consideramos as estrelas de seqüência principal. Estas apresentam menores variações que as gigantes, e deveriam ter ambos tipos de planetas: os massivos ($> 5 M_{\odot}$) e os pouco massivos, mas só se encontram estes últimos. Ao menos 40 estrelas possuem planetas com massas na faixa de $5-14 M_{Jup}$, onde ~ 30 delas possuem massas maiores que $1,1 M_{\odot}$.

Pode-se argumentar mais ainda se consideramos que as buscas de planetas extra-solares via VR têm explorado milhares de estrelas tipo solar enquanto que para as

estrelas gigantes só existem centenas exploradas. Então se as estrelas tipo solar tivessem a mesma frequência de planetas massivos como têm as estrelas gigantes, essas estrelas deveriam apresentar uma maior fração de planetas com massas superiores a $5 M_{Jup}$, o qual não acontece (ver Figura 3.4). Isto aponta para uma forte dependência da massa estelar com o processo de formação planetária. Claramente, uma amostra maior de planetas em torno de estrelas de massa intermediária precisa ser encontrada antes de poder fazer comparações estatísticas.

Enquanto as órbitas, planetas em torno de estrelas de massa intermediária podem ter alta excentricidade orbital. A distribuição das excentricidades de planetas em torno de estrelas de massa intermediária mostram uma distribuição que parece imitar a dos planetas em torno de estrelas de massa tipo solar. Se isto for verdadeiro, então o mecanismo responsável pela excentricidades orbital seria independente da massa estelar.

3.3.2 Metalicidade

A metalicidade das estrelas hospedeiras de planetas extra-solares é uma propriedade que pode revelar o mecanismo de formação destes. Diferentes trabalhos independentes (Gonzalez, 1998; Gonzalez et al., 2001; Santos et al., 2001, 2004, 2005) mostram que as estrelas tipo solar que possuem planetas extra-solares são ~ 0.24 dex mais ricas em metais que a amostra das estrelas anãs de seqüência principal sem planetas detectados. A Figura 3.5 mostra claramente a diferença entre as distribuições de metalicidade entre estrelas com e sem planetas.

Um resultado interessante é que a probabilidade de que uma estrela tenha planetas detectados via VR (planetas Jovianos) aumenta rapidamente com a metalicidade da estrela como pode se ver na Figura 3.6 (Santos et al., 2001, 2003, 2004; Reid, 2002; Fischer & Valenti, 2005). Notar que, o fato de uma estrela ser pobre em metais não significa que esta não possa ter planeta como mostra claramente a Figura 3.6. Pode-se separar este gráfico em duas partes: uma comporta-se como uma função estritamente crescente com a metalicidade para metalicidades altas, e a outra como uma função constante para menores valores de metalicidade. Isto significa que poderia existir dois regimes diferentes para diferentes faixa de metalicidade. A parte plana e pobre da distribuição de metalicidade é ainda matéria de debate. Esta também é a faixa na qual se encontra o Sol.

Se consideramos só os planetas de massa tipo Netuno a distribuição de metalicidade torna-se plana. Esta ausência de tendência é clara na Figura 3.7 (Udry et al., 2006). Tirar uma conclusão deste comportamento não é tarefa fácil por dois motivos: i) as estatísticas estão baseadas em poucos números e ii) a maioria destes planetas estão orbitando estrelas de tipo espectral M com muita incerteza nas suas abundâncias. O espalhamento desses valores ao longo da distribuição de metalicidade sugere uma

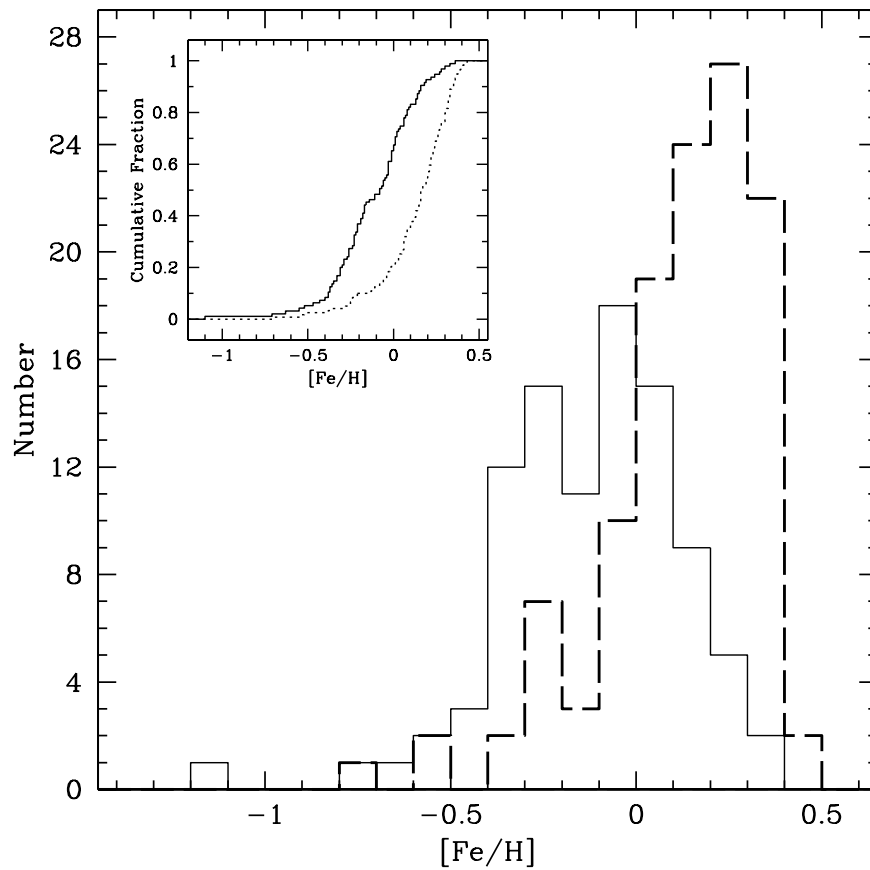
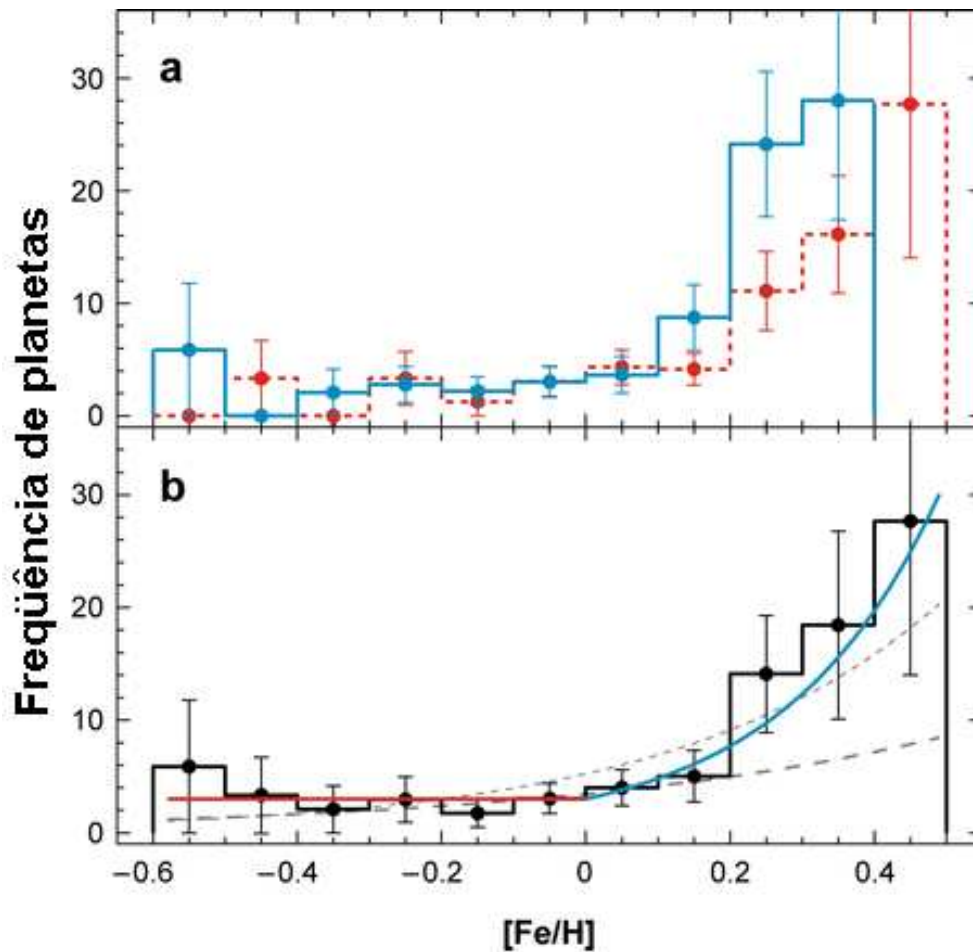


Figura 3.5: Distribuição da metalicidade das estrelas com planetas (linha tracejada) e das estrelas sem planetas detectados (linha contínua). A diferença da média da metalicidade entre ambos os grupos é de 0.24 dex. O diagrama localizado no canto superior esquerdo mostra a função acumulativa de ambas distribuições (Santos et al., 2005).




 Udry S, Santos NC. 2007.
Annu. Rev. Astron. Astrophys. 45:397–439

Figura 3.6: a) Frequência de estrelas com planetas em função da metalicidade estelar (Santos et al., 2004; Fischer & Valenti, 2005). Em azul dados de CORALIE e em vermelho dados do Keck. b) Média da distribuição das duas amostras. A curva azul mostra a lei de potência que ajusta os pontos de valor positivo e a linha vermelha aqueles de valor negativo. As linhas de pontos e tracejadas representam os ajustes não pesado e pesado para todos os dados, respectivamente, só para $[Fe/H] > -0.5$.

relação diferente entre o conteúdo metálico e a frequência para os planetas menos massivos em relação aos mais massivos.

Para as estrelas de maior massa, a primeira análise da distribuição de metalicidade nas estrelas gigantes com planetas será apresentado no capítulo 6, onde veremos um resultado completamente oposto do encontrado nas estrelas de SP. Este é que as estrelas gigantes com planetas apresentam uma distribuição da metalicidade similar as estrelas de campo.

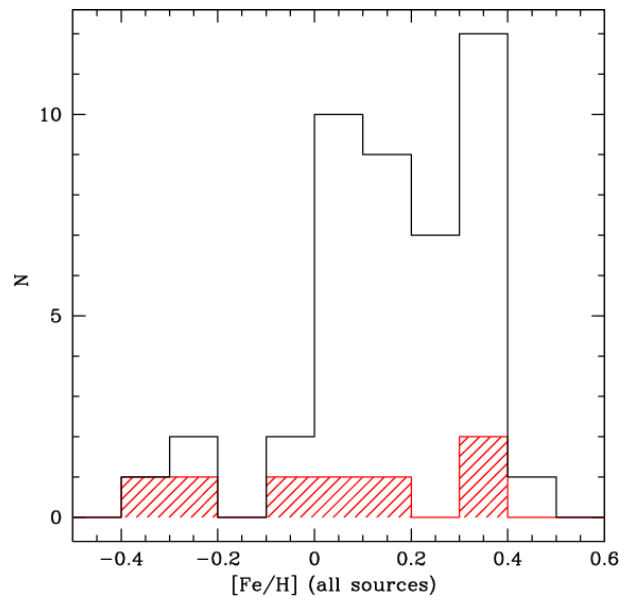


Figura 3.7: Distribuição da metalicidade das estrelas com planetas com período menor a 20 dias (histograma preto) e das estrelas com planetas tipo neptuno (histograma vermelho) (Udry et al., 2006)

Origem do excesso de metalicidade

A origem do excesso de metalicidade encontrado nas estrelas com planetas gigantes tem sido muito discutida na literatura sem chegar a um resultado 100 % conclusivo. As perguntas surgem naturalmente dos dados; é a alta metalicidade da estrela que favorece à formação planetária ou é a presença dos planetas a causa da alta metalicidade da estrela? Discutiremos este cenário no capítulo 6 onde apresentaremos também nossos resultados sobre a pesquisa de contaminação via poluição.

3.4 Migração planetária

Com o descobrimento dos planetas tipo “Júpiter quente” novos cenários de formação planetária tiveram que ser considerados, incluindo a migração planetária. A idéia é que estes planetas devem ter se formado distante da estrela, e migrado até a posição onde se encontram atualmente. O quanto eles deveriam ter migrado depende da distância na qual se formaram, a qual depende da chamada linha do gelo (*ice line*). Para uma dada estrela, a linha do gelo é o ponto no disco onde a temperatura é o suficiente fria (~ 170 K) para que a água possa se condensar em gelo. No Sistema Solar, a linha do gelo estaria a cerca de 2,7 UA do Sol. Isto marca o limite entre o Sistema Solar interior, que é dominado por planetas rochosos e asteróides, e o Sistema Solar exterior, que contém os quatro planetas gigantes, suas luas geladas, e o Cinturão de Kuiper. Para

estrelas anãs tipo M a linha do gelo estaria mais perto da estrela hospedeira, a cerca de 0,4 UA, enquanto que para uma estrela tipo A ela estaria mais longe, a cerca de 11 UA.

Nosso Sistema Solar também teria sofrido migrações no passado, fato que já era conhecido antes da descoberta de 51 Pegasi. Simulações numéricas de Fernandez & Ip (1984) mostram que os planetas gigantes teriam sofrido migrações orbitais devido à troca de energia e de momento angular destes com o disco de planetesimais remanescente da nebulosa solar primordial. Estes modelos mostram que Netuno, Urano e Saturno teriam ganho momento orbital e migrado para a parte exterior, enquanto Júpiter teria-se movimentado para a parte interior do sistema.

Deste modo, a migração planetária seria um resultado natural da formação dos planetas. Depois dos planetas gigantes se formarem e a nebulosa gasosa circunsolar ser dissipada, o Sistema Solar ficou composto pelo Sol, os planetas e de um disco de restos de pequenos planetesimais. Então os planetas começaram a “corroer” o disco, accretando ou afastando os planetesimais. Neste processo os planetas migraram por causa da troca do momento angular com o disco de partículas. A distribuição orbital dos objetos trans-netunianos é provavelmente o resultado de tal migração planetária.

Existem na literatura vários tipos de migrações a considerar, a natureza destas depende do tipo de interação e da presença ou ausência do gás. A seguir mencionamos alguns deles:

a) Interação entre os planetas e o disco protoplanetário (gasoso): Esta interação leva a uma migração orbital como consequência do intercâmbio de momento angular entre o planeta e o gás do disco, tanto para planetas de massa terrestres ou gasosos de massas maiores. Isto acontece enquanto o gás do disco ainda está presente. Este tipo de migração com gás fornece explicação teórica padrão da existência dos planetas tipo “Júpiter quente” (Lin et al., 1996).

b) Interação entre os planetas e o remanescente de planetesimais do disco: Planetas em geral, especialmente os gigantes, podem trocar momento angular interagindo com os planetesimais remanescentes da formação planetária, e muitos destes planetesimais são deslocados ou expulsos do sistema. Este mecanismo teria acontecido em nosso Sistema Solar como foi mencionado anteriormente.

c) Interação dentro de um sistema inicialmente instável com dois ou mais planetas massivos: Não há garantia de que a configuração de um sistema planetário recém formado seja estável a longo prazo. Instabilidades podem levar a uma dispersão entre planetas (*planet-planet scattering*), que geralmente resulta na ejeção do planeta de menor massa, deixando o sobrevivente em órbitas excêntricas. Esta pode ser a origem

das órbitas excêntricas observadas nos sistemas extra-solares.

Diversos trabalhos tentaram reproduzir a configuração final dos sistemas com planeta extra-solares incorporando a seu modelo migração e ressonâncias. Para obter uma visão mais geral e completa pode se ver os trabalhos de Armitage (2007) e de Artymowicz (2006) entre outros. Na presente tese estudamos a migração produzida por causa da interação de um planeta gigante com o disco de planetesimais. Particularmente nos interessa ver quantos planetesimais são expulsado do sistema e quantos deles podem cair na estrela provocando um enriquecimento metálico. Este trabalho será discutido no capítulo 6.

Capítulo 4

Evolução de discos *debris* em volta de estrelas de baixa massa

Neste capítulo apresentamos nossa pesquisa sobre a evolução global dos discos *debris* utilizando um diagrama cor-cor no infravermelho. Estudamos a evolução das estrelas com discos *debris* resolvidos espacialmente até hoje, comparamos com as estrelas candidatas a possuir discos *debris* e também com estrelas mais novas que possuem discos primordiais. Desta comparação surge um vínculo evolutivo no diagrama cor-cor. Mostramos de maneira simples, mediante cálculos de transferência radiativa, como o disco vai se esvaziando do centro até sua borda externa seguindo uma evolução organizada. Isto sugere que o diagrama pode ser utilizado como indicador qualitativo de idade e também para encontrar discos em estado de transição. Por último, comparamos nossos resultados observacionais com modelos de evolução colisional de discos propostos na literatura.

4.1 Introdução e motivação

É geralmente aceito que a evolução dos discos *debris* em torno de estrelas de baixa massa é controlada por colisões entre planetesimais de tamanho quilométricos, formados em uma etapa evolutiva prévia. A princípio, estes corpos são do tipo asteroidal, embriões planetários ou mesmo planetas menores.

A evolução dos disco *debris* começa praticamente quando o gás original, que é o principal componente da massa dos discos primordiais, perde-se quase na sua totalidade. Um dos principais problemas da evolução dos discos *debris* consiste em saber se este processo colisional segue uma evolução em estado estacionário de forma organizada caracterizada por um mecanismo de colisões em cascata (Dominik & Decin, 2003; Wyatt et al., 2007b; Thebault & Augereau, 2007) ou segue eventos transitórios

ou estocásticos.

No caso do mecanismo de colisões em cascata, corpos quilométricos (não diretamente detetáveis), são sistematicamente transformados em poeira fina de tamanho micrométrico (diretamente detetável). Em tanto que os eventos transitórios estão relacionados com colisões energéticas de grandes corpos produzindo picos de radiação de curta vida, como os observados no disco de β Pictoris (Telesco et al., 2005). No caso desse tipo de evento no Sistema Solar ver o trabalho de Nesvorný et al. (2003).

A maioria das informações sobre os discos *debris* tem sido obtidas através de medições de excessos infravermelhos sobre as emissões fotosféricas das estrelas pelos telescópios espaciais IRAS, ISO e atualmente Spitzer. IRAS, mesmo com limitações na sensibilidade em relação ao ISO e especialmente com Spitzer, foi a principal fonte do único grande levantamento sem *bias* das estrelas próximas desde $12 \mu\text{m}$ até $100 \mu\text{m}$. Juntos, estes três observatórios têm permitido a detecção de centenas de estrelas candidatas a ter discos *debris*.

Re-analisando os dados de IRAS e ISO, Moór et al. (2006) detectaram 60 discos candidatos a tipo *debris*, 11 dos quais são novas detecções. Além disso, Rhee et al. (2007) correlacionando os dados do Hipparcos com os do IRAS, têm revelado novamente o poder de IRAS detectando mais de 30 novos candidatos a discos tipo *debris*. Hoje, pelo menos 21 discos *debris* foram resolvidos espacialmente em estrelas que vão do tipo espectral A até M, sem considerar alguns discos em torno de estrelas de maior massa como as estrelas Herbig Ae/Be que não são discutidas nesta tese.

Um outro problema que atinge a evolução global dos discos *debris* consiste em investigar os pontos em comum com a evolução do disco *debris* do nosso Sistema Solar, o qual atualmente é caracterizado pelo Cinturão de Asteróides, o Cinturão de Kuiper e a poeira zodiacal. Em primeira aproximação a comparação parece não ser muito direta pelas seguintes razões: a) o vínculo pouco claro ainda entre a presença de discos *debris* e a presença de planetas (Moro-Martín et al., 2007), b) o pequeno tamanho do disco *debris* do nosso Sistema Solar comparado com os observados em outras estrelas; o qual seria um *bias* observacional já que as técnicas atuais não são capazes de resolver discos tão pequenos e poucos massivos.

Só duas estrelas com discos *debris* resolvidos possuem planetas descobertos via velocidade radial, ϵ Eri (Hatzes et al., 2000) e HD 10647 (Butler et al., 2006), e só uma com imagem direta, Fomalhaut (Kalas et al., 2008). Entre as estrelas candidatas a ter discos tipo *debris* encontra-se HD 69830, que possui um sistema planetário muito interessante descoberto via velocidade radial (Lovis et al., 2006).

Nos últimos anos, usando o telescópio espacial Spitzer tem se realizado várias buscas e pesquisas de discos *debris* estudando o excessos no IV ao redor de estrelas tipo solar como os trabalhos de: Rieke et al. (2005), Chen et al. (2006), Su et al. (2006), Bryden et al. (2006), Silverstone et al. (2006), Gorlova et al. (2006), Meyer

et al. (2007), Hillenbrand et al. (2008), Trilling et al. (2008) e Rebull et al. (2008). Nesta tese estudamos a evolução global no infra-vermelho médio dos discos *debris* usando dados das missões de Spitzer, IRAS, e ISO; priorizando Spitzer sempre que for possível devido a sua maior sensibilidade. Estes dados foram obtidos a partir de catálogos e dos trabalhos mencionados.

Devido à importância de adotar idades confiáveis para construir uma escala evolutiva vamos detalhar as idades das estrelas nos casos mais interessantes. Logo, utilizando o diagrama tipo cor–cor (IV) estudamos a distribuição de todos os discos *debris* resolvidos até agora. Esta distribuição é comparada com aquela apresentada pelas estrelas candidatas, i.e., discos ainda não resolvidos. Depois, comparamos a distribuição dos discos *debris* com aquela apresentada pelos discos primordiais representados pelas estrelas T Tauri do tipo clássicas e objetos muito jovens chamados de YSO (do inglês *young stellar objects*). O objetivo deste passo é encontrar um vínculo entre ambas populações. Comparamos nossos resultados com um modelo teórico recente de Kenyon & Bromley (2008) o qual ajuda a interpretar a evolução encontrada. Por último, com o intuito de reproduzir as observações usamos um modelo de transferência radiativa desenvolvido especialmente para discos *debris* por Wolf & Hillenbrand (2005).

4.2 Amostra de discos resolvidos

O primeiro passo foi fazer um levantamento de dados da literatura sobre estrelas com discos *debris* resolvidos espacialmente. A tabela 4.1 mostra as propriedades das 21 estrelas com disco *debris* resolvidos até hoje, as quais são a base deste estudo. A primeira coluna desta tabela mostra o número atribuído a cada estrela, as quais estão ordenadas em forma crescente com a idade (esta numeração é usada nos gráficos posteriores). Pode-se ver que as estrelas são brilhantes, próximas e de diferentes tipos espectrais. Porém, as estrelas mais representadas são aquelas de tipo espectral A, que por serem mais brilhantes e massivas seus discos são maiores e brilhantes, tornam-se então mais fáceis de serem detectados através da técnica de imagem direta, usando geralmente técnicas coronográficas.

4.2.1 Idades da amostra

Nosso objetivo é detalhar a evolução dos discos na etapa *debris*, por isso a idade da estrela torna-se um parâmetro fundamental neste estudo. Sabe-se claramente quanto é difícil em astrofísica a determinação de idades, sobre tudo para estrelas isoladas. Na Tabela 4.1 detalhamos as idades de cada estrela e sua referência. Notar que várias

Tabela 4.1: Propriedades das estrelas e dos discos *debris*

#	Nome HD	Outro nome	Tipo	V	Dist.	Idade	Ref. da Idade	Incl.	Raio do disco	Descoberta
					(pc)	(Myr)		(°)	(AU)	
1	HD 109573	HR 4796A	A0 V	5.78	67.0	8.3±0.8	(e)	75	60-80	1
2	HD 39060 *	β Pic	A5 V	3.86	19.2	11.3±0.3	(a)	87	10-1835	4
3	HD 181327 *	HIP 95270	F8	7.0	50.5	11.3±0.3	(a)	32	64-104	10
4	HD 181296 *	η Tel	A0 V	5.30	47.6	11.3±0.3	(s)	5	24	21
5	HD 197481 *	AU Mic	M1 V	8.61	9.9	11.3±0.3	(a)	87	12-210	5
6	HD 32297	A0	A0	8.13	112	18±2	(g)	80	40-1680	6, 7
7	HD 9672	49 Ceti	A1 V	5.62	61.2	8-20	(l,m)	60	60	3
8	HD 15115	F2	F2	6.8	44.8	8-20	(g)	85	31-554	2
9	HD 15745	F2 V	F2 V	7.5	64	30-300	(r)	67	60-450	9
10	HD 61005	G4 V	G4 V	8.22	38.5	90±40	(p)		240	8
11	HD 107146	G2 V	G2 V	7.07	28.5	80-200	(f)	25	80-175	14
12	HD 92945	K1 V	K1 V	7.76	22.0	100	(i)	70	146	15
13	HD 161868	γ Ophi	A0 V	3.75	29.1	184	(n)	55	520	16
14	HD 216956‡	Fomalhaut	A3 V	1.16	7.6	200±100	(d)	66	133-158	12, 13
15	HD 10647‡	F9 V	F9 V	5.52	17.3	300-7000	(o)	75	120-140	17
16	HD 139664	F5 V	F5 V	4.64	17.5	300 ⁺⁷⁰⁰ ₋₄₇₅₀	(k)	85	83-109	11
17	HD 172167	Vega	A0 V	0.03	7.7	386±16	(b)	15	90-800	12
18	HD 22049‡	ϵ Eri	K2 V	3.73	3.2	850	(c)	25	40-105	19
19	HD 53143	K1 V	K1 V	6.81	18.4	980 ⁺⁵²⁰ ₋₃₃₀	(j)	45	55-110	11
20	HD 109085	η Corvi	F2 V	4.31	18.2	1000	(h)	45	2-152	18
21	HD 10700	τ Ceti	G8 V	3.5	3.6	7244 ⁺³⁰⁰⁰ ₋₄₇₅₀	(g)	75	50	20

Referência. Col. (1): número dado a cada estrela neste trabalho.(2): nome HD. Col.(3): nome da estrela. Col. (4)-(6): Dados tomados do Simbad . (7): Idade da estrela. Col. (8): Referência da idade. Col. (9): inclinação do disco. Col. (10): raio do disco. Col. (11): Descoberta.

Col.11: 1. Koerner et al. (1998), 2.Kalás et al. (2007b), 3.Wahhaj et al. (2007a), 4. Smith & Terrie (1984), 5.Kalás et al. (2004), 6.Kalás (2005b), 7. Schneider et al. (2005), 8.Hines et al. (2007), 9.Kalás et al. (2007a), 10. Schneider et al. (2006), 11. Kalás et al. (2006), 12.Holland et al. (1998), 13.Kalás et al. (2005), 14.Ardila et al. (2004), 15.Krist et al. (2005), 16.Su et al. (2008), 17.Stapelfeldt et al. (2007), 18.Wyatt et al. (2005), 19.Greaves et al. (1998), 20.Greaves et al. (2004), 21.Smith et al. (2009)

‡: possível planeta confirmado

*: Pertence à associação co-movel de β Pictoris

delas pertencem à associação de β Pictoris. Detalhamos brevemente a discussão da idade de duas estrelas.

HD 32297

Esta estrela é muito particular porque parece dar uma evidência confusa sobre sua idade. HD 32297 possui um disco grande de dimensões comparáveis com o de β Pictoris, e apresenta gás, o qual evidencia sua juventude já que geralmente o gás desaparece antes de ~ 10 Ma.

Kalas (2005b) examina alguns cenários que sugerem uma idade inferior a 30 Ma, dependendo se a origem dessa estrela está associada ao Cinturão de Gould ou à região de Taurus Aurigae. A ausência de uma medida fiável do valor da sua velocidade radial introduziu também dificuldades (ver Moór et al. (2006)). Com este motivo, C.A Torres e G. Quast (LNA) obtiveram espectros de alta resolução no Observatório Pico dos Dias, para estimar sua velocidade radial, e nos proporcionaram os dados de forma privada antes da sua publicação. Dois diferentes métodos foram aplicados para medir essa velocidade, obtiveram valores como 18.8 km s^{-1} e 23 km s^{-1} . Este dois valores estão de acordo com os propostos por Moór et al. (2006) de $21.8 \pm 2.1 \text{ km s}^{-1}$ e também com um valor aproximado dado por Redfield (2007) de 20 km s^{-1} .

de la Reza et al. (2009), analisaram a órbita no passado em 3D desta estrela mostrando que esta órbita não é compatível com aquela da associação de β Pictoris. De fato, a atual distância de HD 32297 de 112 pc, é muito maior do que a distância típica média da Associação de β Pic que é de ~ 40 pc. Por outro lado, o passado da órbita de HD 32297 aproxima-se á órbita central no passado do sub-grupo da Associação OB de Sco-Cen (UCL) com uma idade de 16 a 20 Ma (Mamajek et al., 2002). Nestas circunstâncias adotamos em principio para HD 32297 a idade de 18 ± 2 Ma. No entanto, veremos mais a frente como nossa pesquisa pode ajudar a restringir a idade desta estrela embora contemos com dados fotométricos de baixa qualidade já que HD 32297 não possui dados Spitzer e os dados de IRAS tem qualidade baixa.

49 Cet

Wahhaj et al. (2007a) propõem uma idade inferior a 20 Ma em base a comparação dos discos de β Pictoris and HR 4796A. Entanto que Zuckerman et al. (1995a) dão uma idade de 8 ± 2 Myr. Cálculos dinâmicos desta estrela mostram que poderia pertencer à associação *TW Hydra* (de la Reza et al. 2009). Adotamos para esta estrela o valor de $8 - 20$ Myr. Veremos mais a frente outras considerações que apoiam a idade adotada.

4.3 Diagrama cor-cor

O diagrama cor–cor no IV usado aqui não é diretamente o clássico diagrama de cor relacionado com a magnitude, no entanto utilizaremos indiretamente uma razão de fluxos, tornando deste diagrama independente da distância. O diagrama foi inicialmente definido para as bandas IRAS por van der Veen & Habing (1988), e logo modificado em diferentes trabalhos como em de La Reza et al. (1996). Em nossa pesquisa definimos o diagrama cor–cor da seguinte maneira:

$$[\lambda_1 - \lambda_2] = \log(\lambda_2 F_{\lambda_1}) - \log(\lambda_1 F_{\lambda_2}), \quad (4.1)$$

onde F_{λ_i} é a densidade de fluxo obtida a partir de dados IRAS (*Point Source ou Faint Source Catalogue*), Spitzer e ISO. É importante citar que usamos fluxos em três faixas de comprimento de onda: 12–13 μm , 24–25 μm e 60–70 μm . Os fluxos em 12 μm , 25 μm e 60 μm correspondem ao IRAS. O catálogo IRAS proporciona um índice de qualidade Q a cada fluxo que vai de 1 a 3, $Q=3$ ótima, $Q=2$ moderada e $Q=1$ indica um limite superior. Neste análise só usamos $Q=3$ ao menos que indiquemos o contrário. O satélite Spitzer faz fotometria e espectroscopia. Em fotometria possui dois instrumentos que trabalham em diferentes comprimentos de onda, o IRAC (3.6, 4.5, 5.8, 8 μm) e o MIPS (24, 70, 160 μm). Usamos os fluxos do MIPS em 24 μm e 70 μm , quando é possível usamos também fluxo em 13 μm o qual é fornecido a partir de observações espectroscópicas do espectrógrafo IRS. Só em 3 estrelas resolvidas usamos o fluxo em 60 μm do ISO. Também fizemos uso de fluxo em 12,5 μm obtidos com a câmera MIRLIN do telescópio Keck II e da câmera T-ReCS do telescópio Gemini Sul.

Os dados IRAS foram obtidos a partir dos catálogos IRAS, *Point Source* e *Faint Source*, ambos acessíveis livremente a partir do Vizier, enquanto que o resto dos fluxos foram obtidos de literatura mediante árdua pesquisa bibliográfica. É importante ressaltar que as estrelas com discos *debris* só mostram excessos além de 10 μm já que geralmente eles não possuem a parte interior do disco como os exemplos vistos na seção 2.2.1. Isto quer dizer que o valor do fluxo que usamos em 12 μm esta muito perto do valor fotosférico da estrela. Basicamente a análise é feita representando [24 – 12] vs. [70 – 24], o que significa que no eixo x medimos a evolução da poeira “quente” e no eixo y a evolução da poeira fria, ou seja, mais distante.

4.3.1 Discos *debris* resolvidos espacialmente

A Figura 4.1 mostra o diagrama cor–cor dos discos resolvidos, onde os fluxos utilizados estão detalhados na Tabela 4.3.1. A caixa de cor preta na parte inferior esquerda

do gráfico, a qual denominamos nesta tese como *box*, denota a posição das estrelas sem excesso no IV. Esta região foi determinada experimentalmente usando os fluxos Spitzer da literatura de estrelas que não mostram excessos com respeito a sua fotosfera (ver Tabela 4.3).

A primeira característica que se destaca na Figura 4.1 é uma seqüência evolutiva, onde as estrelas mais novas encontram-se no canto superior direito. A medida que aumenta a idade, as estrelas seguem uma seqüência que termina quase antes do “box” sem excessos. Esta seqüência começa com a mais jovem das estrelas, HR 4796A (8 Ma), e termina com a mais velha τ Cet (~ 7.5 Ga).

Com base nas idades adotadas pode se perceber que a evolução segue duas seqüências: a primeira é seguida pelas estrelas mais novas ($\lesssim 200$ Ma) no eixo x em sentido negativo, com uma leve subida no eixo y . Enquanto que a segunda seqüência, que inclui as estrelas mais velhas ($\gtrsim 200$ Ma), se percebe a evolução no eixo y em sentido negativo.

Interpretamos esse comportamento como uma evolução do disco de dentro para fora. Para entender esta interpretação consideramos o disco com poeira a diferentes temperaturas emitindo a diferentes comprimentos de onda de 12, 24 e 70 μm . A emissão em 12 μm é praticamente fotosférica, constante para cada estrela. Uma evolução de dentro para fora implica que a poeira que emite em 24 μm se consome primeiro, provocando uma diminuição em [24 – 12] e como a poeira mais fria que emite em 70 μm ainda é constante, [70 – 24] aumenta. Quando a poeira que emite em 24 μm vai se esgotando, restando apenas emissão fotosférica nesse comprimento, a poeira mais distante que emite em 70 μm começa a se consumir, provocando uma diminuição de [70 – 24] no eixo y , até chegar à região do *box* sem excesso no IV. Isto explicaria qualitativamente a seqüência apresentada na Figura 4.1 concordando assim com as idades das estrelas.

Notemos que discos que pertencem ao mesmo grupo coevo (o que significa a mesma idade) ocupam posições deslocadas. Este é o caso das estrelas que pertencem à associação β Pictoris com uma idade de 11 Ma (ver estrelas 2, 3, 4 e 5 na Figura 4.1). Como veremos posteriormente, isto parece ser uma consequência da rápida evolução nesta fase, e devido também as diferenças intrínsecas entre os discos de mesma idade. Este é o caso da estrela de tipo espectral M, AU Mic, que será discutido nas próximas seções.

4.3.2 Discos candidatos a tipo *debris*

Após apresentar a distribuição correspondente aos discos *debris* resolvidos, analisamos aquela correspondente aos discos candidatos a *debris* que foram propostos na literatura. Para isso, selecionamos candidatos apresentando excessos nas bandas MIPS de

Tabela 4.2: Fluxo IV das estrelas com disco resolvidos

N	Nome da estrela	IRAS	Mirtim/T-ReCS	Spitzer	Spitzer	IRAS	IRAS	ISO	Spitzer
		F ₁₂ (Jy)	F _{12.5} (Jy)	F ₁₃ (Jy)	F ₂₄ (Jy)	F ₂₅ (Jy)	F ₆₀ (Jy)	F ₆₀ (Jy)	F ₇₀
1	HR 4796A	-	0,185 (h)	-	3,03 (g)	-	-	-	5,16 (g)
2	β Pic	3,46	-	-	7,276 (j)	-	-	-	12,99 (j)
3	HD 181327	-	-	0,161 (a)	0,195 (j)	-	-	-	1,468 (j)
4	η Tel	-	-	0,468 (a)	0,382 (j)	-	-	-	0,4 (j)
5	AU Mic	0,76	-	-	0,143 (j)	-	-	-	0,205 (j)
6	HD 32297	-	0,053 (p)	-	-	0,211	1,12	-	-
7	HD 15115	0,2	-	-	0,055 (e)	-	-	0,401 (e)	-
8	49 Cet	-	0,2 (i)	-	-	0,384	2,02	-	-
9	HD 15745	-	-	-	0,162 (e)	-	-	0,753 (e)	-
10	HD 61005	-	-	0,0623 (c)	0,0415 (c)	-	-	-	0,6287 (c)
11	HD 107146	-	-	0,1389 (c)	0,0598 (k)	-	-	-	0,6691 (k)
12	HD 92945	0,219	-	-	0,0392 (f)	-	-	-	0,271
13	γ Oph	1,41	-	-	0,413 (b)	-	-	-	1,085 (b)
14	Fomalhaut	18,5	-	-	3,85 (b)	-	-	-	9,057 (b)
15	HD 10647	0,814	-	-	0,187 (l)	-	-	-	0,859 (l)
16	HD 139664	-	-	1,26 (a)	0,275 (d)	-	-	-	0,5037 (d)
17	Vega	41,6	-	-	8,9 (b)	-	-	-	11,41 (b)
18	ϵ Eri	9,52	-	-	-	2,65 (n)	1,66 (n)	-	-
19	HD 53143	-	-	0,38 (a)	-	-	-	0,214 (e)	-
20	η Corvi	-	-	1,89 (a)	0,589 (d)	-	-	-	0,198 (d)
21	τ Cet	9,56	-	-	-	2,16	0,51	-	-

Referências: a-Chen et al. (2006), b-Su et al. (2006), c-Hillenbrand et al. (2008), d-Beichman et al. (2006), e-Moór et al. (2006), f-Su et al. (2005), g-Low et al. (2005), h-Koerner et al. (1998), i-Wahhaj et al. (2007b), j-Rebull et al. (2008), k-Carpenter et al. (2008), l-Trilling et al. (2008), m-Williams & Andrews (2006), n-Beichman et al. (1988), o-Moshir (1989), p-Moerchen et al. (2007).

Tabela 4.3: Estrelas sem excesso no IV

Nome da estrela	Tipo espectral	Distância (pc)	Fluxo F ₁₂ (Jy)	Fluxo F ₂₄ (Jy)	Fluxo F ₇₀ (Jy)	Ref. dos fluxos
GL 908	M2V	5,88	0,58	0,1	0,01	5
HD 3795	G3/G5V	27,78	0,86	0,14	0,02	1
HD 17051	G3IV	15,63	0,98	0,17	0,02	2
HD 14412	G8V	10,99	0,67	0,11	0,01	1
HD 14802	G2V	14,29	1,49	0,26	0,04	1
HD 22001	F5IV-V	19,61	1,26	0,23	0,03	5
HD 23754	F3/F5V	18,87	2,27	0,38	0,05	5
HD 43834	G5V	9,17	1,74	0,31	0,04	2
HD 62644	G5IV	20	2,15	0,37	0,05	5
HD 68146	F7V	22,22	0,77	0,13	0,02	5
HD 68456	F5V	20	1,44	0,26	0,03	2
HD 71243	F5III	21,74	2,57	0,45	0,05	5
HD 75732	G8V	13,51	0,98	0,17	0,02	2
HD 81937	F0IV	29,41	3,29	0,56	0,07	5
HD 84737	G2V	15,15	1,53	0,25	0,03	2
HD 90589	F2IV	12,66	2,32	0,42	0,05	5
HD 95128	G0V	13,7	1,58	0,26	0,03	2
HD 101259	G6/G8V	64,72	0,89	0,15	0,02	1
HD 102870	F8V	10,2	5,24	0,89	0,12	1
HD 111395	G7V	30,3	0,56	0,1	0,01	1
HD 122862	G1V	28,57	0,64	0,11	0,01	2
HD 126660	F7V	14,93	3	0,56	0,07	2
HD 143761	G2V	23,81	1,1	0,2	0,03	2
HD 146233	G1V	16,95	1,01	0,18	0,02	2
HD 149661	K2V	9,78	1,39	0,21	0,03	1
HD 152391	G8V	15,38	0,46	0,08	0,01	2
HD 185395	F4V	18,18	1,79	0,28	0,03	5
HD 197157	A6	34,48	1,15	0,19	0,03	4
HD 220182	K1V	18,87	0,23	0,05	0,01	1
HD 221420	G2V	31,76	0,8	0,14	0,02	1
HD 222143	G5	23,12	0,39	0,07	0,01	1

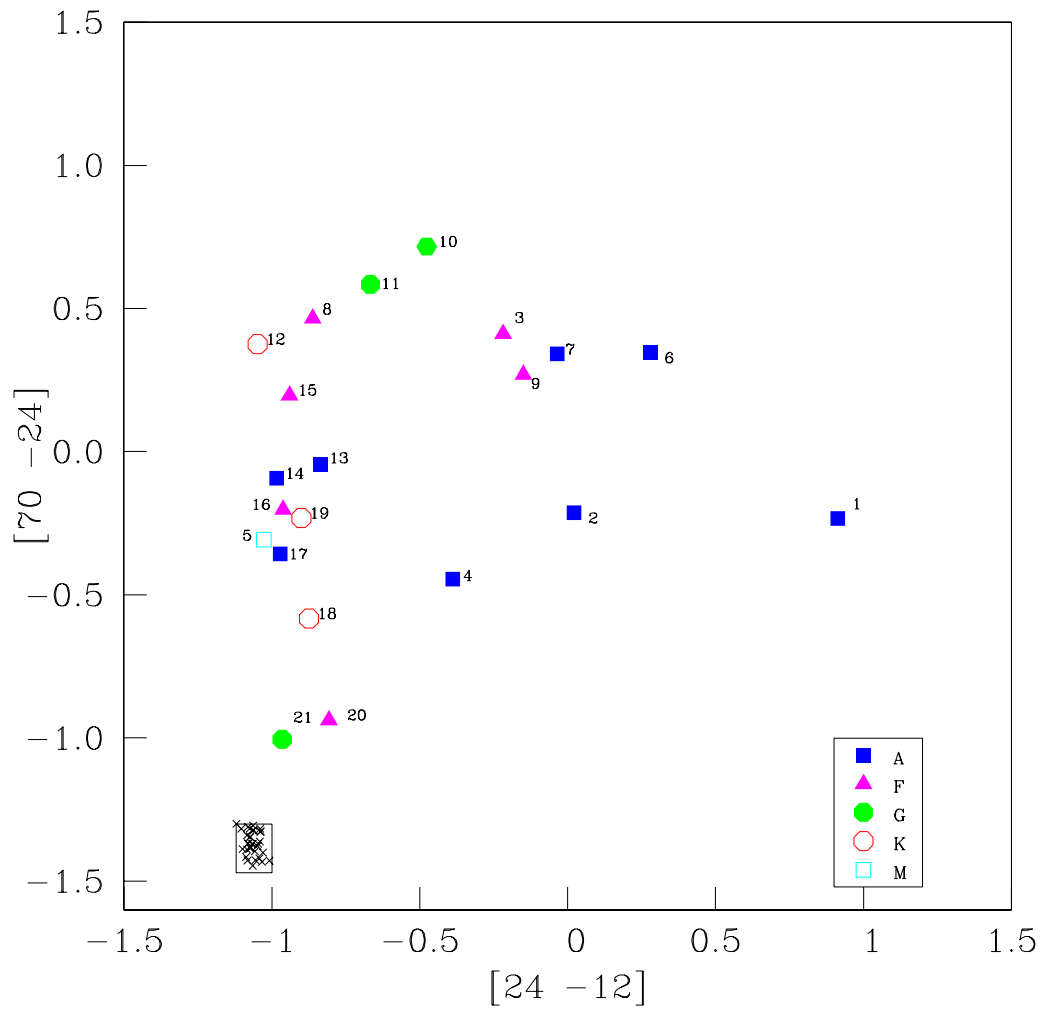


Figura 4.1: Diagrama cor-cor para os 21 discos debris resolvidos. Os números correspondem àqueles referenciados na primeira coluna da Tabela 4.1. A caixa de cor preta que se encontra na parte inferior esquerda do gráfico denota a posição das estrelas sem excesso IV (ver Tabela 4.3).

Spitzer. Usamos Spitzer e não IRAS pois este último apresenta problemas da confusão produzidas por fontes de fundo. De fato, existem na literatura casos onde estrelas candidatas a possuírem discos, devido a seu excesso IV em IRAS, foram posteriormente rejeitadas já que observações mais precisas corroboraram que esses excessos não eram intrínsecos, porém vinham de fontes de fundo que caíam dentro do campo de IRAS. Os casos mais conhecidos são os de 55 Cnc (Jayawardhana et al., 2002) e HD 155826 (Lisse et al., 2002).

Partimos de uma lista original com centenas de candidatos a possuir disco *debris* com excessos em $24 \mu\text{m}$ e $70 \mu\text{m}$ na su SED. Os dados foram obtidos a partir dos seguintes trabalhos: 1- Trilling et al. (2008).2- Bryden et al. (2006).3- Hillenbrand et al. (2008).4- Su et al. (2005).5- Beichman et al. (2006).6- Gautier et al. (2008).7- Hines et al. (2006).8- Su et al. (2006).9- Carpenter et al. (2008).10- Smith et al. (2006). Eliminamos todas as estrelas binárias e ficamos com aquelas que possuem observações IRAS em $12 \mu\text{m}$. Desse grupo selecionamos só estrelas que possuem $Q=3$ e cuja posição do centro da elipse de erro de IRAS fica a menos de 0.4 minutos de arco da posição da estrela. Somente em dois casos usamos fluxo em $13 \mu\text{m}$ ao invés de $12 \mu\text{m}$. Desta forma chegamos à lista final de 91 estrelas candidatas de todos os tipos espectrais mostrada na Tabela 4.4. Nesta tabela temos marcado aquelas estrelas que possuem um companheiro planetário.

Nesta lista incluímos algumas estrelas que possuem imagem do disco, mas notamos que estas imagens só foram apresentadas em congressos sem ainda nenhuma publicação. Estas estrelas são HD 207129 e ζ Lep (HD 38678), as quais destacam-se do resto das candidatas e serão discutidas posteriormente.

A Figura 4.2 mostra a distribuição de todos os candidatos (triângulos magenta) juntamente com os discos resolvidos (círculos azuis) da Figura 4.1. Consideramos a seqüência dos discos resolvidos como “seqüência padrão” já que sabemos que o excesso IV observado é causado pelo disco, e porque para a maioria delas conhecemos a sua idade em forma mais precisa.

Como pode-se observar, os objetos candidatos a discos *debris* seguem, em geral, a mesma seqüência que dos discos resolvidos, com estes últimos apresentando o maior excesso, o que faz sentido já que quanto maior é o excesso, maior é a chance de o disco ser detectado, embora não seja sempre assim. Dado que ambos grupos parecem seguir a mesma seqüência, sua localização no gráfico cor-cor pode indicar grosseiramente a idade dos candidatos com idade desconhecida, ou pelo menos fornecer indícios de juventude ou não. A Figura 4.2 mostra 8 estrelas rotuladas, estas são: a) HD 191089, b) HD 8907, c) TWA 7, d) HD 37484, e) HD 202917, f) HD187897, g) ζ Lep/HD 38678 e h) HD 69830. Estas estrelas seriam, segundo a sua posição no gráfico cor-cor, as melhores candidatas de nossa análise, i.e., futuros alvos para tentar detectar o disco através de imagem direta com técnicas coronográficas ou com telescópios espaciais.

Tabela 4.4: Estrelas candidatas de tipo *debris*

Nome da estrela	IRAS F ₁₂ (Jy)	Spitzer F ₂₄ (Jy)	Spitzer F ₇₀ (Jy)	V ^a (mag)	Tipo ^a espectral	Distância ^a (pc)	Ref. dos fluxos
HD 166	0,77	0,16	0,1	6,100	K0 V	14,49	1
HD 2262	1,560	0,297	0,061	3,933	A7 V	15,15	4
HD 6963	0,155	0,032	0,044	7,600	K0	26,78	3
HD 7570	1,44	0,26	0,04	4,959	F8 V	15,63	2
HD 8907	0,285	0,051	0,247	6,641	F8	34,18	3
HD 11507	0,410	0,067	0,024	8,890	K9 V	12,99	11
HD 17925	1,01	0,19	0,07	6,041	K1 V	8,13	1
HD 20766	1,07	0,19	0,03	5,529	G2 V	11,9	1
HD 20807	1,18	0,23	0,05	5,239	G1 V	12,05	1
HD 21411	0,15	0,03	0	7,877	G8 V	20,41	9
HD 22484	2,85	0,51	0,11	4,293	F9 V	18,87	1
HD 23079	0,18	0,04	0,01	7,12	F8/G0 V	34,6	1
HD 25457	0,982	0,205	0,307	5,371	F5 V	18,87	3
HD 25998	0,78	0,15	0,06	5,516	F7 V	21,74	5
HD 26990	0,21	0,03	0,01	7,507	G0	34,86	9
HD 30495	1,12	0,19	0,12	5,491	G3 V	15,15	1
HD 31392	187	36,9	81,6	7,612	K0 V	25,96	3
HD 33262	1,67	0,33	0,06	4,707	F7 V	12,82	1
HD 33636	0,26	0,04	0,04	7,018	G0	28,69	1
HD 35850	0,493	0,083	0,040	6,331	F7 V	26,84	3
HD 37484	0,124	0,054	0,114	7,258	F3 V	59,52	3
HD 37962	0,12	0,02	0,02	7,850	G5 V	29,41	9
HD 38529*	0,819	0,149	0,075	5,938	G4 V	34,48	3
HD 38678	1,950	0,860	0,246	3,546	A2 V	23,81	8
HD 40136	2,96	0,55	0,09	3,713	F1 V	16,39	5
HD 41700	0,34	0,07	0,02	6,349	F9 V	28,57	9
HD 43162	0,57	0,09	0,02	6,377	G5 V	16,78	1
HD 50554*	0,29	0,05	0,04	6,844	F8	31,03	1
HD 52265*	0,41	0,07	0,04	6,297	G0 V	28,07	1
HD 55575	0,96	0,17	0,03	5,566	G0 V	27,03	1
HD 57703	0,20	0,04	0,04	6,783	F2	44,09	1

Tabela 4.4: Cont.:Estrelas candidatas de tipo *debris*

Nome da estrela	IRAS F ₁₂ (Jy)	Spitzer F ₂₄ (Jy)	Spitzer F ₇₀ (Jy)	V ^a (mag)	Tipo ^a espectral	Distância ^a (pc)	Ref. dos fluxos
HD 69830*	0,97	0,23	0,03	5,964	K0 V	13,33	1
HD 72905	0,89	0,16	0,04	5.632	G1.5 V	15,63	1
HD 73668	0,23	0,04	0,01	7.259	G1 V	111,1	9
HD 75616	0,22	0,04	0,04	6.953	F5	35,61	1
HD 76151	0,67	0,12	0,03	6.000	G3 V	17,09	1
HD 76653	0,59	0,11	0,03	5.705	F6 V	12,05	5
HD 82443	0,441	0,072	0,029	7.010	K0	17,75	11
HD 82943*	0,34	0,07	0,12	6.545	G0	18,52	1
HD 83525	0,25	0,04	0,01	6.933	F5	48,38	1
HD 85301	0,16	0,04	0,04	7.742	G5	32,23	9
HD 90089	0,83	0,15	0,04	5.256	F2 V	21,49	5
HD 92855	0,19	0,03	0,01	7.320	F9 V	23,26	9
HD 101259	0,89	0,15	0,02	6.407	G6/G8 V	64,72	1
HD 106252*	0,18	0,03	0,02	7.381	G0	37,44	9
HD 109756	0,21	0,04	0,01	6.965	F5	46,55	1
HD 110897	0,66	0,12	0,06	5.961	G0 V	17,37	1
HD 112429	0,671	0,125	0,052	5.215	A5	15,38	4
HD 114613	2,02	0,37	0,06	4.849	G3 V	38,46	1
HD 114729*	0,35	0,06	0,01	6.680	G0 V	21,28	1
HD 117043	0,45	0,09	0,02	6.503	G6 V	27,03	2
HD 117176*	2,28	0,37	0,07	4.976	G5 V	40	1
HD 118972	0,48	0,09	0,03	6.932	K1 V	17,86	1
HD 119124	0,451	0,070	0,056	6.300	F7 V	21,28	4
HD 122652	187	35,2	83,1	7.141	F8	34,48	3
HD 132254	0,72	0,13	0,02	5.632	F7 V	24,84	5
HD 133295	0,21	0,03	0,01	7.191	G0/G1 V	20	9
HD 134083	1,12	0,2	0,03	4.930	F5 V	19,72	1
HD 136923	0,28	0,05	0,01	7.200	K0	20,13	9
HD 141128	0,18	0,03	0,01	6.935	F5	16,39	1
HD 150706*	0,197	0,044	0,041	7.029	G0	11,49	3

Tabela 4.4: Cont.:Estrelas candidatas de tipo *debris*

Nome da estrela	IRAS F ₁₂ (Jy)	Spitzer F ₂₄ (Jy)	Spitzer F ₇₀ (Jy)	V ^a (mag)	Tipo ^a espectral	Distância ^a (pc)	Ref. dos fluxos
HD 149661	1,39	0,21	0,03	5.764	K2 V	9,78	1
HD 150706*	0,197	0,044	0,041	7.029	G0	11,49	3
HD 160032	1,33	0,24	0,04	4.760	F4 V	66,67	5
HD 172051	0,9	0,15	0,03	5.858	G5 V	24,39	5
HD 173667	2,47	0,44	0,07	4.190	F6 V	17,86	1
HD 177565	0,72	0,11	0,02	6.154	G8 V	17,17	5
HD 177171	1,340	0,217	0,045	5.162	F7 V	52,44	11
HD 180134	0,334	0,063	0,016	6.362	F7 V	66,67	11
HD 183216	0,21	0,04	0,02	7.132	G2 V	34,75	9
HD 187897†	0,113	0,039	0,0616	7.114	G5	20,41	3
HD 189567	0,69	0,11	0,02	6.078	G2 V	17,71	1
HD 190228*	0,36	0,05	0,01	7.330	G5 IV	62,11	9
HD 191089	0,11	0,19	0,54	7.177	F5 V	53,5	9
HD 193017	0,20	0,03	0,01	7.285	F8	36,63	9
HD 193664	0,68	0,12	0,02	5.919	G3 V	17,57	1
HD 199019	0,11	0,02	0,01	8.100	G5	15,15	9
HD 199260	0,78	0,12	0,04	5.709	F7 V	21	5
HD 199598	0,28	0,05	0,01	6.930	G0 V	33,21	9
HD 202917†	0,04	0,02	0,04	8.560	G5V	45,85	3
HD 204277	0,306	0,048	0,029	6.738	F8 V	33,83	3
HD 205905	0,36	0,05	0,02	6.739	G2 V	25,56	9
HD 206860	0,65	0,11	0,03	5.945	G0 V	18,39	1
HD 209253	0,287	0,055	0,075	6.651	F6/F7 V	25,64	3
HD 212695	0,19	0,03	0,04	6.942	F5	15,15	1
HD 213845	0,92	0,16	0,02	5.199	F7 V	22,74	5
HD 219482	0,73	0,14	0,07	5.650	F7 V	25,64	5
HD 219623	0,75	0,14	0,05	5.577	F7 V	20,28	5
HD 220182	0,23	0,05	0,01	7,36	K1 V	18,87	1
HD 222237	0,60	0,11	0,02	7.092	K3 V	27,78	5
TWA 7A	0,070	0,0302	0,085	11.06	M1		11

†: Fluxo em 13 μ m de IRS.

a :Dados obtidos do catálogo Hipparcos.

* : Possui companheiro planetário.

Referências. 1- Trilling et al. (2008).2- Bryden et al. (2006).3- Hillenbrand et al. (2008).4- Su et al. (2005).5- Beichman et al. (2006).6- Gautier et al. (2008). 7- Hines et al. (2006).8- Su et al. (2006).9- Carpenter et al. (2008).10- Smith et al. (2006).11- Matthews et al. (2007a)

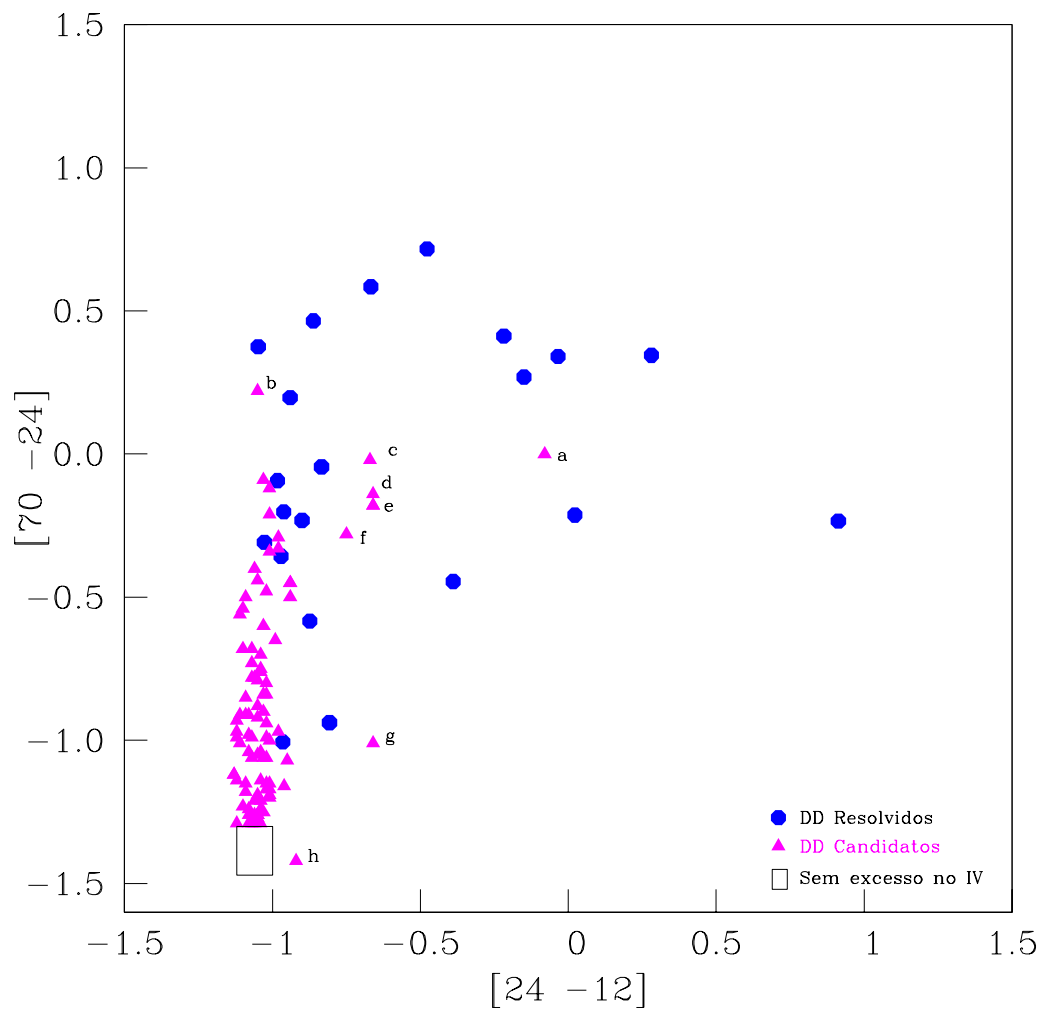


Figura 4.2: Diagrama cor-cor para as estrelas candidatas de discos *debris* (triângulo magenta) e das estrelas com disco resolvidos (círculo azul). As estrelas referenciadas com uma letra são as melhores candidatas de nossa amostra, estas são: a) HD 191089, b) HD 8907, c) TWA 7, d) HD 37484, e) HD 202917, f) HD 187897, g) ζ Lep/HD 38678, h) HD 69830.

Algumas destas candidatas mostram emissão de poeira quente e fria (a,c,d,e,f), só quente (g,h) e só fria (b). A seguir, analisamos os diferentes casos considerando a posição em nosso diagrama cor-cor no IV.

HD 191089 (a)

HD 191089 é a nossa melhor candidata por possuir excesso em ambos eixos, o que é um indicador de juventude, embora na literatura parece não haver um consenso em relação a sua idade. Usando um ajuste evolutivo via isócronas, Nordström et al. (2004) propõem uma idade de 3 Ma enquanto que Chen et al. (2006) propõem de 1,6 Ma. Moór et al. (2006) sugerem que esta estrela seria membro da associação de β Pictoris, com uma idade de 12 Ma. Segundo Hillenbrand et al. (2008) esta seria mais velha, com 316 Ma. A proposta de Moór et al. (2006) é confirmada por dois trabalhos recentes de Torres et al. (2008) e de Ortega et al. (2009) onde ambos encontram de forma independente que HD 191089 pertence à associação de β Pictoris, cuja idade seria de 11.3 ± 0.8 (Ortega et al., 2004). Segundo nosso diagrama cor-cor este objeto apresenta a mesma evolução que os outros membros desta associação, reforçando assim as conclusões destes últimos autores com respeito a sua juventude.

HD 8907 (b)

A estrela HD 8907 aparece em vários trabalhos como candidata a ter um disco frio, mas nenhum estudo específico sobre a mesma foi feito. Sua localização no diagrama cor-cor mostra concordância com a presença de um disco frio (excesso apenas no eixo y) e que deveria ser jovem. Diversos trabalhos da literatura propõem que teria uma idade na faixa de 100 – 870 Ma (Moór et al. (2006) e referências citadas). Segundo nossa avaliação baseada no gráfico cor-cor no IV, esta estrela estaria mais próximo dos 100 Ma, e seria uma excelente candidata para ser observada com o futuro telescópio espacial Herschel devido a sua natureza fria.

TWA 7 (c)

TWA 7 é uma estrela de baixa massa ($0.55 \pm 0.15 M_{\odot}$) que pertence à associação de TW Hydrae (*TW Hydra Association*, TWA) cuja idade é $8 \pm 0,8$ Ma (de la Reza et al., 2006), e possui um excesso importante no IV distante (Matthews et al., 2007b) que acusa a presença de um disco frio. A evolução de discos ao redor de estrelas de tipo M não é muito conhecida porque quase não se detectam discos ao redor deste tipo espectral. Por este motivo TWA 7 é importante em nossa amostra. Mais na frente compararemos a posição desta estrela no diagrama cor-cor com outras duas estrelas

de tipo espectral M com o objetivo de ver a evolução do disco destas estrelas de baixa massa.

HD 37484 (d)

A posição da estrela HD 37484 no diagrama cor-cor concorda perfeitamente com a idade proposta por Moór et al. (2006) de 30 Ma. Esta idade é proposta devido que a análise dinâmica mostra que poderia pertencer à Associação de Tucana–Horologium, embora a probabilidade de pertencer a este grupo é baixa (25 %). Torres et al. (2008) propõem que esta estrela poderia ser membro da Associação de Columba, tendo uma chance de pertencer do 45 %. Ambas Associações têm a mesma idade. Carpenter et al. (2005) propõem que esta estrela possui um disco frio –o que concorda também com nosso diagrama cor-cor– com uma idade de 30–100 Ma. Esta estrela é outra boa candidata para futura análise com alta prioridade através de observações com grandes telescópios.

HD 202917 (d)

O descobrimento do disco de HD 202917 (G5 V) foi apresentado por Krist (2007) numa conferência, sem publicação em revista científica. Não incluímos este objeto na lista de estrelas com disco resolvidos porque necessitamos ainda de informações básicas das características do disco. Porém, sua posição no diagrama cor–cor concorda com a idade proposta de 30 Ma, e por ser de tipo espectral G (análoga ao sol) faz dela uma estrela perfeita para ser observada e estudar a evolução no IV deste tipo de estrela.

HD 187897 (f)

Como é normal para uma estrela de campo, a literatura de HD 187897 apresenta uma grande dispersão na idade, que vai de 1 – 4.2 Ga (Hillenbrand et al., 2008; Valenti & Fischer, 2005), embora nenhum desses trabalhos é específico e detalhado para esta estrela. A posição que ocupa em nosso diagrama sugere que esta estrela (tipo G5) é um pouco mais jovem que 1 Ga, já que seu excesso é significativo por se encontrar longe da região sem excesso no IV.

ζ Leporis (g) e HD 69830 (h)

Apresentamos estas duas estrelas juntas por serem consideradas como análogas por possuir um disco pequeno e quente. ζ Leporis é uma estrela de tipo espectral A com uma idade de 231 Ma. Moerchen et al. (2007) propõem que ζ Lep possui um disco de 3 UA, ou seja um disco “quente”, o que está de acordo como a posição em nosso diagrama cor-cor por se encontrar à direita da região das estrelas sem excessos. O

porquê desta estrela ter mantido poeira somente perto da estrela está ainda em estudo. Estudos sugerem que este pequeno disco poderia ser causado por colisões recentes ou por perturbações planetárias que prenderiam a poeira em ressonâncias (ver Wyatt (2003)).

A estrela HD 69830 (K0 V) possui uma idade estimada entre 2 e 4 Ga (Beichman et al., 2005), concordando assim com a sua posição em nosso diagrama. Esta estrela apresenta um verdadeiro sistema planetário composto por três planetas (tipo Netuno) descobertos via VR mais um anel de poeira (Lovis et al., 2006; Beichman et al., 2005); todos a uma distância menor que 1 UA. Este anel é considerado na literatura como análogo ao Cinturão de Asteróides do nosso Sistema Solar embora tenha uma massa 25 vezes maior. O interessante é que primeiro se encontrou o excesso IV, indicando assim a presença de um disco quente, que só seria explicado pela presença de um/uns planetas “pastores”, posteriormente se encontraram estes planetas. Explicar a formação do sistema HD 69830 é um enigma, mas pareceria que as únicas soluções possíveis para explicar um disco quente seria mediante a presença de planetas. A imagem do disco seria necessária para confirmar as teorias, mas obter imagens de um disco tão pequeno seria quase impossível com as técnicas atuais.

4.3.3 Distribuição de discos protoplanetários: Evidência de uma região de transição com discos *debris*

Os discos chamados de protoplanetários ou primordiais correspondem a uma etapa evolutiva anterior a etapa *debris*. A procura de uma etapa intermediária ou transicional entre estas duas populações é muito importante para compreender em que momento aparecem as primeiras colisões entre corpos quilométricos gerando uma poeira fina de segunda geração, característica típica da etapa *debris*. Este tipo de pesquisa é atual e ainda está em suas etapas iniciais, particularmente foi muito discutida por especialistas na última conferência do Spitzer dedicada a discos circunstelares ¹. Nossa intenção neste trabalho de tese é de estabelecer, aproveitando nosso diagrama evolutivo dos discos *debris*, o intervalo temporal mais adequado para esta transição.

Os discos protoplanetários, que ainda conservam grande parte da sua massa na forma de gás original, têm massas superiores em um fator 100 (Wyatt, 2008) respeito aos *debris*, os quais ficam com pouco ou quase nada de gás e somente com material sólido. Uma primeira tentativa simplista de determinar este intervalo transitório pode ser feita considerando a idade média dos discos protoplanetários ≤ 3 Ma e as idades dos discos *debris* mais jovens. No entanto, isto necessita de estudos mais apurados.

Na Figura 4.1, contendo a distribuição dos discos *debris* resolvidos nas bandas

¹“New Light on Young Stars: Spitzer’s View of Circumstellar Disks”, outubro do 2008, California <http://www.ipac.caltech.edu/spitzer2008/>

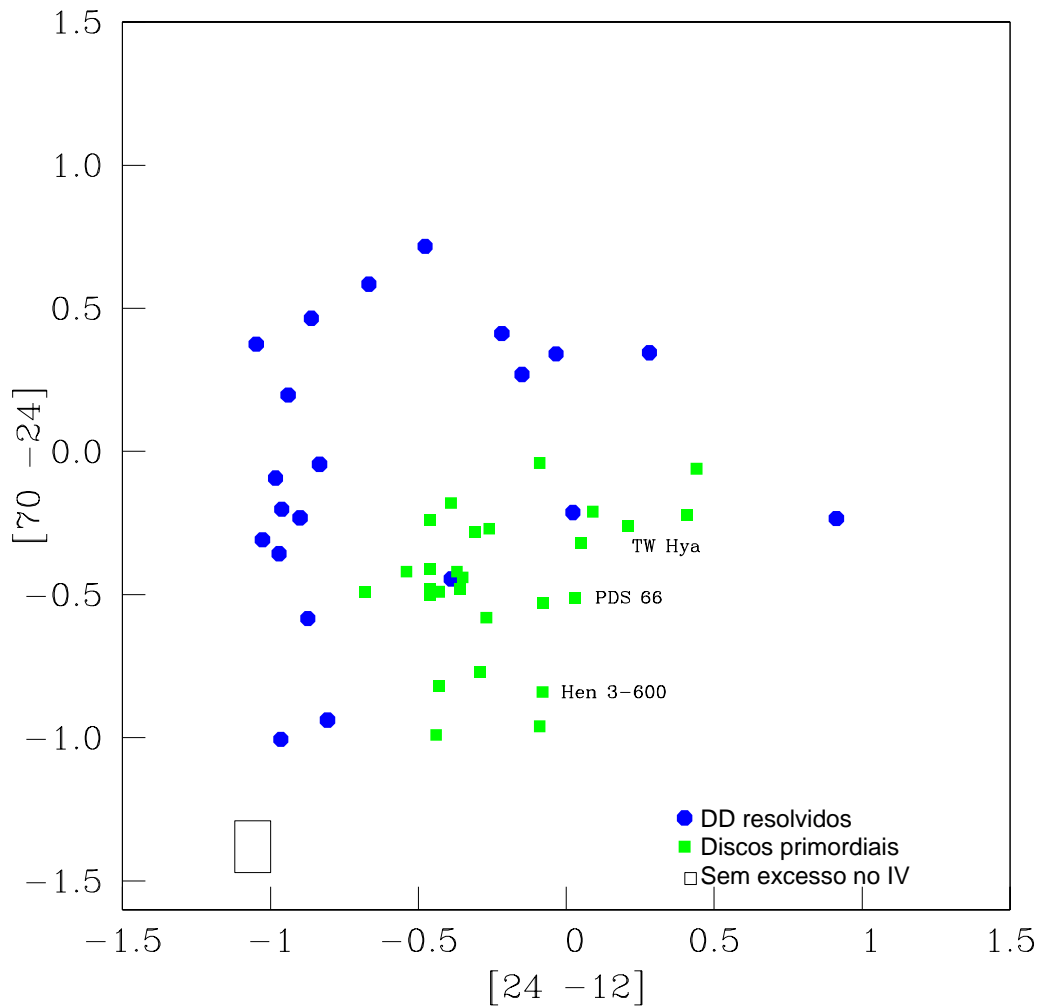


Figura 4.3: Diagrama cor-cor para as estrelas com discos primordiais (quadrados verdes) e das estrelas com disco resolvidos (círculo azul).

de Spitzer e IRAS, introduzimos uma coleção de discos protoplanetários ou primordiais representados por duas populações emisoras no IV e também medidas nas mesmas bandas, que são estrelas T Tauri Clássicas e diversos objetos jovens categorizados como YSO. Esta coleção foi obtida da literatura e é mostrada na Tabela 4.5. Esta superposição de populações está representada na Figura 4.3. Examinando a distribuição geral, podemos ver a presença de uma clara dispersão das fontes com a idade, com uma maior dispersão quando as fontes são mais jovens. Isto poderia ser ocasionado pela rapidez dos processos evolutivos nestas etapas iniciais. Em contraste, as variações lentas dos discos nas etapas terminais (seqüência vertical das estrelas com disco *debris* no eixo y) permite ver uma linha evolutiva até ≥ 7 Ga melhor definida.

Tabela 4.5: Estrelas com discos primordiais

Nome da estrela	IRAS F ₁₂ (mJy)	Spitzer F ₂₄ (mJy)	Spitzer F ₇₀ (mJy)	V ^a (mag)	Tipo ^a espectral	Ref. dos fluxos	Tipo de objeto
η Cha	299	113	31	5,45	B8V	6	TTS
EP Cha	288	198,2	184,7	11,2	K6.5	6	TTS
HD 143006	870	2130	3795	10,21	G7	3	TTS
PDS 66	882	1874	1672	10,32	K1	3	TTS
(PZ99) J161411. 0-230536	415	304	91,1	10,8	K0	3	TTS
RX J1111.7-7620	330	229,6	224,3	12,05	K6 3	3	TTS
Sz 65	548	483	468	12,7	K7	12	TTS
Sz 77	212	343	110	12 *	M0	13	TTS
Sz 82	667	648	987	12,14	M0	13	TTS
RX J1615.3-3255	168	271	727	12	K5	13	TTS
Wa Oph 6	1410	1054	989	11,4	K7	13	TTS
CoKu Ser G1	537	1200	1670	17,3 *	K7	14	TTS
TW Hya	702	2270	3640	11,1	K8	16	TTS
Hen 3-600	988	1650	700	12,6	M3	16	TTS
IRAS 12416-7703	2960	1240	1160	15,4 *		15	YSO
IRAS 12500-7658	110	612	1540	20 *		15	YSO
IRAS 12535-7623	520	383	171	16,2 *		15	YSO
IRAS 12553-7651	700	3590	6320			15	YSO
C41	90	149	128			15	YSO
CM Cha	420	359	396			15	YSO
Sz 49	130	117	124	15,06 *	M0.5	15	YSO
Sz 50	320	354	552	16,01	M3	15	YSO
Sz 53	120	83,8	140	16,59	M1	15	YSO
Sz 54	440	255	282	12,53	K7	15	YSO
Sz 58	420	344	659	16,01	K5	15	YSO
Sz 59	340	234	265	14,8	M0	15	YSO
Sz 61	610	655	502	15,3	M	15	YSO

a :Dados obtidos do Simbad

* : magnitude B.

Referências. 3- Hillenbrand et al. (2008).6- Gautier et al. (2008).12- Merín et al. (2008).13- Padgett et al. (2006). 14- Harvey et al. (2007).15- Alcalá et al. (2008).16-Low et al. (2005).

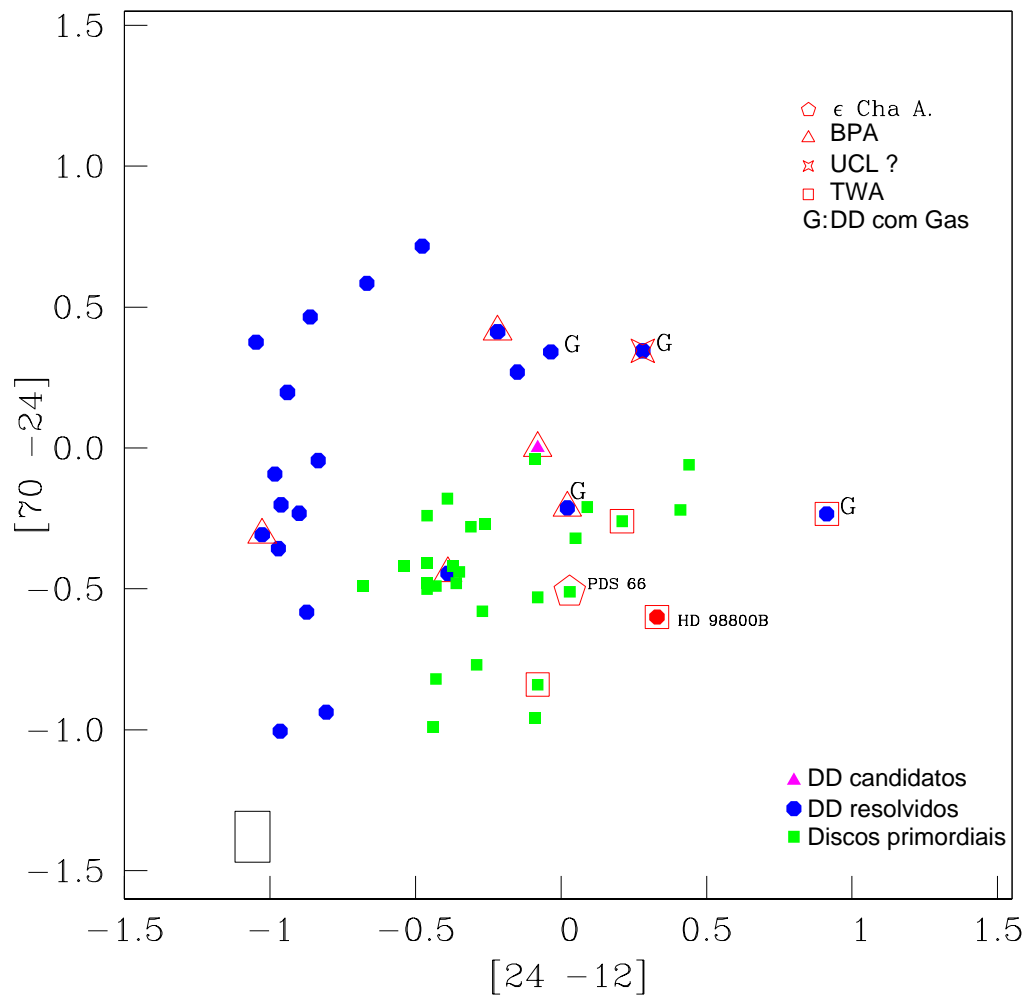


Figura 4.4: Diagrama cor-cor para as estrelas com discos primordiais (quadrados verdes) e das estrelas com disco resolvidos (círculo azul). Temos destacado as estrelas que pertencem a associações e aglomerados jovens como assim também as estrelas que possuem ainda um pouco de gás.

Notamos que esta dispersão permite de encontrar naturalmente uma zona de superposição entre os discos primordiais e os *debris* mais jovens. Uma caracterização mais clara das idades dos discos *debris* mais jovens nos permitirá de encontrar o limite superior desta etapa transicional procurada. Na Figura 4.4 mostramos quais estrelas pertencem às associações estelares. Nesta Figura incluímos a estrela HD 98800B, (membro de TWA) que é catalogada na literatura como disco de transição (Furlan et al., 2007). Os discos *debris* superpostos são os de β Pic e η Tel (discos resolvidos) e a candidata a *debris* HD 191089, sendo todos eles membros da associação de β Pic (β Pictoris Association - BPA) com uma idade bem definida de 11.3 ± 0.3 Ma. De outro lado temos duas estrelas HR 4796A e HD 98800B ambos membros da associação de TWA.

É interessante notar que esta superposição de estrelas com discos protoplanetárias e *debris* existem mesmo nestes dois grupos coevos (BPA e TWA). O caso mais eloqüente é da associação TWA, onde os dois sistemas *debris* citados HR 4796A (TWA 11) e HD 98800 (TWA 4A) coexistem com os protoplanetários em volta das estrelas membros TW Hya (TWA 1) e Hen 3-600A (TWA 3A). No caso da associação de β Pictoris esta coexistência está exemplificada pela presença da estrela membro V4046 Sgr (Torres et al., 2006) junto com várias estrelas na etapa *debris* do grupo. V4046 é uma estrela binária espectroscópica formada por duas estrelas T Tauri clássicas com um disco protoplanetário circunbinário (Quast et al., 2000; Stempels & Gahm, 2004; Kastner et al., 2008).

Estas duas últimas comparações nos permitem concluir, devido ao fato que nenhuma estrela T Tauri foi até agora encontrada com uma idade maior que a de V4046 Sgr, que o limite superior desta etapa transicional seja de ~ 11 Ma. Em relação ao limite inferior desta etapa transicional podemos considerar a presença de discos protoplanetários que pertencem a associações estelares mais jovens com idades melhor definidas. Este é o caso de PDS 66, uma estrela T Tauri Clássica que faz parte da associação de ϵ Cha (Torres et al., 2008) e de outros objetos membros desta associação como T Cha (infelizmente não observada pelo Spitzer, mas sim pelo IRAS) e da própria η Cha. A idade dinâmica para esta associação é de 6.7 Ma (Jilinski et al., 2005)

Outra maneira de examinar esta etapa de transição é de considerar os discos *debris* nos quais foi detectada ainda uma presença relativamente importante de gás. este é o caso de β Pic (Lagrange et al., 1998), HR 4796A (Greaves et al., 2000), HD 98800B (Furlan et al., 2007), HD 32297 (Redfield, 2007) e 49 Cet (Hughes et al., 2008). A presença de gás, mesmo que muito menor que no caso de um disco protoplanetário indicaria que o disco se encontra em uma etapa de transição como a definimos, ou seja que o gás do disco é consumido nos primeiros ~ 10 Ma. O disco em volta de 49 Cet foi categorizado por Hughes et al. (2008) como um disco em estado transicional. Sua

idade não é bem definida e devido a considerações dinâmicas propusemos uma idade de ~ 18 Ma (ver seção 4.2.1). No entanto, Zuckerman et al. (1995b) já tinham proposto uma idade para esta estrela de 8 ± 2 Ma obtida com uma metodologia diferente. Esta idade e a presença de gás favorecem uma idade em efeito, da ordem de 8 Ma podendo assim, caracterizar sua natureza transicional.

Usando estas considerações, podemos estabelecer uma “ponte”. Esta “ponte” estabelece que a época de transição entre discos primordiais ou proto-planetários se situa entre ± 6 e 11 Ma.

4.4 Modelos de discos

Na seção anterior apresentamos uma visão global da evolução dos discos circunstelares desde ~ 3 Ma até ~ 7000 Ma. No entanto, esta visão era essencialmente empírica. Nesta seção nos ocuparemos primeiramente de modelar esta evolução mediante uma simulação de transferência radiativa especialmente apropriada para discos *debris*. Depois, compararemos nossos resultados de ajuste com as observações com modelos colisionais recentes, (puramente teóricos), a fim de ter uma visão ainda melhor da evolução dos discos *debris*.

A priori, nossa ideia de uma evolução global segue e tenta reforçar a interpretação mais aceita na literatura recente, na qual os discos *debris* seguem um equilíbrio colisional estacionário. Se trata de um processo mais ordenado de colisões de corpos maiores (planetesimais, planetóides ou planetas menores) que teriam se formado em uma etapa imediata anterior e geraria uma poeira fina, atualmente observada em estes discos. Deve-se notar que estes corpos maiores não são observáveis diretamente. Este cenário se opõe a uma evolução puramente aleatória citada na literatura.

Com o intuito de examinar uma possível evolução global, seguiremos uma linha a mais geral possível, considerando na medida do possível os mesmos tamanhos dos grãos e a mesma distribuição química destes. No entanto, cada sistema de estrela e disco (somente no caso de discos resolvidos e apresentados na Tabela 4.7) entrará com seus dados observacionais específicos (temperatura da estrela, distância, tamanho do disco, etc).

Nossos cálculos evolutivos serão determinados por um crescimento imposto do raio interior do disco, até que este raio seja similar ao raio interior observado. O raio externo será fixado e igual ao valor observado. Com este procedimento encontraremos em que lugar da curva evolutiva para uma estrela dada, se encontra o ponto observado. Esperando assim que a distribuição dos pontos observados siga uma forma similar a distribuição encontrada anteriormente e mostrada na Figura 4.1. Devemos notar que o fato de aumentar progressivamente o raio interior do disco, mantendo o raio externo fixo significa que a evolução dos discos *debris* se realiza de dentro para fora. Isto

coincide com a ideia mais recente e adotada na literatura compatível com a evolução estacionária citada.

4.4.1 O modelo de transferência radiativa

Usamos o código de transferência radiativa desenvolvido por Wolf & Hillenbrand (2005) no qual a transferência radiativa é realizada em um disco opticamente fino que é o caso da grande maioria dos discos *debris*. Aqui o disco é formado puramente por grãos (sem gás). O código está otimizado para o tratamento de grãos relativamente grandes (grão $\gg 1 \mu\text{m}$) o que é esperado para os discos *debris*, a fim de representar a radiação no infravermelho afastado até a faixa milimétrica.

Um aspecto interessante é que este código pode ser aplicado a diversas geometrias em 3D (no entanto sempre no regime fino). De fato, no caso fino, somente a distância radial (r) entre grãos da poeira interessa para fornecer a distribuição espectral de energia. Assim, qualquer densidade $\rho(x,y,z)$ se reduz a uma distribuição de densidade $\rho(r)$ no que se refere a sua reemissão térmica ou espalhada por parte dos grãos. Aqui r , é a distância a estrela, considerada esta, como a fonte de iluminação e aquecimento do disco.

O modelo considera que os grãos são esféricos, sendo os parâmetros do grão, seu tamanho (raio), composição química e temperatura de sublimação. A SED da estrela aquecedora pode ser definida arbitrariamente, seja como um corpo negro a uma temperatura dada ou bem, como uma radiação estelar específica determinada observacionalmente.

Seguindo as considerações de Wolf & Hillenbrand (2005), temos que a solução da transferência radiativa está baseada nas considerações seguintes:

- 1) A configuração da poeira é opticamente fina ao longo de qualquer linha de visada, tanto para a estrela como para a reemissão da radiação pela poeira.
- 2) Os grãos são esferas compactas com uma estrutura química homogênea.
- 3) Os grãos são suficientemente grandes para estar em equilíbrio térmico com a radiação ambiental.

Neste sentido, a temperatura de um grão é uma função dos parâmetros óticos dos mesmos, da radiação estelar incidente, como da distância r à estrela. A distribuição espectral neta resulta ser uma simples soma das contribuições da radiação reemitida e espalhada por todos os grãos distribuídos com uma densidade dada.

4.4.2 Parâmetros de entrada do modelo

Os parâmetros de entrada do modelo consideram as características da estrela e do disco, estes são os seguintes:

Emissão da estrela

- a) caso de um corpo negro; a temperatura efetiva (T_{eff}) e a luminosidade (L_*) em unidades de luminosidade solar (L_{\odot}).
- b) Uma SED estelar pre-definida.

Tamanho do disco

- a) raio interior; fixo ou bem definido pela temperatura de sublimação.
- b) raio exterior; fixo.

Distribuição da densidade do disco

Descrição analítica dada por uma lei $n(r) \propto r^{-a}$ e um ângulo de abertura meia do disco (g)

Massa do disco

Em unidades de massas da Terra (M_T) ou solar (M_{\odot})

Tamanho do grão

Raio do grão (μm)

Abundâncias dos componentes químicos dos grãos

E possível usar várias de misturas dos componentes (em %), como silicatos, óxidos e carbonos para os grãos dos discos *debris*

Limites da SED

- a) Distribuição espectral de energia com limite inferior e superior do comprimento de onda ($(\lambda_{min}, \lambda_{max}), \mu\text{m}$) e número de divisões desta faixa.

Para nossos cálculos utilizamos os seguintes valores seguintes :

Emissão da estrela

Corpo negro com a T_{eff} da estrela central considerada.

Tamanho do disco

O raio interior em UA é mantido fixo para cada passo desde o raio mínimo até um raio superior perto do raio máximo. Cada passo evolutivo representa um anel cada vez menor. O raio máximo é fixo e é igual ao raio máximo observado.

Distribuição da densidade do disco

Adoptamos a lei mencionada, $n(r) \propto r^{-a}$, com o valor de $a = 1,5$ para todos os casos e $g = 45$ graus

Massa do disco

A medida que o raio interno aumenta para cada passo do modelo evolutivo, a massa do disco em unidades de M_T é diminuída correspondentemente.

Tamanho do grão

É considerado em quase todos os casos um grão de raio igual a $5 \mu\text{m}$.

Abundâncias dos componentes químicos

É adotada para todos os casos uma mistura astronômica de silicatos.

Limites da SED

Os valores adotados são $\lambda_{min} = 5 \mu\text{m}$ e $\lambda_{max} = 70 \mu\text{m}$ com um número de comprimentos de onda igual a 100.

4.5 Resultados dos modelos de transferência radiativa

Com um fim instrutivo, apresentamos na Figura 4.5 nossos cálculos evolutivos feitos para uma serie de 5 sistemas (estrela + disco), cujas estrelas centrais possuem diferentes tipos espectrais: A, F, G, K e M. Nesta figura usamos os resultados dos fluxos dos sistemas *debris* em $70 \mu\text{m}$, $24 \mu\text{m}$ e $12 \mu\text{m}$ calculados com o modelo de Wolf & Hillenbrand (2005), onde usamos os mesmos eixos ([70–24] e [24–12]) que nos diagramas puramente observacionais (Figuras 4.1, 4.2 e 4.3). Para o cálculo destas curvas utilizamos parâmetros médios representativos de cada tipo espectral. Estes parâmetros são: temperatura efetiva e luminosidade da estrela central, raio interno/externo e massa do disco, os quais estão detalhados na Tabela 4.6. Como tínhamos mencionado anteriormente, para nossa representação global utilizamos os mesmos parâmetros de densidade dos grãos, diâmetro, etc, definidos no fim da seção anterior para todos os casos, salvo duas exceções que serão descritas posteriormente.

O fato de termos escolhido vários tipos espectrais, ou seja, várias temperaturas estelares, tem o objetivo de considerar diferentes massas estelares e conseqüentemente várias massas de discos. Isto permitirá poder comparar nossos resultados com aqueles deduzidos de uma maneira teórica, considerando processos colisionais, onde os parâmetros de massa citados são determinantes. Este é o caso por exemplo, do modelo teórico mais recente de Kenyon & Bromley (2008).

Tabela 4.6: Parâmetros médios para sistemas *debris* com diferentes tipos espectrais

TE	T_{eff}	L_* (L_{\odot})	M_{disco} (M_T)	R_{disco} (UA)
A	9500	17	0,1	10-500
F	7200	4	0,05	10-200
G	6000	1	0,01	10-200
K	5250	0,7	0,005	10-100
M	3500	0,026	0,001	10-100

Se as curvas evolutivas dos sistemas A e F são similares (sendo aquelas do tipo A um pouco mais extensas nas etapas iniciais), isto não é o caso das estrelas mais frias de tipos G e K, as quais se caracterizam por uma radiação em $70 \mu\text{m}$ mais baixa a medida que as temperaturas centrais diminuem. Como era de se esperar, no final da evolução, quando o disco é praticamente reduzido a um anel fino afastado da estrela central, todas as curvas finalizam numa região caracterizada pela ausência de excessos no IV (ver o box com estrelas sem excesso nas Figuras 4.1 e 4.2).

Uma vez estabelecidas as curvas gerais, procuramos em que lugar delas, ou perto delas, se encontram os pontos correspondentes aos casos dos sistemas reais com discos resolvidos usando seus parâmetros especificamente observados. Para isto escolhemos 11 sistemas, 5 correspondendo as estrelas do tipo espectral A (β Pic, 49 Cet, Vega, γ Ophiucus e Fomalhaut), 2 sistemas F (HD 181327, HD 106471), 2 sistemas G (HD 61005, HD 107146), um sistema K (HD 53143) e um sistema M (AU Mic). Os parâmetros médios destas estrelas foram obtidos da literatura e estão detalhados na Tabela 4.7.

É importante destacar que os parâmetros observados para cada sistemas muitas vezes são aproximados devido às condições de observação. Os parâmetros mais afetados são: a massa e a dimensão do disco, já que dependem do comprimento de onda no qual foram observados e da resolução do instrumento. Existem casos onde o disco foi observado em muitos comprimentos de onda diferentes, como β Pictoris, podendo assim ter uma imagem clara do disco com uma excelente determinação dos parâmetros geométricos.

Para evitar um gráfico muito confuso, representamos separadamente na Figura 4.6 aqueles sistemas correspondentes as estrelas de tipo espectral A. Na Figura 4.7 aqueles de tipos F, G e K, e por último na Figura 4.8 aquele de tipo M. Na Tabela auxiliar 4.8 fornecemos os nomes das estrelas, tipos espectrais, raios mínimo e máximo, e algumas observações particulares. Também são mostrados os raios do disco (R_e) resultantes dos ajustes teóricos específicos para cada caso. Estes valores devem ser em principio próximos aos valores dos raios internos. No entanto, não devem ser forçosamente

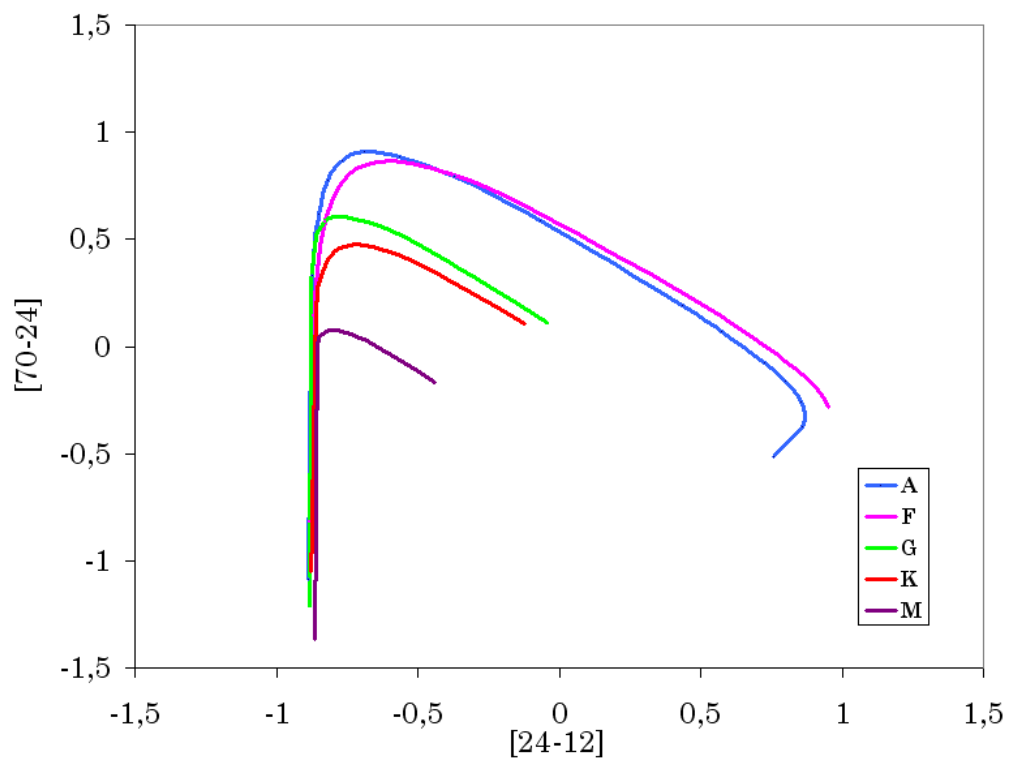


Figura 4.5: Diagrama cor-cor [70–24] vs. [24–12]. Evolução teórica (direita-esquerda) do sistema “estrela + disco” de diferentes tipos espectrais: A–F–G–K–M. Os fluxos são calculados com o modelo de transferência radiativa de Wolf & Hillenbrand (2005). Cada trajetória denota a evolução do raio interno do disco desde 10 UA até a borda externa. Os parâmetros usados para cada sistema estão detalhados na Tabela 4.6.

Tabela 4.7: Parâmetros das estrelas e seus discos *debris* resolvidos

N	Nome da estrela	Tipo Espectral	T_{eff} ($^{\circ}$ K)	Luminosidade (L_{\odot})	Massa do disco (M_T)	Raio do disco (UA)
2	β Pic	A5V	8200	13	9,0E-02	10-1800
3	HD 181327	F8	6450	3,1	5,0E-02	68-104
5	AU Mic	M1V	3500	0,03	8,8E-03	20-210
8	49 cet	A1V	9230	26,1	1,0E-01	60-900
10	HD 61005	G4V	5450	0,54	7,6E-02	20-240
11	HD107146	G2V	5860	1,1	9,0E-02	80-175
13	γ Oph	A0V	9400	28,6	1,0E-02	260-520
14	Fomalhaut	A3V	9540	18	8,4E-03	130-160
15	HD 10647	F9V	6400	1,5	2,0E-02	300-360
17	Vega	A0V	8600	60	1,7E-02	100-800
19	HD 53143	K1V	5224	0,7	1,8E-03	55-110

Tabela 4.8: Parâmetros do modelo dos sistemas analisados

N	Nome da estrela	Tipo Espectral	R_e (UA)	R_{min} (UA)	Idade (Ma)	Tamanho do grão (μ m)
2	β Pic	A5V	15	10	$11,3 \pm 0,3$	5
3	HD 181327	F8	55	68	$11,3 \pm 0,3$	5
5	AU Mic	M1V	90	20	$11,3 \pm 0,3$	5
8	49 cet	A1V	80	60	8-20	5
10	HD 61005	G4V	22	20	90 ± 40	5
11	HD107146	G2V	50	30	80-200	50
13	γ Oph	A0V	280	260	184	5
14	Fomalhaut	A3V	110	130	200 ± 100	100
15	HD 10647	F9V	310	300	300-7000	5
17	Vega	A0V	280	100	386 ± 16	5
19	HD 53143	K1V	45	55	980^{+520}_{-330}	5

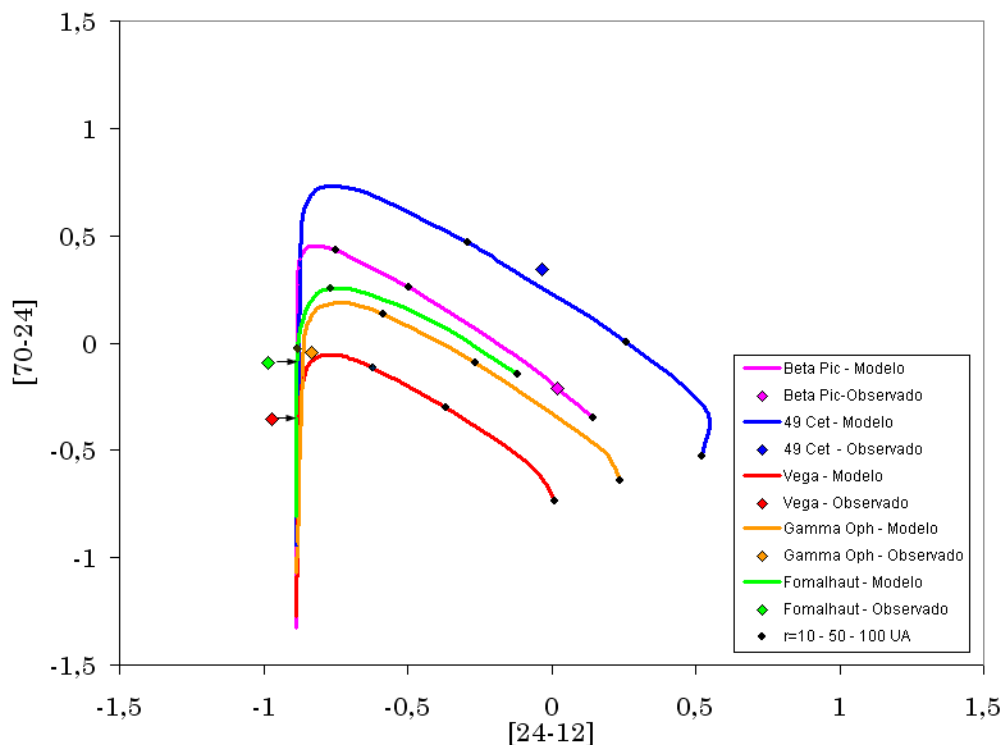


Figura 4.6: Diagrama cor–cor [70–24] vs. [24–12]. Evolução teórica (direita-esquerda) de estrelas de tipo espectral A com discos *debris* resolvidos (linha contínua). Estas estrelas são: β Pic (magenta), 49 Cet (azul), Vega (vermelho), γ Ophiucus (amarelo) e Fomalhaut (verde). Os fluxos são calculados com o modelo de transferência radiativa de Wolf & Hillenbrand (2005). Os parâmetros usados para cada sistema estão detalhados na Tabela 4.7. Cada trajetória denota a evolução do raio interno do disco desde 10 UA até a borda externa. Os pontos pretos sobre cada curva marca o raio interno (R_i) em três valores: $R_i = 10, 50$ e 100 UA. Os diferentes símbolos com forma de diamante representam a posição observada de cada estrela, a mesma representada na Figura 4.1.

iguais já que as curvas da Figura 4.1 representam somente um caso médio.

Na Figura 4.9 comparamos nossos cálculos evolutivos com as observações referentes aos 11 sistemas citados. As diferenças das respectivas posições observacionais, refletem em realidade a natureza generalizada de nosso estudo. Provavelmente um ajuste mais fino para cada caso seja necessário. Isto pode ser feito com dados de grãos (tamanho, composição química diferente, lei de densidade etc). Este é o caso pelo menos dos únicos dois exemplos em que tivemos que usar um tamanho de grão diferente: Fomalhaut e HD 107146.

Para o caso de Fomalhaut usamos um grão de raio maior de $100 \mu\text{m}$, bastante diferente de aquele igual a $5 \mu\text{m}$ usado nos outros casos. Em realidade, este tamanho de grão é mais realista. O caso de Fomalhaut é o único entre os 10 estudados em que

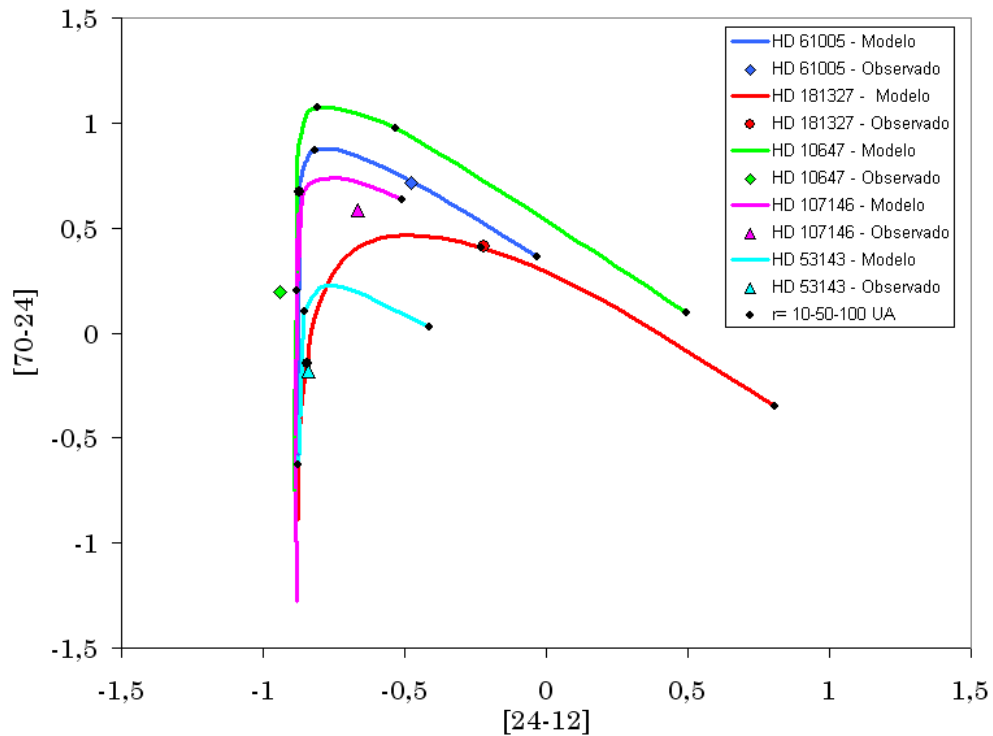


Figura 4.7: Diagrama cor-cor [70–24] vs. [24–12]. Evolução teórica (direita-esquerda) de estrelas de tipo espectral F e G com discos *debris* resolvidos (linha contínua). Estas estrelas são: HD 61005 (azul), HD 181327 (vermelho), HD 10647 (verde) e HD 107146 (magenta) Os fluxos são calculados com o modelo de transferência radiativa de Wolf & Hillenbrand (2005). Os parâmetros usados para cada sistema estão detalhados na Tabela 4.7. Cada trajetória denota a evolução do raio interno do disco desde 10 UA até a borda externa. Os pontos pretos sobre cada curva marca o raio interno (R_i) em três valores: $R_i = 10, 50$ e 100 UA. Os diferentes símbolos com forma de diamante representam a posição observada de cada estrela, a mesma representada na Figura 4.1.

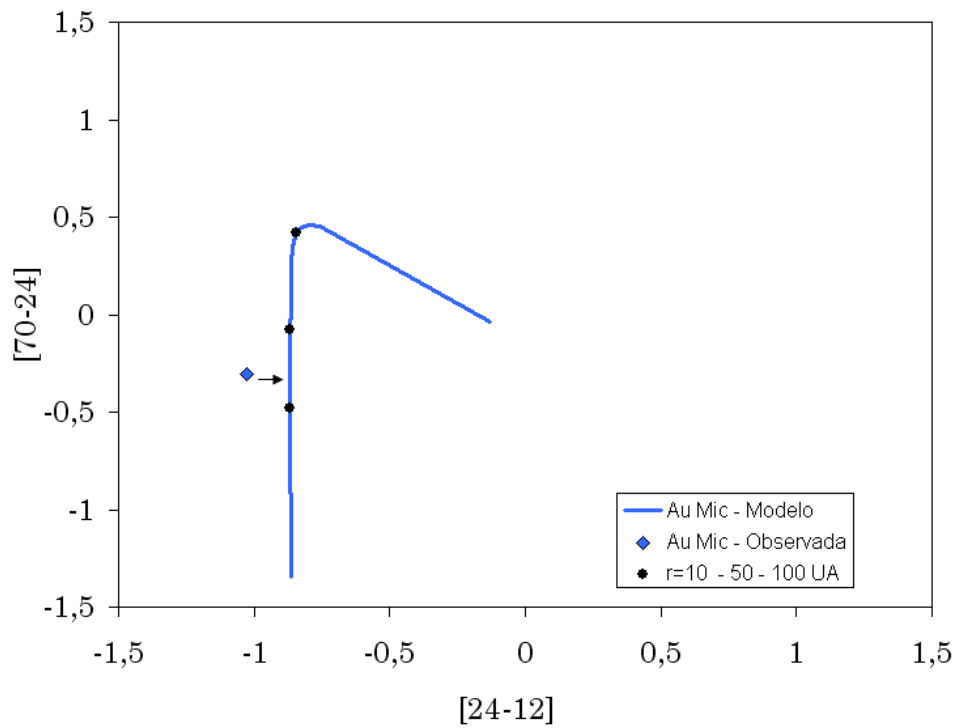


Figura 4.8: Diagrama cor–cor [70–24] vs. [24–12]. Evolução teórica (direita-esquerda) da estrela AU Mic de tipo espectral M (linha contínua azul). Os fluxos são calculados com o modelo de transferência radiativa de Wolf & Hillenbrand (2005). Os parâmetros usados para o sistema estão detalhados na Tabela 4.7. A trajetória denota a evolução do raio interno do disco desde 10 UA até a borda externa. Os pontos pretos sobre cada curva marca o raio interno (R_i) em três valores: $R_i = 10, 50$ e 100 UA. O símbolos com forma de diamante representam a posição observada de AU Mic estrela, a mesma representada na Figura 4.1.

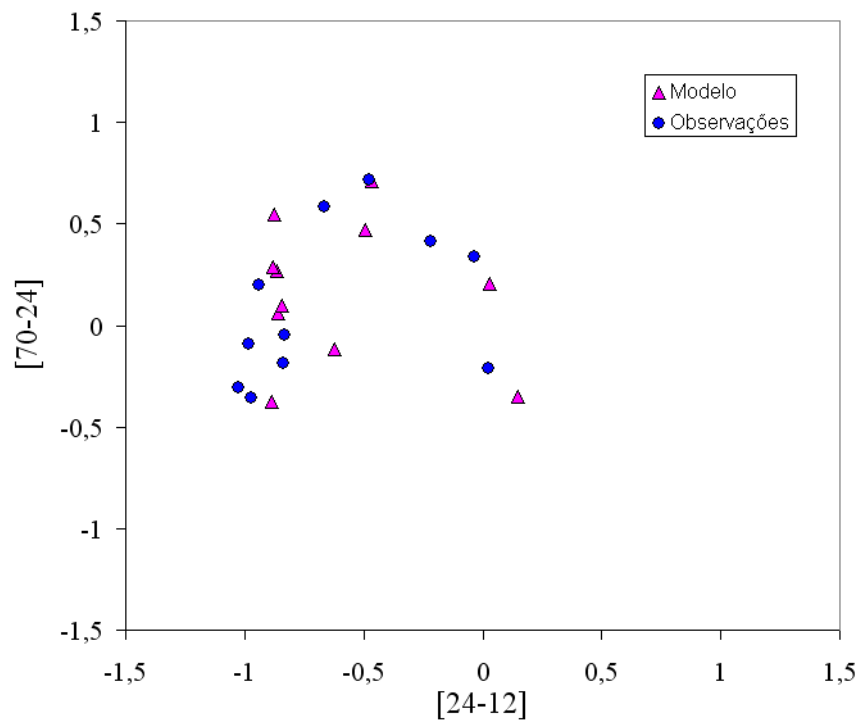


Figura 4.9: Diagrama cor-cor [70–24] vs. [24–12] das estrelas com disco de detritos resolvidos, comparando as posições observadas (círculos azuis) com aquelas obtidas com o modelo de Wolf & Hillenbrand (2005) (triângulos magentas). Para calcular as posições resultantes do modelo foram usados os parâmetros da Tabela 4.1.

o disco se reduz a um anel denso (ver Tabela 4.7) e onde recentemente foi detectado um planeta pastor (ver seção 2.2.3). É natural então encontrar grãos maiores acompanhando regiões de formação planetária. No caso de HD 107146 usamos um grão de $50 \mu\text{m}$ de raio. Neste caso o disco se reduz a um anel de menos de 100 UA. Um outro caso de disco-anel, é aquele em torno à estrela HR 4796A da associação TWA no qual não conseguimos realizar nenhum ajuste apropriado. Um estudo muito mais apurado deve ser aplicado neste caso. Uma discussão mais geral será feita na próxima seção, no entanto discutiremos primeiramente o caso peculiar dos sistemas em volta das estrelas M.

Caso particular: estrelas do tipo M

Os discos em volta das estrelas de tipo M requerem uma atenção especial. Isto é devido à trajetórias evolutiva diferente comparada com aquelas das estrelas mais quentes. A diferença mais marcante dos discos em volta de estrelas M referente aos outros sistemas, está no fato de encontrar o disco de AU Mic com uma idade de apenas 11 Ma no meio da seqüência vertical velha dos discos *debris* (ver esta posição na Figura 4.1). Infelizmente não se conhece nenhum outro disco resolvido em volta de estrela M fora de AU Mic. Foram feitas varias tentativas por meio de *surveys*, mas sem sucesso (Gautier et al., 2008). Isto levou alguns autores a considerar que os fortes ventos característicos da atividade das estrelas M acabam volatilizando os discos de estrelas M com idades maiores que 11 Ma (Plavchan et al., 2005). No entanto, deve-se destacar que as amostras de estrelas M utilizadas nestes *surveys* devem estar contaminadas com uma forte proporção de estrelas M velhas. AU Mic é até agora a única estrela jovem e muito próxima com disco resolvido.

Podemos concluir, dada a posição de AU Mic no diagrama evolutivo, que a dificuldade de encontrar outros discos mais velhos que AU Mic está no fato da pouquíssima radiação emitida em 24 e $70 \mu\text{m}$ já que estas estariam em uma posição ainda mais baixa que AU Mic na seqüência vertical.

Por outro lado, podemos pesquisar quais são as candidatas a discos *debris* mais jovens que AU Mic. A única em nosso conhecimento é a estrela TWA 7 (Matthews et al., 2007a) com uma idade de 8 Ma (ver posição de TWA 7 na Figura 4.2). Neste ponto é interessante de examinar a posição da estrela M com disco protoplanetário em volta de Hen 3-600A (Figura 4.3) também um outro membro da associação TWA (de la Reza et al., 1989, 2006; Zuckerman & Song, 2004b; Torres et al., 2008). Na Figura 4.10 apresentamos estes 3 objetos juntos (AU Mic, TWA7 e Hen 6-300A), todos com características diferentes, mas muito provavelmente seguindo uma linha evolutiva.

Também graficamos a evolução típica de uma estrela de tipo M apresentada na Figura 4.8. De um lado Hen(3-600) com um disco primordial (Jayawardhana et al.,

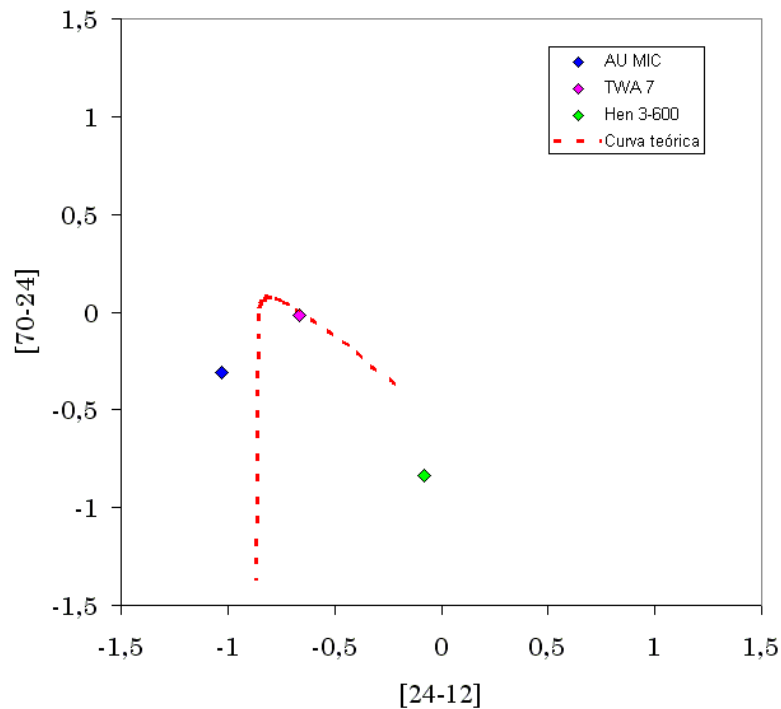


Figura 4.10: Diagrama cor–cor [70–24] vs. [24–12] das estrelas com disco debris de tipo espectral M. Os símbolos de forma de diamante representam as posições de três estrelas de tipo M: AU Mic (disco *debris* resolvido), TWA 7 e Hen 6-300A, (ambas membros da associação TW Hydrae ~ 8 Ma), todas em estados evolutivos diferentes. A linha tracejada representa a evolução teórica calculada com parâmetros típicos de uma estrela de tipo M (ver Tabela 4.6) como aquela apresentada na Figura 4.5.

1999), mas devido a sua idade, consideramos nesta tese como um disco transitório. Este é também provavelmente o caso de TWA7 e de AU Mic, os quais são considerados como disco *debris*. No entanto, Metchev et al. (2005) cita que o próprio disco de AU Mic teria uma dupla natureza. Sua parte interior caracterizada como *debris* e sua parte externa como a de um disco protoplanetário ou primordial. Aproximando AU Mic e TWA7 como discos *debris*, nossos cálculos de transferência podem passar duas linhas evolutivas pelas suas posições. No entanto isto não é possível para o disco de Hen6-300A, para o qual a aproximação de disco opticamente fino não se aplica e precisaríamos de um tratamento tipo disco grosso. Algumas conclusões sobre estes discos serão feitas na seção seguinte.

4.6 Modelos colisionais

Nas seções anteriores usamos um modelo radiativo evolutivo para os discos *debris* que se caracteriza pelo aumento gradativo dos raios internos dos discos. Encontramos que esta evolução de dentro para fora do disco está de acordo com a distribuição observada dos discos *debris* resolvidos, e em consequência dos candidatos a discos *debris*. No entanto, não caracterizamos ainda completamente os diferentes aspectos físicos envolvidos. Este é o objetivo desta seção.

Vários autores já tinham elaborado modelos (ver artigo de revisão dos discos *debris* de Wyatt (2008)) onde as colisões entre corpos maiores (planetesimais), que não são diretamente observáveis com as técnicas atuais seriam os causantes da origem da poeira observada nos discos *debris*. Mesmo que algumas destas ideias foram citadas no capítulo 2 desta tese, veremos aqui o cenário colisional de uma maneira mais completa, mas sem entrar em detalhes. Para isto escolhemos os trabalhos do grupo de S. Kenyon, que desde o início de 2000 vem elaborando uma série de trabalhos minuciosos sobre esta temática. Ver por exemplo as referências no seu último trabalho de dezembro de 2008 (Kenyon & Bromley, 2008).

Considerando que os processos radiativos (ventos estelares) ejetam grãos com tamanhos de 1–100 μm em escalas de tempo curtas relativas as idades estelares, deve se conceber que exista um reservatório inicial da ordem de 10 a 100 M_T , capaz de renovar continuamente (estado estacionário) a poeira perdida a fim que ela possa ser observada. Como foi mencionado anteriormente, esta fonte seriam os planetesimais com tamanhos entre 1–10 Km. Dominik & Decin (2003) e Wyatt et al. (2007a) mostram que planetesimais com alta velocidade localizados em um anel do disco provocariam colisões destrutivas produzindo uma poeira fina, a qual emitiria uma luminosidade decrescente com o tempo da ordem de $L_{IV} \propto t^{(-n)}$ onde $n = 0.5 - 1$ (ver Figura 2.9).

Deve-se considerar que em um disco se produzem também colisões construtivas, onde a partir de planetesimais da ordem de ≈ 1 Km podem se formar por acumulação (*merging*) corpos maiores (planetóides) de 100 a 1000 Km nos primeiros 50 Ma. Segundo Kenyon & Bromley (2008) a formação destes corpos maiores deixa uma grande quantidade de restos, ou seja planetesimais entre 1 e 10 Km. Estes corpos maiores produzem uma agitação (*stir-up*) destes corpos menores ao longo de sua órbita, produzindo um mecanismo de cascata colisional, gerando assim uma poeira grossa com tamanhos maiores que 10 μm . Como os tempos colisionais são menores que os dos processos de remoção como a do Poyting-Robertson por exemplo, a poeira ainda é reduzida a escalas menores de 1 – 10 μm . Estas últimas são removidas pelos efeitos radiativos da estrela central.

Se no início os corpos com tamanhos da ordem de ≈ 1 Km crescem lentamente, depois de 0.1 - 1 Ma processos chamados de focalização gravitacional aumentam a seção

eficaz das colisões de um fator 10 a 100, produzindo um efeito colisional chamado de *runaway*, onde os corpos vão se acumulando sucessivamente a partir de corpos menores. Assim na região interna do disco se formam corpos de 100 Km em 3 Ma e de 1000 Km em 30 Ma. Ao mesmo tempo, o próprio mecanismo de agitação (*stirring*) citado, elimina os corpos menores que deveriam ter sido acumulados nos corpos maiores, assim a formação de planetóides diminui. No entanto, mesmo com uma baixa eficiência, se formam corpos ainda maiores da ordem de 500 Km conhecidos como “oligarcas”.

Em realidade a rapidez da formação dos planetas maiores de até 2000 Km ($0.02 M_T$) depende da distância no disco referente à estrela. Em 10 Ma, um planeta maior teria entre 300 – 600 Km em 30 UA e no mesmo tempo, mas a 100 UA este corpo teria somente 3 - 5 Km. Em 100 Ma, corpos com 100 Km são formados entre 75-80 UA. Somente a partir de 1 Ga se formariam mais longe de 125 AU. As simulações e cálculos mostram que em 10 Ga, corpos de 1000 Km estariam em todo o disco. No entanto discos com massas maiores, podem formar planetas mais grossos em tempos menores, por exemplo um corpo de 2000 Km a 100 UA em 1 Ga.

Este cenário colisional pode ser resumido da seguinte forma: para regiões do disco entre 30 e 150 UA a produção inicial de poeira é pequena e o crescimento da massa em poeira é lenta. Quando os primeiros oligarcas são formados no disco interior, a produção de poeira aumenta rapidamente por colisões rápidas de corpos menores. De 5 a 10 Ma a poeira cresce a valores supostamente observacionais de $(1 - 10) \times 10^{-4} M_T$. Depois, a formação de planetas menores se propaga para a parte externa do disco, e oligarcas são formados em regiões cada vez mais afastadas, produzindo poeira também em regiões mais afastadas. Aparece então um aumento da poeira no tempo coincidindo com um aumento da luminosidade. Quando os oligarcas se formam em regiões ainda mais afastadas, as cascatas colisionais removem cada vez mais material sólido do disco e a massa deste começa a declinar e o mecanismo de Poyting-Robertson ajuda a eliminar o resto da poeira restante.

Para mostrar os efeitos mencionados, Kenyon & Bromley (2008) resolveram a equação de transferência e construíram um diagrama cor–cor, similar ao nosso trabalho mas desta vez com magnitudes: [8]-[24] vs. [24]-[70] mostrando a evolução entre 1 Ma e ~ 1 Ga.

Se a Figura 4.11 refere-se a massas estelares de $M_* = 1,5, 2$ e $3 M_\odot$, o diagrama da Figura 4.12 se refere a diferentes massas do disco para uma estrela de $2 M_\odot$. Estes dois diagramas, mesmo com unidades diferentes, podem ser diretamente comparados aos nossos diagramas de Figuras (4.1, 4.2, 4.3). Para poder visualizar esta semelhança na Figura 4.13 plotamos a razão de fluxos para os 21 discos *debris* resolvidos, equivalente ao trabalho de Kenyon & Bromley (2008). Vemos que o comportamento é exatamente o mesmo, só que nas Figuras anteriores (4.1, 4.2, 4.3) usamos outra definição nos

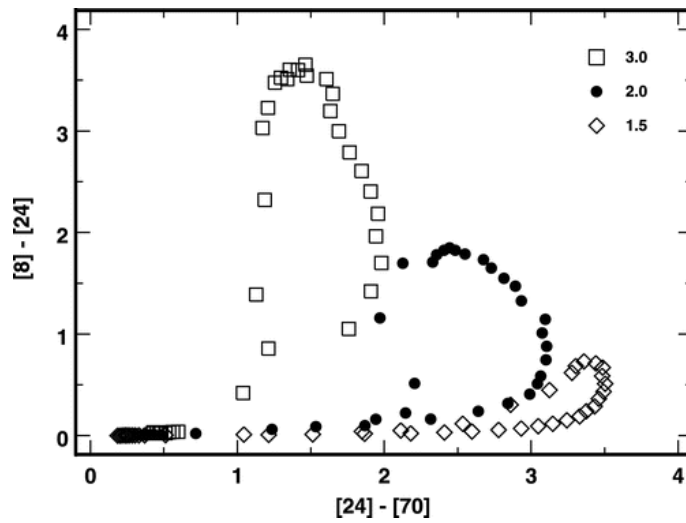


Figura 4.11: Figura 20 do trabalho de Kenyon & Bromley (2008). Evolução dos discos *debris* no diagrama cor–cor para três massas estelares diferente: $M_* = 1.5, 2$ e $3 M_\odot$ com um disco de massa média. Os discos *debris* em torno de estrelas massivas são mais quente do que discos *debris* em torno de estrelas menos massivas. Assim, discos *debris* em torno de estrelas de diferentes massas ocupam regiões específicas no diagrama cor–cor.

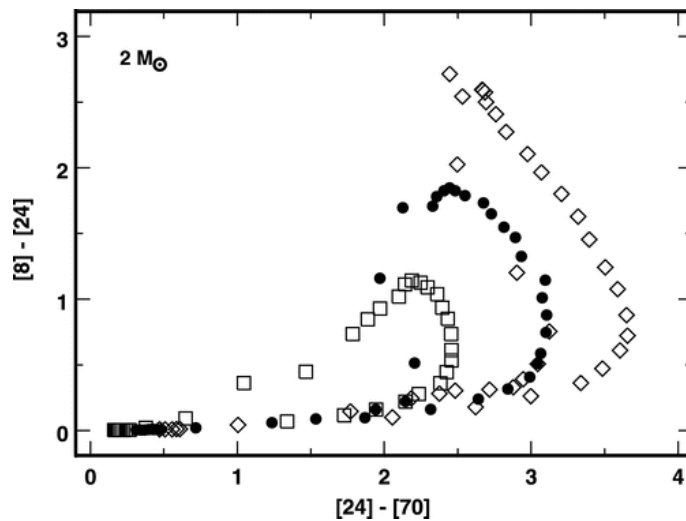


Figura 4.12: Figura 21 do trabalho de Kenyon & Bromley (2008). Igual à Figura 4.11, mas para discos com diferentes massa inicial em torno a uma estrela de $2 M_\odot$. Os tres símbolos denotam a massa do disco: baixa massa (quadrados), massa média (círculos) e alta massa (diamantes)

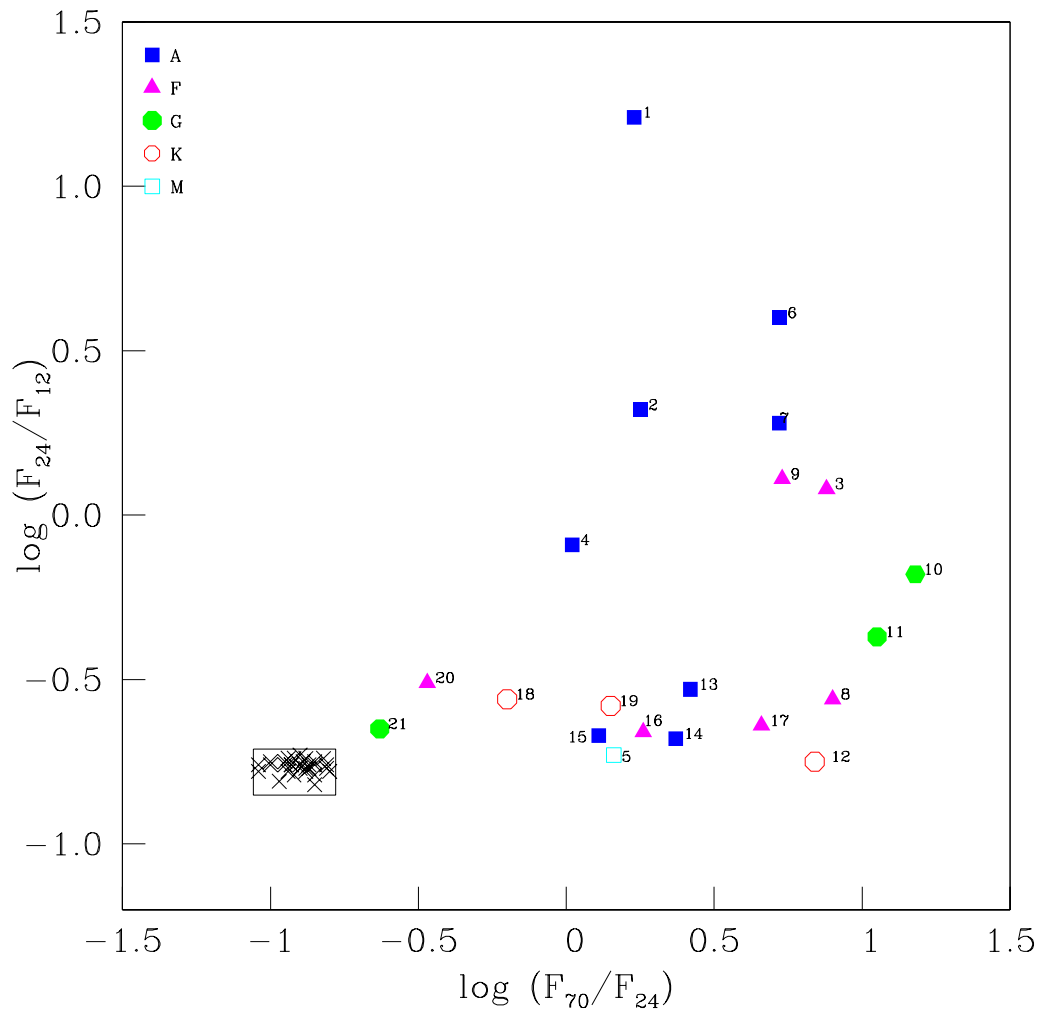


Figura 4.13: Razão de fluxos para os 21 discos *debris* resolvidos equivalente ao apresentado por Kenyon & Bromley (2008). A caixa de cor preta que se encontra na parte inferior esquerda do gráfico denota a posição das estrelas sem excesso IV ver (Tabela 4.3).

Se em nosso caso se trata de representar diferentes temperaturas da estrela, a linguagem em massas estelares das figuras 4.11 e 4.12 é a mesma. É notória a mesma similaridade das curvas evolutivas, mostrando também o mesmo efeito em que discos mais quentes produzem cores mais azuis.

4.7 Evolução de discos: Conclusões

Neste capítulo juntamos numa linha evolutiva geral todas as seqüências dos discos circunstelares em torno de estrelas de baixa massa. Esta linha vai desde ~ 3 até ~ 7000 Ma, começando na etapa primordial, logo numa transitória e chegando finalmente a longa fase *debris*.

Trabalhando por meio de diagramas cor–cor nos comprimentos de onda de 12, 24 e 70 μm com fluxos medidos, na sua maioria, pelo observatório espacial Spitzer, e dentro de uma visão global, encontramos a existência de uma dispersão na distribuição das fontes. Esta dispersão é inversamente proporcional com as idades estelares. Esta maior dispersão nas etapas iniciais (ver Figura 4.3) mostram não somente as diferenças intrínsecas dos objetos individuais, mas também mostram que a evolução nesta etapa é muito rápida. Um exemplo claro está na presença simultânea de diferentes tipos de discos em estrelas membros de uma associação coeva, como é o caso de TWA com uma idade de 8 Ma. Este é o caso das estrelas com discos de tipo primordial (ou protoplanetário), como TW Hya e Hen (3-660)A, que coexistem com estrelas com discos do tipo *debris* como HR 4796A e HD 98800B. Neste caso particular, estaríamos na presença de discos de tipo transicionais. Temos assim, exemplos deste período rápido e pouco conhecido entre a etapa primordial e a etapa *debris*. Nesta etapa o gás está se dissipando mediante vários mecanismos, seja por acreção na estrela, como por ventos estelares, especialmente quando a acreção é menor. Esta radiação pode produzir a volatilização das regiões internas do disco (Alexander et al., 2006).

Esta etapa transitória parece ser muito interessante para ser abordada no futuro e tentar detetar os primeiros indícios do início das colisões entre planetesimais (ver por exemplo Padgett et al. (2006) e Meyer et al. (2008)). Neste trabalho estamos contribuindo a fixar o intervalo desta transição entre 6 e 11 Ma, graças ao uso de determinações mais precisas das idades estelares, mediante métodos da dinâmica Galáctica. Mesmo que este limite máximo parece ser bem estabelecido, não é forçosamente o caso do limite inferior, o qual é mais vago e mais difícil de determinar. Em apoio a esta determinação, localizamos na Figura 4.4 os discos *debris* que ainda mostram (através de medições) resíduos de gás. Estas medidas, segundo Hillenbrand (2008), seriam um instrumento precioso para monitorar esta passagem transitória.

Nesta tese também “resolvemos” o enigma do sistema de PDS 66 (Hillenbrand et al., 2008). Esta estrela foi descoberta no início do survey do Pico dos Dias (Gregorio-Hetem et al., 1992) como sendo uma estrela T Tauri clássica. Devido a sua classificação errada como membro mais jovem dos subgrupos de Sco-Cen com idades de 16 a 18 Ma por Mamajek et al. (2002), vários estudos posteriores citaram este objeto (sem poder entender sua natureza) como forte emissora no IV, especialmente nessa idade. A solução foi simples, Torres et al. (2008) propõem que esta estrela faz parte de um

grupo mais jovem (ϵ Cha) com uma idade de 6.7 Ma (Jilinski et al., 2005). Aqui nesta tese, este sistema aparece naturalmente como um objeto transitório (Figura 4.4), apoiando assim o resultado de Torres et al. (2008).

Respeito a etapa *debris* (~ 11 – 7000 Ma), é representada nas Figuras 4.1, 4.2 e 4.3, e apresenta duas etapas. Uma etapa com idades entre ~ 20 Ma e ~ 200 Ma, caracterizada evolutivamente pela diminuição da radiação em $24 \mu\text{m}$ (diminuição de [24 - 12]). Isto é traduzido dentro de nosso estudo como o esvaziamento da poeira das zonas internas dos discos. Esta diminuição da radiação em $24 \mu\text{m}$ provoca que [70 - 24] aumente como é observado nas figuras citadas. Finalmente, depois de ~ 200 Ma temos uma seqüência vertical que vai até ~ 7000 Ma, caracterizando-se como o ramo velho do diagrama. Aqui a radiação em $70 \mu\text{m}$ decresce lentamente e de forma gradual a medida que as zonas mais afastadas dissipam sua poeira. Toda esta evolução do disco se realiza de dentro para fora.

Devemos notar que todas estas conclusões se referem a radiações até $70 \mu\text{m}$. O código de Wolf & Hillenbrand (2005) permite calcular também as radiações na faixa do sub-milimétrico, como por exemplo a $850 \mu\text{m}$. Desta maneira, estaríamos explorando regiões ainda mais frias e mais afastadas, que poderão ser observadas no futuro pelo observatório espacial Hershell.

Voltando a seqüência vertical (ramo velho), caracterizada pela diminuição de [70 - 24], podemos ver que alguns objetos jovens e peculiares estão dentro ou perto dela. O caso mais importante é o do disco de AU Mic, com 11 Ma de idade (ver ponto 5 na Figura 4.1).

Alguns discos peculiares situam-se perto desta seqüência. Este é o caso citado anteriormente (seção 4.3.2) do disco em volta da estrela ζ Lepori (Moerchen et al., 2007). Esta estrela com uma idade de ~ 230 Ma, dispõe de um disco pequeno de apenas 3–5 UA. Este tamanho é ainda menor que nosso Sistema Solar, e muito menor ainda que dos discos *debris* típicos. Sua pouca radiação em $24 \mu\text{m}$ e $70 \mu\text{m}$ faz que ele se encontre nessa posição do diagrama (Figura 4.2). Outro sistema peculiar (peculiar no sentido de tamanho do disco), e que pode ser visto na mesma Figura 4.2, é da estrela HD 69830, onde próximo ao anel de poeira que esta possui foi recentemente detetado um sistema planetário formado por 3 planetas gigantes (Lovis et al., 2006).

No caso de AU Mic, nosso estudo mostra que a evolução dos discos frios é muito diferente. O fato de dispor zonas pequenas e provavelmente pouco massivas, emisoras em 24 e $70 \mu\text{m}$, faz que o esvaziamento delas seja rápido. Isto não exclui, no entanto, que estas estrelas possam dispor de zonas frias mais extensas e observáveis na faixa sub-milimétrica, como parece ser o caso da estrela GJ 182 (Liu et al., 2004), provável membro da associação BPA de ~ 11 Ma (Torres et al., 2008).

Considerando os 3 sistemas conhecidos em volta de estrelas M como AU Mic (11 Ma), TWA7 (8 Ma) e de Hen 3-600A (8 Ma), discutimos aqui a possibilidade

da existência de uma linha evolutiva destes objetos, separados apenas por 3 Ma. Em realidade, os 3 podem também serem considerados como transitórios. De um lado Hen 3-600A com um disco primordial (de la Reza et al., 1989), TWA7 ainda não resolvido mas com características de transição (Matthews et al., 2007b) e a própria AU Mic que segundo Metchev et al. (2005) teria uma natureza dupla. Isto deve-se a que apresenta um disco interno com características de um disco *debris* colisional, mas também um disco externo que estaria numa etapa primordial. A posição de AU Mic na seqüência vertical do diagrama cor–cor significa que discos (ao redor de estrelas tipo M) mais velhos que 11 Ma estariam mais embaixo, com excessos ainda menores, ao menos em $70 \mu\text{m}$. Isto explicaria a falta de sucesso das procuras (nesta faixa espectral) destes discos *debris* mais velhos.

Finalmente, discutimos usando os trabalhos da equipe de S. Kenyon, a natureza colisional dos discos *debris*, os quais explicam fisicamente os esvaziamentos internos evolutivos propostos nesta tese. Os diagramas cor–cor evolutivos, tanto apresentados em Kenyon & Bromley (2008) como em nosso trabalho são similares e mostram que estas seqüências evolutivas são de fato um “locus” dos discos *debris* resolvidos como mostramos na Figura 4.9.

Capítulo 5

Metalicidade das estrelas com discos *debris*

Neste capítulo apresentamos uma discussão sobre a distribuição de metalicidade das estrelas com discos *debris*, e comparamos esta com a correspondente ao grupo de estrelas com planetas extra-solares. O objetivo é de proporcionar um “vínculo” para comparar ambos grupos de estrelas e explicar o porquê da presença ou ausência de planetas ou discos *debris* em cada grupo. Com o intuito de conhecer a natureza das estrelas com discos *debris* pesquisamos a sua relação metalicidade-idade, mediante o uso do diagrama cor–cor apresentado no capítulo 4.

5.1 Introdução

A comparação entre as estrelas com discos *debris* e aquelas que possuem planetas extra-solares é inevitável, já que tanto os planetas quanto os entulhos são sub-produtos da evolução do disco protoplanetário. Procurou-se discos em estrelas com planetas extra-solares e planetas nas estrelas com disco de tipo *debris*, mas a intersecção da amostras resultou quase nula (Greaves et al., 2004).

No capítulo 3 descrevemos as características das estrelas hospedeiras de planetas extra-solares, e destacamos que aquelas que albergam planetas gigantes possuem uma abundância de ferro maior que a média solar. Entretanto as estrelas que possuem planetas menos massivos parecem não seguir a mesma tendência.

A diferença do grupo das estrelas com planetas extra-solares, o grupo de estrelas com disco tipo *debris* apresenta uma metalicidade típica das estrelas de campo de ~ -0.11 dex (Chavero et al., 2006; Greaves et al., 2006). Este resultado foi uma verdadeira surpresa já que o que estava-se procurando era um “vínculo” entre ambos grupos de estrelas estelares. A Figura 5.1 mostra as distribuições de metalicidade das

estrelas com planetas, estrelas com discos *debris* e estrelas de campo sem planetas detectados por velocidade radial. No painel superior indica-se com linha contínua a distribuição normalizada de metalicidade para o grupo de estrelas com discos *debris* (com tipos espectrais F e G) e com linha tracejada aquela das estrelas de campo com os mesmos tipos espectrais. As medianas de ambas distribuições são: -0.12 e -0.15 , respectivamente. O test estatístico KS indica uma probabilidade do 39 % de que ambas distribuições sejam idênticas. Os dados usados correspondem ao trabalho de Nordström et al. (2004) que provê metalicidade fotométrica. No painel inferior apresenta-se a distribuição normalizada de metalicidade do grupo de estrelas que albergam planetas extra-solares (linha contínua) e das estrelas de campo sem planetas detectados mediante a técnica de velocidade radial (linha tracejada). As medianas correspondentes são: $+0.17$ e -0.16 . Neste caso as metalicidades são espectroscópicas e foram tomadas do trabalho de Santos et al. (2004). Estes autores dão uma probabilidade da ordem de 10^{-9} % de que ambas amostras representem a mesma população.

Considerando a diferença entre as distribuições de metalicidades dos dois grupos de estrelas e a falta de interseção entre ambas amostras, em Chavero et al. (2006) sugerimos que a presença de planetas do tipo detectado pelas técnicas de velocidade radial não são comuns em estrelas com discos tipo *debris*.

Greaves et al. (2004) apresentaram uma proposta alternativa para explicar a falta de interseção das amostras. Os autores baseiam-se na proposição de que os discos primordiais associados à estrelas com planetas foram mais massivos do que aqueles das estrelas com tipo *debris*. Nos discos com maior massa, os processos de formação e migração de planetas gigantes seriam relativamente rápidos em relação ao prazo de esvaziamento do gás. Em contraste, discos com massas menores evoluiriam lentamente. Estes ganhariam menos massa e experimentariam uma migração “externa”, aumentando assim a taxa de colisão dos objetos análogos ao Cinturão de Kuiper. Lamentavelmente, a técnica de velocidade radial não é adequada para detectar planetas poucos massivos e nestes tipo de órbita tão grandes. Esta proposta ainda não pode ser conclusiva já que este tipo de migração não é muito conhecida e também porque não há razão óbvia para que discos massivos não formem planetas distantes da sua estrela central. De existir, estes planetas também poderiam agitar os objetos do Cinturão de Kuiper análogo provocando emissão no IV.

Nosso objetivo é contribuir a esta discussão, para o qual realizamos observações espectroscópicas de alta resolução de estrelas com discos *debris* que possuem excesso no IV detectados por Spitzer. Analisamos a relação relação metalicidade-idade mediante a ajuda do diagrama cor-cor no IV apresentado no capítulo 4.

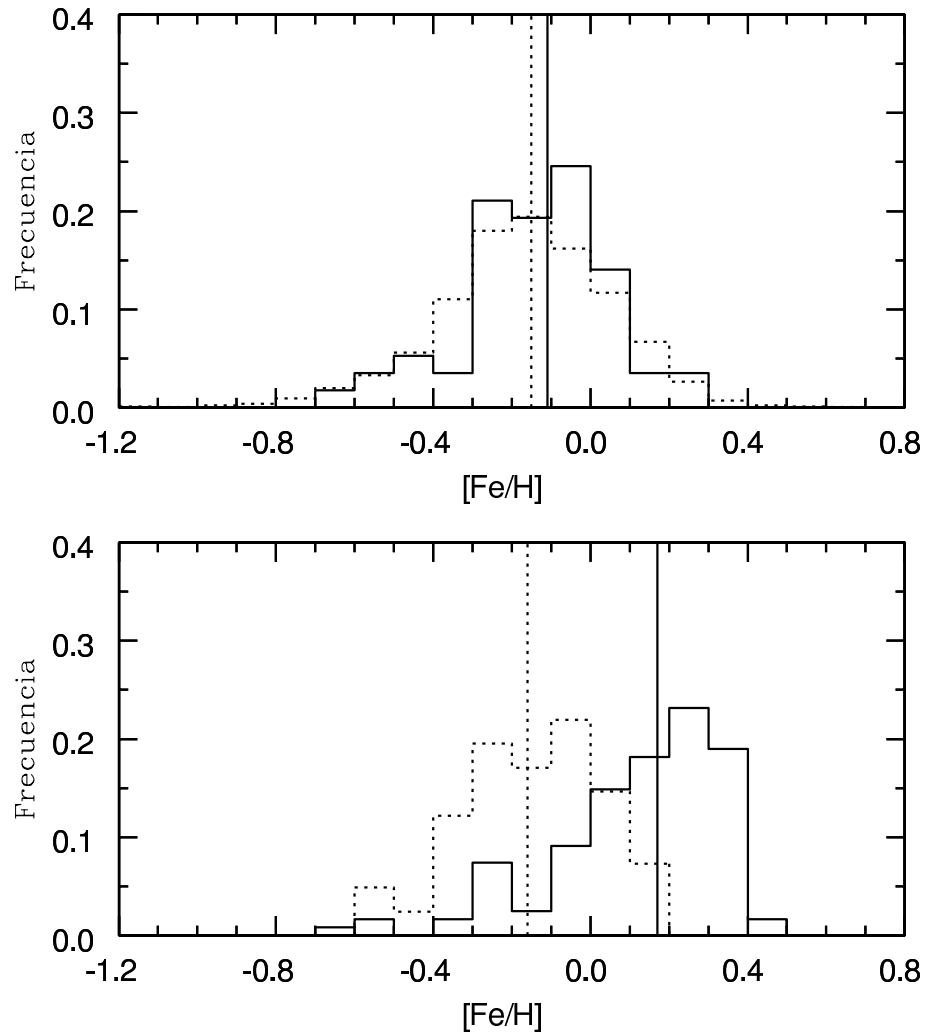


Figura 5.1: Painel Superior: Em linha contínua indica-se a distribuição normalizada de metalicidade para o grupo de estrelas com discos *debris* (com tipos espectrais F e G). Com linha tracejada aquela das estrelas de campo dos mesmos tipos espectrais. As medianas de ambas distribuições são: -0.12 e -0.15 , respectivamente. Os dados usados correspondem ao trabalho de Nordström et al. (2004). Painel Inferior: Distribuição normalizada de metalicidade do grupo de estrelas que albergam planetas extrasolares (linha contínua). A linha tracejada corresponde às estrelas de campo sem planetas detectados mediante a técnica de velocidade radial. As medianas correspondentes são: $+0.17$ e -0.16 . Os dados foram tomados do trabalho de Santos et al. (2004). Figura adaptada de Chavero et al. (2006).

5.2 Amostra

Selecionamos 16 sistemas estrelas com disco *debris* da amostra apresentada no capítulo 4. Estes sistemas foram escolhidos de maneira que eles estejam distribuídos em diferentes posições do diagrama cor–cor, garantindo assim que estamos considerando objetos de diferentes idades.

5.3 Observações

Os espectros de alta resolução analisados neste trabalho foram obtidos com o espectrógrafo échelle FEROS (Fiberfed Extended Range Optical Spectrograph), (Kaufer et al., 1999) do telescópio de 2.2 m da ESO em La Silla (Chile). As observações foram realizadas em outubro de 2008. O poder de resolução espectral de FEROS é $R = 48\,000$, cuja cobertura de comprimento de onda vai de 3500 até 9200 Å. O tempo de exposição de cada objeto foi previamente calculado para obter uma relação S/R > 250, atingindo a 400 nas estrelas mais brilhantes. A redução básica dos espectros foi feita por uma rotina automatizada em MIDAS. A redução segue as seguintes etapas: correção por BIAS, *flat-fielding*, extração do espectro, calibração em comprimento de onda e correção por velocidade baricêntricas.

5.4 Determinação de parâmetros atmosféricos

A determinação dos parâmetros básicos atmosféricos, temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade superficial ($\log g$), microturbulência (ξ_T) e metalicidade ($[Fe/H]$), e a análise de abundância foi feita utilizando a aproximação do Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL). Utilizamos a versão (2002) do código MOOG (Snedden, 1973), e a grade de modelos atmosféricos ATLAS9 Kurucz (1993).

Os parâmetros atmosféricos foram obtidos a partir das linhas de Fe I e Fe II (ver Tabela 5.1), iterando até que os coeficientes de correlação entre $\log \epsilon_{Fe\ I}$ e χ^2 , e entre $\log(\epsilon_{Fe\ I})$ e entre $\log(W\lambda/\lambda)$ foram zero, impondo que a abundância média dada por Fe I e Fe II sejam similares. Usamos como referência o valor da abundância de ferro solar: $\epsilon(Fe)_{\odot} = 7.45$ (Asplund et al., 2005). As larguras equivalentes foram determinadas usando o pacote de IRAF¹ Por último, as abundâncias foram calculadas usando a tarefa ABFIND do MOOG. A Tabela 5.2 mostra os parâmetros calculados para a amostra analisada. A média da metalicidade da amostra é -0,04 dex. Os erros

¹IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

designados para a abundância do Fe é obtida a partir da dispersão das linhas medidas tanto de FeI quanto de FeII. No caso da T_{eff} , $\log g$ e ξ_T os erros foram obtidos variando cada parâmetro até mudar em um σ o valor calculado da abundância de Ferro.

5.5 Relação idade-metalicidade

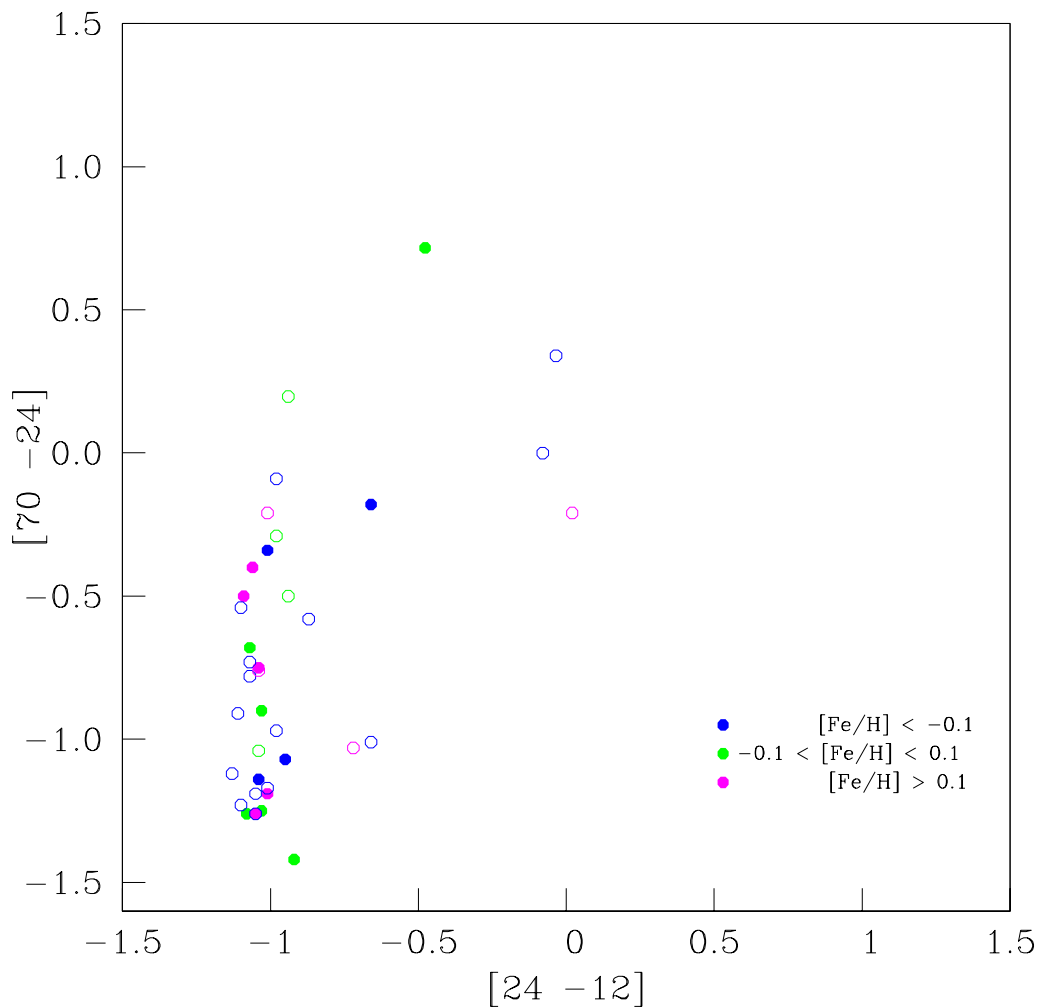


Figura 5.2: Diagrama cor-cor [70-24] vs. [24-12] para estrelas com discos *debris* (candidatos e resolvidos) em diferentes faixas de metalicidades, cada faixa possui uma cor diferente como pode-se ver no gráfico. Os círculos abertos indicam os objetos cuja metalicidade foi obtida da literatura, enquanto que os círculos cheios indicam aqueles que determinamos neste trabalho.

O histórico da relação idade - metalicidade pode ser apresentado seguinte forma: dois artigos elaborados independentemente e publicados no mesmo ano iniciaram este

Tabela 5.1: Parâmetros atômicos do ferro tomados de Lambert et al. (1996). Coluna 1: elemento; Col. 2: comprimento de onda (Å); Col. 3: Potencial de excitação (eV); Col. 4: Força do oscilador

Species	λ	χ_I	gf	Species	λ	χ_I	gf
Fe I	5123.72	1.01	8.51E-004	Fe I	5934.65	3.93	9.55E-002
	5133.69	4.18	1.59E+000		5638.26	4.22	1.91E+001
	5150.84	0.99	1.00E-003		6024.06	4.55	8.71E-001
	5151.91	1.01	4.79E-004		6027.05	4.08	8.13E-002
	5159.06	4.28	2.24E-001		6056.01	4.73	3.98E-001
	5162.27	4.18	1.20E+000		6065.48	2.61	2.95E-002
	5171.6	1.49	1.74E-002		6079.01	4.65	1.07E-001
	5194.94	1.56	8.13E-003		6082.71	2.22	2.63E-004
	5198.71	2.22	7.24E-003		6093.64	4.61	4.47E-002
	5242.49	3.63	1.07E-001		6096.66	3.98	1.66E-002
	5250.21	0.12	1.20E-005		6136.61	2.45	3.98E-002
	5281.79	3.04	1.48E-001		6137.69	2.59	3.98E-002
	5288.52	3.69	3.09E-002		6151.62	2.18	5.13E-004
	5302.31	3.28	1.82E-001		6157.73	4.08	7.76E-002
	5307.36	1.61	1.07E-003		6165.36	4.14	3.39E-002
	5315.05	4.37	3.98E-002		6170.51	4.79	4.17E-001
	5321.11	4.43	6.46E-002		6173.34	2.22	1.32E-003
	5322.04	2.28	1.45E-003		6187.99	3.94	2.69E-002
	5339.93	3.27	2.09E-001		6191.56	2.43	3.80E-002
	5353.37	4.10	2.09E-001		6200.31	2.60	3.63E-003
	5364.87	4.45	1.70E+000		6213.43	2.22	3.31E-003
	5367.47	4.42	2.75E+000		6230.72	2.56	5.25E-002
	5373.71	4.47	1.95E-001		6252.56	2.40	1.91E-002
	5393.17	3.24	1.91E-001		6265.13	2.18	2.82E-003
	5400.50	4.37	7.94E-001		6322.69	2.59	3.72E-003
	5417.03	4.42	2.95E-002		6380.74	4.19	4.79E-002
	5441.34	4.31	2.63E-002		6393.60	2.43	3.72E-002
	5445.04	4.39	1.10E+000		6411.65	3.65	2.19E-001
	5446.92	0.99	1.23E-002		6419.95	4.73	8.13E-001
	5487.75	4.32	2.24E-001		6421.35	2.28	9.77E-003
	5497.52	1.01	1.45E-003		6430.85	2.18	9.77E-003
	5506.78	0.99	1.59E-003		6469.19	4.83	2.40E-001
	5532.75	3.57	1.00E-002		6592.91	2.72	3.39E-002
	5522.45	4.21	3.98E-002		6593.87	2.44	3.80E-003
	5554.90	4.55	4.17E-001		6597.56	4.79	1.20E-001
	5560.21	4.43	9.12E-002		6609.11	2.56	2.04E-003
	5563.60	4.19	1.45E-001		6752.71	4.64	6.31E-002
	5567.39	2.61	2.75E-003		6810.26	4.61	1.02E-001
	5569.62	3.42	3.24E-001		6820.37	4.64	6.76E-002
	5572.84	3.40	5.25E-001		6841.34	4.61	2.51E-001
	5576.09	3.43	1.41E-001		6858.15	4.61	1.18E-001
	5584.77	3.57	6.76E-003		7130.92	4.22	2.00E-001
5624.02	4.39	4.68E-002	Fe II	4993.35	2.81	2.14E-004	
5633.95	4.99	7.59E-001		5197.56	3.23	5.62E-003	
5635.82	4.26	1.82E-002		5234.62	3.22	5.75E-003	
5658.82	3.40	1.55E-001		5276.00	3.20	1.23E-002	
5686.53	4.55	3.55E-001		5284.10	2.89	9.77E-004	
5691.50	4.30	4.27E-002		5325.56	3.22	6.76E-004	
5705.47	4.30	4.37E-002		5414.05	3.22	2.40E-004	
5717.83	4.28	1.05E-001		5425.25	3.20	6.17E-004	
5731.76	4.26	7.08E-002		5534.83	3.25	1.70E-003	
5806.73	4.61	1.26E-001		6149.25	3.89	1.91E-003	
5814.81	4.28	1.51E-002		6247.55	3.89	4.57E-003	
5852.22	4.55	6.61E-002		6416.92	3.89	2.09E-003	
5916.25	2.45	1.02E-003		6432.68	2.89	2.63E-004	

Tabela 5.2: Parâmetros atmosféricos e metalicidade das estrelas com discos *debris*

Nome da estrela	T_{eff} ($^{\circ}$ K)	log g	ξ_t [km/s]	[Fe/H] Este trabalho	[Fe/H] Literatura
HD 7570	6120 ± 100	$4,40 \pm 0,10$	$1,41 \pm 0,20$	$+0,15 \pm 0,08$	$0,16 \pm 0,03^a$
HD 17925	5180 ± 100	$4,44 \pm 0,10$	$1,58 \pm 0,20$	$-0,03 \pm 0,09$	$0,06 \pm 0,07^b$
HD 20766	5710 ± 100	$4,45 \pm 0,10$	$1,08 \pm 0,20$	$-0,23 \pm 0,06$	$-0,21 \pm 0,04^b$
HD 22484	5900 ± 100	$3,9 \pm 0,10$	$1,40 \pm 0,20$	$-0,20 \pm 0,05$	$-0,17 \pm 0,10^c$
HD 23079	5960 ± 100	$4,35 \pm 0,10$	$1,18 \pm 0,20$	$-0,13 \pm 0,06$	$-0,15 \pm 0,03^a$
HD 30495	5780 ± 100	$4,35 \pm 0,10$	$1,22 \pm 0,20$	$-0,01 \pm 0,07$	$0,02 \pm 0,04^b$
HD 33262	6400 ± 100	$4,50 \pm 0,10$	$1,50 \pm 0,20$	$0,0 \pm 0,09$	$-0,10 \pm 0,10^c$
HD 40136	7150 ± 100	$3,80 \pm 0,10$	$2,48 \pm 0,20$	$-0,24 \pm 0,09$	$-0,30 \pm 0,10^c$
HD 43162	5620 ± 100	$4,45 \pm 0,10$	$1,29 \pm 0,20$	$-0,03 \pm 0,08$	$-0,01 \pm 0,04^b$
HD 50554	6010 ± 100	$4,40 \pm 0,10$	$1,16 \pm 0,20$	$0,0 \pm 0,07$	$+0,01 \pm 0,04^b$
HD 52265	6160 ± 100	$4,30 \pm 0,10$	$1,36 \pm 0,20$	$+0,24 \pm 0,09$	$+0,20 \pm 0,07^b$
HD 61005	5465 ± 100	$4,20 \pm 0,10$	$1,65 \pm 0,20$	$-0,05 \pm 0,09$	$-0,06^1 d$
HD 69830	5430 ± 100	$4,40 \pm 0,10$	$0,93 \pm 0,20$	$-0,03 \pm 0,09$	$-0,03 \pm 0,04^b$
HD 202917	5610 ± 100	$4,40 \pm 0,10$	$2,38 \pm 0,20$	$-0,13 \pm 0,09$	$-0,20 \pm 0,03^a$
HD 209253	6230 ± 100	$4,38 \pm 0,10$	$1,75 \pm 0,20$	$-0,10 \pm 0,09$	$-0,17 \pm 0,10^c$
HD 212695	6720 ± 100	$4,40 \pm 0,10$	$1,80 \pm 0,20$	$+0,09 \pm 0,07$	–

Referências: a-Valenti & Fischer (2005), b-Santos et al. (2004), c-Saffe et al. (2008), d-Gray et al. (2006).

¹ = [M/H]

problema. De um lado, Chavero et al. (2006) mediante observações fotométricas encontram uma diferente distribuição de metalicidade comparada com aquela das estrelas com planetas, sendo a primeira menos metálica que a segunda. De um outro lado, Greaves et al. (2006) colecionando resultados de abundâncias obtidas espectroscopicamente para ambas populações, mas limitando a distâncias das fontes a um raio de menos de 25 pc, encontraram os mesmos resultados. Recentemente, Saffe et al. (2008) com uma amostra maior confirmam esta diferença de metalicidades entre ambas populações, mediante observações espectroscópicas com uma resolução média. Estes últimos autores encontram que as estrelas que possuem disco *debris* não-resolvidos e planetas apresentam um moderado excesso metálico de 0.07 dex com uma dispersão de 0.16 dex. Não obstante, assinalando que isto deve ser confirmado.

A relação idade-metalicidade para estas duas populações é apresentada em Greaves et al. (2006). Estes autores alertaram que esta conclusão poderia estar “biesada” devido a que a população das estrelas com *debris* analisada ser mais velha, mostrando assim uma metalicidade menor. Eles mostram no entanto, que ambas populações tem

Tabela 5.3: Metalicidade das estrelas com discos *debris*

Nome	[Fe/H]	Referência
HD 9672	$-0,12 \pm 0,10$	b
HD 10647	$-0,01 \pm 0,10$	b
HD 20807	$-0,23 \pm 0,04$	a
ϵ Eri	$-0,19 \pm 0,10$	b
HD 22484	$-0,17 \pm 0,10$	b
HD 25457	$0,00 \pm 0,10$	b
HD 33636	$-0,08 \pm 0,10$	b
HD 35850	$-0,23 \pm 0,10$	b
HD 38529	$+0,40 \pm 0,06$	a
HD 38678	$-0,19 \pm 0,10$	b
β Pic	$+0,11 \pm 0,10$	b
HD 41700	$-0,22 \pm 0,10$	b
HD 75416	$+0,16 \pm 0,10$	b
HD 76151	$-0,07 \pm 0,10$	b
HD 82943	$+0,29 \pm 0,02$	a
HD 106252	$-0,01 \pm 0,05$	a
HD 114729	$-0,25 \pm 0,05$	a
HD 189567	$-0,23 \pm 0,04$	a
HD 150706	$-0,01 \pm 0,04$	a
HD 190228	$-0,25 \pm 0,05$	a
HD 191089	$-0,34 \pm 0,10$	b
HD 199260	$-0,11 \pm 0,10$	b
Fomalhaut	$-0,34 \pm 0,10$	b
HD 222237	$-0,31 \pm 0,06$	a

Referências: a- Santos et al. (2004),

b- Saffe et al. (2008)

a mesma idade média de ~ 5 Ga. mostrando assim a inexistência de um *bias*.

Neste trabalho analisamos esta relação idade-metalicidade de uma maneira mais ampla e sem considerar distâncias. Isto é feito aproveitando nossos diagramas no IV, que são independentes das distâncias apresentados na Seção 4. Eles nos permitem estimar qualitativamente as idades. Esta pesquisa está apresentada na Figura 5.2 que mostra o diagrama cor–cor [70-24] vs. [24-12] para estrelas com discos *debris* (candidatos e resolvidos) em diferentes faixas de metalicidades. Cada faixa possui uma cor diferente, as quais foram escolhidas de maneira completamente arbitrárias com o único objetivo é ajudar a visualizar a metalicidade da estrela com respeito a metalicidade solar. Os círculos abertos indicam os objetos cuja metalicidade foi obtida da literatura (Tabela 5.3), entanto que os círculos cheios indicam aqueles determinados neste trabalho (ver Tabela 5.2).

Mesmo com uma carência de estrelas *debris* jovens podemos ver que os sistemas *debris* não parecem mostrar nenhuma tendência com a idade. Porque as estrelas *debris* teriam uma independência com a metalicidade? Para Greaves et al. (2006) esta falta de dependência estaria relacionada com o grau de crescimento dos corpos planetesimais. Segundo estes autores, este crescimento estaria relacionado com a metalicidade somente nas etapas iniciais da evolução, quando o disco ainda tem gás. Assim se poderiam formar planetas gasosos rapidamente a distâncias somente de algumas UA da estrela. No entanto, para distâncias maiores se precisariam alguns Ganos (ver Seção 4) para que os corpos cresçam lentamente, mas de uma maneira independente da metalicidade, preservando assim o fenômeno *debris*.

5.6 Estrelas com discos *debris* e planetas

A Tabela 5.4 mostra as estrelas com discos *debris*, de nossa amostra, que possuem companheiro planetários. Nas três primeiras colunas detalhamos os dados das estrelas: nome, tipo espectral e metalicidade. Nas seguintes três colunas correspondem aos planetas: nome, massa e semi-eixo maior. Na última coluna informamos se o disco está resolvido ou se é candidato. Notar que nenhuma destas estrelas possui um planeta tipo “Júpiter quente”. Um único planeta que poderia ser catalogado como “Júpiter quente” é HD 38529b, cuja estrela hospedeira é a mais metálica da amostra. Podemos ver também que a metalicidade deste grupo é baixa, cuja média é -0.02 dex.

5.7 Considerações finais

Em resumo, as perguntas que tentamos responder neste capítulo são:
-Porque algumas estrelas conservam o disco por tanto tempo (Ganos)?

Tabela 5.4: Estrelas com discos *debris* e planetas

Estrela			Planeta			Disco
Nome	[Fe/H] _*	TE	Nome	M_P (M_{Jup})	a (UA)	Imagem
Fomalhaut	-0,34	A3 V	Fomalhaut b	3	119	Sim
ϵ Eri	-0,19	K2 V	ϵ Eri b	1,55	3,39	Sim
HD 10647	-0,01	F9 V	Hd 10647 b	0,91	2,1	Sim
HD 23079	-0,19	F8/G0 V	HD 23079 b	2,61	1,65	Não
HD 38529	+0,40	G4 V	HD 38529 b	0,78	0,13	Não
HD 50554	+0,07	F8	HD 50554 b	4,9	2,38	Não
HD 52265	+0,24	G0V	HD 52265 b	1,13	0,49	Não
HD 69830	-0,05	K0 V	HD 69830 b	0,03	0,08	Não
HD 69830	-0,05	K0 V	HD 69830 c	0,04	0,19	Não
HD 69830	-0,05	K0 V	HD 69830 d	0,06	0,63	Não
HD 82943	+0,29	G0	HD 82943 b	1,75	1,19	Não
HD 82943	+0,29	G0	HD 82943 c	2,01	0,75	Não
HD 106252	-0,01	G0	HD 106252 b	6,81	2,61	Não
HD 114729	-0,25	G0 V	HD 114729 b	0,82	2,08	Não
HD 150706	-0,01	G0	HD 150706 b	1	0,82	Não
HD 190228	-0,25	G5 IV	HD 190228 b	4,99	2,31	Não

Dados extraídos de catálogo *on line* de Schneider <http://exoplanet.eu/catalog.php>

- Porque as estrelas com disco *debris* não apresentam planetas tipo “Júpiter quente”?
- Porque a distribuição de metalicidade das estrelas com disco *debris* é mais pobre em metais que aquela das estrelas que possuem planetas tipo “Júpiter quente”?

De acordo ao cenário apresentado, propomos uma explicação que responde todas as perguntas expostas e que pode ser investigada no futuro. A ausência de planetas tipo “Júpiter quentes” nos leva a conjecturar que: as estrelas que ainda conservam seu disco não passaram por um processo de migração, o qual destrói em parte este disco, então não foram enriquecidas quimicamente. Isto concorda perfeitamente com o fato que a distribuição de metalicidade das estrelas com discos *debris* é menos metálica que aquela das estrelas que possuem planetas tipo “Júpiter quente”.

Capítulo 6

Excesso metálico em estrelas com planetas

Neste capítulo discutiremos como introdução as diferentes interpretações da origem do excesso metálico das estrelas com planetas propostos na literatura. Posteriormente apresentaremos nossa pesquisa nesta área em 4 seções. Cada seção consta de uma pequena introdução em português seguida da pesquisa em formato *paper* em inglês.

6.1 Cenário primordial ou de poluição?

Voltamos a nosso ponto de partida da origem do excesso de metalicidade nos sistemas extra-solares (seção 3.3.2), é a alta metalicidade da estrela que favorece à formação planetária ou é a presença dos planetas a causante da alta metalicidade da estrela? No primeiro caso os sistemas planetários se formariam com mais probabilidades em nuvens protoplanetárias ricas em metais. Esta hipótese é conhecida como hipótese *primordial* (Pinsonneault et al., 2001; Sadakane et al., 2002; Santos et al., 2003), neste cenário as estrelas seriam super metálicas desde o centro até a superfície. No segundo caso, a estrela teria se tornado metálica devido a queda de grandes quantidades de material planetário rico em metais – e pobre em H e He – sobre o envoltório convectivo da estrela (Laughlin & Adams, 1997; Gonzalez, 1998; Gonzalez et al., 2001). Esta é a hipótese de *poluição* e neste caso a estrela seria super metálica só na superfície.

Está bem estabelecido que os planetas tipo “Júpiter quente” encontrados não podem ter se formado tão perto da sua estrela, eles deveriam ter se formado longe e migrado até a posição atual, essa migração seria a responsável de jogar material do disco sobre a estrela, a qual é a base do cenário de poluição (seção 3.4). Se as estrelas fossem poluídas, quando elas evoluem e desenvolvem suas camadas convectivas,

a camada super metálica da superfície seria misturada com o metal das camadas interiores (relativamente mais pobres), dando como resultado a redução das abundâncias metálicas na superfície. Ou desde outro ponto de vista, as estrelas com camada convectiva maiores (estrelas mais frias e com menos massa) deveriam mostrar menos metalicidade que as estrelas com camadas convectivas menores (estrelas quentes e mais massivas).

Um outro ponto inerente à acreção atingindo outros elementos além do ferro é a distribuição de abundância dos elementos refratários com respeito aos elementos voláteis considerando temperatura de condensação (T_c) de cada elemento. Se a acreção existisse e fosse *quente*, é dizer, os planetesimais mais próximos à estrela (refratários, com alta T_c) seriam os causantes da poluição já que os elementos voláteis acretados seriam evaporados em altas temperaturas, então deveria se encontrar um aumento das abundâncias relativas dos elementos, conforme vai aumentando a T_c (Gonzalez, 1997).

Considerando as bases mencionadas, diversas pesquisas mostraram indícios do incremento da metalicidade da estrela causada pela queda de planetesimais sobre esta. Bazot et al. (2005) mostra para uma estrela que a camada externa desta seria mais metálica que as do seu interior via análise de asterosismologia mas sem ser muito conclusivo. Murray & Chaboyer (2002) mostram através de modelos que para alguns casos pode se explicar o excesso de metalicidade observado propondo queda de planetesimais da ordem de $\sim 5 M_{\oplus}$. Um outro trabalho muito discutido na literatura foi a detecção de ${}^6\text{Li}$ na fotosfera da estrela HD 82943 causada pela queda de planetesimais sobre a estrela (Israelian et al., 2001, 2003), mas a quantidade encontrada seria bem pequena como para explicar os excessos observados. Em um outro trabalho, Smith et al. (2001) estudaram a relação abundâncias vs. T_c encontrado algumas estrelas candidatas a ter acretado material.

Por outro lado, devido ao fato que a probabilidade de que as estrelas tipo solar tenham planetas é uma função que depende fortemente da metalicidade da estrela, o cenário da hipótese primordial é o mais favorecido (mas ainda não justificado) na literatura argumentando que este resultado implicaria que os planetas deveriam se formar em nuvens ricas em metais. Esta hipótese primordial favorece o modelo padrão de formação planetária via acreção proposto por Pollack et al. (1996), já que a eficiência deste modelo depende fortemente do conteúdo de metais da nuvem protoplanetária (Ida & Lin, 2004). Isto entra em contraste como o modelo de formação planetária via instabilidade gravitacional (Boss, 1997) a qual não depende no conteúdo metálico da nuvem.

Existem vários trabalhos na literatura apoiando uma origem primordial para o excesso metálico baseados no resultado da Figura 3.6 embora não descartem uma contribuição da poluição, mas ainda precisa-se de distribuições de matéria interste-

lar altamente não-homogêneas, o qual não tem sido encontrado até agora. Trabalhos como Pinsonneault et al. (2001); Santos et al. (2003) apoiam o cenário primordial depois da procura falida de uma dependência do Fe respeito a temperatura efetiva da estrela como sinais de poluição na camada convectiva. Uma outra explicação proposta por Ecuivillon et al. (2007) é que as estrelas com planetas teriam se formado na parte interna e mais metálica do disco da galáxia e migrado até a posição atual, neste caso a poluição não teria nenhuma participação. Considerando a análise apresentada, podemos ver o papel crucial do estudo das abundâncias química no grupo de estrelas com planetas, pode se perceber que ainda faltam mais pesquisas, sobre todo com amostras mais completas para poder esclarecer qual é o mecanismo de enriquecimento das estrelas hospedeiras.

Com o fim de fazer um aporte na área, neste capítulo apresentamos os resultados encontrados no estudo do análise químico e dinâmico das estrelas com planetas em diferentes idades: post-T Tauri, seqüência principal e gigantes. Em primeiro lugar apresentamos um estudo realizado em colaboração na parte dinâmica com o grupo de O. Winter (UNESP) onde se estuda um mecanismo de poluição efetiva nas estrelas post-T Tauri. A seguir apresentaremos um trabalho realizado com o grupo de L. Pasquini (ESO), o qual apresenta o primeiro estudo de metalicidade de estrelas gigantes com planetas, onde mostraremos que as conclusões obtidas mudam completamente o cenário apresentado pelas estrelas tipo solar com planetas. Em terceiro lugar apresentamos uma análise química completa de estrelas com planetas descobertas recentemente pelo satélite CoRoT. Neste trabalhos usamos simulações dinâmicas para interpretar os gradientes de abundâncias encontrados nas estrelas CoRoT's.

6.2 Cenário de poluição nas estrelas post T Tauri

Nesta seção apresentaremos um possível cenário de poluição nas estrelas post-T Tauri mediante o bombardeio de planetesimais sobre a estrela causada pela migração interna de um planeta gigante. O trabalho foi desenvolvido em colaboração na parte dinâmica com o grupo de O. Winter (UNESP), sendo publicado na revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 378,4, 1418 – 1426 (2007).

6.2.1 “A possible stellar metallic enhancement in post-T Tauri stars by a planetesimal bombardment”

Qualquer modelo que use um bombardeio de planetesimais rochosos como uma forma de aumentar a metalicidade estelar das estrelas jovens exige um compromisso entre as épocas de existência dos planetesimais, o tempo de migração planetária, e a época da

diminuição da camada convectiva da estrela. Esta última condição é especialmente importante para que o metal acretado tenha uma contribuição eficiente. De fato, estrelas muito jovens como as estrelas T Tauri são caracterizadas por sua grande camada convectiva em contrapartida das estrelas na etapa post-T Tauri.

Devido a uma rápida diminuição da camada convectiva do envoltório das estrelas tipo solar, este compromisso mencionado aparece entre 20 e 30 Myr. Esta “janela de oportunidade” representa o momento certo para reforçar o conteúdo metálico. Nesse caso, o novo material injetado está preso e não diluído como é o caso nas estrelas com grandes zonas convectivas. E precisamente nesta etapa onde estudamos o bombardeio de planetesimais causado por um planeta em migração “inward”, os planetesimais em questão estariam dentro da órbita do planeta.

Os resultados mostram a percentagem de planetesimais que caem sobre a estrela. Identificamos uma dependência da excentricidade do planeta e a escala de tempo de migração com a taxa da queda de planetesimais. Para migrações muito rápidas não há captura nas ressonâncias de movimento médios, independentemente do valor da excentricidade do planeta. Também se mostra que devido à migração do planeta, os encontros próximos entre o planeta e os planetesimais terminam na ejeção do sistema de mais do 80 % dos planetesimais. Para migrações lentas a percentagem de colisão com o planeta decresce com o aumento da excentricidade do planeta.

Para excentricidade baixas a maioria dos planetesimais foram capturados na ressonância 2:1 e mais de 65 % colidiram com a estrela. Encontramos que a migração de um planeta de $1 M_{Jup}$ a distâncias pericentricas muito curtas exigem uma massa de disco muito elevado, essas exigências são muito menores para os planetas de menor massa. Nossas simulações mostram que um planeta de $1 M_{Jup}$, mesmo exigindo um disco primordial três vezes mais massivo do que a nebulosa solar primitiva, produz um máximo enriquecimento de $[Fe/H]$ da ordem de 0,18 dex.

A possible stellar metallic enhancement in post-T Tauri stars by a planetesimal bombardment

O. C. Winter,^{1*} R. de la Reza,² R. C. Domingos,¹ L. A. G. Boldrin¹ and C. Chavero²

¹*São Paulo State University – UNESP, Grupo de Dinâmica Orbital & Planetologia, Guaratinguetá, CP 205, CEP 12.516-410, Brazil*

²*Observatório Nacional, Rio de Janeiro, RJ, Brazil*

Accepted 2007 April 17. Received 2007 April 4; in original form 2007 February 13

ABSTRACT

The photospheres of stars hosting planets have larger metallicity than stars lacking planets. This could be the result of a metallic star contamination produced by the bombarding of hydrogen-deficient solid bodies. In the present work we study the possibility of an earlier metal enrichment of the photospheres by means of impacting planetesimals during the first 20–30 Myr. Here we explore this contamination process by simulating the interactions of an inward migrating planet with a disc of planetesimal interior to its orbit. The results show the percentage of planetesimals that fall on the star. We identified the dependence of the planet’s eccentricity (e_p) and time-scale of migration (τ) on the rate of infalling planetesimals. For very fast migrations ($\tau = 10^2$ and 10^3 yr) there is no capture in mean motion resonances, independently of the value of e_p . Then, due to the planet’s migration the planetesimals suffer close approaches with the planet and more than 80 per cent of them are ejected from the system. For slow migrations ($\tau = 10^5$ and 10^6 yr) the percentage of collisions with the planet decreases with the increase of the planet’s eccentricity. For $e_p = 0$ and 0.1 most of the planetesimals were captured in the 2:1 resonance and more than 65 per cent of them collided with the star. Whereas migration of a Jupiter mass planet to very short pericentric distances requires unrealistic high disc masses, these requirements are much smaller for smaller migrating planets. Our simulations for a slowly migrating $0.1 M_{\text{Jupiter}}$ planet, even demanding a possible primitive disc three times more massive than a primitive solar nebula, produces maximum [Fe/H] enrichments of the order of 0.18 dex. These calculations open possibilities to explain hot Jupiter exoplanet metallicities.

Key words: celestial mechanics – planetary systems: protoplanetary discs.

1 INTRODUCTION

A particular interesting problem concerning exoplanetary science is metallicity. Even if the near 200 extrasolar giant planets that have been detected by transit and mainly radial velocity methods are concentrated around in general nearby solar type stars, a clear metallicity correlation has been established. In fact, stars with planets (SWP) appear to be more metal-rich than stars without planets. A general metallicity shift of 0.2 dex in [Fe/H] is characteristic for SWP (Santos et al. 2005). In particular it is interesting to note that stars with hot Jupiters (with orbital periods less than about 5 d) appear to be more metal-rich than the mean of all SWP (Sozzetti 2004; Fischer & Valenti 2005; Butler et al. 2006). These results are concentrated in surveys and analyses of non-metal-poor stars and for spectral types F (young stars), G and K (old stars). Two important review articles devoted to the chemical composition of SWP, indicating also properties of other elements than iron, appeared with results obtained up

to 2003 (Gonzalez 2003) and for the period 2003–2006 in Gonzalez (2006).

What is the physical mechanism behind these metallicity relations? Two main different interpretations have been proposed in the literature, nevertheless, none of them has produced a satisfying explanation. On one hand, it is a primordial condition in which metal-rich SWP would have been formed in metal-rich clouds. On the other hand, there is the external accretion mechanism. Here the stellar surfaces, containing poor or normal metal abundances enhance their metallicities by the injection of solid metal-rich material depleted in H and He.

These two mechanisms will form, metallicity speaking, two different types of stars. The initial or primordial mechanism produces entire metal-rich stars, from their centres up to their atmospherical layers. This is not the case for the accretion scenario, which can modify the metal content of the external layers only, at least for those stars with shallow convective layers. The primordial mechanism is only considered in the literature when any argument in favour of the self-enrichment is discarded. Anyway, the primordial mechanism necessitates a highly inhomogeneous metallicity

*E-mail: ocwinter@feg.unesp.br

distribution of the interstellar matter, not detected at present. A powerful argument in favour of the primordial case would consist in finding that the centres of SWP by asteroseismological methods, are also metal-rich. The only star studied with this technique was μ Arae (Bazot & Vauclair 2004; Bazot et al. 2005).

Independent of this, the accretion or self-enrichment mechanism can continue to be explored and this is the purpose of the present work. We study here the possibilities of bombardment of star atmospheres by their disc planetesimals during a certain phase of the pre-main-sequence (PMS) evolution. We hope that this will provide some clues with respect to metallic enrichment.

In the next section we discuss some aspects of the evolution of PMS discs. The numerical model is presented in Section 3. The results from our simulations are given in Section 4. In Section 5 some problems related to the mass of discs are discussed. Section 6 is devoted to the metal enhancements and finally in Section 7 we present our conclusions.

2 PMS DISC EVOLUTION

Several stages, some of them badly known, are involved in disc evolution in the PMS. If discs during the T Tauri phase (before 5 Myr) are formed by a relative homogeneous distribution of gas and dust, during the next post-T Tauri phase the situation is very different. In fact, in post-T Tauri stars (PTTS) disc gas and dust components follow quite different histories. Gas is lost in a canonical period of 10 Myr (see e.g. Sicilia-Aguilar et al. 2005). However, PTTS associations belonging to the older subgroups of the Sco-Cen OB association appear to retain their disc gas up to ages of 16 Myr (Pinzón et al., in preparation). In any case, during the first 30 Myr, the fine dust content is gradually agglutinated into kilometric sized rocky or iced bodies (planetesimals). Eventually, in the outer parts of the discs, conditions are fulfilled for the formation of a core of 10–20 M_{\oplus} capable to form a giant planet, attracting the gas when this is still available.

When gas is almost absent, dust evolution can be more complex because energetic collisions between planetesimals produce a new generation fine dust forming what is called a debris disc (DD) which can be maintained up to very large ages, even Gyr. At present, our knowledge of planetary formation in DD is confused.

Considering the above discussion, it is possible to conceive the existence of discs with ages between 10 and 30 Myr in which an external planet coexist with a sea of internal planetesimals. If the total mass of planetesimals is of the same order of the planet, interactions between these two components will provoke an internal migration of the planet. This is because the planet is continuously losing energy and the excess energy is being used to disperse the planetesimals (Murray et al. 1998). Since their work, planetary migration has become an important part in the study of planetary systems. Some recent lectures or reviews on this are available in the literature [for extrasolar systems in Artymowicz (2006) and for the solar system in Levison et al. (2007)]. More particularly, several recent studies appeared using N -body simulations in order to study the conditions of survival (or formation) of terrestrial type planets due to migration of a giant planet (Armitage 2003; Mandell & Sigurdsson 2003; Fogg & Nelson 2005; Lufkin, Richardson & Mundy 2006; Raymond, Quinn & Lunine 2006). With respect to N -body simulations of planetesimals and a migrating planet directed to the metallicity enhancement problem, the only work to our knowledge is that of Quillen & Holman (2000) (hereafter QH00). In principle our work here is an extension of QH00.

3 NUMERICAL MODEL

In this work, we numerically integrated planar systems composed of a star, a planet and one thousand planetesimals. It was assumed that the star has the same mass as our Sun and the planet the same mass as Jupiter. The planet is initially with semimajor axis $a_p = 5$ au and eccentricity e_p . The planet is forced to migrate inward up to $a_p = 0.01$ au, with constant speed in a time-scale τ . The planetesimals are considered to be massless particles that are initially distributed on random circular orbits with semimajor axis $1 < a < 4$ au. It is important to note that this migration is not self-consistent in that the bodies ejected do not cause migration.

The numerical simulations were performed using a code from SWIFT (Levison & Duncan 1994). The integrator is based on the MVS method developed by Wisdom & Holman (1991). The output of the simulations gives the temporal evolution of the semimajor axis and eccentricity of the planetesimals. The integration for each particle stopped when one of the three following conditions happened:

- (i) *collision with the star*: when the planetesimal gets closer than 0.01 au from the star;
- (ii) *collision with the planet*: when the planetesimal gets closer than two Jupiter's radius from the planet;
- (iii) *ejection from the system*: when the planetesimal reaches more than 50 au from the star.

The value of the time-scale, τ , is defined by the process responsible for the planet's migration. Two main processes are usually discussed in the literature. One is the migration of the planet due to the gravitational interaction with a disc of planetesimals (Murray et al. 1998). The other is the migration of a planet embedded in a gaseous disc (Artymowicz 2006). In the first case the time-scale is of the order of 10^5 – 10^7 yr, while in the second case it is much faster, 10^2 – 10^3 yr. In our studies we tried to cover the whole spectrum of time-scales.

4 NUMERICAL SIMULATIONS

In order to study the influence of the planet's eccentricity on the spreading of the planetesimals we performed integrations for $0.0 \leq e_p \leq 0.5$ with $\Delta e_p = 0.1$. Figs 1 and 6 present the representative snapshots of the temporal evolution of the semimajor axis and eccentricity of the planetesimals, where $\tau = 10^6$. There is a strong connection between the orbital evolution of the planetesimals and mean motion resonances between the planetesimals and the planet. Each plot indicates the location of the semimajor axis for the main mean motion resonances.

Fig. 1 presents $a \times e$ diagrams for the simulation with $e_p = 0$. The diagrams show the state of the planetesimals at $t = 0, 1 \times 10^3, 2 \times 10^4$ and 1.5×10^5 yr. All planetesimals start with circular orbits and at some stage are captured in a resonance. Then, their eccentricities start to grow until they reach a very high value and be removed from the system by collision or ejection. In this case ($e_p = 0$) the planetesimals are captured in one of the following resonances: 3:2, 5:3 and 2:1. The 2:1 resonance is the one that plays the main role in the orbital evolution of the planetesimals.

Figs 2–4 present the $a \times e$ diagrams for the simulations with $e_p = 0.1, 0.3$, and 0.5 , respectively. As the value of the planet's eccentricity increases more mean motion resonances, located further from the planet, become important for the dynamics of the planetesimals. While those closer to the planet become less important. In the case of $e_p = 0.1$ the resonances 5:2 and 3:1 are also important, but the resonance 2:1 is still the one that plays the main role in the orbital

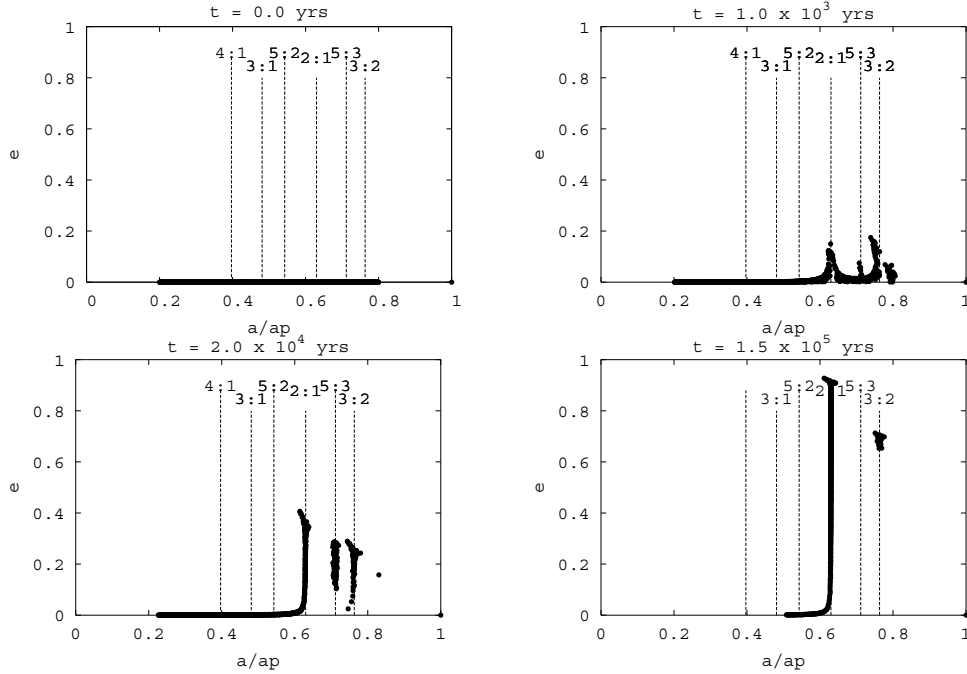


Figure 1. Temporal evolution of the semimajor axis and eccentricity of the planetesimals for the simulation with $m_p = M_{\text{Jupiter}}$, $\tau = 10^6$ yr and $e_p = 0$. The $a \times e$ diagrams show the state of the planetesimals at $t = 0, 1 \times 10^3, 2 \times 10^4$ and 1.5×10^5 yr. Each plot indicates the location of the semimajor axis for the main mean motion resonances.

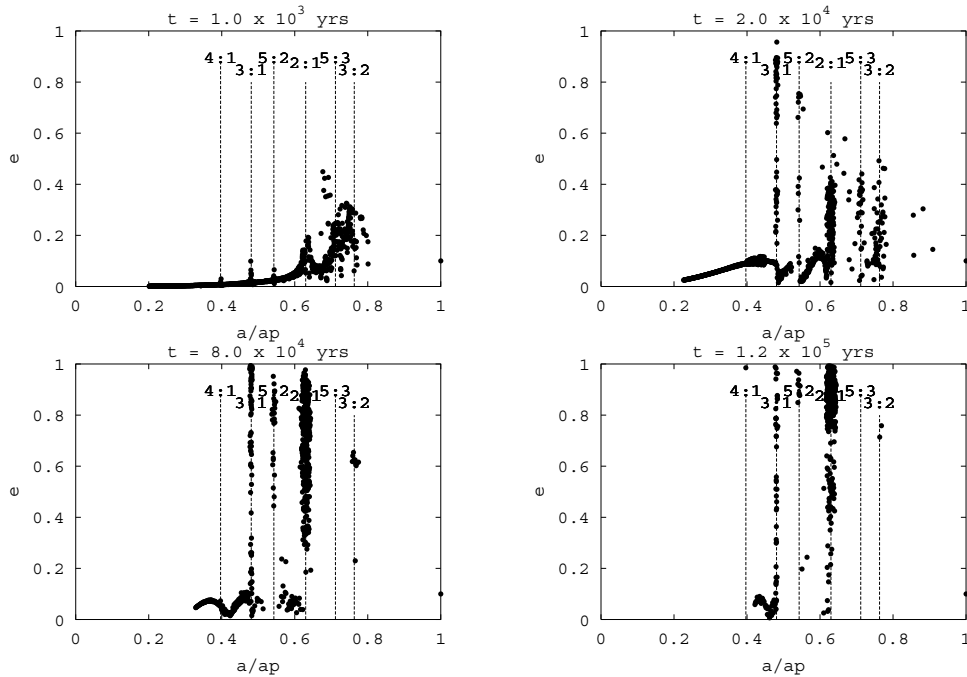


Figure 2. Temporal evolution of the semimajor axis and eccentricity of the planetesimals for the simulation with $m_p = M_{\text{Jupiter}}$, $\tau = 10^6$ yr and $e_p = 0.1$. The $a \times e$ diagrams show the state of the planetesimals at $t = 1 \times 10^3, 2 \times 10^4, 8 \times 10^4$ and 1.2×10^5 yr. Each plot indicates the location of the semimajor axis for the main mean motion resonances.

evolution of the planetesimals. For $e_p = 0.2$ the resonance 4:1 is also important while the resonances 3:2 and 5:3 contribute very little in the orbital evolution of the planetesimals. For $e_p = 0.3, 0.4$ and 0.5 other resonances become also important (7:2, 5:1, 6:1, ...).

Then the orbital evolution of the disc of planetesimals is affected by several resonances and is not dominated by a particular one. In these cases the planetesimals of the outer part of the disc ($a > 0.65$ au) are spread without being captured in resonance.

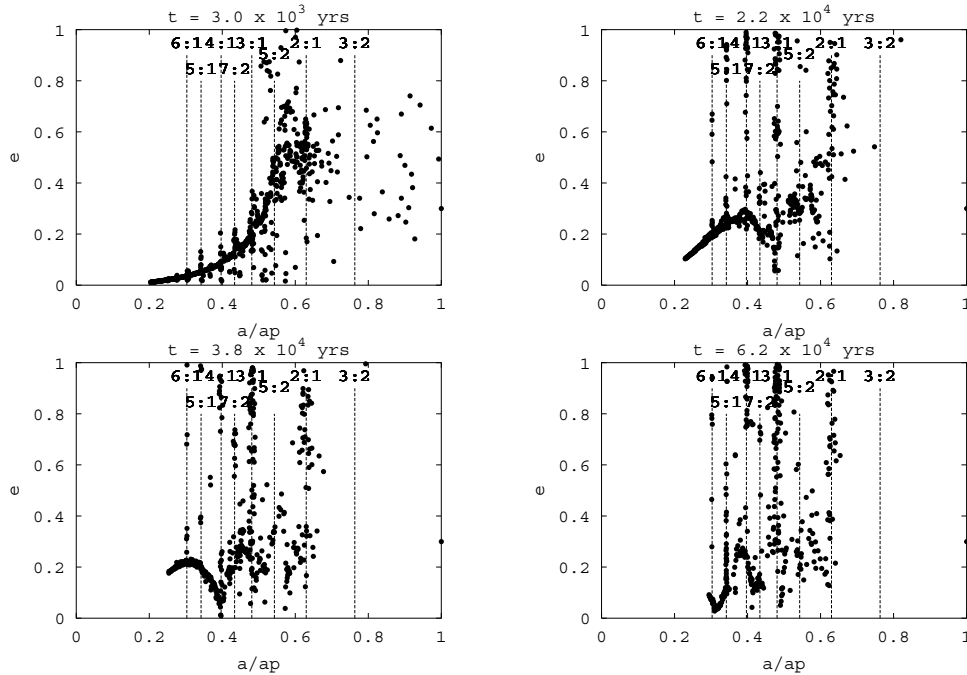


Figure 3. Temporal evolution of the semimajor axis and eccentricity of the planetesimals for the simulation with $m_p = M_{\text{Jupiter}}$, $\tau = 10^6$ yr and $e_p = 0.3$. The $a \times e$ diagrams show the state of the planetesimals at $t = 3 \times 10^3$, 2.2×10^4 , 3.8×10^4 and 6.2×10^4 yr. Each plot indicates the location of the semimajor axis for the main mean motion resonances.

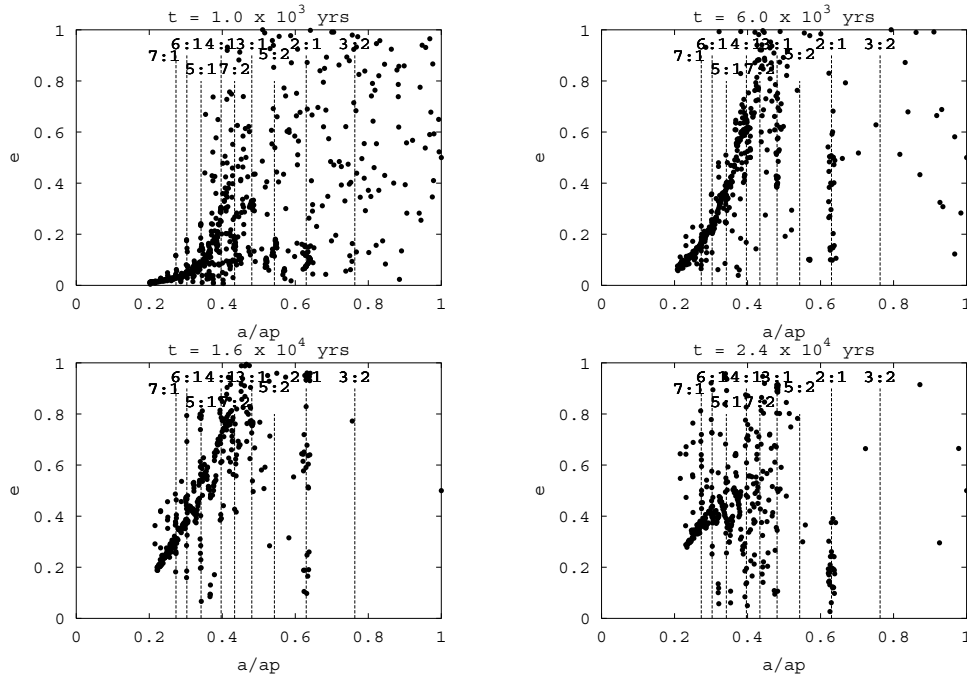


Figure 4. Temporal evolution of the semimajor axis and eccentricity of the planetesimals for the simulation with $m_p = M_{\text{Jupiter}}$, $\tau = 10^6$ yr and $e_p = 0.5$. The $a \times e$ diagrams show the state of the planetesimals at $t = 1 \times 10^3$, 6×10^3 , 1.6×10^4 and 2.4×10^4 yr. Each plot indicates the location of the semimajor axis for the main mean motion resonances.

Along each numerical simulation the number of planetesimals goes decreasing with time. The temporal evolution of the remaining percentage of planetesimals in the system is shown in Fig. 5. Each plot of Fig. 5 corresponds to the simulation with a given e_p , where $m_p = M_{\text{Jupiter}}$ and $\tau = 10^6$ yr. The plots show that with the increase

of the planet's eccentricity the number of remaining planetesimals in the system decreases faster.

In order to study the influence of the migration speed on the spreading of the planetesimals we performed integrations for different values of time-scales, from $\tau = 10^2$ to 10^6 yr with $\Delta\tau =$

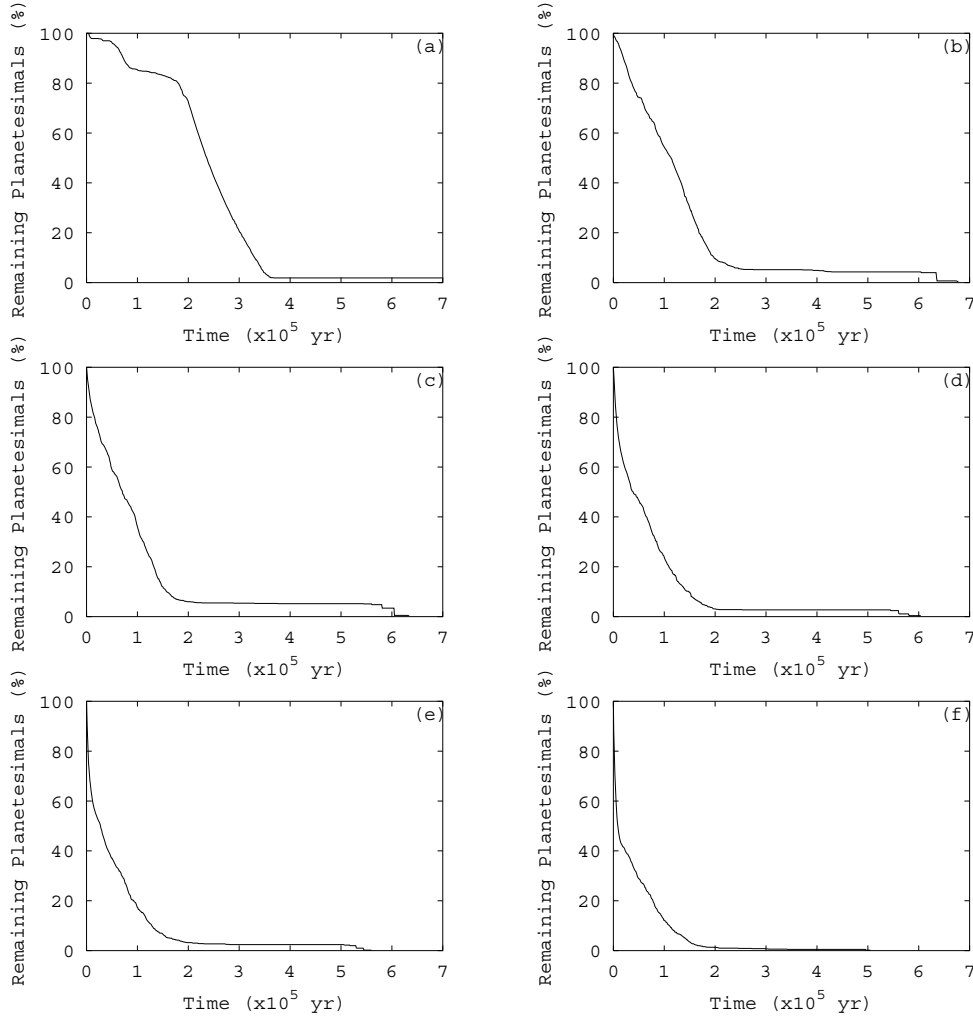


Figure 5. Temporal evolution of the remaining planetesimals in the system. These are the results from the simulations also presented in Figs 1–4, where $m_p = M_{\text{Jupiter}}$ and $\tau = 10^6$ yr. The eccentricity of the planet is: (a) $e_p = 0$, (b) $e_p = 0.1$, (c) $e_p = 0.2$, (d) $e_p = 0.3$, (e) $e_p = 0.4$ and (f) $e_p = 0.5$.

10 yr. Simulations for $\tau = 10^7$ yr are computationally too expensive. We made a few simulations with $\tau = 10^7$ yr and the results are not much different from those for $\tau = 10^6$ yr.

In Fig. 6 we present the statistics of the results in terms of percentage of collisions with the star, with the planet and ejections from the system. For slow migrations ($\tau = 10^5$ and 10^6 yr) the percentage of collisions with the planet decreases with the increase of the planet’s eccentricity. For $e_p = 0$ and 0.1 most of the planetesimals were captured in the 2:1 resonance and more than 65 per cent of them collided with the star. For very fast migrations ($\tau = 10^2$ and 10^3 yr) there is no capture in mean motion resonances, independently of the value of e_p . Then, due to the planet’s migration the planetesimals suffer close approaches with the planet and more than 80 per cent of them are ejected from the system.

Quillen (2006) developed analytical predictions of capture in resonances. His results show that raising e_p above a certain limit, e_{lim} , may prevent the resonance capture. He also predicts that the capture probability is reduced for faster migration. Our results corroborate his predictions. The capture probability for resonance also depends on the planet mass (Quillen 2006), which will be discussed in the next section.

5 MASS PROBLEMS

The minimum mass in scattering planetesimals necessary to produce the migration of a planet can be given by (Adams & Laughlin 2003)

$$M = m_p \ln \left(\frac{a_0}{a_f} \right),$$

where m_p is the mass of the planet, a_0 the initial semimajor axis of the planet and a_f its final semimajor axis. From our simulations, $a_0 = 5$ au, $a_f = 0.01$ au and m_p is equal to one Jupiter mass we obtain that M is equal to about $6 M_{\text{Jupiter}}$. As we will see after the migration of a Jupiter mass planet up to the pericentre distance of 0.01 au ($2.15 R_{\odot}$) demands extremely large disc masses. However, this is not the case for a $0.1 M_{\text{Jupiter}}$ migrating planet. Davis (2005) proposed a cumulative mass growth in the primitive solar nebula model such that the total mass of the disc up to Jupiters position would be about $3838 M_{\oplus}$. Adopting a canonical, gas to dust ratio of 100, we expect only 1 per cent in the mass of planetesimals. Then the mass of planetesimals in our adopted disc model from Davis (2005) would be $38 M_{\oplus}$. Our simulations show for a planet with Jupiter mass, in near circular orbit, migration from 5 to 0.01 au in a time-scale of

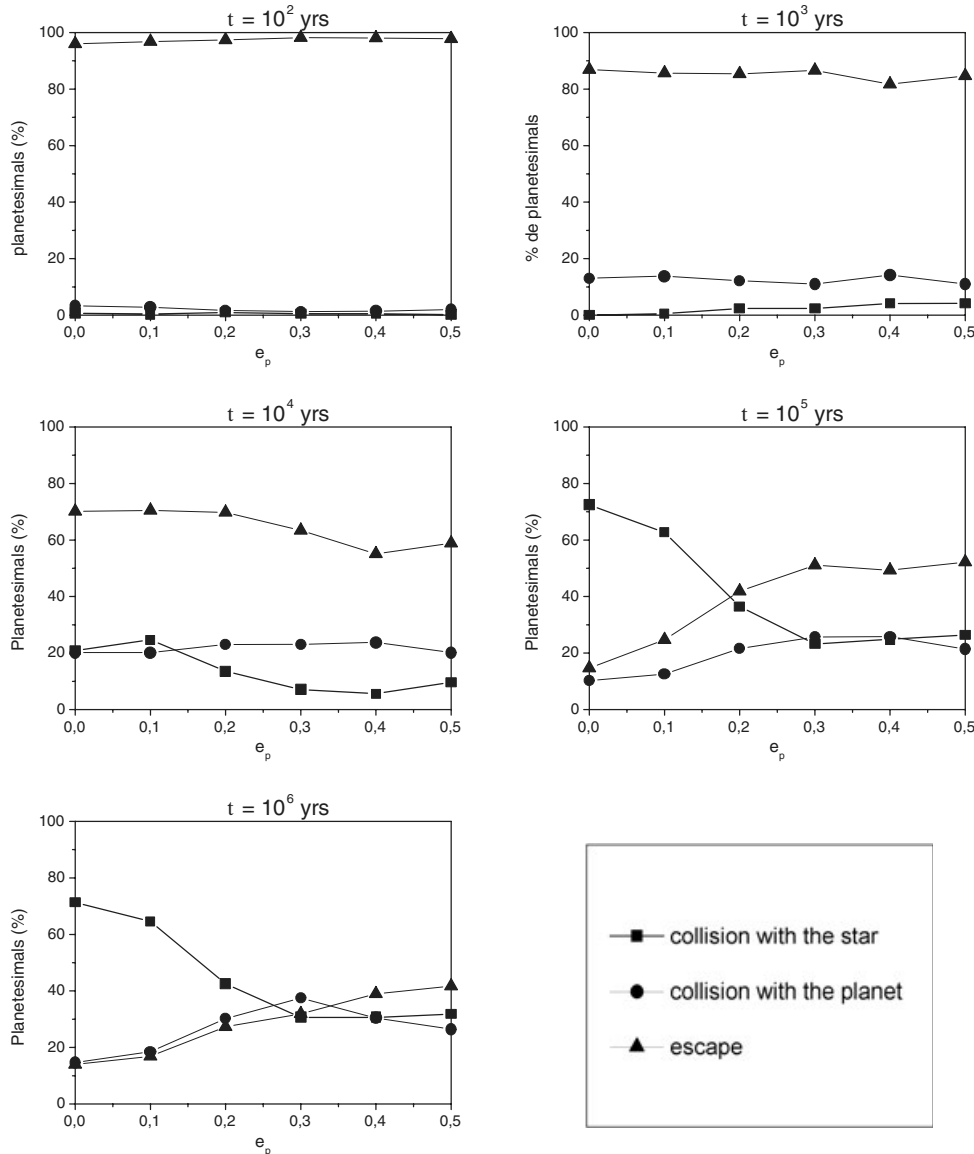


Figure 6. Planetesimals end state for the simulations with $m_p = M_{\text{Jupiter}}$. Each plot gives the percentage of planetesimals that collided with the star (triangle), that collided with the planet (circle) and that escaped (square). The values are given as a function of the planet’s eccentricity. On the top of each plot is shown the corresponding time-scale for the migration of the planet.

$\tau > 10^5$ yr, that about 80 per cent of the planetesimals collide with the star. However, the minimum mass required for a Jupiter mass planet to migrate up to that pericentre distance is, as we see above, of the order of $6 M_{\text{Jupiter}}$. This represents for ($M_{\text{Jupiter}} = 318 M_{\oplus}$) a disc mass of $1908 M_{\oplus}$ of planetary mass, which represents 50 times our adopted primitive solar nebula. This is unrealistic (Table 1). The situation is much better for a migrating planet of $0.1 M_{\text{Jupiter}}$ with a required mass of $190 M_{\oplus}$.

As an example, let us consider which will be the requirements for the maximum concentration of observed hot Jupiter exoplanets at 0.05 au. In this case, The necessary minimum mass is $1464 M_{\oplus}$ which is a factor 38 larger than our primitive solar adopted mass and represent a disc of $0.4 M_{\odot}$, also unrealistic. For the case of $0.1 M_{\text{Jupiter}}$ planet, for the same migration distance requires a disc (up to Jupiter distance) of $0.04 M_{\odot}$ which could be appropriate.

Considering this, we search for possibilities for a slow migration ($\tau = 10^5 - 10^6$ yr) of a $0.1 M_{\text{Jupiter}}$ mass planet. The simulation results

Table 1. Summary of the results for the simulations with $m_p = M_{\text{Jupiter}}$ and $e_p = 0$. Column 3 gives the percentage of collisions of planetesimals with the star as a function of the planet’s migration time-scale. Column 4 gives comments on the problems related with each case.

τ (yr)	Migration model	Star collision (per cent)	Problem
10^2	Gas	>5	Low star collision rate
10^3	Gas	>5	Low star collision rate
10^4	—	20	—
10^5	Planetesimals	70	Disc too massive
10^6	Planetesimals	70	Disc too massive

for this case are shown in Table 2. Here, the planet is set to migrate from 5 to 0.01 au in principle with $\tau = 10^6$ yr. We performed simulations for $e_p = 0-0.5$ with $\Delta e_p = 0.1$. In columns 5 and 6 are given the time and the value of the semimajor axis of the planet

Table 2. Simulations for a small planet ($m_p = 0.1 M_{\text{Jupiter}}$) migrating from 5 to 0.01 au in a time-scale $\tau = 10^6$ yr. Columns 5 and 6 give the time and the value of the semimajor axis of the planet when the last planetesimal is removed from the system. Column 7 gives the minimum masses (equation 1) required to terminate the migration at the pericentric distances indicated in column 6. The impacting masses are shown in column 8.

e_p	Star collision (per cent)	Planet collision (per cent)	Ejected (per cent)	$t_{\text{last}} (\times 10^5)$ yr	$a_{p-\text{last}}$ (au)	$M (M_{\oplus})$	Impacting mass (M_{\oplus})
0.0	68.5	3.1	28.4	2.52	1.04	50	34
0.1	50.0	5.5	44.5	1.71	1.72	34	17
0.2	43.6	7.3	49.1	3.70	0.50	73	32
0.3	35.7	5.8	58.5	5.29	0.19	104	37
0.4	25.8	6.3	67.9	1.85	1.59	36	9
0.5	20.3	6.1	73.6	1.65	1.79	33	7

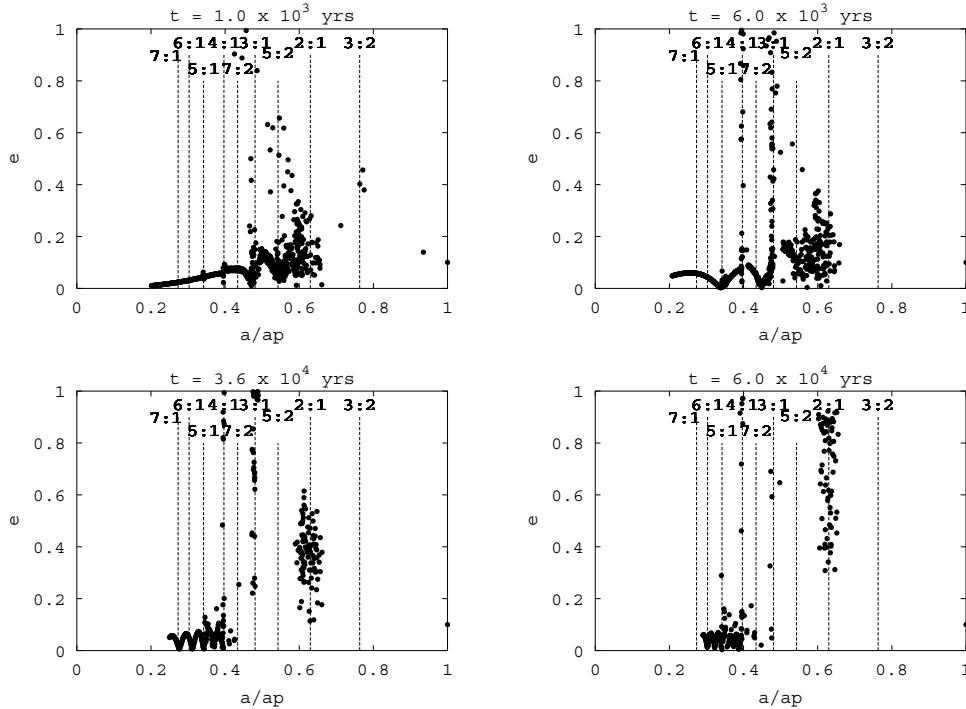


Figure 7. Temporal evolution of the semimajor axis and eccentricity of the planetesimals for the simulation with $m_p = 0.1 M_{\text{Jupiter}}$, $\tau = 10^6$ yr and $e_p = 0.1$. The $a \times e$ diagrams show the state of the planetesimals at $t = 1 \times 10^3$, 6×10^3 , 3.6×10^4 and 6×10^4 yr. Each plot indicates the location of the semimajor axis for the main mean motion resonances.

when the last planetesimal is removed from the system. For $e_p = 0.1$ (Fig. 7) the last planetesimal is removed at $t = 1.71 \times 10^5$ yr, when the planet has $a_f = 1.72$ au. In order to produce such migration the mass of ejected planetesimals (equation 1) has to be of the order of $34 M_{\oplus}$. We found that in this simulation 50 per cent of the planetesimals collide with the star and about 45 per cent are ejected (Table 2). Therefore, in such cases a disc of planetesimals with mass of about $70 M_{\oplus}$ would not be too massive for the present models (Davis 2005) and would produce the planet migration required to generate the metallicity expected.

6 METAL ENHANCEMENT IN PTTS

Any model using injection of rocky planetesimals as a way to enhance stellar metallicities of young stars requires a compromise between the epochs of existence of planetesimals, the time of planet migration (at least for a case of a single planet as is the case here) and the epoch of diminishing of the surface convective layer. This last

condition is specially important in order that the metal enhancement be efficient. In fact, very young stars as T Tauri are characterized by their large convection zones and these must be stabilized to their minimum configuration. In that case, the new injected material is trapped and not diluted as is the case in stars with large convective zones.

Due to a very rapid decrease of convective envelopes of solar type stars, this mentioned compromise appears between 20 and 30 Myr. This ‘window of opportunity’ as is clearly shown in fig. 5 of Ford, Rasio & Sills (1999) represents the right time to enhance the metal content, which in principle is maintained and observed today. A possible signature of this metallic enrichment has been detected in de la Reza et al. (2004). Here a collection of G and K stars belonging to two coeval PTTS associations with ages of 20 and 30 Myr showed G stars with larger Fe abundances with respect to the lower mass (and larger convection zones) K type stars. In our scenario, as is also the case of QH00, the metal enrichment can be produced by particles directly impinging in the stars or by the grazing planetesimals with very large eccentricities. In our simulation we obtain, for the low

migrating rates and depending on the approaching distances to the star, 10^3 – 10^5 close passages.

QH00 considered that if rocky bodies are larger than 1 km, they will survive vaporization. Other possible destiny of particles is disruption of strengthless material. Sridhar & Tremaine (1992) (see also Asphaug & Benz 1996) found that inviscid planetesimals in parabolic orbits will be disrupted by the planet, or in our case by the star, if their pericentric distances are less than $1.69 R_s (\rho_s / \rho_p)^{1/3}$. Here, R_s is the stellar radius, ρ_s the stellar density and ρ_p the density of the planetesimal. After disruption, the planetesimals became a kind of ‘dust’ maintaining their same densities.

In view of this and as an example, we can explore which will be the disruption distances for three types of representative stars. An A type star with ($2 M_\odot$, $2 R_\odot$), a solar G star and a K star ($0.5 M_\odot$ and radius). Their respective densities are 0.35, 141 and 5.6 g cc^{-1} . The corresponding disruption distances will be 0.8, 1.31 and 2.1 stellar radius. Taking into account that in our simulations, we consider that an impact is defined when a particle is closer than 0.01 au ($2.15 R_\odot$), we have that for our A star with $2 R_\odot$, practically all particles penetrate the star and ‘disruption’ will occur inside the star (of course this is not valid because the physical situation inside the star must be different). For a solar type star, particles with a pericentric distance less than $1.3 R_\odot$ will be disrupted. For K stars particles already at distances less than 2 stellar radius will be disrupted. In any case, it is expected that these particles will contribute to the metal enrichment of the star.

Now, let us consider which will be the possible metal enhancements for the most realistic case in which a planet of $0.1 M_{\text{Jupiter}}$ is migrating. Table 2 displays, for different planet eccentricities, the minimum masses (column 7) following equation 1, required to terminate the migration at the pericentric distances indicated in (column 6). The impacting masses are shown in column 8. In case of high penetration efficiency of particles, we obtain that the best cases are represented by planet eccentricities 0.0, 0.2 and 0.3. Adopting the Fe enrichment calculated curves in fig. 5 of Ford et al. (1999), we obtain for the impacting masses, [Fe/H] abundances at 20 and 30 Myr, of the order of 0.18 dex for $e_p = 0.0$ and 0.2 and about 0.15 dex for $e_p = 0.3$. Because for our simulations shown in Table 2, we need planetary maximum masses of the order of $100 M_\oplus$. Reminding that our primitive solar disc contains about $38 M_\oplus$ of solid matter, we conclude that primitive discs to produce these enrichments must be larger than a factor of 3 than the solar one. Larger factors, nevertheless possible to exist, are necessary to explain the observed hot Jupiter exoplanets at 0.05 au, with masses below one Jupiter mass, even with slightly larger Fe abundances.

7 MAINTENANCE OF THE METALLIC ENHANCEMENT

The problem of the long-term preservation of the metallic excess in the surface stellar layers obtained by accretion is a difficult one. Let us first consider the situation concerning the convective layers. As mentioned in this work, the accretion of solid matter devoid of hydrogen refers only to the contamination of the surface convective layers. In this way, the sizes of these layers are of a prime importance. The present majority of SWP belongs to FGK type stars and future results on large searches on A and M type stars will bring more light on this problem. Due to the importance of M dwarfs as being an important part of the stellar content of the Galaxy, planet searches are active for these stars. Nevertheless, only few unities of M dwarf planet hosts have been discovered, for example, GJ876 (a multiple planet host), GJ 581 and GJ 436 (only with candidate

planetary companions); even few, they are producing interesting and instructive results. Recent detailed spectroscopic analyses of these stars by Bean, Benedict & Endl (2006) and another using photometry (Bonfils et al. 2005) indicate that all these dwarfs are metal deficient. At present it is not clear if these results are a consequence of a special metallic distribution of the M star candidates for the planet searches, but independently of this, we can consider here that due to their very large diluting convective zones, no supersolar M dwarf planet hosts are expected if the accretion mechanism is working. In this way, an eventual future discovery of a supersolar M dwarf planet host will contribute to the validity of the primordial mechanism as mentioned in Section 1.

Concerning the question if any metallic enhancement produced in the first 20–30 Myr will be maintained up to solar ages or larger, we do not have a clear answer yet. In fact, even if the convective zones are relatively constant from 10^8 up to 10^9 yr (even diminishing somewhat near 10^{10} yr as can be seen in fig. 5 of Ford et al. 1999) other mechanisms as long-term diffusion can be acting. As suggested by Gonzalez (2006), one interesting way to investigate the maintenance of the excess metallicity created by accretion consists of doing planet searches on specific open clusters, for example, in M67 with an age and metallicity similar to that of the Sun. In these kinds of researches with open clusters, where ages and metallicities are no more variables, any SWP which would be enriched during the PMS would present smaller metallicities during the subgiant and giant phases, testing this way the accretion mechanism.

At present, the only cluster surveyed for planet searches is the Hyades, due to its favourable conditions as proximity and high metal abundance. Even if no planets have been detected among their dwarf stars (Cochran, Hatzes & Paulson 2002; Paulson, Cochran & Hatzes 2004), the first planet (a massive one), ever discovered in a cluster, has been recently detected around a genuine member of the Hyades (Sato et al. 2007). The host star is the classified K0III clump giant Eps Tau (also massive) with a measured metallicity of $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.17 \pm 0.04$, a value similar to that of the Hyades cluster ($[\text{Fe}/\text{H}] = 0.14 \pm 0.05$ Perryman et al. 1998; $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.13 \pm 0.01$ Paulson, Sneden & Cochran 2003). Is this discovery a confirmation of the primordial mechanism? We believe that it could be a premature conclusion because there is always the possibility that this star, when it was at its PMS phase, could have been highly metallic enriched by accretion and that this metallicity was diluted afterwards by convection during the successive subgiant and giant phases.

Independent of the presence of planets, Gonzalez (2006) suggests that studies searching for trends between [Fe/H] and spectral types, as those realized by Dotter & Chaboyer (2003) on the Hyades stars must be extended to other clusters. We can add that this extension can also be applied to studies searching for contaminated stars in a cluster by their position in a Hertzsprung–Russell diagram as those realized in the Hyades by Quillen (2002).

8 CONCLUSIONS

With the purpose to explore a possible mechanism of stellar self-enrichment by an injection of rocky type planetesimals, we realized N -body simulations in which a forced internal migration of a planet interacts with supposed planetesimals distributed in a plane disc. Several possibilities are considered with respect to the planet eccentricities, migration rates and mass. Contrary to QH00 where they considered specially the effect of 3:1 and 4:1 mean motion resonances between the planetesimals and the planet, we found that the 2:1 mean motion resonance is the main mechanism to drive planetesimals to the surface of the star. This mechanism is

essentially efficient for slow migration rates of ($\tau = 10^5$ – 10^6 yr) and low planet eccentricities.

QH00 restricted themselves to study resonances distant enough from the planet, since planetesimals with orbits that become planet-crossing are more likely to be ejected from the system rather than impacting the star. However, the 2:1 resonance has a protection mechanism that avoids close encounters between the planetesimal and the planet. Then planetesimals locked in the 2:1 resonance are allowed to reach high eccentricities and impact the star. The case of $e_p = 0$ was also not considered by QH00 because for capture in the 4:1 and 3:1 resonances it is necessary to have a minimum eccentricity. Nevertheless, our results (Fig. 6) show that for $e_p = 0$ almost all planetesimals are captured in the 2:1 resonance and impact the star along the planet migration.

Considering the necessary disc masses in order to provoke a migration, we are able to set the most realistic conditions for an enhance of the metal content of the stars. A migration of a one Jupiter mass planet from 5 to 0.01 au requires excessively large disc masses. The mass requirements are 10 times smaller, and became realistic, for a migrating 0.1 Jupiter mass planet. Our simulations with this last kind of planet and for a slow migration rate ($\tau = 10^6$ yr) stopped at pericentric distances between 0.19 and 1.79 au when the last planetesimals are removed from the system. Taking into account the mass of the total impacting planetesimals we obtain maximum metal enrichments of the order of $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.18$ dex, produced at ages of the stars between 20 and 30 Myr. These results need however primitive disc masses three times larger than that of a primitive solar disc nebula. These calculations open the possibility nevertheless, with larger primitive discs (but possible to exist), to explain the metal abundances of the observed hot Jupiter exoplanets located at 0.05 from the stars.

ACKNOWLEDGMENTS

This work was partially supported by CAPES, CNPq and FAPESP. The suggestions of an anonymous referee helped to improve this paper.

REFERENCES

Adams F. C., Laughlin G., 2003, *Icarus*, 163, 290
Armitage P. J., 2003, *ApJ*, 582, L47

- Artymowicz P., 2006, Simone Daflon, Jailson Alcaniz, Eduardo Telles Ramiro de la Reza, eds, *AIP Conf. Proc.*, Vol. 843, Graduate School in Astronomy: X Special Courses at the National Observatory of Rio de Janeiro; X CCE, held 26–30 September, 2005 in Rio de Janeiro, Brazil. *Am. Inst. Phys.*, Melville, p. 3
- Asphaug E., Benz W., 1996, *Icarus*, 121, 225
- Bazot M., Vauclair S., 2004, *A&A*, 427, 695
- Bazot M., Vauclair S., Bouchy F., Santos N. C., 2005, *A&A*, 440, 615
- Bean J. L., Benedict G. F., Endl M., 2006, *ApJ*, 653, L65
- Bonfils X., Delfosse X., Udry S., Santos N. C., Forveille T., Ségransan D., 2005, *A&A*, 442, 635
- Butler R. P. et al., 2006, *ApJ*, 646, 505
- Cochran W. D., Hatzes A. P., Paulson D. B., 2002, *AJ*, 124, 565
- Davis S. S., 2005, *AJ*, 627, L153
- de la Reza R., da Silva L., Almeida R., Oliveira I., Torres C. A. O., Quast G. R., 2004, *IAUS*, 219, 783
- Dotter A., Chaboyer B., 2003, *ApJ*, 596, L101
- Fischer D. A., Valenti J., 2005, *ApJ*, 622, 1102
- Fogg M. J., Nelson R. P., 2005, *A&A*, 441, 791
- Ford E. B., Rasio F. A., Sills A., 1999, *ApJ*, 514, 411
- Gonzalez G., 2003, *Rev. Mod. Phys.*, 75, 101
- Gonzalez G., 2006, *PASP*, 118, 1494
- Levison H. F., Duncan M. J., 1994, *Icarus*, 108, 18
- Levison H. F., Morbidelli A., Gomes R., Backman D., 2007, in Reipurth B., Jewitt D., Keil K., eds, *Protostars and Planets V*. Univ. Arizona Press, Tucson, p. 669
- Lufkin G., Richardson D. C., Mundy L. G., 2006, *AJ*, 653, 1464
- Mandell A. M., Sigurdsson S., 2003, *ApJ*, 599, L111
- Murray N., Hansen B., Holman M., Tremaine S., 1998, *Sci*, 279, 69
- Paulson D. B., Sneden C., Cochran W. D., 2003, *AJ*, 125, 3185
- Paulson D. B., Cochran W. D., Hatzes A. P., 2004, *AJ*, 127, 3579
- Perryman M. A. C. et al., 1998, *A&A*, 331, 81
- Quillen A. C., 2002, *AJ*, 124, 400
- Quillen A. C., 2006, *MNRAS*, 365, 1367
- Quillen A. C., Holman M., 2000, *AJ*, 119, 397 (QH00)
- Raymond S. N., Quinn T., Lunine J. I., 2006, *Icarus*, 183, 265
- Santos N. C., Israelian G., Mayor M., Bento J. P., Almeida P. C., Sousa S. G., Ecuivillon A., 2005, *A&A*, 437, 1127
- Sato B. et al., 2007, *ApJ*, in press
- Sicilia-Aguilar A. et al., 2005, *AJ*, 129, 363
- Sozzetti A., 2004, *MNRAS*, 354, 1194
- Sridhar S., Tremaine S., 1992, *Icarus*, 95, 86
- Wisdom J., Holman M., 1991, *AJ*, 102, 1528

This paper has been typeset from a $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$ file prepared by the author.

6.3 Distribuição de metalicidade em estrelas gigantes com planetas

A seguir, apresentamos uma análise da metalicidade das estrelas gigantes com planetas. O trabalho foi realizado em colaboração com o grupo de estrelas gigantes de L. Pasquini, o qual foi publicado na revista *Astronomy & Astrophysics*, 73, 979 – 982 (2007). Apresentamos um breve resumo e logo o artigo publicado.

6.3.1 “*Evolved stars suggest an external origin of the enhanced metallicity in planet-hosting stars*”

Estima-se que em torno de 80% das estrelas nas vizinhanças do Sol são estrelas da seqüência principal (SP). Aproximadamente 20% são anãs brancas e menos do que 1% são gigantes, supergigantes ou anãs marrons. Analizando estas estatísticas pode-se prever que haveria mais possibilidades de encontrar planetas ao redor de estrelas na SP. Mais com o tempo essas buscas se ampliaram para estrelas sub-gigantes e gigantes com o fim de alcançar massas intermediárias.

Neste trabalho se interpreta a distribuição de metalicidade de uma amostra de 14 estrelas de tipo G e K gigantes com planetas detectados via velocidade radial. Para 10 dessas estrelas os parâmetros foram determinados de forma homogênea. Embora a estatística ainda precise de mais pontos, fica claro que ao contrário do encontrado para as estrelas anãs de SP, as estrelas gigantes hospederias de planetas não apresentam um excesso de metalicidade.

A interpretação dos dados não é nada simples, mas um cenário que considera a massa estelar mais possíveis migrações pode nos levar a uma explicação imediata. Esta seria que a alta metalicidade observada entre as estrelas da seqüência principal com planetas é devido à poluição da suas atmosferas. A metalicidade excedente produzida por esta poluição, enquanto visível na fina atmosfera das estrelas tipo solar é completamente diluído no envoltório massivo das gigantes via convecção. Esta interpretação está em evidente contraste com os resultados das estrelas de seqüência principal obtidos por vários grupos (ver seção 6.1), que favorecem o cenário primordial, onde as estrelas nasceriam em nuvens de alta metalicidade. Acreditamos que a possível explicação desta divergência é que os efeitos da poluição sobre a seqüência principal são pequenos e difíceis de detectar. A única forma de confirmar este resultado é mediante a análise de mais estrelas gigantes com planetas, a qual está sendo feita por vários grupos na atualidade.

Evolved stars suggest an external origin of the enhanced metallicity in planet-hosting stars

L. Pasquini¹, M. P. Döllinger^{1,4}, A. Weiss⁴, L. Girardi³, C. Chavero^{5,6}, A. P. Hatzes², L. da Silva⁶, and J. Setiawan⁷

¹ European Southern Observatory, Garching bei München, Germany
 e-mail: lpasquin@eso.org

² Thüringer Landessternwarte Tautenburg, Sternwarte 5, 07778 Tautenburg, Germany

³ INAF – Osservatorio Astronomico di Padova, Vicolo dell’Osservatorio 5, 35122 Padova, Italy

⁴ Max-Planck-Institut für Astrophysik, Garching bei München, Germany

⁵ Instituto de Astrofísica de Canarias, 38200, La Laguna, Tenerife, Spain

⁶ Observatório Nacional/MCT, 20921-400 Rio de Janeiro, Brasil

⁷ Max Planck Institute Für Astronomie, Heidelberg, Germany

Received 8 May 2007 / Accepted 3 July 2007

ABSTRACT

Aims. Exo-planets are preferentially found around high metallicity main sequence stars. We investigate whether evolved stars share this property, and its implications for planet formation.

Methods. Statistical tools and the basic concepts of stellar evolution theory are applied to published results as well as our own radial velocity and chemical analyses of evolved stars.

Results. We show that the metal distributions of planet-hosting (P-H) dwarfs and giants are different, and that the latter do not favor metal-rich systems. Rather, these stars follow the same age-metallicity relation as the giants without planets in our sample. The straightforward explanation is to attribute the difference between dwarfs and giants to the much larger masses of giants’ convective envelopes. If the metal excess on the main sequence is due to pollution, the effects of dilution explain why this is not observed in evolved stars.

Conclusions. Although we cannot exclude other explanations, the lack of any preference for metal-rich systems among P-H giants could be a strong indication of the accretion of metal-rich material. We discuss further tests, as well as some predictions and consequences of this hypothesis.

Key words. stars: abundances – stars: evolution – stars: planetary systems

1. Introduction

Just a few years after the discovery of the first extra-solar planet (Mayor & Queloz 1995) it has become evident that giant planets are preferentially found around metal-rich solar type stars (e.g. Gonzalez 1997, 1998, 2001; Santos et al. 2000, 2001, 2003, 2004; Fischer & Valenti 2005). Subsequent studies have shown that this preference is real (e.g. not produced by spurious selection effects), and that planet-hosting (P-H) stars are on average about 0.25 dex more metal-rich than their counterparts (Santos et al. 2004, 2005). The immediate question, which is very relevant for the understanding of planet formation, is if this increased metallicity enhances planet formation, or if the high metallicity is caused instead by the presence of a planetary system.

In the first case, favored by the core-accretion scenario (Pollack et al. 1996), the stars should be overmetallic down to their center. This scenario proposes that a solid core grows via the accretion of planetesimals until it has sufficient mass to capture gas from the nebula to form an envelope. In this case, the planet formation depends strongly on dust content (Ida & Lin 2004).

In the second case the star was polluted by the debris of the planetary system and only the external layers were affected by this pollution (Laughlin & Adams 1997). This scenario is compatible with the gravitational instability mechanism: a

gravitationally unstable region in a protoplanetary disk forms self-gravitating clumps of gas and dust within which the dust grains coagulate and sediment to form a central core (Boss 1997). Boss (2002) argues that the gravitational instability model should depend very weakly on metallicity, contrary to what is expected from the core accretion scenario.

The pollution scenario has been considered previously and several authors have investigated the dependence of metallicity on the effective temperature of P-H stars. Since the depth of the convective zone increases with lower mass along the main sequence, a trend with stellar temperature is expected. The effect, if present at all, is very small and this led most authors to conclude that an enhanced primordial metallicity of the host stars is favored (e.g. Santos 2005). The situation is however complicated because of additional mixing beyond the formal convective boundary, either due to thermohaline convection and “metallic fingers” (Vauclair 2004), or due to other effects that manifest in the lithium dip in open clusters (Murray et al. 2001).

A few groups have started surveys of evolved stars, G and K giants, to learn how planets form among more massive stars and to understand the radial velocity variability of these objects (Setiawan et al. 2003b, 2004; Sato et al. 2007). These surveys along with other observations led to the discovery of 10 exo-planets around giant stars. Several authors pointed out that planet-hosting giants are not preferentially metal-rich

systems (Sadakane et al. 2005; Schuler et al. 2005; Da Silva et al. 2006). The data published were few and sparse, precluding any further analysis.

2. Giants hosting planets

The 10 G and K P-H giants include HD 137759 (Frink et al. 2002), HD 47536 and HD 122430 (Setiawan et al. 2003a,b), HD 104985 (Sato et al. 2003), HD 222404 (Hatzes et al. 2003), HD 11977 (Setiawan et al. 2005), HD 13189 (Hatzes et al. 2005), β Gem (Hatzes et al. 2006), 4 UMa (Döllinger et al. 2007a), HD 28305 (Sato et al. 2007). One of the latest, 4 UMa, is part of a survey started 4 years ago at the Tautenburg observatory (Döllinger et al. 2007a–c); the details about the observations, analysis, and results can be found in the cited papers. In addition to 4 UMa, at least 4 other candidates are present in the Tautenburg survey (Döllinger et al. 2007c); adding these to the stars in the literature we have a total of 14 giants, for 10 of which all parameters have been derived in a homogeneous way.

The metallicity distribution for these 14 giants is shown in Fig. 1 together with the distribution of the P-H main sequence stars (small black dots; data from the Schneider catalogue). The two distributions have a similar shape, but the giant distribution is shifted by about 0.3 dex towards lower metallicity. A K-S test shows that the probability of both distributions belonging to the same population is around 10^{-4} . Systematic differences, such as due to the different metallicity scale adopted might be present, but they are certainly much smaller than the shift observed. However,

1) The giant survey is not explicitly biased towards metal-rich stars, while the search for planet around main sequence stars might be (Fischer et al. 2005). Santos et al. (2004) and Fischer & Valenti (2005) consider that the shift of 0.25 dex between P-H and not P-H dwarfs is real. Conversely, the distribution of P-H giants follows the general distribution for giants as seen in Fig. 2, which shows the age-metallicity distribution of the 130 giants analyzed by our group (da Silva et al. 2006; Döllinger et al. 2007b).

2) Giants do not possess short period planets, which would eventually have been swallowed by the expanding stellar envelope. Indeed, the shortest period for a planet around a giant is 198 days for HD 104985 (Sato et al. 2003). In Fig. 1 the dashed line represents the distribution of the main sequence P-H stars with periods longer than 180 days. Clearly, by selecting only the long period planets the metal distribution of the dwarfs does not change. We therefore conclude that there is a real difference in the metal distribution of main sequence and evolved P-H stars. Evolved P-H stars are 0.2–0.3 dex more metal-poor than main sequence P-H stars. Interestingly, this difference is similar to that observed between P-H and non-P-H main sequence stars.

3. Interpretation

There are at least three main differences between main sequence stars and giants:

1) On average giants have a somewhat higher mass than the main sequence stars surveyed for planets. Even considering that the determination of mass in giants suffers large uncertainties, the masses of planet-hosting giants vary between ~ 0.9 and $\sim 3 M_{\odot}$ (Da Silva et al. 2006; Döllinger et al. 2007b), while those of main sequence stars are between ~ 0.75 and $\sim 1.5 M_{\odot}$. Since the fraction of P-H giants is largely independent of metallicity, it is feasible that intermediate mass stars favor a planet formation

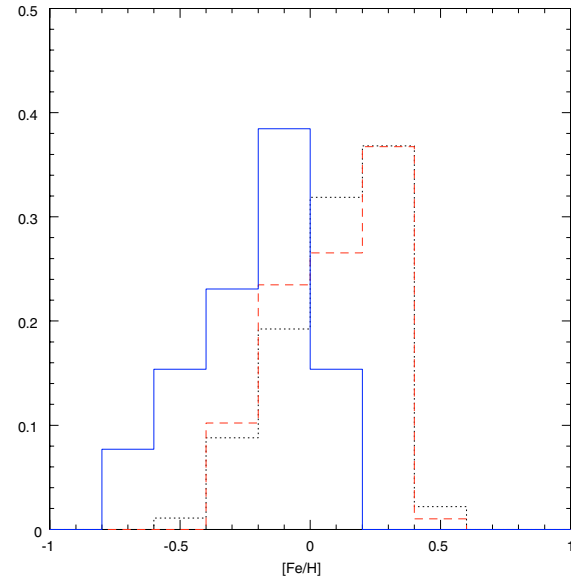


Fig. 1. Metal distribution for planet-hosting (P-H) giants (full line), P-H dwarfs with periods larger than 180 days (dashed line) and all P-H dwarfs (dotted). The giants show a distribution shifted to lower metallicity by about 0.2–0.3 dex with respect to the dwarfs.

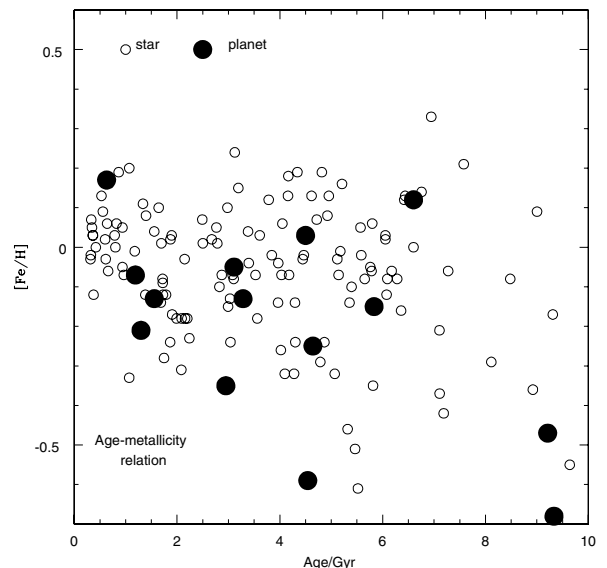


Fig. 2. Age-metallicity relationship for all giants belonging to the da Silva et al. (2006) and Döllinger et al. (2007b) samples and for the P-H giants, which closely follow the other stars.

mechanism, such as gravitational instability, which is independent of metallicity. One could speculate that such a mechanism is more efficient in more massive stars, which (likely) have more massive disks. The dependence of metallicity on stellar mass among main sequence P-H stars has already been investigated by Fischer & Valenti (2005) who derived fits to the mass-metallicity distribution of P-H and not P-H stars of their sample. Both fits have the same slope and, independent of stellar mass, P-H stars are more metal-rich than stars without planets. This result would therefore argue against the hypothesis that the planet formation mechanism changes significantly with the stellar mass. We notice, however, that the mass range covered by the Fischer and Valenti study is limited to 0.8 – $1.2 M_{\odot}$, while by observing giants we cover a larger range of stellar mass.

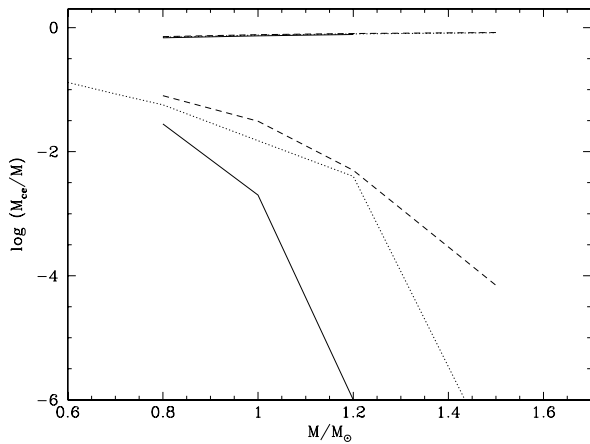


Fig. 3. Convective envelope mass M_{ce} (logarithmic scale; in units of stellar mass) for stars of varying mass and in two evolutionary phases. Shown are three metallicity cases: $Z = 0.005$ (solid lines), $Z = 0.017$ (dotted), and $Z = 0.026$ (dashed). The lower set of lines corresponds to main sequence, the upper to red giant models. The drastic enlargement of the convective mass during the RGB ascent is clearly visible. It is close to a factor ~ 50 for a solar-type star.

2) Giants have on average radii that are about 10 times larger than solar-type stars. If high metallicity favors the migration of planets towards short period systems, metal-rich stars have more short period planets than metal-poor stars. Since these planets are swallowed by the evolved star due to its large radius, those stars would be classified as P-H on the main sequence, and non-P-H when evolved.

The case of metal-dependent migration has been discussed, for example, in Santos et al. (2006): higher metallicity should result in a shorter timescale for inward migration. How effective this mechanism could be is however a matter of debate; Livio & Pringle (2003) find that a decrease in metallicity by a factor of 10 could slow down by at most a factor of 2 the timescale for migration. While these authors consider this negligible, Boss (2005) argues that this factor is enough to influence the observed trend between metallicity and P-H stars.

The metallicity distribution of Fig. 1 is very different for P-H giants and dwarfs with comparable long orbital periods. This indicates that the effects of migration, if present, cannot explain the different metal distribution of P-H dwarfs and giants.

We cannot exclude that several mechanisms are at work simultaneously and that they combine to produce the observed distribution. A dual formation scheme (one metal dependent, a second metal independent) has been proposed (see e.g. Matsuo et al. 2007). The metal-independent planet formation mechanism could be more effective for larger stellar masses and act therefore on giants much more than on main sequence stars.

3) The most likely explanation is related to the quantity that varies most between dwarfs and giants: the mass of the convective zone. While in the Sun the fraction of the solar mass in the convective envelope M_{ce} is $\sim 0.022 M_{\odot}$ ($\log M_{ce} = -1.67$), when the star reaches its maximum depth along the RGB, this fraction is about 35 times higher, or almost $0.77 M_{\odot}$ ($\log M_{ce} = -0.11$). In general, when a $1 M_{\odot}$ star becomes a K giant, its convective envelope is of the order of $0.7 M_{\odot}$. If the high metallicity observed among main sequence stars was confined to the superficial layers, with a deepening convective envelope, this would be easily decreased to the primordial abundance of the star. In Fig. 3 we show the fractional mass (in logarithmic units) contained in the convective envelope of stars between 0.8 and $1.5 M_{\odot}$, both

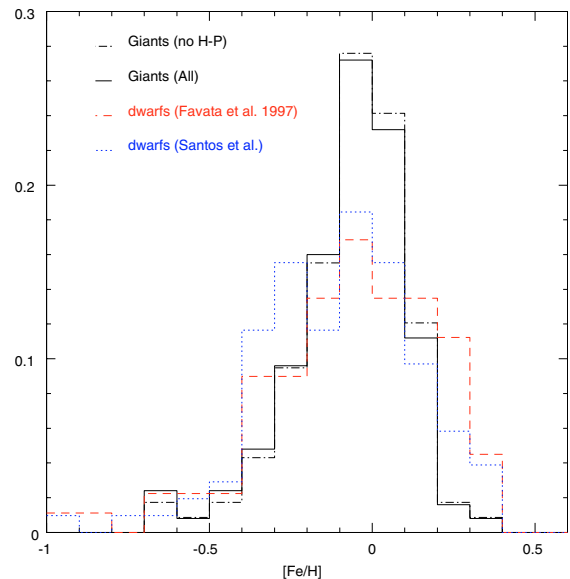


Fig. 4. Metal distribution for all the giants from the da Silva et al. (2006) and Döllinger et al. (2007b) sample for all stars (full line) and for not P-H giants (dashed-dotted line), for the volume limited sample of Favata et al. (1997, dashed) and Santos et al. (2004, 2005, points). An excess of metal-rich stars might be present among the dwarfs. To make such a comparison significant, a number of effects in the sample selection and in the analysis should be considered.

on the main sequence and on the red giant branch where the convective envelope has reached its deepest. This indicates the maximum dilution factor. Considering, for instance, an excess of 0.25 dex in $[Fe/H]$ (Santos et al. 2005) in a solar star, that would become less than 1% in a giant star, a quantity which is beyond the actual detection capabilities in most observational cases.

As summarized in the introduction, pollution has been the subject of several investigations (Santos et al. 2005; Ecuivillon et al. 2006; Desidera et al. 2004, for binary systems), which did not find any evidence for it. Previous investigations, however, were restricted to a limited range of convective masses, while with giants we greatly enlarge this range. We also emphasize that the actual amount of envelope mass into which the accreted metals will be mixed on the main sequence is most likely not just the convective envelope, but the region into which thermohaline mixing reaches (Vauclair 2004), and this is determined mainly by molecular weight and not by the stellar mass. We have tested this effect on our own stellar models in the range of 0.6 to $0.9 M_{\odot}$, finding that the total mass external to a layer with a given molecular weight is the same (within 10%), independent of the stellar mass. If this mixing is at work, a correlation between stellar metallicity and mass (or position on the main sequence) can therefore not be expected. The depleted solar Li abundance (Müller et al. 1975) clearly shows that the sun has suffered some form of extra mixing, as did stars in open clusters. The additional mass affected might be as much as $0.05 M_{\odot}$, which is more than twice the present convective envelope mass, but still small if compared to the envelope mass of a giant.

Even if the observations of giants support the hypothesis that pollution is very important, more evidence is required to prove it. We need well controlled samples, in age, mass, and internal structure (e.g. if diffusion is at work). If the hypothesis of pollution is true, we expect an excess of metal-rich stars among main sequence stars with respect to an *equivalent* sample of giants. In Fig. 4 we show the metal distribution of the giants from da Silva et al. (2006) and Döllinger et al. (2007b) compared to the

distribution of a volume-limited sample of main sequence stars from Favata et al. (1997) and Santos et al. (2004, 2005). As far as the giants are concerned, we plot the distribution of the whole sample and the distribution of the non-P-H stars separately. No real difference can be discerned between the two giant distributions. The giant and dwarf distributions are also very similar, with the main sequence stars showing a (not significant) excess in the highest metallicity bins. The comparison between the giants and the Favata et al. (1997) results in particular suggests that the small excess of metal-rich dwarfs is almost perfectly compensated by an excess of solar-metallicity giants, which is exactly the signature we would expect from pollution. However this excess is mostly due to the coolest main sequence stars and other aspects, such as age distribution and galactic evaporation, should be taken into account to properly compare the data (Favata et al. 1997).

Any difference in the correlation between the presence of planets and metallicity should also become evident when observing stars on the hot and cool parts of the SGB, where the convective zone deepens by a factor 10–100 in a relatively short interval of magnitude and time. Fischer & Valenti (2005) searched for a slope in the metallicity distribution of subgiants but did not find any. Murray et al. (2001), however, did find evidence for lower metallicity in Hertzsprung gap stars with respect to their main sequence sample. A dedicated study should be devoted to this point.

Open clusters and associations might be optimal sites for investigating the effects of pollution. In the presence of P-H stars, a direct measurement should reveal an excess of metallicity, or at least a larger spread among the main sequence stars, but not among the giants belonging to the same cluster. This investigation could be also extended to the cooler part of the main sequence where the convective zone is significantly deeper than for solar-type stars. Most interesting could be a search for “outliers”: proper motions and/or radial velocity open clusters members with discrepant (higher) metallicity. This could be an efficient way of identifying P-H candidates in open clusters and associations and to test the pollution hypothesis.

4. Conclusions

By enlarging the number of known giants hosting exoplanets, it has been possible to establish that their metallicity distribution is very different from that of planet-hosting main sequence stars. Giants hosting exoplanets do not favor high metallicity objects, but follow the age-metallicity distribution observed for all stars surveyed.

The interpretation of the data is not straightforward: a scenario which includes strong differences in planet formation with stellar mass and possibly planet migration is plausible, but the most immediate explanation is that the high metallicity observed among main sequence stars is due to pollution of their atmospheres. The metal excess produced by this pollution, while visible in the thin atmospheres of solar-like stars, is completely diluted in the extended, massive envelopes of the giants. This interpretation is in apparent contrast with results on main sequence stars obtained by several groups (Fischer & Valenti 2005; Ecuivillon et al. 2006, among others), which favor the primordial scenario, where stars are born in high metallicity clouds. We

believe that the possible explanation of this discrepancy is that the effects of pollution on the main sequence are small and difficult to detect. The fact that Fischer & Valenti (2005) do not find any evidence for dilution among a subsample of subgiants is of greater concern. The subgiants analyzed by Fischer & Valenti (2005) belong to the survey of 156 subgiants (evolved A stars) by Johnson et al. (2006, 2007). To the best of our knowledge, this planet – search survey is still on going. The four planets published from this survey, with metallicity of ($\text{Fe}/\text{H} = 0.11, -0.15, 0.12$ and -0.07 , Johnson et al. 2006, 2007) are compatible with a normal metal distribution. We are eager to see the final results of this and similar surveys and to compare their metal distributions with ours.

Acknowledgements. This work is partially based on observations made with the 2-m Alfred Jensch Telescope of T-L Tautenburg. M.D. was supported by ESO DGDF. The Schneider planet encyclopedia has been used (<http://vo.obspm.fr/exoplanetes/encyclo/index.php>).

References

- Boss, A. P. 1997, *Science*, 276, 1836
 Boss, A. P. 2002, *ApJ*, 567, L149
 Boss, A. P. 2005, *ApJ*, 629, 535
 da Silva, L., Girardi, L., et al. 2006, *A&A*, 458, 603
 Döllinger, M. P., et al. 2007a, *A&A*, in press
 Döllinger, M. P., et al. 2007b, *A&A*, in preparation
 Döllinger, M. P., et al. 2007c, *A&A*, in preparation
 Desidera, S., Gratton, R. G., et al. 2004, *A&A*, 420, 683
 Ecuivillon, A., Israelian, G., et al. 2006, *A&A*, 449, 809
 Favata, F., Micela, G., & Sciortino, S. 1997, *A&A*, 323, 809
 Fischer, D., & Valenti, J. 2005, *ApJ*, 622, 1102
 Fischer, D. A., Laughlin, G., Butler, P., et al. 2005, *ApJ*, 620, 481
 Frink, S., Mitchell, D. S., et al. 2002, *ApJ*, 576, 478
 Gonzalez, G. 1997, *MNRAS*, 285, 403
 Gonzalez, G. 1998, *A&A*, 334, 221
 Gonzalez, G., Laws, C., Tyegji, S., & Reddy, B. E. 2001, *AJ*, 121, 432
 Hatzes, A. P., Cochran, W. D., Endl, M., et al. 2003, *ApJ*, 599, 1383
 Hatzes, A. P., Guenther, E. W., Endl, M., et al. 2005, *A&A*, 437, 743
 Hatzes, A. P., Cochran, W. D., Endl, M., et al. 2006, *A&A*, 457, 335
 Ida, S., & Lin, D. N. C. 2004, *ApJ*, 616, 567
 Johnson, J. A., Marcy, G. W., Fischer, D. A., et al. 2006, *ApJ*, 652, 1724
 Johnson, J. A., Fischer, D. A., Marcy, G. W., et al. 2007, [[arXiv:astro-ph/0704.2455v2](http://arxiv.org/abs/astro-ph/0704.2455v2)]
 Livio, M., & Pringle, J. E. 2003, *MNRAS*, 346, L42
 Laughlin, G., & Adams, F. C. 1997, *ApJ*, 491, L51
 Mayor, M., & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355
 Müller, E. A., Peytremann, & del la Reza, R. 1975, *Sol. Phys.*, 41, 53
 Murray, N., Chaboyer, B., Arras, P., Hansen, B., & Noyes, R. W. 2001, *ApJ*, 555, 801
 Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, *Icarus*, 124, 62
 Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2000, *A&A*, 363, 228
 Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2001, *A&A*, 373, 1019
 Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., Rebolo, R., & Udry, S. 2003, *A&A*, 398, 363
 Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2004, *A&A*, 415, 1153
 Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., et al. 2005, *A&A*, 437, 1127
 Sato, B., Ando, H., & Kambe, E. 2003, *ApJ*, 597, L157
 Sato, B., Izumiura, H., et al. 2007, *ApJ*, in press
 Sadakane, K., Ohnishi, T., Ohkubo, M., & Takeda, Y. 2005, *PASJ*, 57, 127
 Schuler, S., Kim, J. H., Tinker, M. C., Jr., et al. 2005, *ApJ*, 632, L131
 Setiawan, J., Hatzes, A. P., von der Lühe, O., et al. 2003a, *A&A*, 398, L19
 Setiawan, J., Pasquini, L., da Silva, L., von der Lühe, O., & Hatzes, A. 2003b, *A&A*, 397, 1151
 Setiawan, J., Pasquini, L., da Silva, L., et al. 2004, *A&A*, 421, 241
 Setiawan, J., Rodman, J., da Silva, L., et al. 2005, *A&A*, 437, L31
 Vauclair, S. 2004, *ApJ*, 605, 874

6.4 Distribuição de elementos refratários e voláteis das estrelas com planetas descobertos pelo CoRoT

A seguir, apresentamos uma análise da distribuição de elementos refratários e voláteis das estrelas com planetas descobertos via trânsitos pelo satélite CoRoT. O objetivo é estudar a distribuição relativa das abundâncias em função da temperatura de condensação de cada elemento. Neste trabalho usamos simulações dinâmicas para interpretar os gradientes de abundâncias encontrados nas estrelas CoRoT's. Este trabalho foi submetido para publicação na revista *Astronomy & Astrophysics* em março de 2009.

6.4.1 “Distribution of refractory and volatile elements in CoRoT exoplanets host stars”

Nesta pesquisa apresentamos a distribuição relativa de elementos refratários, intermediária e voláteis das estrelas com planetas descobertos pelo satélite CoRoT. Para esta análise foram obtidos espectros de alta resolução das estrelas Corot-Exo-2a e Corot-Exo-4a com o espectrógrafo FEROS do telescópio 2.2 do ESO em *La Silla* - Chile. Adicionamos também os resultados das estrelas Corot-Exo-3a e Corot-Exo-5a a partir da literatura, encontrando uma distribuição geral e plana destes elementos em função da sua temperatura condensação. Introduzimos uma nova metodologia para investigar uma eventual relação entre a abundância estelar das estrelas Corot-Exo 2a, 3a e 4a e as migrações internas de seus planetas. O principal objetivo é estudar o enriquecimento metálico da estrela através de elementos refratários, intermediários e voláteis como resultado da migração planetária. Por meio de simulações, estudamos a migração interna de um planeta em um disco formado somente por planetesimais. Conseguimos, pela primeira vez, identificar o lugar de proveniência dos planetesimais no disco. Tomamos como base a distribuição dos principais elementos abundantes que formam as rochas num disco solar primitivo (Lodders, 2003), podendo diferenciar se tratam-se de planetesimais ricos em elementos altamente refratários como o Ca, intermediários onde se encontra o Fe ou altamente voláteis como o CNO. Diferentemente da literatura que considera que a acreção é “quente” ou seja, privilegiando a acreção dos elementos refratários, estas simulações mostram o contrário, que a acreção é mais “morna” e “fria”. Isto dá como resultado gradientes nulos na distribuição relativa das abundâncias em função das temperaturas de condensação. Este gradiente nulo que foi utilizado como argumento contra a existência dos mecanismos de contaminação metálica por acreção, aparece aqui, como um resultado natural da acreção.

Distribution of refractory and volatile elements in CoRoT exoplanets host stars [★]

C. Chavero¹, R. de la Reza¹, R.C. Domingos³, N.A. Drake², C.B. Pereira¹ & O. C. Winter³

¹ Observatório Nacional, Rua José Cristino 77, São Cristovão, 20921-400, Rio de Janeiro, Brazil
emails: delareza@on.br, carolina@on.br, natalia@on.br, claudio@on.br

² Sobolev Astronomical Institute, St. Petersburg State University, Universitetski pr. 28, St. Petersburg 198504, Russia

³ São Paulo State University - UNESP, Grupo de Dinâmica Orbital & Planetologia, Guaratinguetá, CP 205, CEP 12.516-410, Brazil
emails: ocwinter@pq.cnpq.br, rcassia@feg.unesp.br

Received ; accepted

ABSTRACT

The relative distribution of abundances of refractory, intermediate and volatile elements in stars with planets can be an important tool to investigate the internal migration of a giant planet. This migration can produce accretion of planetesimals enriching selectively to the star with these elements. For the purpose of this study, we report on a spectroscopic determination of the atmospheric parameters and chemical abundance of the parent star of the recently discovered transiting planets CoRoT-Exo-2b and CoRoT-Exo-4b. Adding results of CoRoT-Exo-3a and CoRoT-Exo-5a from the literature, we found a general flat distribution of these elements in function of their condensation temperatures. Concerning CoRoT-Exo-2a, its relative high lithium abundance and intensity of the the Li I resonance line permit us to propose an age of 120 Myr for this star. Also, we introduce a new methodology to investigate an eventual relation between the stellar abundances of these stars and the internal migration of their planets. By means of simulations of the internal migration of a planet in a disk formed only by planetesimals we are able, for the first time, to separate the stellar fractions of refractory, intermediate and volatile rich planetesimals accreting onto the central star. Intermediate and volatile elements fractions enriching the star are similar and much larger than those of pure refractory ones. This result is opposite to what has been considered in the literature for the accreting self-enrichment processes of stars with planets.

Key words. :planetary systems – Stars:abundances – Stars: fundamental parameters

1. Introduction

Gonzalez (1997) and Santos et al. (2001) first showed the presence of metallicity excess in stars with giant planets (SWP) compared to stars without planets. The tendency has been confirmed using large samples of stars. Nevertheless, SWP have also been observed around low metallicity main sequence stars (Cochran et al. 2007). We note however that such a large statistical metal excess found among dwarf stars is not present in giant stars with planets (Pasquini et al. 2007).

This metal excess, using iron as a primary reference element, has been the source of a number of studies trying to explain this property. Two scenarios have been invoked: a self-enrichment mechanism of normal metal stars and a primordial scenario, in which SWP are the result of the formation of entire metal rich stars in equally metal rich natal clouds. Which scenario is the correct one remains an open question until today.

How about the CoRoT exoplanet host stars? Although there are still few cases to make a statistical study, these stars present a different distribution: the majority have solar abundances, one has a mild metal excess and one has a low metal abundance. Of course it is still early, but we are tempted to speculate that CoRoT is exploring a different back-yard of the Galaxy, with different properties from those of the Solar vicinity. Where the bulk of the metal excess SWP mentioned above are coming ?

In any case, the relative distribution of the stellar abundances of refractory elements, with a high condensation temperature (T_C), with respect to the volatile elements (low T_C), has been widely used in the literature as a tool to investigate the nature of the metal enrichment in SWP (see review papers of Gonzalez (2003, 2006)).

This enrichment mechanism would be triggered by the action of a hot jupiter. The observed pile up of hot jupiter is believed to be the result of migration. These planets formed further away in the protoplanetary nebula and migrated afterwards to the small orbital distances at which they are observed. During inward migration, material (planetesimals) from the disk, depleted in H and He, could be accreted onto the star. The presence of a positive gradient in which the relative abundances of volatile elements versus (T_C) are smaller than that of the refractory abundances has been considered as a possible signature of a self-enrichment mechanism (Smith et al. 2001). This results from the never proven assumption that stellar accretion favors near star disk regions containing rich refractory elements.

Recently in Winter et al. (2009) we explored a stellar accretion caused by a internal planetary migration in which refractory and volatiles rich planetesimals can be disentangled. We are then able to quantify the discriminate accretions of refractory, intermediate and volatile elements. In this work, we apply this methodology for the three different CoRoT-Exo systems 2 (Alonso et al. 2008), 3 (Deleuil et al. 2008a) and 4 (Aigrain et al. 2008). The main purpose of this work is to present the mentioned gradients corresponding those CoRoT-Exo-2a, -3a, -4a and -5a

Send offprint requests to: C. Chavero e-mail: carolina@on.br

[★] Based on observations made with the 2.2m telescope at the European Southern Observatory (La Silla, Chile).

and their interpretations. For cases 2 and 4 we obtained new high resolution spectra. Cases 3 and 5 are taken from recent literature.

2. Observations

The high-resolution spectra of CoRoT-Exo-2a and CoRoT-Exo-4a analyzed in this work were obtained with the FEROS (Fiberfed Extended Range Optical Spectrograph) echelle spectrograph (Kaufer et al. 1999) of the 2.2 m ESO telescope at La Silla (Chile), on October 23th, 2008. The FEROS spectral resolving power is $R=48\,000$, corresponding to 2.2 pixel of $15\ \mu\text{m}$, and the wavelength coverage ranges from 3500 to 9200. The nominal S/N ratio was evaluated by measuring the rms flux fluctuation in selected continuum windows, and the typical values were S/N 55-60 after 2×3600 s of integration time each one. The spectra were reduced with the MIDAS pipeline reduction package consisting of the following standard steps: CCD bias correction, flat-fielding, spectrum extraction, wavelength calibration, correction of barycentric velocity, and spectrum rectification.

3. Abundance Analysis of CoRoT-Exo 2a and 4a

3.1. Stellar parameters and iron abundances

The basic atmospheric parameters, effective temperature (T_{eff}), surface gravity ($\log g$), microturbulence (ξ_t), metallicity ($[Fe/H]$), and the abundance analysis were derived in standard approach of the Local Thermodynamic Equilibrium (LTE) using a revised version (2002) of the code MOOG (Snedden 1973), and a grid of Kurucz (1993) ATLAS9 atmospheres. The atmospheric parameters were obtained from the Fe I and Fe II (see Table 1) lines by iterating until the correlation coefficients between $\log \epsilon(Fe\text{I})$ and $\log(\chi/l)$, and between $\log(Fe\text{I})$ and $\log(W_\lambda/\lambda)$ were zero, and the mean abundance given by Fe I and Fe II lines were similar. For the solar reference iron abundance we used $\log \epsilon(Fe)_\odot = 7.45$ (Asplund et al. 2005). We determined equivalent widths (EWs) using the `splot` task of IRAF¹. Abundances were computed using the `ABFIND` driver in MOOG. In the Table 3 we present the parameters derived by us and those found in the literature.

3.2. Stellar Abundances

We present here results for 15 additional elements (O, Li, Na, Mg, Al, Si, S, Ca, Sc, Ti, Cr, Mn, Ni, Zn and Ba), plus Fe. The abundances for Na, Mg, Al, Si, Ca, Sc, Ti, Cr, Mn, Ni, Zn and Ba were derived from the analysis of equivalent widths (EW), measured by Gaussian fitting using the `splot` routine in IRAF. For Li, O and S we used a spectral synthesis procedure. The solar abundances of all elements were taken from Asplund et al. (2005).

The projected rotational velocities for both stars were determined by the synthetic spectra method applied for several single and clean lines. The results are the following: for CoRoT-Exo-2a we have $v \sin i = 8.5 \pm 0.5\ \text{km s}^{-1}$ and for CoRoT-Exo-4a we obtain $v \sin i = 5.5 \pm 0.5\ \text{km s}^{-1}$. These values can be compared with those obtained for the same stars by other authors. For CoRoT-Exo-2a $v \sin i = 11.25 \pm 0.9045\ \text{km s}^{-1}$ (Bouchy et al. 2008; Alonso et al. 2008). For CoRoT-Exo-4a $v \sin i = 6.4 \pm 1.0\ \text{km s}^{-1}$

¹ IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

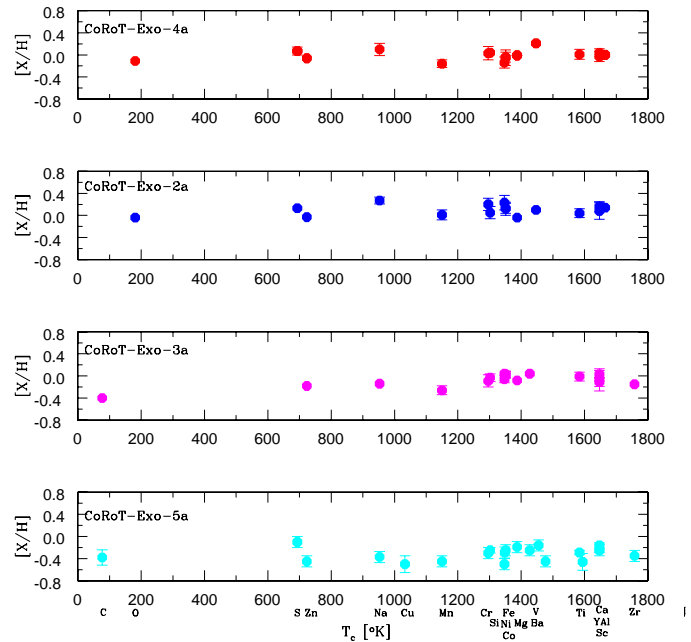


Fig. 1. Relative abundances distribution of elements for the CoRoT-Exo stars in function of their condensations temperatures

(Moutou et al. 2008). In Table 1 we summarize the iron lines taken from Lambert et al. (1996), and in Table 2 the lines for the other elements with their respective references.

The highly volatile CNO elements are important because due to their low T_C values, they are indicators of the cool disk zone below 371 K, (Lodders 2003). We take the condensation temperature (T_C) from Lodders (2003), covering a range between 70 to 1800 [K]. An attempt to measure abundances for important volatile element, such as C, was not successful, but we measured S and also O abundances for both stars. The abundance ratios $[X/Fe]$ (and $[Fe/H]$) for each element, averaged over all useful lines, are presented in Table 4, along with the actual number of lines used in each case. The quoted errors correspond to the dispersion around the mean. In Figure 1 we present the abundance results in function of T_C for the CoRoT-Exo stars.

3.3. Lithium

Concerning the two observed stars, only CoRoT-Exo 2a presents a relatively strong lithium resonance line with a measured equivalent width of $124\ \text{m}\text{\AA}$. The secondary important Li I line at $6104\ \text{\AA}$ appears to be present in the spectrum as a very small feature in the wing of the Fe I line, confirming indirectly the high lithium abundance of this star. The lithium abundances were derived from synthetic spectra matching the observed Li I $6708\ \text{\AA}$ resonance doublet.

The wavelengths and oscillator strengths for the individual hyperfine and isotope components of the lithium lines were taken from Smith et al. (1998) and Hobbs et al. (1999). The CN lines in the vicinity of the Li I doublet were included in the line list. The solar ${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li}$ isotopic ratio (${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li} = 0.081$) (Anders & Grevesse 1989) was adopted in synthetic spectrum calculations.

This apparently high Li abundance for CoRoT-Exo 2a is consistent with the Li abundance of the main-sequence field and cluster stars with effective temperatures of $5900\ \text{K} < T_{eff} <$

Table 1. Atomic parameters of the iron lines taken from Lambert et al. (1996): element; Col. 2: wavelength (in Å); Col. 3: excitation energy of the lower energy level in the transition (in eV); Col. 4: oscillator strengths; Col. 5: EW for CoRoT-Exo-2a; Col. 6: EW for CoRoT-Exo-4a.

Species	λ	χ_l	gf	EW (mÅ) Exo-2	EW (mÅ) Exo-4	Species	λ	χ_l	gf	EW (mÅ) Exo-2	EW (mÅ) Exo-4
Fe I	5123.72	1.01	8.51E-004		102	Fe I	5934.65	3.93	9.55E-002		66
	5133.69	4.18	1.59E+000		151		5638.26	4.22	1.91E+001	96	71
	5150.84	0.99	1.00E-003		101		6024.06	4.55	8.71E-001	117	104
	5151.91	1.01	4.79E-004	118	89		6027.05	4.08	8.13E-002	72	67
	5159.06	4.28	2.24E-001		80		6056.01	4.73	3.98E-001	86	65
	5162.27	4.18	1.20E+000		152		6065.48	2.61	2.95E-002	138	107
	5171.6	1.49	1.74E-002		160		6079.01	4.65	1.07E-001	61	44
	5194.94	1.56	8.13E-003		117		6082.71	2.22	2.63E-004	44	21
	5198.71	2.22	7.24E-003	119	102		6093.64	4.61	4.47E-002	30	36
	5242.49	3.63	1.07E-001		78		6096.66	3.98	1.66E-002	41	35
	5250.21	0.12	1.20E-005	85	47		6136.61	2.45	3.98E-002		125
	5281.79	3.04	1.48E-001		127		6137.69	2.59	3.98E-002		125
	5288.52	3.69	3.09E-002	68	52		6151.62	2.18	5.13E-004	67	45
	5302.31	3.28	1.82E-001		139		6157.73	4.08	7.76E-002	76	60
	5307.36	1.61	1.07E-003	103	90		6165.36	4.14	3.39E-002	56	45
	5315.05	4.37	3.98E-002	42	35		6170.51	4.79	4.17E-001	92	72
	5321.11	4.43	6.46E-002		31		6173.34	2.22	1.32E-003		61
	5322.04	2.28	1.45E-003		39		6187.99	3.94	2.69E-002		41
	5339.93	3.27	2.09E-001		134		6191.56	2.43	3.80E-002		120
	5353.37	4.10	2.09E-001		84		6200.31	2.60	3.63E-003	81	69
	5364.87	4.45	1.70E+000	155	122		6213.43	2.22	3.31E-003	115	84
	5367.47	4.42	2.75E+000		140		6230.72	2.56	5.25E-002		148
	5373.71	4.47	1.95E-001		75		6252.56	2.40	1.91E-002	141	107
	5393.17	3.24	1.91E-001		125		6265.13	2.18	2.82E-003		74
	5400.50	4.37	7.94E-001		112		6322.69	2.59	3.72E-003		58
	5417.03	4.42	2.95E-002	41	22		6380.74	4.19	4.79E-002	59	
	5441.34	4.31	2.63E-002	34			6393.60	2.43	3.72E-002		125
	5445.04	4.39	1.10E+000	135	118		6411.65	3.65	2.19E-001	153	124
	5446.92	0.99	1.23E-001		170		6419.95	4.73	8.13E-001	106	89
	5487.75	4.32	2.24E-001		85		6421.35	2.28	9.77E-003	146	110
	5497.52	1.01	1.45E-003		118		6430.85	2.18	9.77E-003	136	107
	5506.78	0.99	1.59E-003		108		6469.19	4.83	2.40E-001	60	52
	5532.75	3.57	1.00E-002		43		6592.91	2.72	3.39E-002		116
	5522.45	4.21	3.98E-002	52			6593.87	2.44	3.80E-003	105	65
	5554.90	4.55	4.17E-001		84		6597.56	4.79	1.20E-001	56	43
	5560.21	4.43	9.12E-002	55	47		6609.11	2.56	2.04E-003	75	
	5563.60	4.19	1.45E-001		86		6752.71	4.64	6.31E-002	44	31
	5567.39	2.61	2.75E-003	77	43		6810.26	4.61	1.02E-001	55	38
	5569.62	3.42	3.24E-001		134		6820.37	4.64	6.76E-002		36
	5572.84	3.40	5.25E-001		166		6841.34	4.61	2.51E-001	76	77
	5576.09	3.43	1.41E-001	145	109		6858.15	4.61	1.18E-001	60	53
	5584.77	3.57	6.76E-003		27		7130.92	4.22	2.00E-001	105	80
	5624.02	4.39	4.68E-002		45	Fe II	4993.35	2.81	2.14E-004	34	44
	5633.95	4.99	7.59E-001	83	71		5197.56	3.23	5.62E-003	98	98
	5635.82	4.26	1.82E-002	32	23		5234.62	3.22	5.75E-003	80	100
	5658.82	3.40	1.55E-001	130	130		5276.00	3.20	1.23E-002		130
	5686.53	4.55	3.55E-001	96	87		5284.10	2.89	9.77E-004	62	76
	5691.50	4.30	4.27E-002	46	37		5325.56	3.22	6.76E-004	40	50
	5705.47	4.30	4.37E-002	44			5414.05	3.22	2.40E-004	31	40
	5717.83	4.28	1.05E-001	76	57		5425.25	3.20	6.17E-004	42	50
	5731.76	4.26	7.08E-002	67	58		5534.83	3.25	1.70E-003	75	77
	5806.73	4.61	1.26E-001	65	53		6149.25	3.89	1.91E-003	32	61
	5814.81	4.28	1.51E-002	28			6247.55	3.89	4.57E-003	57	73
	5852.22	4.55	6.61E-002	51	33		6416.92	3.89	2.09E-003	37	55
	5916.25	2.45	1.02E-003	62			6432.68	2.89	2.63E-004	39	57

6300 K (the Li-plateau region according to Boesgaard et al. (2004)).

For CoRoT-Exo-2a we obtained $\log \varepsilon(\text{Li}) = 2.6$. The observed and synthetic spectra of CoRoT-Exo-2 in the region of Li I line are shown in Fig. 2. For the secondary Li II line we obtained only the upper limit of Li abundance of $\log \varepsilon(\text{Li}) < 2.8$ which agrees with that obtained for the resonance line. The de-

termined high Li abundance for a star with the effective temperature $T_{\text{eff}} = 5600$ K together with the chromospheric activity and relatively high rotation velocity $v \sin i = 8.5 \text{ km s}^{-1}$ point to the young age of this star.

In CoRoT-Exo-4a, the star with a higher effective temperature $T_{\text{eff}} = 6250$ K, the Li I resonance line appears as a very small feature. Considering the relatively noisy spectrum of this

Table 2. Atomic parameters of the spectral lines used for each element. Column 1: element; Col. 2: wavelength (in Å); Col. 3: excitation energy of the lower energy level in the transition (in eV); Col. 4: oscillator strengths; Col. 5: EW for CoRoT-Exo-2a; Col. 6: EW for CoRoT-Exo-4a; Col. 7: References.

Species	λ	χ_l	gf	EW (mÅ)		Ref.
				Exo-2	Exo-4	
Na I ($\log \varepsilon(\chi)_\odot = 6.17$)	5688.220	2.104	2.371e-01	141	113	a
	6154.230	2.102	2.471e-02	35	28	a
	6160.750	2.104	4.830e-02	60	43	a
Mg I ($\log \varepsilon(\chi)_\odot = 7.53$)	5711.090	4.346	1.968e-02	120	90	a
	8712.690	5.932	6.252e-02		39	a
Al I ($\log \varepsilon(\chi)_\odot = 6.37$)	7835.310	4.022	1.870e-01	43	31	a
	7836.130	4.022	2.760e-01	52	54	a
Si I ($\log \varepsilon(\chi)_\odot = 7.51$)	5665.56	4.92	1.047e-02		31	a
	5948.55	5.08	7.762e-02		81	a
	6142.49	5.62	3.311e-02		28	a
	6145.016	5.616	3.802e-02	40		a
Ca I ($\log \varepsilon(\chi)_\odot = 6.31$)	6721.840	5.860	7.244e-02	50	51	a
	6102.727	1.880	1.622e-01		123	c
	6161.300	2.520	5.370e-02		44	b
	6166.440	2.520	7.244e-02		59	d
	6169.040	2.520	1.585e-01	103	94	d
	6169.560	2.530	3.311e-01	139	106	i
	6455.600	2.510	5.129e-02		39	d
	6471.660	2.510	2.041e-01	119	89	j
Sc II ($\log \varepsilon(\chi)_\odot = 3.05$)	6493.788	2.520	7.762e-01		123	i
	5239.820	1.450	1.698e-01	48	55	f
	5526.820	1.770	1.318e+00	80	88	f
	5657.880	1.510	2.884e-01	63	71	e
	5669.040	1.500	7.586e-02	33	32	e
Ti I ($\log \varepsilon(\chi)_\odot = 4.9$)	6604.600	1.360	5.012e-02		36	d
	4533.249	0.850	3.388e+00	120	101	c
	4534.785	0.840	1.905e+00	137	83	c
	4981.718	0.840	3.162e+00	32	99	c
	6126.220	1.050	4.266e-02	63	10	d
Cr I ($\log \varepsilon(\chi)_\odot = 5.64$)	5296.700	0.980	4.073e-02	115	89	e
	5300.750	0.980	7.413e-03	77	50	e
	5345.810	1.000	1.047e-01	146	106	e
	5348.330	1.000	5.129e-02		88	e
	5409.800	1.030	1.905e-01		124	e
	5783.87	3.322	5.128e-01	54	–	d
	5787.930	3.322	8.318e-01	56	44	d
Mn I ($\log \varepsilon(\chi)_\odot = 5.39$)	4265.920	2.940	3.630e-01	61	52	a
	4470.130	2.940	2.818e-01	65	37	a
	4502.130	2.920	3.235e-01	61	40	a
	5399.470	3.850	1.249e+00	50	38	a
	5413.680	3.850	3.388e-01		16	a
	5432.540	0.000	2.399e-04	61	27	a
Ni I ($\log \varepsilon(\chi)_\odot = 6.23$)	5084.110	3.680	6.607e-01	96	81	b
	6327.600	1.680	7.709e-04	40	22	f
	6586.330	1.950	1.549e-03	112	31	f
	6643.640	1.676	9.332e-03	85	93	f
	6767.770	1.830	6.761e-03	52	83	f
	6772.320	3.658	1.072e-01	90	51	d
	7788.930	1.950	1.023e-02	64	89	b
Zn I ($\log \varepsilon(\chi)_\odot = 4.6$)	4722.160	4.010	4.074e-01	74	69	h
	4810.530	4.060	6.761e-01	89	78	h
Ba II ($\log \varepsilon(\chi)_\odot = 2.17$)	6141.730	0.704	8.375e-01	91	130	g
	6496.900	0.604	4.170e-01	160	102	g

References: a- Gilli et al. (2006), b- Edvardsson et al. (1993), c- Depagne et al. (2002), d- Reddy et al. (2003), e- Gratton & Sneden (1988), f- Martin et al. (1988), g- Smith et al. (2001), h- Biemont & Godefroid (1980), i- Drake & Smith (1991), j- Smith et al. (1986)

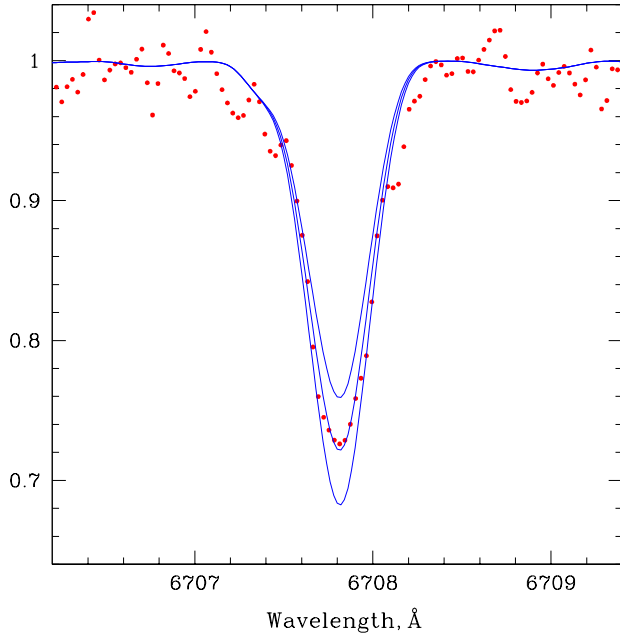
star, we were not able to obtain precise value of the Li abundance. For CoRoT-Exo-4a, we estimate the lithium abundance to be $\log \varepsilon(\text{Li}) = 2.3 \pm 0.1$.

$T_{\text{eff}} < 6300$ K (the so called Li-plateau region according to Boesgaard et al. (2004).

This apparently high Li abundance of CoRoT-Exo-4a is, however, consistent with the Li abundance of the main-sequence field and cluster stars with effective temperatures of $5900 <$

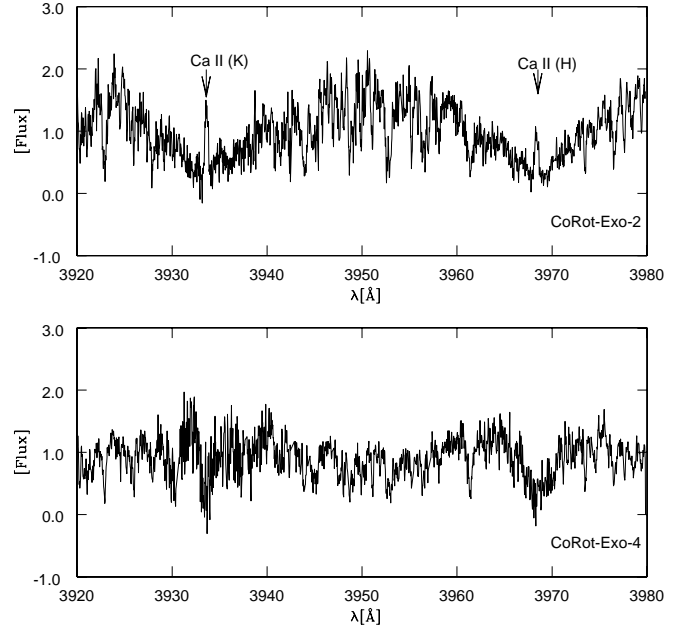
Table 3. Stellar parameters of the CoRoT exoplanets parent stars

Star Name	T_{eff} [K]	$\log g$ [dex]	ξ_t [km/s]	[Fe/H]	[M/H]	$v \sin i$ [km/s]	References
CoRoT-Exo-2	5600 ± 150	4.30 ± 0.2	1.50 ± 0.20	-0.04 ± 0.09	0.01 ± 0.10	8.5 ± 1	This work
CoRoT-Exo-4	6250 ± 150	4.45 ± 0.2	1.44 ± 0.20	0.13 ± 0.12	0.10 ± 0.10	5.5 ± 1	This work
CoRoT-Exo-2	5625 ± 120	4.30 ± 0.2	–	–	0.0 ± 0.1	11.25 ± 0.45	Bouchy et al. (2008)
CoRoT-Exo-4	6190 ± 60	4.41 ± 0.05	0.94 ± 0.05	–	0.05 ± 0.07	6.4 ± 1	Moutou et al. (2008)
CoRoT-Exo-3	6740 ± 140	4.22 ± 0.07	–	0.03 ± 0.06	-0.02 ± 0.06	17 ± 1	Deleuil et al. (2008b)
CoRoT-Exo-5	6100 ± 65	4.189 ± 0.03	0.91 ± 0.09	-0.25 ± 0.06	-0.25 ± 0.06	1 ± 1	Rauer et al. (2009)

**Fig. 2.** CoRoT-exo2a: Observed (dotted red line) and synthetic (solid blue lines) spectra in the region of the Li I line at 6708 Å. Synthetic spectra were calculated for the lithium abundances (from top to bottom): $\log \varepsilon(\text{Li}) = 2.5, 2.6$ and 2.7 . The best fitting with the observations is achieved for lithium abundance $\log \varepsilon(\text{Li}) = 2.6$.

3.4. Oxygen

For the determination of the oxygen abundance, we used the O I triplet lines at 7771, 7774, and 7778 Å. The atomic data were taken from the VALD database (Piskunov et al. 1995; Kupka et al. 1999). It is known that the oxygen triplet lines suffer from NLTE effects which lead to an overestimation of the oxygen abundances. Even if the forbidden [O I] line at 6300.304 Å is considered to be free from NLTE effects, this line is blended with a telluric [O I] emission line in our spectra and cannot be used for the oxygen abundance determinations. To account for NLTE effects, we used the theoretical work of Takeda (2003), who calculated the values of the NLTE corrections for each line of the O I infrared triplet for a grid of different atmospheric parameters and equivalent widths of the oxygen lines. For the cooler star of our sample, CoRoT-Exo-2a, NLTE effects are smaller than about 0.1 dex. Conversely, for the hotter star, CoRoT-Exo-4a, NLTE effects are larger, about 0.25 dex. By applying the NLTE corrections, we derived the following oxygen abundances: $\log \varepsilon(\text{O})=8.74$ and 8.59 for CoRoT-Exo-2a and CoRoT-Exo-4a respectively.



t

Fig. 3. Calcium II K and H lines for stars CoRoT-Exo-2a and CoRoT-Exo-4a. The central emission features correspond to the younger and chromospheric active CoRoT-Exo-2a star.

For CoRoT-Exo-2a, not only the presence of a strong Li line but also the presence of emission in the Ca II lines is a strong indication of its youth and surface activity (see Figure 3). In the case of CoRoT-Exo-4a, this emission is absent (Figure 3). This age-related activity is suggested to affect the oxygen abundances derived from the oxygen triplet lines (Shen et al. 2007) and may also affect the precision of oxygen abundance determination for CoRoT-Exo-2a star.

3.5. Sulphur

Sulphur is also a very important volatile element, being among the usually observed elements, the only reference element in an extended interval of T_C values between 704 K and 371 K (Lodders 2003). To obtain the S abundances in both stars, we selected the lines of S I at 6757 Å. This line consists of three fine structure components and have to be studied by the synthetic spectrum method. The $\log gf$ data of Wiese et al. (1969) which are provided by VALD were used. We derived the following sulphur abundances: $\log \varepsilon(\text{S})=7.21$ and 7.27 for CoRoT-Exo-2a and CoRoT-Exo-4a respectively.

Table 4. Abundances of CoRoT-Exo-2a and CoRoT-Exo-4a

Species	CoRoT-Exo-2 [X/H]	# of lines	CoRoT-Exo-4 [X/H]	# of lines
O I	-0.11 ± 0.1	3	-0.04 ± 0.10	3
Na I	+0.1 ± 0.11	3	+0.24 ± 0.09	3
Mg I	-0.01	1	-0.04	2
Al I	0.00	2	+0.14	2
Si I	+0.04	2	+0.05 ± 0.11	4
S I	+0.07 ± 0.07	1	+0.13 ± 0.07	1
Ca I	+0.04 ± 0.07	6	+0.08 ± 0.15	8
Sc II	-0.03 ± 0.09	4	+0.16 ± 0.09	5
Ti I	+0.01 ± 0.09	4	+0.04 ± 0.08	4
Cr I	+0.03 ± 0.12	5	+0.20 ± 0.11	6
Mn I	-0.16 ± 0.07	5	+0.01 ± 0.09	6
Fe I	-0.04 ± 0.09	58	+0.13 ± 0.12	90
Fe II	-0.05 ± 0.15	12	+0.13 ± 0.11	13
Ni I	-0.14 ± 0.10	7	+0.23 ± 0.13	7
Zn I	-0.06	2	-0.03	2
Ba II	+0.21	2	+0.10	2

4. Numerical simulations: Analysis and methodology

4.1. (a) the planetesimal disk

A protoplanetary disk contains a mixture of gas and dust grains. These dust grains collide and build up larger and larger bodies, and small solid bodies known as planetesimals presumably are formed. Protoplanets grow within protoplanetary disks via pairwise accretion of planetesimals. When the mass of a protoplanet is of order of 10-20 terrestrial masses it can gravitationally capture gas-rich disk, thus producing Jovian-type planets. Protoplanetary disk is expected to lose its gas component in the first 10 Myr leaving a disk formed essentially by dust and planetesimals.

Gas-free agglomeration of planetesimals into an environment of Jovian planets makes dust evolution more complex. Due to energetic collisions between planetesimals it is produce a new generation of fine dust forming what is called a debris disk which can be maintained up to very large ages, even Gyr. For instance, it is clear our lack of knowledge of planetary formation in debris disk.

For our purposes, we assumed that large planets observed close to their parent stars actually formed at larger distances but migrated inward due to lose energy and excess energy used to disperse the planetesimals (Murray et al. 1998). A detailed description of the planet migration used in this work is presented in Winter et al. (2007). In that work was considered a forced internal migration of a planet interacting with supposed planetesimals disk. Several possibilities were considered with respect to the planet eccentricities, migration rates and mass. A more general result from Winter et al. (2007) is that 2:1 mean motion resonance is the main mechanism to drive planetesimals to the surface of the star. This mechanism essentially works for slow migration rates ($\tau = 10^5 - 10^6$ yr) and low planet eccentricities.

In order to construct a rocky disk model valid for ages equal or larger than 10 Myr, several considerations must be taken. This disk containing a planetesimals distribution can be modeled using for instance the knowledge obtained from a solar primeval nebula. Based on Lodders (2003), in Table 5 we present the distribution of the most important and more abundant rock-forming elements. We indicate the type of elements (from highly refractory up to highly volatile), their proper elements, their interval of condensation temperature and finally, their semi-major axis dis-

tribution (in AU) with respect to a central solar type star whose radial thermal distribution is valid for an age greater than 10 Myr.

For simplicity, we constructed an inner disk (inside of 5 AU) formed by three zones; a **refractory** zone *R* for particles (planetesimals) between 0.03 and 0.1 AU, an **intermediate** zone *I* for particles between 0.1 and 1.56 AU and a zone of **volatiles** particles *V* between 1.56 and 4.5 AU.

In reality the situation must be much more complex. In fact, due to the probable presence of nebular turbulence and dust migration in the earlier nebular stages, a radial mixture is expected. If zone *R* contains essentially the pure refractory elements, zone *I* must contain a real mixture of elements. An example of this mixture in zone *I*, is the presence of Troilite (FeS) at 0.15 AU with a T_c of ~ 700 K Lodders (2003). Also at this distance, an important condensation of pure Fe grains and a mild condensation of pure C can occur (Wehrstedt & Gail 2002). The zone *I* also contains the internal end of the migration condensation front of H₂O particles at ~ 0.8 AU coming from the external zones of the disk (Davis 2005). In summary, we can consider that zone *I* contains planetesimals composed of a mixture of refractory type grains and volatile ices. The zone *V* is characterized by highly volatile elements only.

4.2. (b) The planet migration

In the present study we numerically integrated the systems CoRoT-Exo-2, CoRoT-Exo-3 and CoRoT-Exo-4, within the framework of the circular restricted three-body problem, star-planet-planetesimals. The orbital and physical parameters for these stars are listed in Table 6. The planet is set initially with semi-major axis $a_P = 5$ AU and eccentricity $e_P = 0.0$. The planet is forced to migrate inward up its current position, with constant speed in a time-scale τ . It was assumed that the planetesimals disk is composed of 1000 test massless particles moving around the star on initially distributed random circular orbits with semi-major axis between 0.03 AU and 4.5 AU.

The numerical SWIFT code (Levison & Duncan 1994) was used. The integrator is based on the MVS method developed by Wisdom & Holman (1991). The numeric simulations were made for time-scales of 10^3 , 10^4 and 10^5 years. The integration for each particle was interrupted whenever one of the situations occurred: (i) collision between the planetesimal and the planet: when the planetesimal gets closer than 1.2 planet's radius

Table 5. Most important and more abundant rock-forming elements (from Lodders (2003))

Type of element	Element	T_c (°K)	a (AU)
Refractory	Ca, Al, Ti	1650 - 1360	0.03 - 0.04
Common	Fe, Si, Mg	1360 - 1290	0.04 - 0.046
Moderately Volatile	P	1290 - 704	0.046 - 0.15
Volatile	S	704 - 371	0.15 - 0.48
Highly Volatile	H, C, N, O + He, Ne, Ar	< 371	0.48 - < 5

Table 6. The orbital and physical parameters for the sellar systems CoRoT-Exo-2, CoRoT-Exo-3 and CoRoT-Exo-4

Parameter	CoRoT-Exo-2	CoRoT-Exo-3	CoRoT-Exo-4
M_{star} (M_{\odot})	0.97	1.37	1.16
M_{planet} ($M_{Jupiter}$)	3.31	21.66	0.72
Semi-major axis (AU)	0.03	0.057	0.09
Eccentricity	0.0	0.0	0.0

from the planet; (ii) collision between the planetesimal and the star: when the planetesimal gets closer than 2.5 star radius from the star; (iii) ejection from the system: when the planetesimal reaches more than 50 AU from the star.

5. Results and conclusions

In Figure 1, we present one of the main results of this work. This refers to the relative distribution of the abundances of refractory, intermediate and volatile elements as a function of their condensation temperatures for four CoRoT-Exo stars. A flat distribution is the rule for all of them, even if CoRoT-Exo-3a presents a slight tendency to display a positive gradient. Clearly, a better determination of this gradient would be obtained if a complete collection of abundances of the highly volatile CNO elements was at hand. In any case, we note also the importance to dispose of measurements of the volatile S and Zn elements.

Concerning the metallic abundances of CoRoT-Exo 2a and 4a derived in this work, we found that the metallicity of CoRoT-Exo 4a is somewhat larger than that proposed by Bouchy et al. (2008), hence confirming a mild metallic excess. A comparison of the stellar parameters we found, with those of the literature for CoRoT-Exo 2a and 4a is shown in Table 3.

CoRoT-Exo-2a star deserves a special attention due to its important stellar activity and youth indicators represented respectively by the Ca II H and K lines (Figure 3) and its Li resonance line (Figure 2) that are in high contrast with those of the older 1 Gyr star CoRoT-Exo-4a (Moutou et al. 2008), characterized by the absence of these features. This age can be obtained by means of the equivalent width (EW) and abundance of Li. This can be done by using diagrams of these Li values in function of the T_{eff} values. By placing its measured EW of 124 mÅ we found, using the diagrams presented by Torres et al. (2006, 2008), that this star falls in the lower dispersion limit of the Li abundances found for the members of the Pleiades cluster, with an age of 119 \pm 20 Myr (Ortega et al. 2007). By using its Li abundance as found here of 2.6, we also found the same position in the diagrams of Torres et al. (2006) and da Silva et al. (2009). Considering all these matches, we infer an age of 120 Myr for CoRoT-Exo-2a. Bouchy et al. (2008) proposed an age of < 500 Myr for this star.

Our simulations of a planetary migration into an internal disk composed of differentiated particles (planetesimals) characterized by refractory, intermediate and volatile properties and applied to three CoRoT-Exo systems, present similar results as those found in Winter et al. (2009) for other type of SWP. The accretion shows large and similar contributions of *I* and *V* particles and a very small contribution of pure refractory elements as presented in Figure 4. In other words, accretion is mainly “cool” and “warm” and not “hot” as largely mentioned in the literature. Because zone *I* contains a mixture of chemical properties, principally containing the common elements as Fe, both intermediate and volatile, contributions produce a flat elemental abundances versus T_c distributions as is the case of the observed three CoRoT systems considered here.

The discussed type of migration, represents real situations in the case of CoRoT-Exo systems 2, 3 and 4 ? This is not the case of, at least systems 2 and 3, where unrealistic large disk masses are necessary to bring the planets to their observed final distances in respect to the star (Adams & Laughlin 2003). System 3 can be considered an exception. A different migration of type II in a disk containing gas (Papaloizou & Terquem 2006; Armitage 2007) has to be invoked for case of CoRoT-Exo 2. CoRoT-Exo system 3 is particularly difficult and could represent

a challenge to migration theories. If this planetary body, with an exceptionally large mass of 21.66 M_J is a real planet and not a brown dwarf, a type II migration study must first avoid the collision of the planet with the star due to the large planetary eccentric developed orbits which is the case, at least, for a \sim 10 M_J (Rice et al. 2008). These authors mention that if the disk gas dissipates quickly, the eccentric orbits of these massive planets could eventually be after tidally circularized (Ford & Rasio 2006). Is this the case of CoRoT-Exo system 3 ?

CoRoT-Exo system 4 with a planet of 0.72 M_J , also requires a primeval larger total disk mass of \sim 0.2 M_\odot . Even if it is an extreme case, it could be acceptable for a star of 1.2 M_\odot . Nevertheless, our simulations indicate that for this case only a very rapid migration of 1000 yr can produce, if realized in the first 20-30 Myr, where the stellar convective layer attains for the first time its minimum configuration (Ford et al. 1999), a metal enhancement as observed of $[I/H] \sim 0.1$. This could also be possible in principle, for the even smaller planet with 0.467 M_J of CoRoT-Exo-5a Rauer et al. (2009).

Acknowledgements. Part of this work was supported by CAPES, CNPq and FAPESP.

References

- Adams, F. C. & Laughlin, G. 2003, *Icarus*, 163, 290
Aigrain, S., Collier Cameron, A., Ollivier, M., et al. 2008, *A&A*, 488, L43
Alonso, R., Auvergne, M., Baglin, A., et al. 2008, *A&A*, 482, L21
Anders, E. & Grevesse, N. 1989, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 53, 197
Armitage, P. J. 2007, *ApJ*, 665, 1381
Asplund, M., Grevesse, N., & Sauval, A. J. 2005, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 336, *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, ed. T. G. Barnes, III & F. N. Bash, 25–+
Biemont, E. & Godefroid, M. 1980, *A&A*, 84, 361
Boesgaard, A. M., Armengaud, E., King, J. R., Deliyannis, C. P., & Stephens, A. 2004, *ApJ*, 613, 1202
Bouchy, F., Queloz, D., Deleuil, M., et al. 2008, *A&A*, 482, L25
Cochran, W. D., Endl, M., Wittenmyer, R. A., & Bean, J. L. 2007, *ApJ*, 665, 1407
da Silva, L., Torres, C., de La Reza, R., Melo, C., & Sterzik, M. 2009, *A&A*, submitted
Davis, S. S. 2005, *ApJ*, 620, 994
Deleuil, M., Deeg, H. J., Alonso, R., et al. 2008a, *A&A*, 491, 889
Deleuil, M., Deeg, H. J., Alonso, R., et al. 2008b, *A&A*, 491, 889
Depagne, E., Hill, V., Spite, M., et al. 2002, *A&A*
Drake, J. J. & Smith, G. 1991, *MNRAS*, 250, 89
Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., et al. 1993, *A&A*, 275, 101
Ford, E. B. & Rasio, F. A. 2006, *ApJ*, 638, L45
Ford, E. B., Rasio, F. A., & Sills, A. 1999, *ApJ*, 514, 411
Gilli, G., Israelian, G., Ecuivillon, A., Santos, N. C., & Mayor, M. 2006, *A&A*, 449, 723
Gonzalez, G. 1997, *MNRAS*, 285, 403
Gonzalez, G. 2003, *Reviews of Modern Physics*, 75, 101
Gonzalez, G. 2006, *PASP*, 118, 1494
Gratton, R. G. & Sneden, C. 1988, *A&A*, 204, 193
Hobbs, L. M., Thorburn, J. A., & Rebull, L. M. 1999, *ApJ*, 523, 797
Kaufer, A., Stahl, O., Tubbesing, S., et al. 1999, *The Messenger*, 95, 8
Kupka, F., Piskunov, N., Ryabchikova, T. A., Stempels, H. C., & Weiss, W. W. 1999, *A&AS*, 138, 119
Kurucz, R. L. 1993, *VizieR Online Data Catalog*, 6039, 0
Lambert, D. L., Heath, J. E., Lemke, M., & Drake, J. 1996, *ApJS*, 103, 183
Levison, H. F. & Duncan, M. J. 1994, *Icarus*, 108, 18
Lodders, K. 2003, *ApJ*, 591, 1220
Martin, G. A., Fhur, J. R., & Wiese, W. 1988, *Phys. Chem. Ref. Data*, 17, Suppl. 3
Moutou, C., Bruntt, H., Guillot, T., et al. 2008, *A&A*, 488, L47
Murray, N., Hansen, B., Holman, M., & Tremaine, S. 1998, *Science*, 279, 69
Ortega, V. G., Jilinski, E., de La Reza, R., & Bazzanella, B. 2007, *MNRAS*, 377, 441
Papaloizou, J. C. B. & Terquem, C. 2006, *Reports on Progress in Physics*, 69, 119
Pasquini, L., Döllinger, M. P., Weiss, A., et al. 2007, *A&A*, 473, 979

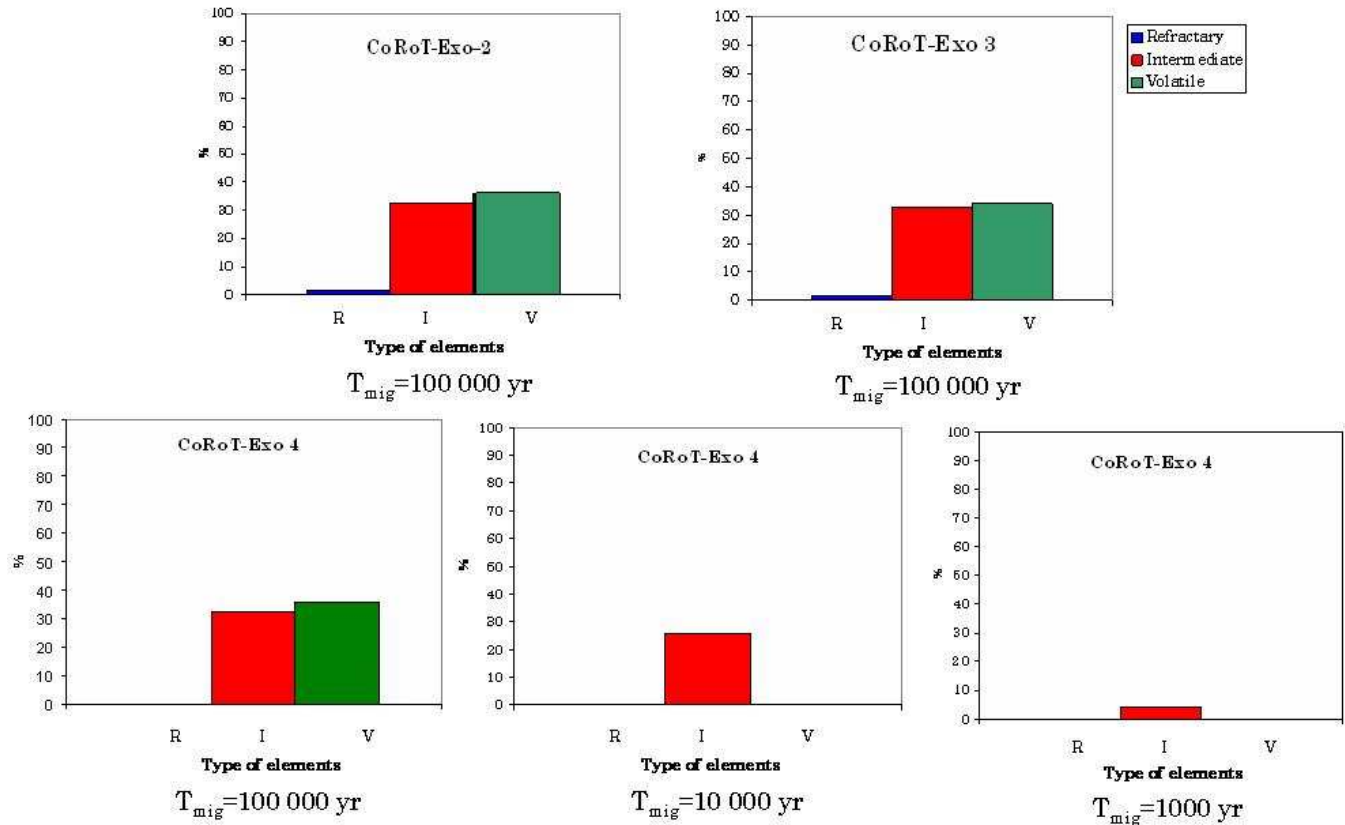


Fig. 4. Partial fractions of stellar accreting refractory (R), intermediate (I) and volatile (V) rich planetesimals calculated for the following parameters: CoRoT-Exo 2 ($M_{\text{star}}=0.97 M_{\odot}$, $M_{\text{planet}}=3.31 M_J$, $a=0.03$ AU, $e=0.0$); CoRoT-Exo 3 ($M_{\text{star}}=1.37 M_{\odot}$, $M_{\text{planet}}=21.66 M_J$, $a=0.057$ AU, $e=0.0$); CoRoT-Exo 4 ($M_{\text{star}}=1.16 M_{\odot}$, $M_{\text{planet}}=0.72 M_J$, $a=0.09$ AU, $e=0.0$).

Piskunov, N. E., Kupka, F., Ryabchikova, T. A., Weiss, W. W., & Jeffery, C. S. 1995, A&AS, 112, 525
 Rauer, H., Queloz, D., Csizmandia, S., et al. 2009, A&A, submitted
 Reddy, B. E., Tomkin, J., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2003, MNRAS, 340, 304
 Rice, W. K. M., Armitage, P. J., & Hogg, D. F. 2008, MNRAS, 384, 1242
 Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2001, A&A, 373, 1019
 Shen, Z.-X., Liu, X.-W., Zhang, H.-W., Jones, B., & Lin, D. N. C. 2007, ApJ, 660, 712
 Smith, G., Edvardsson, B., & Frisk, U. 1986, A&A, 165, 126
 Smith, V. V., Cunha, K., & Lazzaro, D. 2001, AJ, 121, 3207
 Smith, V. V., Lambert, D. L., & Nissen, P. E. 1998, ApJ, 506, 405
 Sneden, C. A. 1973, PhD thesis, AA(THE UNIVERSITY OF TEXAS AT AUSTIN.)
 Takeda, Y. 2003, A&A, 402, 343
 Torres, C. A. O., Quast, G. R., da Silva, L., et al. 2006, A&A, 460, 695
 Torres, C. A. O., Quast, G. R., Melo, C. H. F., & Sterzik, M. F. 2008, ArXiv e-prints
 Wehrstedt, M. & Gail, H.-P. 2002, A&A, 385, 181
 Wiese, W. L., Smith, M. W., & Miles, B. M. 1969, Atomic transition probabilities. Vol. 2: Sodium through Calcium. A critical data compilation (NSRDS-NBS, Washington, D.C.: US Department of Commerce, National Bureau of Standards, —c 1969)
 Winter, O., de la Reza, R., Domingos, R., & Chavero, C. 2009, in progress
 Winter, O. C., de La Reza, R., Domingos, R. C., Boldrin, L. A. G., & Chavero, C. 2007, MNRAS, 378, 1418
 Wisdom, J. & Holman, M. 1991, AJ, 102, 1528

‘CoRoT-Exo-4’ on page 5
 ‘CoRoT-Exo-2’ on page 5
 ‘CoRoT-Exo-4’ on page 5
 ‘CoRoT-Exo-3’ on page 5
 ‘CoRoT-Exo-5’ on page 5

List of Objects

‘CoRoT-Exo-2’ on page 5

Capítulo 7

Conclusões Gerais

Abordamos em esta tese dois aspectos relacionados com a evolução de discos em volta de estrelas de baixa massa. Um deles se ocupa de um extenso intervalo de tempo da evolução, que vai desde 3 Ma até 7000 Ma, e procura uma visão global da evolução dos discos desde a etapa protoplanetária até o fim da etapa *debris*. O segundo aspecto é mais relacionado com um período curto de 20–30 Ma e procura um eventual mecanismo de enriquecimento metálico das estrelas centrais a partir de um disco formado por planetesimais (sem gás). Aqui, planetesimais seriam bombardeados na estrela por efeitos de uma migração interna de um planeta tipo joviano. Esta migração produz um efeito destrutivo no disco. Finalmente, juntando ambas direções de pesquisa, podemos explicar porque as estrelas centrais dos discos *debris* (citando as referencias originais de Chavero et al. (2006) e Greaves et al. (2006)) têm uma distribuição de metalicidades normal e muito diferente de aquela das estrelas com planetas gigantes, as quais apresentam um claro excesso de metalicidade. A seguir, detalhamos os resultados mais relevantes desta tese.

- Apresentamos primeiramente os resultados mais importantes da evolução global dos discos mostrados no capítulo 4. Para esta pesquisa encontramos e utilizamos um único diagrama construído a partir dos fluxos em 12, 24 e 70 μm , observados principalmente pelo satélite Spitzer. Neste diagrama cor–cor utilizamos razões de fluxos (o diagrama é então independente das distâncias) usando índices [70 – 24] vs. [24 – 12]. Encontramos uma evidência clara de uma direção evolutiva geral. Partimos dos discos primordiais ou protoplanetários, ricos em gás, representados por estrelas de tipo T Tauri clássicas com idades de ~ 3 Ma, atingindo os discos de tipo *debris* formados essencialmente por material sólido (poeira de segunda geração e corpos maiores).
- Encontramos a existência de uma maior dispersão de fontes (pontos) no diagrama nos objetos mais jovens, traduzindo o fato que a evolução nesta etapa ini-

cial é muito rápida. Esta dispersão vai diminuindo com o tempo, alcançando seu mínimo nas últimas etapas da evolução dos discos *debris* caracterizada por uma evolução lenta. Notamos que esta dispersão inicial mostra uma região onde alguns discos protoplanetários estão misturados com os discos *debris* mais jovens. Interpretamos esta região como uma zona de transição, é dizer, uma “ponte” transitória entre ambas populações. Conseguimos datar esta passagem entre 6 e 11 Ma. Isto foi possível graças ao fato que alguns objetos desta “ponte” são membros de associações ou grupos coevos, que dispõem de idades mais precisas determinadas mediante o cálculo em 3D de órbitas no passado usando técnicas da dinâmica Galáctica. Alguns destes objetos de tipo *debris*, especialmente na etapa terminal desta transição, apresentam medidas diretas nos discos de uma quantidade residual de gás, caracterizando claramente seu estado terminal. Esta etapa transicional muito pouco conhecida é de fato muito provocativa e de atualidade no que concerne seu estudo futuro. Detectar estes tipos de objeto significa detectar o crescimento dos grãos da poeira primordial levando a formação dos primeiros corpos sólidos maiores, característicos da fase protoplanetária, e também das primeiras colisões destes corpos caracterizando o início da fase *debris*. Tudo isto acontece dentro dos primeiros 10 Ma, etapa na qual o gás dos discos esta sendo esvaziado.

- Para a fase propriamente *debris* utilizamos primeiramente a coleção completa dos 21 discos *debris* resolvidos espacialmente conhecidos até hoje. A distribuição destes discos, para os quais discutimos suas idades e características individuais, foram suficientes para determinar uma evidente seqüência temporal entre ~ 8 e 7000 Ma. A esta distribuição, adicionamos uma quantidade de candidatos a discos *debris* (não resolvidos), mostrando que eles seguem bem e completam a seqüência dos discos resolvidos. Esta superposição nos permitiu de selecionar candidatos jovens interessantes para ser observados com técnicas apropriadas para serem resolvidos espacialmente.
- Para entender esta fase *debris*, calculamos a transferência radiativa destes discos com o objetivo de reproduzir uma evolução temporal destes discos, calculando os fluxos em 12, 24 e 70 μm e representar-los na mesma forma que os diagramas observacionais. Tendo como objetivo delinear uma evolução global, usamos, na medida do possível, as mesmas propriedades dos grãos como: tamanho, composição química e lei de densidade. O parâmetro evolutivo escolhido foi o aumento gradativo imposto ao raio interno dos discos, mantendo o raio externo fixo. Assim, a evolução é feita desde a parte interna até a parte externa do disco. Conseguimos seqüências teóricas para diferentes estrelas centrais de tipos A, F, G, K e M, que de fato, representam as estrelas *debris* observadas. Usando di-

ferentes temperaturas das estrelas centrais, estamos em realidade considerando estrelas e conseqüentemente, discos com massas diferentes.

- Uma vez conseguidas estas seqüências (diferentes) típicas, calculamos a emissão característica de cada disco em particular, usando seus dados como T_{eff} , luminosidade, raio interno e externo observados. O objetivo é encontrar o *locus* onde cada disco entra aproximativamente nesta seqüência evolutiva teórica. Este *locus* está em realidade, dado pelo ajuste do raio interno observado com aquele variável do modelo. Assim conseguimos, com este acordo entre a teoria e a observação, representar no diagrama citado o que seria a evolução mais realista dos discos *debris*.
- Qualitativamente e quantitativamente esta evolução, vista com as radiações até $70 \mu\text{m}$ significa que o esvaziamento da poeira fina emitindo em $24 \mu\text{m}$ nas regiões do disco próximas a estrela e durante os primeiros ~ 200 Ma, domina a evolução destes discos. Isto produzia um aumento inicial observado do índice $[70 - 24]$. Depois de 200 Ma até de ~ 7000 Ma, os discos começam a esvaziar a poeira das regiões mais afastadas e frias do disco que emitem em $70 \mu\text{m}$, caracterizado pela diminuição do índice $[70 - 24]$ nos diagramas. Teríamos assim uma primeira etapa rápida e uma segunda muito lenta. Destacamos que nossa análise se limita até $70 \mu\text{m}$, mas radiações na fase sub-milimétrica podem ser previstas para explorar zonas eventualmente ainda mais frias e afastadas do disco que poderão ser sistematicamente medidas pelo futuro Observatório Hershell.
- Encontramos nesta pesquisa um resultado original no que se refere aos discos em volta das estrelas M e que explicaria porque as recentes pesquisas de mais discos em volta destas estrelas não tiveram sucesso. Nossas curvas evolutivas para estas estrelas são mais baixas e curtas, indicando uma dissipação rápida das pequenas zonas do disco, emitindo em 24 e $70 \mu\text{m}$. Assim, discos mais velhos que 11 Ma mostrariam excessos em $70 \mu\text{m}$ muito pequenos e difíceis de serem detectados.
- Na visão anterior nos faltou caracterizar os aspectos físicos relacionados com este esvaziamento. Para isto fizemos apelo aos modelos teóricos colisionais da literatura (principalmente Kenyon & Bromley (2008)). O acordo de nossos diagramas, tanto de um trabalho como do outro, mostrou que a evolução do disco de dentro para fora é controlada por colisões de corpos maiores entre 1 e 10 quilômetros (planetesimais), também de dentro para fora produzindo a poeira fina observada.
- No capítulo 5 vimos o problema das metalicidades das estrelas centrais dos

discos *debris*. Para isto realizamos observações espectrais de estrelas *debris* com o espectrógrafo FEROS no telescópio de 2.2 m do ESO. As medidas destas abundâncias confirmaram resultados anteriores mostrando uma distribuição normal muito diferente das estrelas com planetas do tipo Júpiter. Graças ao nosso diagrama no IV que permite de caracterizar qualitativamente as idades das fontes, ou seja neste caso das estrelas *debris*, nos permitiu, examinar se existiria uma tendência das abundâncias com a idade. Nenhuma correlação foi encontrada.

- No capítulo 6 vimos alguns estudos feitos em colaboração. Referente a presença de planetas em estrelas gigantes Pasquini et al. (2007), encontramos aqui que estas estrelas não teriam uma afinidade com a metalicidade como é no caso conhecido das estrelas anãs da seqüência principal. Em Winter et al. (2007) estudamos mediante simulações numéricas um mecanismo possível de contaminação metálica das estrelas com planetas. Aqui, uma migração interna forçada de um planeta joviano com varias velocidades de migração e excentricidades, num disco formado de 1000 partículas sem massa (planetesimais), provocaria a injeção destas partículas na estrela central. Estas seriam provenientes principalmente da captura delas na ressonância 2:1. Se estas estariam formadas principalmente de Fe e esta migração, acontecer nos primeiros 20 - 30 Ma, quando as camadas convectivas da estrela adquirem sua forma mínima pela primeira vez, poderiam explicar o excesso de metalicidade das estrelas com planeta do tipo “Júpiter quente”.
- Em Winter et al. (2009) e de la Reza & et al. (2009) estamos explorando uma nova visão desta acreção por planetesimais identificando o lugar de proveniência deles no disco. Tomando como base a distribuição dos principais elementos abundantes que formam rochas num disco solar primitivo (Lodders, 2003) pudemos assim diferenciar se trata-se de planetesimais ricos em elementos altamente refratários, como o Ca, intermediários onde se encontra o Fe ou altamente voláteis como o CNO. A diferença da literatura que considera (sem provar) que a acreção é “quente” ou seja, privilegiando a acreção dos elementos refratários, estas simulações estariam mostrando o contrário, que as contribuições dos elementos intermediários e voláteis são similares e maiores. Isto resultaria em gradientes nulos da distribuição relativa das abundâncias em função das temperaturas de condensação. Este gradiente nulo, que foi utilizado como argumento contra a existência dos mecanismos de contaminação metálica por acreção aparece aqui como um resultado natural desta acreção.
- Aplicamos esta última metodologia as estrelas com planetas descobertas pelo

satélite CoRoT Chavero et al. (2009); de la Reza & et al. (2009). Para isto, obtivemos espectros FEROS de duas estrelas fracas CoRoT-Exo-2a e CoRoT-Exo-4a o qual nos permitiu de determinar seus gradientes entre elementos voláteis, intermediários e refratários. Juntando com outras duas estrelas com planetas CoRoT-Exo-3a e CoRoT-Exo-5a analisadas na literatura, determinamos que os gradientes são em geral nulos para todas as estrelas CoRoT. As simulações da acreção diferenciada são do tipo mencionado antes e similares a aquelas aplicadas a outras estrelas com planetas em Winter et al. (2009). No entanto, mostramos que este tipo de acreção não pode ser aplicada aos casos CoRoT 2 e 3 com planetas de alta massa, devido a excessiva massa do disco necessária para realizar tais migrações próximas das estrelas. Este não seria o caso para os sistemas CoRoT 4 e 5 que tem planetas menores que a massa de Júpiter.

- O novo valor da metalicidade para CoRoT-Exo-4a obtida por nós, confirma o único caso entre as estrelas CoRoT-Exo com um moderado excesso de metalicidade. Respeito a estrela CoRoT-Exo-2a, ela é a única apresentando características de atividade e juventude através das linhas de Ca II H e K e uma linha intermediária de Li a 6708 Å. A literatura tinha proposto uma idade de menos de 500 Ma para esta estrela. Usando diagramas do Li em função das temperaturas para varias associações e aglomerados estudados no *survey* SACY e a largura equivalente de Li derivamos para esta estrelas uma idade de 120 Ma .
- Finalmente, juntando tudo o que foi apresentado anteriormente, podemos conjecturar sobre uma explicação das diferentes distribuições encontradas entre as estrelas com discos *debris* e aquelas com planetas gasosos. Nos poucos casos em que foram descobertos planetas Jovianos em volta de estrelas *debris*, nenhum deles é do tipo “Júpiter quente” ou seja próximo da estrela. Poderíamos então pensar que nos discos *debris* não aconteceram tais migrações, as quase levam eventualmente a um enriquecimento, e também destroem parcialmente o disco. Assim os discos *debris*, preservados do efeito destrutivo da migração interna, seguiriam sua evolução tranquilamente. Nestes discos se formariam planetas menores do tipo Plutão (Kenyon & Bromley 2008) sucessivamente desde o interior até o exterior do disco. Ao mesmo tempo, estes planetas menores agitariam gravitacionalmente planetesimais em altas velocidades, provocando colisões em cascata, formando assim a poeira fina observada. Mas em nenhum caso produzindo uma contribuição metálica na estrela central.

Bibliografía

Alcalá, J. M., Spezzi, L., Chapman, N., et al. 2008, *ApJ*, 676, 427

Alexander, R. D., Clarke, C. J., & Pringle, J. E. 2006, *MNRAS*, 369, 229

Ardila, D. R., Golimowski, D. A., Krist, J. E., et al. 2004, *ApJ*, 617, L147

Armitage, P. J. 2007, *ArXiv Astrophysics e-prints*

Artymowicz, P. 2006, in *American Institute of Physics Conference Series*, Vol. 843, *Graduate School in Astronomy: X*, ed. S. Daflon, J. Alcaniz, E. Telles, & R. de la Reza, 3–34

Asplund, M., Grevesse, N., & Sauval, A. J. 2005, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 336, *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, ed. T. G. Barnes, III & F. N. Bash, 25–+

Aumann, H. H., Beichman, C. A., Gillett, F. C., et al. 1984, *ApJ*, 278, L23

Backman, D. & Gillett, F. C. 1987, in *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, Vol. 291, *Cool Stars, Stellar Systems and the Sun*, ed. J. L. Linsky & R. E. Stencel, 340–+

Backman, D. E., Dasgupta, A., & Stencel, R. E. 1995, *ApJ*, 450, L35+

Backman, D. E. & Paresce, F. 1993, in *Protostars and Planets III*, ed. E. H. Levy & J. I. Lunine, 1253–1304

Barrado y Navascues, D., Stauffer, J. R., Hartmann, L., & Balachandran, S. C. 1997, *ApJ*, 475, 313

Bazot, M., Vauclair, S., Bouchy, F., & Santos, N. C. 2005, *A&A*, 440, 615

Beichman, C. A., Bryden, G., Rieke, G. H., et al. 2005, *ApJ*, 622, 1160

- Beichman, C. A., Neugebauer, G., Habing, H. J., Clegg, P. E., & Chester, T. J., eds. 1988, *Infrared astronomical satellite (IRAS) catalogs and atlases. Volume 1: Explanatory supplement*
- Beichman, C. A., Tanner, A., Bryden, G., et al. 2006, *ApJ*, 639, 1166
- Bonfils, X., Delfosse, X., Udry, S., Forveille, T., & Naef, D. 2006, in *Tenth Anniversary of 51 Peg-b: Status of and prospects for hot Jupiter studies*, ed. L. Arnold, F. Bouchy, & C. Moutou, 111–118
- Boss, A. P. 1997, *Science*, 276, 1836
- Brown, T. M. 2003, *Nature*, 421, 488
- Bryden, G., Beichman, C. A., Trilling, D. E., et al. 2006, *ApJ*, 636, 1098
- Burrows, C. J., Stapelfeldt, K. R., Watson, A. M., et al. 1996, *ApJ*, 473, 437
- Butler, R. P. & Marcy, G. W. 1996, *ApJ*, 464, L153+
- Butler, R. P., Wright, J. T., Marcy, G. W., et al. 2006, *ApJ*, 646, 505
- Carpenter, J. M., Bouwman, J., Silverstone, M. D., et al. 2008, *ApJS*, 179, 423
- Carpenter, J. M., Mamajek, E. E., Hillenbrand, L. A., & Meyer, M. R. 2006, *ApJ*, 651, L49
- Carpenter, J. M., Wolf, S., Schreyer, K., Launhardt, R., & Henning, T. 2005, *AJ*, 129, 1049
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Dumas, C., et al. 2005, *A&A*, 438, L25
- Chavero, C., de la Reza, R., B., P. C., & N., D. 2009, *AJ*, a ser submetido
- Chavero, C., Gómez, M., Whitney, B. A., & Saffe, C. 2006, *A&A*, 452, 921
- Chen, C. H., Sargent, B. A., Bohac, C., et al. 2006, *ApJS*, 166, 351
- Cumming, A., Marcy, G. W., & Butler, R. P. 1999, *ApJ*, 526, 890
- de La Reza, R., Drake, N. A., & da Silva, L. 1996, *ApJ*, 456, L115+
- de la Reza, R. & et al. 2009, em preparacao
- de la Reza, R., Jilinski, E., & Ortega, V. G. 2006, *AJ*, 131, 2609

- de la Reza, R., Torres, C. A. O., Quast, G., Castilho, B. V., & Vieira, G. L. 1989, *ApJ*, 343, L61
- Decin, G., Dominik, C., Malfait, K., Mayor, M., & Waelkens, C. 2000, *A&A*, 357, 533
- Decin, G., Dominik, C., Waters, L. B. F. M., & Waelkens, C. 2003, *ApJ*, 598, 636
- Dermott, S. F., Kehoe, T. J. J., Durda, D. D., Grogan, K., & Nesvorný, D. 2002, in *ESA SP-500: Asteroids, Comets, and Meteors: ACM 2002*, ed. B. Warmbein, 319–322
- Di Folco, E., Thévenin, F., Kervella, P., et al. 2004, *A&A*, 426, 601
- Dominik, C. & Decin, G. 2003, *ApJ*, 598, 626
- Ecuivillon, A., Israelian, G., Pont, F., Santos, N. C., & Mayor, M. 2007, *A&A*, 461, 171
- Evans, N., Calvet, N., Cieza, L., et al. 2009, *ArXiv e-prints*
- Fernandez, J. A. & Ip, W.-H. 1984, *Icarus*, 58, 109
- Fischer, D. A. & Valenti, J. 2005, *ApJ*, 622, 1102
- Furlan, E., Sargent, B., Calvet, N., et al. 2007, *ApJ*, 664, 1176
- Gautier, III, T. N., Rebull, L. M., Stapelfeldt, K. R., & Mainzer, A. 2008, *ApJ*, 683, 813
- Gonzalez, G. 1997, *MNRAS*, 285, 403
- Gonzalez, G. 1998, *A&A*, 334, 221
- Gonzalez, G., Laws, C., Tyagi, S., & Reddy, B. E. 2001, *AJ*, 121, 432
- Gorlova, N., Rieke, G. H., Muzerolle, J., et al. 2006, *ApJ*, 649, 1028
- Gray, R. O., Corbally, C. J., Garrison, R. F., et al. 2006, *AJ*, 132, 161
- Greaves, J. S., Fischer, D. A., & Wyatt, M. C. 2006, *MNRAS*, 366, 283
- Greaves, J. S., Holland, W. S., Moriarty-Schieven, G., et al. 1998, *ApJ*, 506, L133
- Greaves, J. S., Mannings, V., & Holland, W. S. 2000, *Icarus*, 143, 155
- Greaves, J. S., Wyatt, M. C., Holland, W. S., & Dent, W. R. F. 2004, *MNRAS*, 351, L54

- Greenberg, J. M. 1998, *A&A*, 330, 375
- Gregorio-Hetem, J., Lepine, J. R. D., Quast, G. R., Torres, C. A. O., & de La Reza, R. 1992, *AJ*, 103, 549
- Habing, H. J., Dominik, C., Jourdain de Muizon, M., et al. 1999, *Nature*, 401, 456
- Habing, H. J., Dominik, C., Jourdain de Muizon, M., et al. 2001, *A&A*, 365, 545
- Harvey, P. M., Rebull, L. M., Brooke, T., et al. 2007, *ApJ*, 663, 1139
- Hatzes, A. P. 2008, *Physica Scripta Volume T*, 130, 014004
- Hatzes, A. P., Cochran, W. D., McArthur, B., et al. 2000, *ApJ*, 544, L145
- Hernández, J., Hartmann, L., Megeath, T., et al. 2007, *ApJ*, 662, 1067
- Hillenbrand, L. A. 2008, *Physica Scripta Volume T*
- Hillenbrand, L. A., Carpenter, J. M., Kim, J. S., et al. 2008, *ApJ*, 677, 630
- Hines, D. C., Backman, D. E., Bouwman, J., et al. 2006, *ApJ*, 638, 1070
- Hines, D. C., Schneider, G., Metchev, S. A., et al. 2007, in Proceedings of the conference In the Spirit of Bernard Lyot: The Direct Detection of Planets and Circumstellar Disks in the 21st Century. June 04 - 08, 2007. University of California, Berkeley, CA, USA. Edited by Paul Kalas., ed. P. Kalas
- Hogerheijde, M. 1998, PhD thesis, AA(Dept. of Astronomy, University of California, Campbell Hall, Berkeley, CA 94720, USA; [;EMAIL; michiel@strw.leidenuniv.nl](mailto:michiel@strw.leidenuniv.nl);/EMAIL;)
- Holland, W. S., Greaves, J. S., Zuckerman, B., et al. 1998, *Nature*, 392, 788
- Hughes, A. M., Wilner, D. J., Kamp, I., & Hogerheijde, M. R. 2008, *ApJ*, 681, 626
- Ida, S. & Lin, D. N. C. 2004, *ApJ*, 616, 567
- Israelian, G., Santos, N. C., Mayor, M., & Rebolo, R. 2001, *Nature*, 411, 163
- Israelian, G., Santos, N. C., Mayor, M., & Rebolo, R. 2003, *A&A*, 405, 753
- Jayawardhana, R., Hartmann, L., Fazio, G., et al. 1999, *ApJ*, 520, L41
- Jayawardhana, R., Holland, W. S., Kalas, P., et al. 2002, *ApJ*, 570, L93
- Jewitt, D., Moro-Martín, A., & Lacerda, P. 2008, ArXiv e-prints

- Jilinski, E., Ortega, V. G., & de la Reza, R. 2005, *ApJ*, 619, 945
- Johnson, J. A., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2007, *ApJ*, 670, 833
- Jura, M., Chen, C. H., Furlan, E., et al. 2004, *ApJS*, 154, 453
- Kalas, P. 2005a, *ApJ*, 635, L169
- Kalas, P. 2005b, *ApJ*, 635, L169
- Kalas, P., Duchene, G., Fitzgerald, M. P., & Graham, J. R. 2007a, *ApJ*, 671, L161
- Kalas, P., Fitzgerald, M. P., Clampin, M., et al. 2009, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 213, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 351.02–+
- Kalas, P., Fitzgerald, M. P., & Graham, J. R. 2007b, *ApJ*, 661, L85
- Kalas, P., Graham, J. R., Chiang, E., et al. 2008, *Science*, 322, 1345
- Kalas, P., Graham, J. R., & Clampin, M. 2005, *Nature*, 435, 1067
- Kalas, P., Graham, J. R., Clampin, M. C., & Fitzgerald, M. P. 2006, *ApJ*, 637, L57
- Kalas, P. & Jewitt, D. 1995, *AJ*, 110, 794
- Kalas, P., Liu, M. C., & Matthews, B. C. 2004, *Science*, 303, 1990
- Kastner, J. H., Zuckerman, B., Hily-Blant, P., & Forveille, T. 2008, *A&A*, 492, 469
- Kaufer, A., Stahl, O., Tubbesing, S., et al. 1999, *The Messenger*, 95, 8
- Kennedy, G. M. & Kenyon, S. J. 2009, *ArXiv e-prints*
- Kenyon, S. J. 2002, *PASP*, 114, 265
- Kenyon, S. J. & Bromley, B. C. 2008, *ApJS*, 179, 451
- Koerner, D. W., Backman, D., Ressler, M., & Werner, M. 1998, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, 896–+
- Krist, J. 2007, in *In the Spirit of Bernard Lyot: The Direct Detection of Planets and Circumstellar Disks in the 21st Century*, ed. P. Kalas
- Krist, J., Golimowski, D., Stapelfeldt, K., et al. 2005, in *Protostars and Planets V*, 8411–+

- Kurucz, R. L. 1993, *VizieR Online Data Catalog*, 6039, 0
- Lachaume, R., Dominik, C., Lanz, T., & Habing, H. J. 1999, *A&A*, 348, 897
- Lagrange, A.-M., Beust, H., Mouillet, D., et al. 1998, *A&A*, 330, 1091
- Lambert, D. L., Heath, J. E., Lemke, M., & Drake, J. 1996, *ApJS*, 103, 183
- Laughlin, G. & Adams, F. C. 1997, *ApJ*, 491, L51+
- Laureijs, R. J., Jourdain de Muizon, M., Leech, K., et al. 2002, *A&A*, 387, 285
- Lin, D. N. C., Bodenheimer, P., & Richardson, D. C. 1996, *Nature*, 380, 606
- Liou, J.-C. & Zook, H. A. 1999, *AJ*, 118, 580
- Lisse, C., Schultz, A., Fernandez, Y., et al. 2002, *ApJ*, 570, 779
- Liu, M. C., Matthews, B. C., Williams, J. P., & Kalas, P. G. 2004, *ApJ*, 608, 526
- Lodders, K. 2003, *ApJ*, 591, 1220
- Lovis, C., Mayor, M., Pepe, F., et al. 2006, *Nature*, 441, 305
- Low, F. J., Smith, P. S., Werner, M., et al. 2005, *ApJ*, 631, 1170
- Lynden-Bell, D. & Pringle, J. E. 1974, *MNRAS*, 168, 603
- Mamajek, E. E., Meyer, M. R., Hinz, P. M., et al. 2004, *ApJ*, 612, 496
- Mamajek, E. E., Meyer, M. R., & Liebert, J. 2002, *AJ*, 124, 1670
- Marcy, G. W. & Butler, R. P. 1996, *ApJ*, 464, L147+
- Matthews, B. C., Kalas, P. G., & Wyatt, M. C. 2007a, *ApJ*, 663, 1103
- Matthews, B. C., Kalas, P. G., & Wyatt, M. C. 2007b, *ApJ*, 663, 1103
- Mayor, M. & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355
- Merín, B., Jørgensen, J., Spezzi, L., et al. 2008, *ApJS*, 177, 551
- Metchev, S. A., Eisner, J. A., Hillenbrand, L. A., & Wolf, S. 2005, *ApJ*, 622, 451
- Meyer, M. R., Carpenter, J. M., Mamajek, E. E., et al. 2008, *ApJ*, 673, L181
- Meyer, M. R., Hillenbrand, L. A., Backman, D., et al. 2007, *ArXiv Astrophysics e-prints*

- Moerchen, M. M., Telesco, C. M., Packham, C., & Kehoe, T. J. J. 2007, *ApJ*, 655, L109
- Moór, A., Ábrahám, P., Derekas, A., et al. 2006, *ApJ*, 644, 525
- Moro-Martín, A., Carpenter, J. M., Meyer, M. R., et al. 2007, *ApJ*, 658, 1312
- Moro-Martín, A., Wyatt, M. C., Malhotra, R., & Trilling, D. E. 2008, *Extrasolar Kuiper Belt Dust Disks (The Solar System Beyond Neptune)*, 465–480
- Moshir, M. 1989, *IRAS Faint Source Survey, Explanatory supplement version 1 and tape (Pasadena: Infrared Processing and Analysis Center, California Institute of Technology, 1989, edited by Moshir, M.)*
- Murray, N. & Chaboyer, B. 2002, *ApJ*, 566, 442
- Naef, D., Mayor, M., Beuzit, J. L., et al. 2004, *A&A*, 414, 351
- Nesvorný, D., Bottke, W. F., Levison, H. F., & Dones, L. 2003, *ApJ*, 591, 486
- Neuhäuser, R., Guenther, E. W., Wuchterl, G., et al. 2005, *A&A*, 435, L13
- Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al. 2004, *A&A*, 418, 989
- Ortega, V. G., de la Reza, R., Jilinski, E., & Bazzanella, B. 2004, *ApJ*, 609, 243
- Ortega, V. G., Jilinski, E., de la Reza, R., & Bazzanella, B. 2009, *ArXiv e-prints*
- Padgett, D. L., Brandner, W., Stapelfeldt, K. R., et al. 1999, *AJ*, 117, 1490
- Padgett, D. L., Cieza, L., Stapelfeldt, K. R., et al. 2006, *ApJ*, 645, 1283
- Papaloizou, J. & Lin, D. N. C. 1984, *ApJ*, 285, 818
- Pasquini, L., Döllinger, M. P., Weiss, A., et al. 2007, *A&A*, 473, 979
- Perryman, M. A. C. 2000, *Reports on Progress in Physics*, 63, 1209
- Peterson, D. M., Hummel, C. A., Pauls, T. A., et al. 2006, *Nature*, 440, 896
- Pinsonneault, M. H., DePoy, D. L., & Coffee, M. 2001, *ApJ*, 556, L59
- Plavchan, P., Jura, M., & Lipsy, S. J. 2005, *ApJ*, 631, 1161
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, *Icarus*, 124, 62
- Quast, G. R., Torres, C. A. O., de La Reza, R., da Silva, L., & Mayor, M. 2000, in *IAU Symposium, Vol. 200, IAU Symposium*, 28P–+

- Quillen, A. C. & Thorndike, S. 2002, *ApJ*, 578, L149
- Rasio, F. A. & Ford, E. B. 1996, *Science*, 274, 954
- Rebull, L. M., Stapelfeldt, K. R., Werner, M. W., et al. 2008, *ApJ*, 681, 1484
- Redfield, S. 2007, *ApJ*, 656, L97
- Reid, I. N. 2002, *PASP*, 114, 306
- Rhee, J. H., Song, I., Zuckerman, B., & McElwain, M. 2007, *ApJ*, 660, 1556
- Rieke, G. H., Su, K. Y. L., Stansberry, J. A., et al. 2005, *ApJ*, 620, 1010
- Rivera, E. J., Lissauer, J. J., Butler, R. P., et al. 2005, *ApJ*, 634, 625
- Sadakane, K., Ohkubo, M., Takeda, Y., et al. 2002, *PASJ*, 54, 911
- Saffe, C., Gómez, M., Pintado, O., & González, E. 2008, *A&A*, 490, 297
- Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2001, *A&A*, 373, 1019
- Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2004, *A&A*, 415, 1153
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., et al. 2005, *A&A*, 437, 1127
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., Rebolo, R., & Udry, S. 2003, *A&A*, 398, 363
- Schneider, G., Silverstone, M. D., & Hines, D. C. 2005, *ApJ*, 629, L117
- Schneider, G., Silverstone, M. D., Hines, D. C., et al. 2006, *ApJ*, 650, 414
- Silverstone, M. D. 2000, Ph.D. Thesis
- Silverstone, M. D., Meyer, M. R., Mamajek, E. E., et al. 2006, *ApJ*, 639, 1138
- Smith, B. A. & Terrile, R. J. 1984, *Science*, 226, 1421
- Smith, P. S., Hines, D. C., Low, F. J., et al. 2006, *ApJ*, 644, L125
- Smith, R., Churcher, L. J., Wyatt, M. C., Moerchen, M. M., & Telesco, C. M. 2009, *A&A*, 493, 299
- Smith, V. V., Cunha, K., & Lazzaro, D. 2001, *AJ*, 121, 3207
- Snedden, C. A. 1973, PhD thesis, AA(THE UNIVERSITY OF TEXAS AT AUSTIN.)

- Song, I., Caillault, J.-P., Barrado y Navascués, D., & Stauffer, J. R. 2001, *ApJ*, 546, 352
- Song, I., Zuckerman, B., & Bessell, M. S. 2004, *ApJ*, 614, L125
- Spangler, C., Sargent, A. I., Silverstone, M. D., Becklin, E. E., & Zuckerman, B. 2001, *ApJ*, 555, 932
- Stapelfeldt, K., Krist, J., Bryden, G., & Chen, C. 2007, in Proceedings of the conference In the Spirit of Bernard Lyot: The Direct Detection of Planets and Circumstellar Disks in the 21st Century. June 04 - 08, 2007. University of California, Berkeley, CA, USA. Edited by Paul Kalas., ed. P. Kalas, 47–+
- Stempels, H. C. & Gahm, G. F. 2004, *A&A*, 421, 1159
- Stern, S. A. 1996, *A&A*, 310, 999
- Su, K. Y. L., Rieke, G. H., Misselt, K. A., et al. 2005, *ApJ*, 628, 487
- Su, K. Y. L., Rieke, G. H., Stansberry, J. A., et al. 2006, *ApJ*, 653, 675
- Su, K. Y. L., Rieke, G. H., Stapelfeldt, K. R., et al. 2008, *ApJ*, 679, L125
- Telesco, C. M., Fisher, R. S., Wyatt, M. C., et al. 2005, *Nature*, 433, 133
- Thebault, P. & Augereau, J.-C. 2007, *ArXiv e-prints*, 706
- Thi, W. F., van Dishoeck, E. F., Blake, G. A., et al. 2001, *ApJ*, 561, 1074
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., da Silva, L., et al. 2006, *A&A*, 460, 695
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., Melo, C. H. F., & Sterzik, M. F. 2008, *ArXiv e-prints*
- Trilling, D. E., Bryden, G., Beichman, C. A., et al. 2008, *ApJ*, 674, 1086
- Udry, S., Mayor, M., Benz, W., et al. 2006, *A&A*, 447, 361
- Udry, S. & Santos, N. C. 2007, *ARA&A*, 45, 397
- Valenti, J. A. & Fischer, D. A. 2005, *ApJS*, 159, 141
- van der Veen, W. E. C. J. & Habing, H. J. 1988, *A&A*, 194, 125
- Wahhaj, Z., Koerner, D. W., & Sargent, A. I. 2007a, *ApJ*, 661, 368
- Wahhaj, Z., Koerner, D. W., & Sargent, A. I. 2007b, *ApJ*, 661, 368

- Williams, J. P. & Andrews, S. M. 2006, *ApJ*, 653, 1480
- Williams, J. P., Najita, J., Liu, M. C., et al. 2004, *ApJ*, 604, 414
- Winter, O., de la Reza, R., Domingos, R., & Chavero, C. 2009, in progress
- Winter, O. C., de La Reza, R., Domingos, R. C., Boldrin, L. A. G., & Chavero, C. 2007, *MNRAS*, 378, 1418
- Wolf, S. & Hillenbrand, L. A. 2005, *Computer Physics Communications*, 171, 208
- Wolszczan, A. & Frail, D. A. 1992, *Nature*, 355, 145
- Wyatt, M. C. 2003, *ApJ*, 598, 1321
- Wyatt, M. C. 2005, *A&A*, 433, 1007
- Wyatt, M. C. 2008, *ARA&A*, 46, 339
- Wyatt, M. C., Greaves, J. S., Dent, W. R. F., & Coulson, I. M. 2005, *ApJ*, 620, 492
- Wyatt, M. C., Smith, R., Greaves, J. S., et al. 2007a, *ApJ*, 658, 569
- Wyatt, M. C., Smith, R., Su, K. Y. L., et al. 2007b, *ApJ*, 663, 365
- Zuckerman, B. 2001, *ARA&A*, 39, 549
- Zuckerman, B., Forveille, T., & Kastner, J. H. 1995a, *Nature*, 373, 494
- Zuckerman, B., Forveille, T., & Kastner, J. H. 1995b, *Nature*, 373, 494
- Zuckerman, B. & Song, I. 2004a, *ApJ*, 603, 738
- Zuckerman, B. & Song, I. 2004b, *ARA&A*, 42, 685
- Zuckerman, B., Song, I., Bessell, M. S., & Webb, R. A. 2001, *ApJ*, 562, L87

Livros Grátis

(<http://www.livrosgratis.com.br>)

Milhares de Livros para Download:

[Baixar livros de Administração](#)

[Baixar livros de Agronomia](#)

[Baixar livros de Arquitetura](#)

[Baixar livros de Artes](#)

[Baixar livros de Astronomia](#)

[Baixar livros de Biologia Geral](#)

[Baixar livros de Ciência da Computação](#)

[Baixar livros de Ciência da Informação](#)

[Baixar livros de Ciência Política](#)

[Baixar livros de Ciências da Saúde](#)

[Baixar livros de Comunicação](#)

[Baixar livros do Conselho Nacional de Educação - CNE](#)

[Baixar livros de Defesa civil](#)

[Baixar livros de Direito](#)

[Baixar livros de Direitos humanos](#)

[Baixar livros de Economia](#)

[Baixar livros de Economia Doméstica](#)

[Baixar livros de Educação](#)

[Baixar livros de Educação - Trânsito](#)

[Baixar livros de Educação Física](#)

[Baixar livros de Engenharia Aeroespacial](#)

[Baixar livros de Farmácia](#)

[Baixar livros de Filosofia](#)

[Baixar livros de Física](#)

[Baixar livros de Geociências](#)

[Baixar livros de Geografia](#)

[Baixar livros de História](#)

[Baixar livros de Línguas](#)

[Baixar livros de Literatura](#)
[Baixar livros de Literatura de Cordel](#)
[Baixar livros de Literatura Infantil](#)
[Baixar livros de Matemática](#)
[Baixar livros de Medicina](#)
[Baixar livros de Medicina Veterinária](#)
[Baixar livros de Meio Ambiente](#)
[Baixar livros de Meteorologia](#)
[Baixar Monografias e TCC](#)
[Baixar livros Multidisciplinar](#)
[Baixar livros de Música](#)
[Baixar livros de Psicologia](#)
[Baixar livros de Química](#)
[Baixar livros de Saúde Coletiva](#)
[Baixar livros de Serviço Social](#)
[Baixar livros de Sociologia](#)
[Baixar livros de Teologia](#)
[Baixar livros de Trabalho](#)
[Baixar livros de Turismo](#)