

**ANÁLISE DE ESTRELAS NA FASE  
FINAL DA PRÉ-SEQÜÊNCIA  
PRINCIPAL**

Tese de Doutorado

Gustavo de Araujo Rojas

Orientadora : Jane Gregorio-Hetem

Universidade de São Paulo

Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas

Março de 2008

# **Livros Grátis**

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

Milhares de livros grátis para download.

## RESUMO

Foi realizado um estudo de abundâncias químicas para uma amostra de estrelas pré-seqüência principal (PSP) de baixa massa, previamente identificadas como estrelas T Tauri Fracas, que foram comparadas a membros das associações de Tucanae e Horologium. Buscando verificar se há algum padrão de abundâncias dentre as estrelas jovens nas diferentes fases evolutivas, foram selecionados objetos com idades na faixa de 1 a 100 milhões de anos, cobrindo a maior parte da evolução PSP.

Espectros ópticos de alta resolução foram obtidos no European Southern Observatory e Observatório do Pico dos Dias. Os parâmetros estelares fundamentais temperatura efetiva e gravidade foram calculados através dos equilíbrios de excitação e ionização das linhas de absorção de ferro. As abundâncias químicas foram obtidas através de cálculos de larguras equivalentes e síntese espectral. A maioria das estrelas da amostra estudada apresentou metalicidades dentro de 0,5 dex da metalicidade solar.

Foi desenvolvida uma classificação baseada na largura equivalente das linhas de Li I 6708 Å e H $\alpha$  e os tipos espectrais das estrelas estudadas. Essa classificação permitiu a separação da amostra em categorias que correspondem a diferentes fases evolutivas na PSP. A posição dessas estrelas no Diagrama H-R também foi inspecionada, visando estimar suas idades e massas.

Dentre os 46 objetos estudados, foi verificado que a amostra contém na verdade 6 estrelas T Tauri Fracas, 4 T Tauri Clássicas, 14 Pós-T Tauri, 13 estrelas Fe/Ge PSP, e 9 estrelas jovens da Seqüência Principal. Uma estimativa da luminosidade circunstelar foi obtida utilizando um modelo de disco, visando reproduzir a distribuição espectral de energia observada. A maior parte das estrelas apresenta níveis baixos de emissão circunstelar, correspondente a menos de 30% da emissão total.

## ABSTRACT

A study of chemical abundances was performed for a sample of low mass pre-main sequence (PMS) stars, previously identified as Weak-T Tauri stars, which are compared to members of the Tucanae and Horologium Associations. Aiming to verify if there is any pattern of abundances when comparing the young stars at different phases, we selected objects in the range from 1 Myr to 100 Myr, which covers most of PMS evolution.

High resolution optical spectra were obtained at European Southern Observatory and Observatório do Pico dos Dias. The stellar fundamental parameters effective temperature and gravity were calculated by excitation and ionization equilibria of Iron absorption lines. Chemical abundances were obtained via equivalent width calculations and spectral synthesis. Most of the studied sample show metallicities within 0,5 dex solar.

A classification was developed based on equivalent widths of Li I 6708 Å and H $\alpha$  lines and spectral types of the studied stars. This classification allowed a separation of the sample into categories that correspond to different evolutive stages in the PMS. The position of these stars in the H-R Diagram was also inspected in order to estimate their ages and masses.

Among the 46 studied objects, it was verified that our sample actually contains 6 Weak-T Tauri stars, 4 are Classical T Tauri, 14 are Post-T Tauri, 13 are Fe/Ge Pre-Main Sequence stars, and 9 are Young Main Sequence Stars. An estimation of circumstellar luminosity was obtained using a disk model to reproduce the observed SED. Most of the stars show low levels of circumstellar emission, corresponding to less than 30 per cent of the total emission.



# ÍNDICE

*Resumo*

*Abstract*

*Índice*

*Agradecimentos*

***CAPÍTULO 1 – INTRODUÇÃO .....1***

***CAPÍTULO 2 - EVOLUÇÃO ESTELAR PRÉ-SEQÜÊNCIA PRINCIPAL***

***2.1 Evolução Pré-Seqüência Principal ..... 5***

***2.2 Estrutura circunstelar de estrelas jovens ..... 6***

***2.3 Identificação e análise de estrelas jovens ..... 8***

***CAPÍTULO 3 – SELEÇÃO DA AMOSTRA E OBSERVAÇÕES***

***3.1 Estrelas T Tauri Fracas do PDS ..... 11***

***3.2 Estrelas da Associação Tucana-Horologium ..... 12***

***3.3 Outras T Tauri Fracas e Pós-T Tauri conhecidas ..... 13***

***3.4 Observações Espectroscópicas e Redução de Dados ..... 16***

***3.5 Dados Fotométricos ..... 24***

***CAPÍTULO 4 – PARÂMETROS ESTELARES E CLASSIFICAÇÃO***

***ESPECTROSCÓPICA***

***4.1 Tipos Espectrais e Temperaturas Efetivas ..... 26***

***4.2 A Linha de Lítio I em 6708 Å ..... 27***

***4.3 Perfis de Linhas de Emissão ..... 28***

4.4 Massas, Distâncias e Idades .....	31
4.5 Classificação Espectroscópica .....	33

### ***CAPÍTULO 5 – CÁLCULO DAS ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS***

5.1 Identificação e Medidas de Linhas .....	37
5.2 Modelos de Atmosfera .....	38
5.3 Temperaturas Efetivas .....	38
5.4 Gravidades .....	41
5.5 Velocidades de Microturbulência .....	41
5.6 Abundâncias Químicas .....	42

### ***CAPÍTULO 6 – ESTRUTURA CIRCUNSTELAR***

6.1 O Modelo de Disco e Envoltório Circunstelar .....	53
6.2 Modelo de Disco <i>Flared</i> .....	55
6.3 Ajuste da Distribuição Espectral de Energia .....	57
6.4 Análise dos Resultados .....	62

### ***CAPÍTULO 7 – FONTES DE RAIOS X NA REGIÃO DE FORMAÇÃO ESTELAR***

#### ***CANIS MAJOR R1***

7.1 A Região de Formação Estelar Canis Major R1 .....	65
7.2 Observações e Análise dos Dados em Raios-X .....	67
7.3 Propriedades das Estrelas Jovens de CMa R1 .....	69

### ***CAPÍTULO 8 - CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS*** ..... 74 |

<b><i>REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS</i></b> .....	<b>79</b>
<b>Apêndice A</b> .....	<b>84</b>
<b>Apêndice B</b> .....	<b>89</b>

## AGRADECIMENTOS

Este trabalho tem origens no século passado, em 1999, quando ainda na iniciação científica tive uma das idéias contidas nesta tese: calcular as abundâncias de estrelas T Tauri. Desde então, muitas coisas aconteceram, idéias novas foram surgindo, idéias erradas foram descartadas, e parte dos resultados estão apresentados neste volume. Ao longo de todos esses, anos, conheci muitas pessoas que contribuíram para o amadurecimento e conclusão deste trabalho. Algumas tiveram participação definitiva e inesquecível, seja no âmbito científico, seja no pessoal, e a elas eu dedico esta obra.

Meu maior agradecimento é para minha orientadora Jane, que além de suas qualidades profissionais, soube oferecer as palavras de incentivo que muitos alunos não ouvem de seus orientadores quando os resultados não são os esperados. Jane, fica aqui registrado meu muito obrigado por tudo!

Agradecimento especial também vai para o Dr. Annibal Hetem Jr, que é responsável por boa parte dos resultados computacionais obtidos.

Agradeço aos meus supervisores em Grenoble, França, no período em que estive realizando o estágio de doutoramento *sandwich*: Dr. Thierry Montmerle e Dr. Nicolas Grosso.

Agradeço às famílias Rojas e Ghussn: pais, irmãos, cunhados, tios, sobrinhos e primos que sempre deram apoio emocional e carinho. E sobretudo, à minha amada esposa Luciana pelo amor dedicado.

Agradeço os colegas de pós-graduação que conviveram comigo no IAG/USP durante todos estes anos, onde formei amizades que oxalá serão para toda a vida: Aline, Diego, Juan, Letícia, Raimundo, Sandro e Tatiana.

Este trabalho só foi possível graças ao apoio financeiro da FAPESP (processo 02/13120-0) e CNPq (processo 201205/2004-1)

# CAPÍTULO 1

## INTRODUÇÃO

Os levantamentos realizados pelos telescópios de raios-X nos últimos quinze anos revelaram a presença de estrelas pré-seqüência principal (PSP) tanto na direção dos centros de formação estelar, quanto em regiões distantes dos mesmos. Tornou-se muito importante uma melhor classificação do estágio evolutivo destas candidatas a PSP, emissoras de raios-X, tendo em vista que muitas delas – em particular as prováveis T Tauri de linhas fracas – foram confirmadas como sendo estrelas pós-T Tauri ou estrelas jovens da Sequência Principal. O estudo de grandes amostras de T Tauri de linhas fracas tem melhores chances de fornecer um número maior de objetos mostrando evidências de discos protoplanetários. Este é um dos aspectos atrativos na correta classificação das estrelas PSP, pois uma fração considerável destes objetos poderia apresentar uma estrutura circunstelar semelhante àquela encontrada em estrelas jovens de massa intermediária, como por exemplo, os sistemas tipo  $\beta$  Pictoris ou Vega.

Os mapeamentos buscando por emissão de raios-X revelaram-se bons traçadores de formação estelar. Observações do satélite *Einstein* mostraram que nuvens moleculares contêm numerosas fontes de raios-X associadas a estrelas jovens. As estrelas O e B, de maior massa, criam regiões HII por sua emissão ultravioleta e emitem raios-X através de choques em seus ventos. No caso das estrelas T Tauri (TT) a emissão-X é devida à atividade magnética superficial, que em princípio não perturbaria o meio interestelar em sua vizinhança. Desta forma, a emissão de raios-X moles pode se apresentar de forma puntiforme ou difusa. As fontes puntiformes são associadas a estrelas massivas e também às estrelas de baixa massa,

enquanto que a emissão difusa pode ser proveniente de cavidades de vento estelar em regiões HII ou remanescentes de supernovas, ou ainda emissão não resolvida espacialmente, proveniente de várias fontes estelares (e.g. Dorland e Montmerle 1987).

Observações mais recentes (e dez vezes mais sensíveis) realizadas pelo satélite *ROSAT* modificaram esse cenário para a emissão-X de estrelas de baixa massa. Além de muito mais estrelas TT terem sido detectadas nas vizinhanças de nuvens moleculares (Feigelson et al. 1993), outras TT muito jovens e ainda embebidas em regiões densas também foram observadas com emissão na faixa de  $\sim 1$  KeV (Casanova et al. 1995). O número de estrelas TT fontes de raios-X é de 100 a 200 por nuvem e suas funções de luminosidade em X variam de  $10^{28}$  a  $10^{32}$  erg/s, com uma típica relação  $L_X/L_{bol} \approx 10^{-3}-10^{-4}$ . Portanto, estando suficientemente embebidas, devem excitar moléculas e íons nas suas vizinhanças imediatas.

A proposta deste trabalho foi estudar um conjunto de objetos com grande potencial de nos trazer informações a respeito de estrelas jovens susceptíveis de apresentarem um disco circumstelar mais evoluído: (i) as TT de linhas fracas que ainda apresentam material circumstelar evidenciado pelo excesso no infravermelho distante, mas que não apresentam sinais de acreção de matéria e (ii) estrelas jovens da seqüência principal ou estrelas pós-TT, que também apresentam abundância de lítio acima do valor normal.

Foi dada continuidade ao trabalho desenvolvido no mestrado com base em resultados obtidos anteriormente, os quais estabeleceram a metodologia de trabalho. Em cinco missões observacionais foram obtidos os dados espectroscópicos necessários para a análise de abundâncias da amostra.

O estudo realizado envolveu basicamente a determinação estatística de abundâncias e metalicidades de estrelas jovens, através de síntese espectral de uma grande amostra destes objetos, e a classificação evolutiva da amostra nas diferentes categorias de estrelas jovens. Foi buscado um melhor conhecimento a respeito da estrela central, avaliando-se a correlação entre

seu estágio evolutivo, sua composição química e sua estrutura circumstelar. Em um contexto mais geral o interesse científico na determinação de abundâncias em estrelas jovens é contribuir para o aprofundamento no estudo da evolução química da Galáxia, através de uma avaliação das características das estrelas em diferentes estágios evolutivos entre a PSP e a fase inicial da seqüência principal. Além disso, avaliar a evolução da estrutura circumstelar de uma grande amostra de objetos em condições de abrigar sistemas planetários pode nos trazer importantes informações a respeito da formação e evolução de planetas.

Os dados observacionais e as análises realizadas permitiram atingir os seguintes principais objetivos: (i) estudar as características espectroscópicas que diferenciem os objetos de baixa massa encontrados na PSP como por exemplo a linha  $H\alpha$  e a linha de Li em 6707 Å; (ii) determinar os parâmetros fundamentais (temperatura efetiva, gravidade, velocidade de rotação projetada) e abundâncias químicas desses objetos; (iii) verificar se existe um padrão semelhante de abundâncias entre os membros de HorA e TucA que consiste em um forte argumento para a origem comum dessas associações; e (iv) estudar a emissão circumstelar e compará-la às características estelares, visando classificar a amostra em uma seqüência evolutiva, definida de acordo com os critérios espectroscópicos onde se comparam a abundância de lítio e a temperatura efetiva da estrela.

Finalmente, foi incluído entre os objetivos do trabalho o estudo da emissão em raio-X de estrelas associadas à nuvem de Canis Major R1, uma região de formação estelar que contém aglomerados estelares jovens em diferentes faixas de idade. Trata-se de uma região com história de possíveis eventos seqüenciais de formação estelar, estimulando portanto a pesquisa de traçadores da presença de objetos jovens em diferentes fases da PSP, espacialmente distribuídas em diferentes partes da nuvem.

A estrutura da tese apresenta-se da seguinte forma: o Capítulo 2 é dedicado à descrição do estado atual dos conhecimentos a respeito de estrelas T Tauri, bem como a

descoberta e a análise de grandes amostras de estrelas jovens. Os Capítulos 3 e 4 apresentam respectivamente os procedimentos para seleção da amostra e observações realizadas, e a determinação dos parâmetros estelares que permitiram a classificação adotada no presente trabalho. O Capítulo 5 é dedicado à determinação das abundâncias, o Capítulo 6 descreve a aplicação de um modelo de disco circunestelar para ajuste da distribuição espectral de energia, e o Capítulo 7 apresenta os resultados das observações em raios-X utilizadas no estudo de grupos de estrelas jovens associadas à nuvem de Canis Major. Finalmente, no Capítulo 8 apresenta-se um sumário dos resultados e conclusões, bem como das perspectivas de continuidade do trabalho. No decorrer do doutorado, os resultados foram apresentados em várias reuniões científicas e publicadas nos respectivos *Proceedings*. Em particular, destacam-se os eventos *Cool Stars, Stellar Systems and the Sun XIII*, onde foi apresentado o trabalho “*The Tucanae and Horologium Associations: Chemical Abundances*”, e *The X-ray Universe 2005*, no qual foi apresentado o trabalho “*X-ray sources associated with young stellar clusters in Canis Major R1*”.

Foi também produzido o artigo “*Towards the Main Sequence: Detailed Analysis of Weak- and Post-T Tauri Stars*” para publicação no periódico *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. Cópias desses três artigos encontram-se anexados como Apêndices do presente trabalho.



# CAPÍTULO 2

## EVOLUÇÃO PRÉ-SEQÜÊNCIA PRINCIPAL

### 2.1 Evolução Pré-Seqüência Principal

Nas fases iniciais da evolução das estrelas TT, os modelos mais aceitos para explicar a estrutura circumstelar supõem que a passagem de material do disco/envoltório para a estrela se dá por acreção magnetosférica (Shu et al. 1994, Hartmann et al. 1994, Muzerolle et al. 1998, Muzerolle 2000). Nestes modelos, o disco é conectado à superfície estelar através das linhas fechadas do campo magnético, nas quais ocorre o direcionamento da passagem de matéria do disco para a estrela, enquanto que as linhas abertas do campo magnético conduzem a ejeção de matéria, de forma mais colimada (jatos) ou pouco colimada (ventos). A queda de material na superfície da estrela provoca um aumento de temperatura nas regiões atingidas, formando manchas brilhantes. Em tais regiões aquecidas ocorre um aumento na emissão do contínuo, que afeta todo o espectro, mas com maior intensidade no ultravioleta. Esse excesso de emissão provoca o preenchimento total ou parcial das linhas de absorção, conhecido como velamento do espectro de absorção.

Os movimentos de queda e de ejeção do material produzem variabilidade e assimetrias nos perfis das linhas de emissão, como o caso de estrelas TT clássicas, como AA Tau, estudada por Bouvier et al. (2003, 2007), AK Sco (Alencar et al. 2003) e RW Tau (Alencar et al 2005), por exemplo. Evidências de atividade circumstelar, indicadas pelos deslocamentos das componentes azul e vermelha das linhas também têm sido verificadas em

estrelas de massa intermediária, como as Herbig Ae/Be (HAe/Bes) estudadas por Guimarães et al. (2003), por exemplo.

Os espectros das TT clássicas caracterizam-se pela presença de uma intensa linha do lítio ( $\lambda 6708 \text{ \AA}$ ) - um indicativo de sua juventude - e forte emissão da linha  $H\alpha$  ( $\lambda 6562 \text{ \AA}$ ). Nas TT a força da linha  $H\alpha$  está correlacionada com o velamento, o efeito de preenchimento das linhas de absorção que está associado à passagem de matéria circunstelar para a superfície da estrela, como foi acima descrito. As TT fracas (TTF) são tão jovens quanto as clássicas (idades da ordem de  $10^6$  a  $10^7$  anos), porém apresentam linhas de emissão menos proeminentes. Além disso, o velamento não é pronunciado, o que pode ser interpretado como resultado de uma atividade de acreção menos intensa.

Por definição as TTF distinguem-se das TT clássicas por apresentarem, em geral, largura equivalente da linha de  $H\alpha$  menor que  $10 \text{ \AA}$ . Numa classificação baseada no índice espectral estimado na região do infravermelho próximo, as TTF têm sido referidas à última fase da PSP, o que vem a reforçar a possibilidade de que possuam discos mais evoluídos (Carkner 1998).

## 2.2 Estrutura circunstelar de estrelas jovens

Em princípio, os envoltórios circunstelares de estrelas PSP evoluem desde estruturas densas com atividades de acreção, até tornarem-se discos passivos e esparsos. Durante essa transição, grãos podem se juntar em planetesimais ou o disco pode sofrer um processo de “limpeza” devido à passagem de matéria para os planetas recém formados.

Os mapas de polarização linear obtidos para a estrela TT clássica HL Tau propiciaram o estudo da distribuição de densidade em seu disco circunstelar, mostrando uma variação radial do perfil da densidade compatível com o modelo padrão de nebulosa protosolar

(Bastien & Hajjar 2004). Há vários anos, os discos ao redor de estrelas mais velhas da PSP tais como HR4796A, HD141569A e HD163296, têm sido mapeados revelando a presença de anéis de poeira e morfologias de discos com falhas, as quais têm sido interpretadas como sendo mantidas por planetas (Takeuchi & Artymowicz 2001).

Mais recentemente, imageamento no infravermelho médio tem proporcionado a caracterização de discos protoplanetários ao redor de estrelas jovens de massa intermediária, como por exemplo as Herbig Ae: HD 135344, CQ Tau, e HD 163296, estudadas por Doucet et al. (2006). As observações em 25  $\mu\text{m}$  realizadas por esses autores proporcionaram informações diretas a respeito dos parâmetros de disco tais como inclinação, raio externo, massa e escala de altura das bordas alargadas (disco *flared*).

A caracterização do disco *flared* da estrela HD97048 foi verificada através da emissão de hidrocarbonetos policíclicos aromáticos em 8.6 $\mu\text{m}$ , revelando a presença de uma grande quantidade de poeira e de gás misturados (Lagage et al. 2006). Estes autores argumentam que dada a alta massa de gás associada ao disco circunstelar de HD97048, esta estrela representa um dos raros casos detectados de objetos precursores dos conhecidos discos *debris* encontrados ao redor de estrelas mais evoluídas do tipo  $\beta$  Pictoris.

Minier et al. (2007) obtiveram imagens em 450  $\mu\text{m}$  com alta resolução espacial ao redor de HD97048, revelando detalhes da distribuição de poeira. As observações sub-milimétricas proporcionam uma melhor determinação do tamanho do disco, do que aquela verificada pelo infravermelho, que é menos sensível à poeira fria.

Visando melhor compreender e selecionar candidatos para a busca por sistemas planetários, as estrelas nas fases finais da PSP com discos em dissipação, chamados discos *debris*, têm sido alvos de estudos que procuram correlacionar as características estelares e o sistema planetário em formação. Em particular, as pós-TT têm sido alvos interessantes no

estudo de abundâncias, metalicidade e o enriquecimento de estrelas que hospedam planetas (e.g. de la Reza & Pinzón 2004, Winter et al. 2007).

### **2.3 Identificação e análise de estrelas jovens**

Com base nas razões de fluxos IRAS (em 12, 25 e 60  $\mu\text{m}$ ) tipicamente encontradas em de estrelas TT, foi estabelecido um critério de seleção de candidatas a prováveis novas TT. Um longo trabalho observacional foi realizado no Observatório Pico dos Dias (OPD), para se obter espectros na região 6500-6750  $\text{\AA}$  de forma a verificar a natureza jovem de cerca de 900 fontes IRAS distribuídas por todo céu austral. Tal busca foi chamada *Pico dos Dias Survey* (PDS), na qual foram descobertas cerca de 200 estrelas jovens, entre TTs e HAeBes, que não haviam sido catalogadas anteriormente, e outros interessantes objetos encontrados ao acaso (Gregorio-Hetem et al. 1992 – PDS I, Torres et al. 1995 – PDS II, Torres 1999).

A estrutura circunstelar das TT descobertas no PDS foi avaliada através de um programa de ajuste da distribuição espectral de energia, onde se supõe que o sistema seja composto por uma estrela central, rodeada por um disco geometricamente fino e opticamente espesso, ambos circundados por um envoltório esférico de poeira opticamente fina. Este modelo foi utilizado por Gregorio-Hetem & Hetem (2002) para explicar a estrutura circunstelar de uma amostra de 27 TTFs selecionadas dos artigos PDS I e II. O excesso infravermelho foi calculado e comparado a critérios espectroscópicos, usados para classificar estas estrelas de acordo com uma seqüência evolutiva. Os resultados mostraram que algumas das estrelas estudadas não podem ser consideradas como pertencentes à categoria TTF, pois estão numa fase evolutiva mais avançada. Boa parte da amostra corresponde a estrelas jovens da SP, mostrando distribuição de poeira consistente com um disco rompido, que poderia ser

possivelmente causado pela formação de um sistema planetário (Gregorio-Hetem & Hetem 2002).

Grandes amostras de estrelas jovens de baixa massa e de massa intermediária têm sido descobertas nos últimos anos, a partir de investigações em raios-X. O uso da emissão de raios-X moles como traçadora de formação estelar revelou-se mais eficiente que outros métodos de procura sistemática por novas estrelas jovens (como aquele utilizado no PDS, com base nos dados IRAS, por exemplo). Feigelson et al. (1993) e Casanova et al. (1995) obtiveram imagens *ROSAT* de nuvens moleculares próximas ( $d \sim 150$  pc), como Cha 1 e  $\rho$  Oph, onde detectaram mais de 200 fontes de raios-X associadas a essas conhecidas regiões de formação estelar.

Martín et al. (1998) realizaram espectroscopia das fontes de raios-X da região de  $\rho$  Oph, cujas contrapartidas ópticas têm características típicas de TT. A partir da comparação entre temperatura efetiva e largura equivalente da linha do lítio, de acordo com a sugestão de classificação de Martín (1997), foi possível separar estas estrelas em diferentes categorias. Na amostra estudada, 10% corresponde a TTs clássicas, 41% TTF, 6% pós-TT e 9% estrelas jovens da seqüência principal.

A identificação de grandes amostras de estrelas jovens e o estudo detalhado destas novas estrelas descobertas em muito deve contribuir para um melhor entendimento da própria evolução da Galáxia, a partir da comparação das abundâncias de estrelas TT com aquelas das estrelas de aglomerados ou grupos cinemáticos. Além disso, a avaliação da abundância química em grandes amostras de TT em diferentes distribuições espaciais também deve trazer muitas informações a respeito da Galáxia.

Um aspecto interessante das TTF em particular, é que estas estrelas são mais apropriadas para estudos em que se faz necessária uma correta identificação do perfil das linhas de absorção. Um exemplo é a determinação de abundâncias a partir de síntese

espectral. Apresentam-se na literatura poucos resultados referentes à determinação de abundâncias e metalicidade de TT. Um dos motivos que dificulta a obtenção desses parâmetros é justamente o efeito de velamento de seu espectro de absorção, que torna as medidas de linhas inadequadas para os ajustes de espectros sintéticos. Como as TTF em princípio não sofrem efeito de velamento, elas são as estrelas mais indicadas para estudos que envolvem a determinação de abundâncias das TT.

# CAPÍTULO 3

## SELEÇÃO DA AMOSTRA E OBSERVAÇÕES

Com o objetivo de realizar um estudo comparativo entre os objetos PSP, foram selecionados dois tipos de estrelas: (i) T Tauri de linhas fracas (TTF) e (ii) Pós-T Tauri (PTT). A maioria da amostra das TTF foi selecionada de catálogos de estrelas jovens, enquanto que as PTT estudadas pertencem principalmente às associações estelares jovens de Tucanae e Horologium. O restante da amostra foi escolhido de diversos artigos da literatura.

Descrevem-se a seguir, nas Seções 3.1 a 3.3, os critérios adotados para a seleção das amostras. As Seções 3.4 e 3.5 apresentam detalhes da obtenção e do tratamento dos dados observacionais.

### 3.1 Estrelas T Tauri Fracas do PDS

A maioria das TTF foram selecionadas do catálogo de objetos jovens *Pico dos Dias Survey*. Além dos resultados publicados nos artigos PDS I e PDS II, Torres (1998) apresentou um relatório mais completo dos resultados gerais. Foram identificadas como “novas” estrelas TT todas as candidatas que apresentassem essas características e que não estivessem listadas no *Herbig-Bell Catalogue* (HBC) (Herbig & Bell 1988). O catálogo HBC foi, até o final dos anos 1980, o principal catálogo de estrelas PSP. Ele contém 735 estrelas PSP que apresentam linhas de emissão, a maioria delas localizada na região de formação estelar em Orion.

Para a seleção da amostra do presente trabalho, o critério adotado consistiu em buscar nestes catálogos objetos identificados como estrela TT que possuísse largura equivalente da linha  $H\alpha$  menor que  $20 \text{ \AA}$  e com magnitude  $V < 12 \text{ mag.}$  No total, foram selecionadas 21 candidatas que preenchem esses requisitos.

Os objetivos deste trabalho justificam os critérios adotados. A escolha pelas TTF é conveniente pois estas, dentre as estrelas TT, apresentam pouco ou nenhum velamento. O velamento, quando presente, altera as profundidades e perfis das linhas de absorção, que acarretaria em erros sistemáticos na determinação dos parâmetros estelares e abundâncias, principalmente quando aplicada a técnica de síntese espectral.

O limite de magnitude foi adotado de modo que, na aquisição dos espectros, fossem atingidas a resolução e amostragem necessárias para a realização dos objetivos deste estudo, levando em conta o equipamento disponível nos observatórios utilizados. No caso particular do OPD, a pequena cobertura espectral do espectrógrafo Coudé requeria observações em 5 regiões espectrais diferentes (vide Seção 3.4), o que resultou em um maior tempo de observação por objeto do que o verificado no ESO.

### **3.2 Estrelas da Associação Tucanae-Horologium**

Nas duas últimas décadas, o número de associações estelares jovens conhecidas na vizinhança solar ( $d < 100 \text{ pc}$ ) aumentou consideravelmente. Entre elas incluem-se as associações de TW Hydrae (de la Reza et al. 1989; PDS I),  $\eta$  Chamaleontis (Mamajek et al. 1999), Horologium (HorA) (Torres et al. 2000) e Tucana (TucA) (Zuckerman & Webb 2000).

As semelhanças entre os movimentos espaciais, idades, distâncias, volumes e distribuições de tipos espectrais encontradas entre os membros de HorA e TucA levaram Zuckerman et al. (2001) a proporem que ambas as associações seriam de fato apenas uma,



denominada Associação Tucanae-Horologium (Tuc-Hor). Estes grupos estelares possuem idades inferiores a 40 Myr, portanto são excelentes alvos para o estudo dos estágios finais da evolução PSP.

Outra motivação em estudar-se essas associações provém de sua proximidade, que torna a tarefa de realizar observações espectroscópicas de alta resolução e razão sinal-ruído factível com o equipamento disponível no OPD.

Dos objetos listados em Zuckerman & Webb (2000) e Torres et al. (2000), foram selecionadas 13 estrelas, com características semelhantes às da amostra do PDS (largura equivalente da linha  $H\alpha < 20 \text{ \AA}$  e magnitude  $V < 12 \text{ mag}$ ).

### **3.3 Outras T Tauri Fracas e Pós-T Tauri conhecidas**

Além dos objetos selecionados das compilações acima, outras 6 estrelas jovens previamente identificadas foram incluídas no programa de observações, por apresentarem características semelhantes às amostras do PDS e de Tuc-Hor. Nesta amostra incluem-se:

- HBC 400, uma TTF pertencente ao *Herbig-Bell Catalogue* (Herbig & Bell 1988);
- HD 105, uma estrela jovem com forte emissão em raios-X e pertencente à Associação Local (Jeffries 1995);
- HD 15526 (Neuhäuser et al. 1997) e SAO 76411 (Walter et al. 1988), TTFs localizadas na região de Taurus-Aurigae;
- HD 181321 e HD 13183, estrelas jovens da seqüência principal (Custipoto et al. 2003).

A Tabela 3.1 mostra a lista das estrelas selecionadas, suas magnitudes e tipos espectrais, e as missões observacionais referentes, para as quais realizamos espectroscopia. Outras 6 TTFs do PDS também aparecem na Tab. 3.1 por terem sido incluídas no estudo da DEE (vide Seção 3.4). Tais estrelas não foram observadas nas missões realizadas no presente trabalho.

Desta forma, a amostra total do nosso estudo contém 46 objetos, dos quais 72% correspondem a estrelas previamente classificadas com TTFs, e as demais são supostamente PTTs.

Objeto	ID	RA (2000)	DEC (2000)	Mag. V	TE	Obs
PDS 008	RY Tau	04 21 57	+28 26 36	10,0	G9V	E1
PDS 013	GW Ori	05 29 08	+11 52 13	9,8	G5	E1
PDS 014	V1650 Ori	05 29 11	-06 08 05	10,4	F6	E1
PDS 040	TW Cha	10 59 01	-77 22 41	13,8	M0	
PDS 045	TWA 2	11 09 14	-30 01 40	11,1	M2V	E2
PDS 046	SZ 19	11 07 21	-77 38 07	10,7	G0V	O2, O4
PDS 054	HD 98800	11 22 05	-24 46 40	9,1	K5	E1, E2, O2, O4
PDS 055	TWA 5	11 31 55	-34 36 27	11,4	M3V	E2
PDS 060	T Cha	11 57 14	-79 21 32	12,0	K0V	
PDS 073	Sz 68	15 45 13	-34 17 31	10,4	K2V	E2, O2
PDS 075	Sz 82	15 56 09	-37 56 06	12,0	K5V	
PDS 083	V896 Sco	16 25 38	-26 13 54	11,7	K7V	E2
PDS 090	V2507 Oph	16 48 18	-14 11 16	13,5	K4-5	
PDS 093	AK Sco	16 54 45	-36 53 19	8,8	F5Ve	E2, O4
PDS 108	HD 290172	05 16 45	-01 51 22	10,7	G0	E1
PDS 109	HD 287803	05 23 12	+00 54 48	10,2	F7V	E1
PDS 110	HD 290380	05 23 30	-01 04 24	10,4	F5	E1
PDS 111	PPM 188028	05 24 37	-08 42 02	9,9	G3V	E1
PDS 115	IRAS 05256+0107	05 28 18	+01 10 06	11,0	G5V	E1
PDS 117S	HD 288012B	05 33 05	+02 28 10	11,1	F6	O1
PDS 118	HD 290772	05 37 37	-02 08 18	9,9	F6V	E1
PDS 119	HD 294268	05 38 14	-02 16 00	10,5	F5V	E1
PDS 171	HQ Tau	04 35 47	+22 50 22	12,5	K0V	
PDS 177	HD 34700	05 19 44	+05 39 39	9,1	F5+F8IV	E1
PDS 181	IRAS 05223+1908	05 25 16	+19 10 46	14,4	K0III	
PDS 390S	SAO 206462	15 15 48	15 15 48	8,7	F6V	E2, O2, O4
PDS 401	HD 142527	15 56 42	-42 19 23	8,3	F6IV	E2, O2, O4
HD 987		00 13 53	-74 41 18	8,7	G6V	O5
HD 3221		00 34 51	-61 54 58	9,6	K5V	O5
HD 5578		00 56 55	-51 52 32	9,0	K3/K4V	O5
HD 8558		01 23 21	-57 28 51	8,5	G6V	E2, O3
HD 9054	CC Phe	01 28 09	-52 38 19	9,4	K1V	O5
HD 174429	PZ Tel	18 53 06	-50 10 50	8,4	K0Vp	E2, O5
HD 202746		21 21 24	-66 54 57	8,9	K2p	E2, O5
HD 202917		21 20 50	-53 02 03	8,7	G5V	E2
HD 202947	BS Ind	21 21 00	-52 28 40	8,9	K0	O5
HD 207129		21 48 16	-47 18 13	5,6	G0V	E2
HD 208233		21 57 51	-68 12 50	8,9	G8	O5
HD 222259	DS Tuc	23 39 39	-69 11 45	8,0	G6IV	E2
PPM 366328		23 15 01	-63 34 25	9,6	K0	O5
HBC 400	V826 Tau	04 32 16	+18 01 39	12,1	K7V	E1
HD 105		00 05 53	-41 45 11	7,5	G0V	E1
HD 13183		02 07 18	-53 11 57	8,7	G5V	E2
HD 15526		02 29 35	-12 24 09	9,8	G5/G6V	E1
HD 181321		19 21 30	-34 59 01	6,5	G5V	E2
SAO 76411A		04 02 54	+22 08 12	8,9	G0	E2, O1

**TABELA 3.1-** Identificadores, magnitude visual e tipos espectrais da amostra estudada. A última coluna indica as missões observacionais (vide Tabela 3.2). A ausência dessa informação indica que não foram obtidos espectros no presente trabalho.

### 3.4 Observações Espectroscópicas e Redução de Dados

Os dados observacionais deste trabalho foram obtidos em diversas missões realizadas entre 2000 e 2003, utilizando o telescópio de 1,60 m do OPD e o telescópio de 1,52 m do *European Southern Observatory* (ESO), em La Silla, Chile. A Tabela 3.2 apresenta os detalhes das observações individuais, indicadas na última coluna da Tabela 3.1.

Sigla	Telescópio	Datas	CCD	Espectrógrafo	R
E1	ESO 1,52 m	20-22/Nov/2001	EEV	FEROS	48000
E2	ESO 1,52 m	30/Mai-3/Jun/2002	EEV	FEROS	48000
O1	OPD 1,60 m	7-8/Nov/2000	WI 106	Coudé rede 1800	22000
O2	OPD 1,60 m	27-29/Abr/2001	WI 106	Coudé rede 1800	22000
O3	OPD 1,60 m	6-7/Nov/2001	WI 101	Coudé rede 1800	22000
O4	OPD 1,60 m	29-31/Mar/2002	WI 101	Coudé rede 1800	22000
O5	OPD 1,60 m	4-8/Set/2003	WI 098	Coudé rede 1800	30000

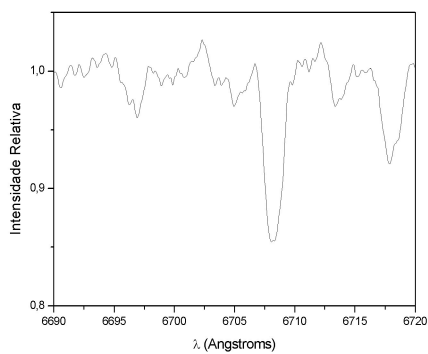
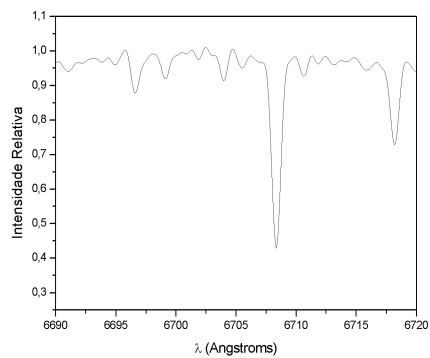
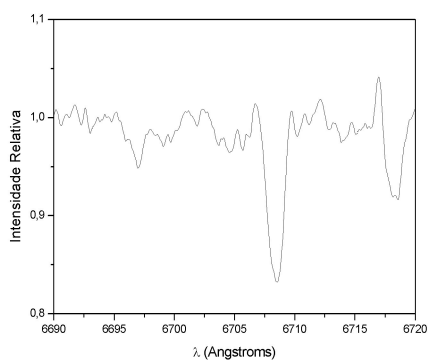
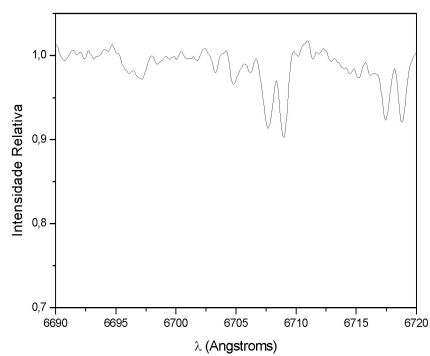
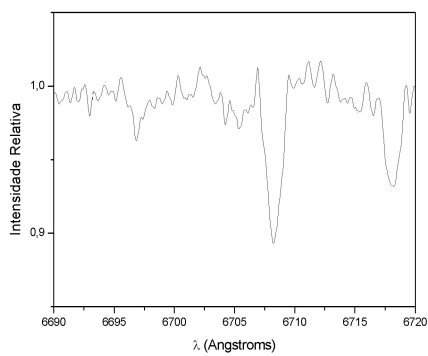
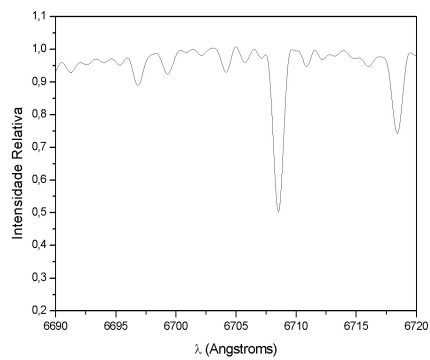
**TABELA 3.2-** Locais, datas e instrumentais utilizados para as observações espectroscópicas. Para cada objeto, as siglas identificadoras das missões são indicadas na última coluna da Tab. 3.1.

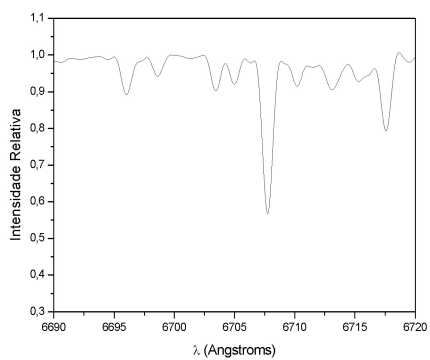
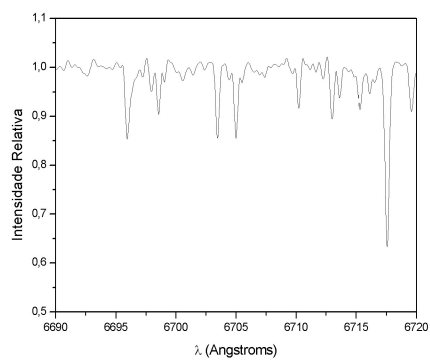
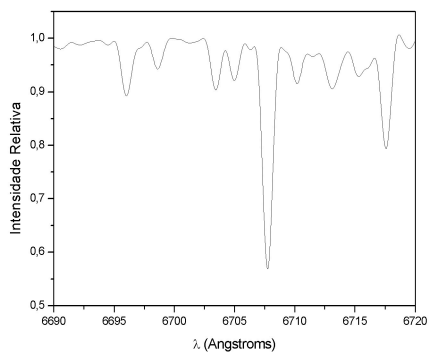
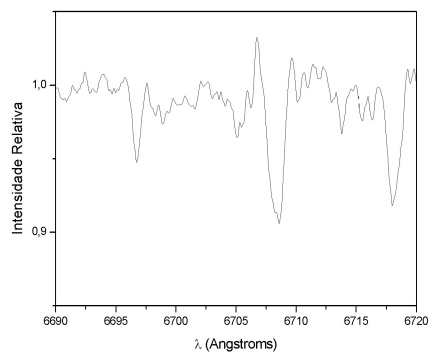
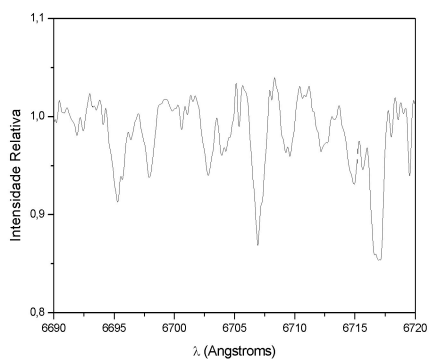
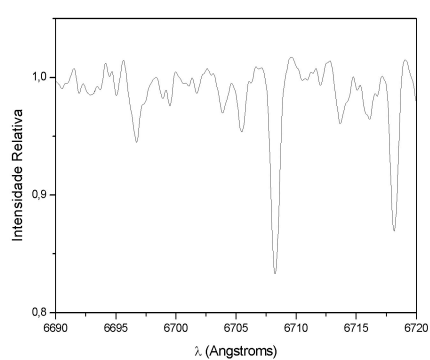
No OPD utilizou-se o espectrógrafo Coudé empregando-se uma configuração que inicialmente incluiu os CCDs WI 101 e 106 SIT, ambos de 1024x1024 pixels de 24x24  $\mu\text{m}$ , e a rede de 1800 linhas/mm. Os espectros obtidos com esta configuração têm resolução  $R=22000$  em  $\lambda_c=6000 \text{ \AA}$ , com cobertura espectral de 149  $\text{\AA}$ . Na última missão observacional, em setembro de 2003, teve-se acesso ao CCD 098 Marconi, de 2048x4608 pixels de 13,5x13,5  $\mu\text{m}$ . Este CCD, junto com a rede de 1800 linhas/mm, forneceu espectros de resolução  $R=30000$  em  $\lambda_c=6500 \text{ \AA}$ , com cobertura espectral de 353  $\text{\AA}$ . Devido à limitada cobertura espectral disponível com os equipamentos acima, foram selecionadas regiões espectrais que contivessem transições de interesse para os cálculos propostos neste estudo, centradas nos comprimentos de onda de 5200, 5650, 6150, 6700 e 7000  $\text{\AA}$ .

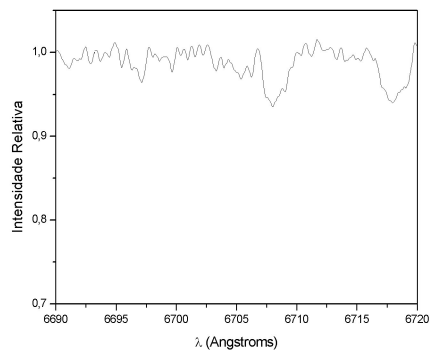
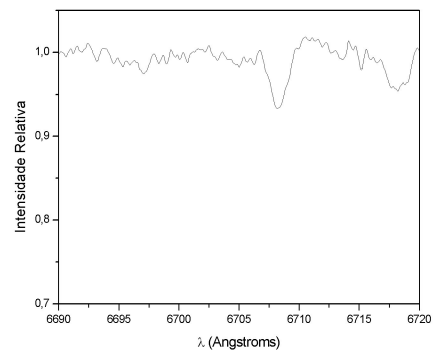
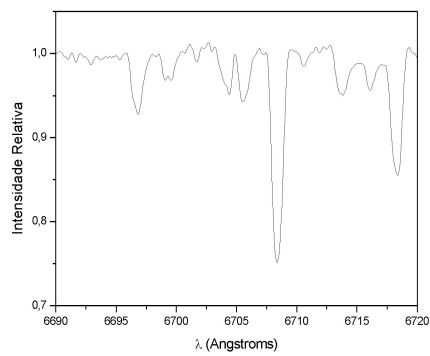
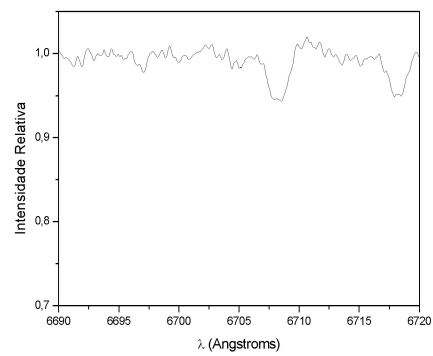
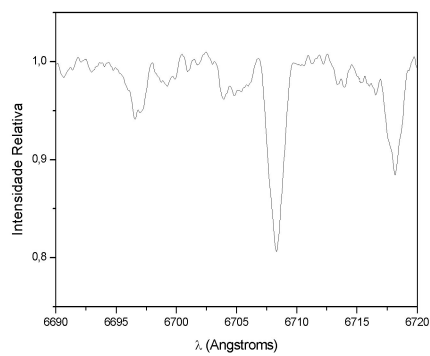
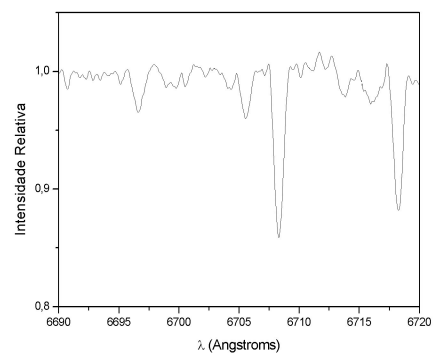
Esses espectros foram reduzidos utilizando-se as rotinas padrão do *IRAF*. Após subtração de *bias* e *dark* e extração de raios cósmicos, as imagens foram divididas por imagens de *flat field*. Os espectros unidimensionais foram corrigidos de dispersão mediante calibração com uma lâmpada de Th-Ar. Os tempos de integração típicos foram de 20 minutos, com até 3 exposições sendo necessárias para atingir as razões sinal-ruído desejadas.

No ESO foi utilizado o equipamento FEROS, um espectrógrafo de bancada do tipo *échelle*, alimentado por fibra ótica, que fornece espectros de alta resolução cobrindo praticamente toda a região do visível (Stahl et al. 1999). A configuração utilizada, que incluiu o CCD EEV de 2048x4096 pixels de 15x15  $\mu\text{m}$  e a rede *échelle* R2 de 154x306 mm e 79 linhas/mm, produziu espectros de resolução  $R=48000$  em  $\lambda_c=6000 \text{ \AA}$ , com cobertura espectral desde 3700 até 8600  $\text{\AA}$ . O tempo de integração típico das observações no ESO foi de 30 minutos. Obteve-se um total de 23 espectros, inclusive para algumas estrelas também observadas nas missões realizadas no OPD. Os espectros do FEROS são reduzidos automaticamente, durante as observações, pelo *software* de aquisição DRS, que opera sob o pacote *MIDAS*. As imagens são subtraídas de *bias*, corrente escura e luz espalhada, as ordens são extraídas e divididas pelo *flat field*. Os espectros são então calibrados em comprimento de onda mediante comparação com uma lâmpada de Th-Ar, e reamostrados para passo constante de comprimento de onda. As ordens individuais são extraídas e gravadas em um único espectro 1-D.

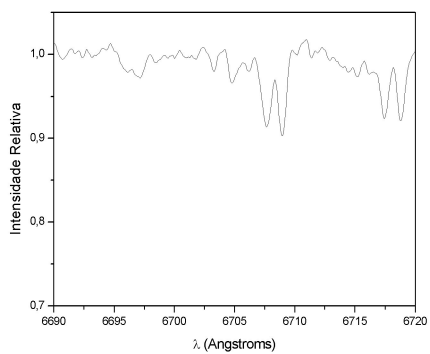
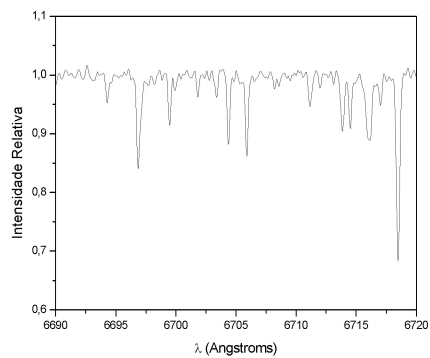
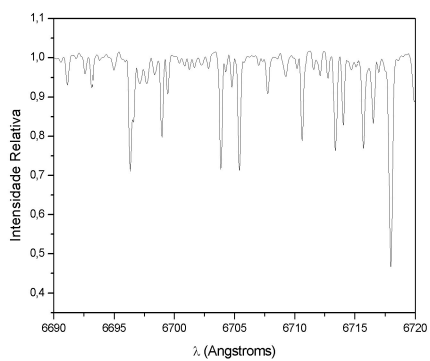
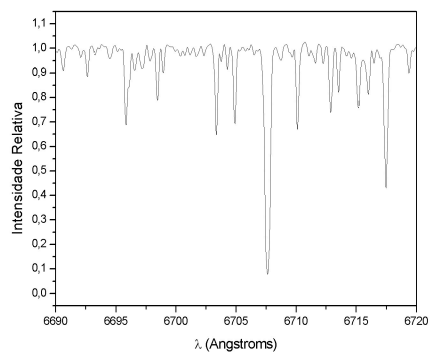
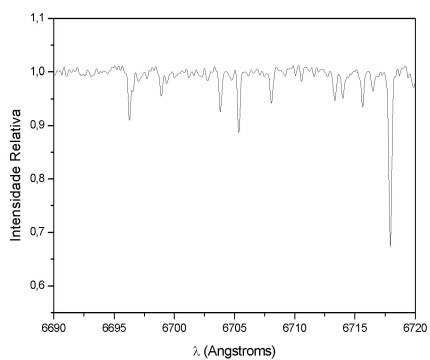
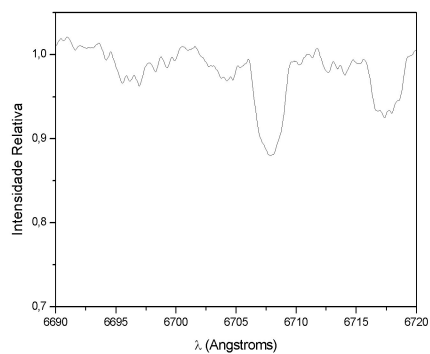
A Figura 3.1 apresenta os espectros obtidos no OPD e ESO. Nota-se que praticamente todos os objetos apresentam uma proeminente linha de absorção de Li I em 6707  $\text{\AA}$ , o que confirma o caráter PSP, na maioria dos casos.

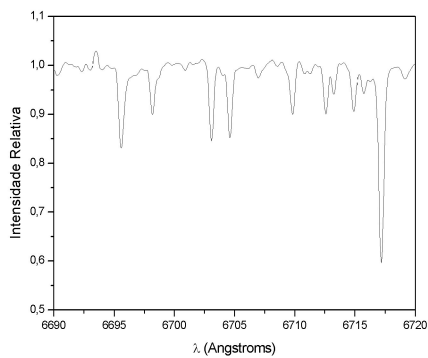
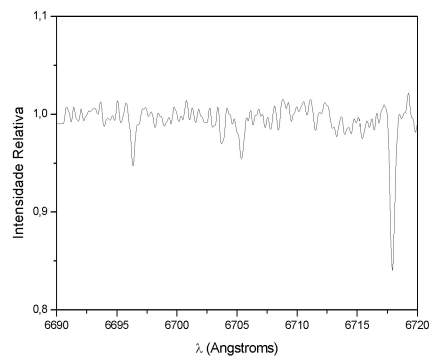
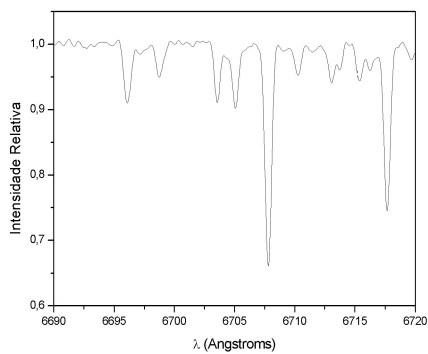
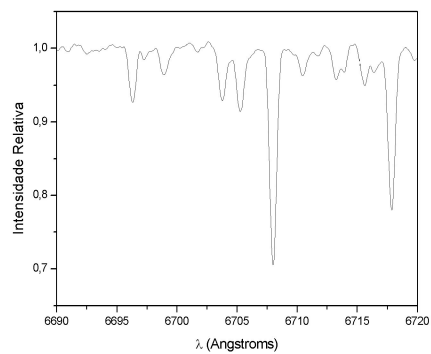
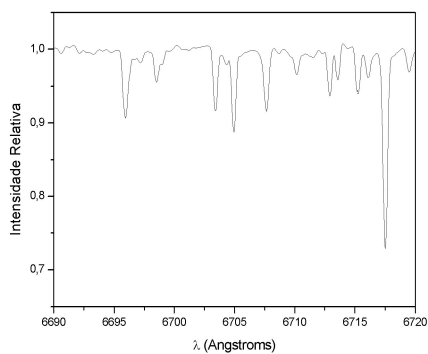
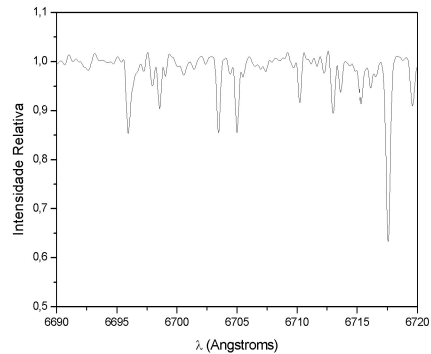
**PDS 008****PDS 045****PDS 013****PDS 046****PDS 014****PDS 054****FIGURA 3.1:** Espectros na região da linha de Li I em 6708 Å.

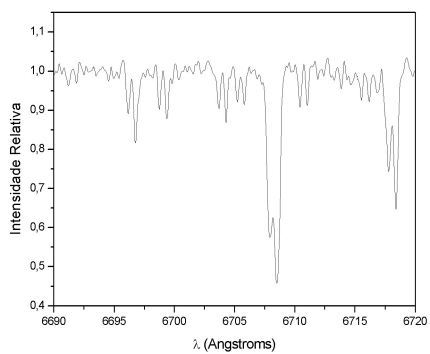
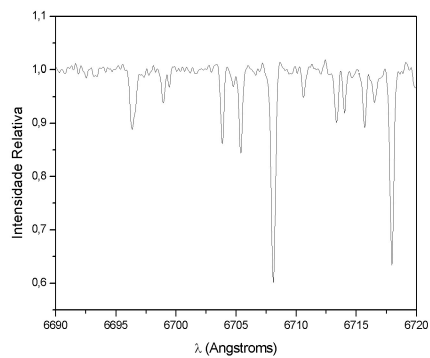
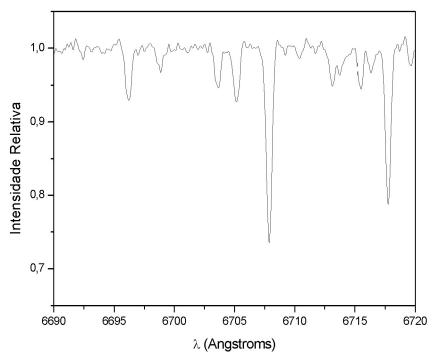
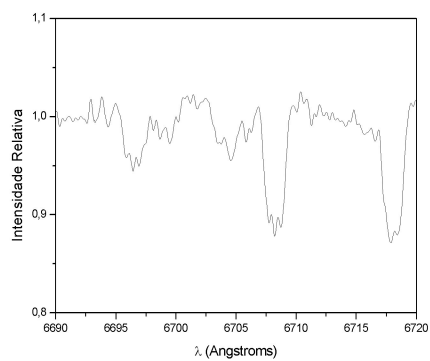
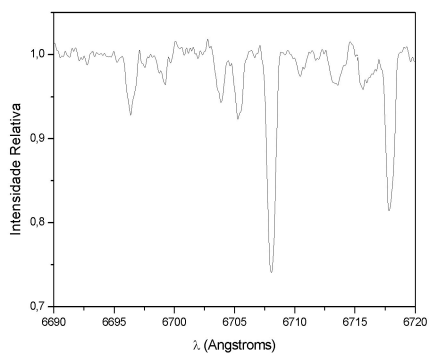
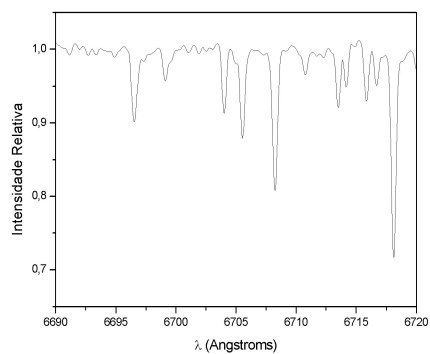
**PDS 055****PDS 093****PDS 073****PDS 108****PDS 090****PDS 109****FIGURA 3.1** (continuação)

**PDS 110****PDS 117S****PDS 111****PDS 118****PDS 115****PDS 119****FIGURA 3.1** (continuação)



**PDS 177****HD 5578****HD 987****HD 9054****HD 3221****HD 174429****FIGURA 3.1** (continuação)

**HD 202746****HD 208233****HD 202917****HD 222259****HD 207129****PPM 366328****FIGURA 3.1** (continuação)

**HBC 400****HD 15526****HD 105****HD 181321****HD 13183****SAO 76411A****FIGURA 3.1** (continuação)

### 3.5 Dados Fotométricos

Como parte importante no estudo da estrutura circunstelar da amostra, foi necessário realizar uma coleta de dados fotométricos para construção das Distribuições Espectrais de Energia (DEEs) observadas. Para a melhor aplicação do modelo de cálculo das DEEs sintéticas, a serem ajustadas às observações, é necessário o maior número de pontos possível, abrangendo todas as faixas espectrais do UV ao sub-milimétrico.

Os dados fotométricos requeridos foram coletados em catálogos disponíveis na literatura. Na região do visível, os dados foram retirados do catálogo PDS. As medidas fotométricas do catálogo PDS foram feitas com o telescópio Zeiss de 60 cm do OPD, utilizando o FOTRAP (Jablonski et al. 1994), nas bandas  $UBV(RI)_C$  (sistema Johnson-Cousins).

Os dados no infravermelho próximo (bandas JHK), foram obtidos a partir do catálogo 2MASS (Skrutskie et al. 2006). No infravermelho médio e distante (12, 25, 60 e 100  $\mu\text{m}$ ) foram extraídos do catálogo PSC do satélite IRAS (Beichman et al. 1988).

Para o estudo das DEEs foram incluídas na amostra 6 estrelas adicionais do PDS, para as quais não conseguimos espectros de alta resolução: PDS 40, 60, 75, 90, 171 e 181. Duas das estrelas do PDS estudadas (PDS 55 e PDS 90) não possuem medidas IRAS, o que impossibilita o ajuste da DEE no infravermelho médio e distante. No caso particular de PDS 90, dados fotométricos no infravermelho obtidos pelo satélite ISO, abrangendo a região de 4 a 118  $\mu\text{m}$ , foram utilizados em substituição à fotometria IRAS. A falta desses dados para PDS 55, implicou na sua exclusão do estudo da DEE, o mesmo ocorrendo para a amostra de Tuc-Hor e demais estrelas que não são do PDS, com exceção de SAO 76411A, para a qual é disponível fotometria ISO na banda de 25  $\mu\text{m}$ .

A coleta dos dados fotométricos ficou então restrita a um conjunto de 26 estrelas para as quais foram realizados ajustes das DEEs observadas (vide Cap. 6). A Tabela 3.3 apresenta um sumário dos dados fotométricos utilizados.

Objeto	PDS					2MASS			IRAS*			
	V	U-B	B-V	V-R	R-I	J	H	K	12 $\mu$ m	25 $\mu$ m	60 $\mu$ m	100 $\mu$ m
PDS 008	10,01	0,48	1,03	0,69	0,76	7,155	6,128	5,395	17,5	26,1	15,3	13,6
PDS 013	9,80	0,22	0,97	0,63	0,60	7,698	7,103	6,590	7,87	20,5	31,5	34,8
PDS 014	10,41	-	0,71	-	-	9,030	8,461	7,968	1,21	1,28	0,688	12,6
PDS 040	13,81	-0,10	1,09	0,85	0,93	10,135	9,232	8,616	0,238	0,405	0,447	5,89
PDS 045	11,07	1,13	1,48	1,06	1,18	7,629	6,927	6,710	0,250	0,431	0,703	1,54
PDS 046	10,70	0,56	1,22	0,80	0,81	7,819	6,942	6,217	2,20	3,37	1,55	74,6
PDS 054	9,11	1,09	1,24	0,77	0,74	6,397	5,759	5,587	1,98	9,28	7,28	4,46
PDS 060	12,00	1,14	1,48	0,87	0,87	8,955	7,860	6,954	0,578	1,74	6,81	6,46
PDS 073	10,40	0,88	1,28	0,75	0,75	7,573	6,866	6,480	2,58	4,08	7,11	22,6
PDS 075	11,97	0,97	1,37	0,85	0,88	8,783	8,089	7,739	0,667	1,00	1,55	8,37
PDS 083	11,70	0,83	1,30	0,82	0,84	8,688	7,947	7,517	0,447	0,741	0,982	13,9
PDS 090	13,48	-	1,95	1,28	1,26	9,024	7,930	7,526	-	-	-	-
PDS 093	8,82	0,17	0,62	0,36	0,35	7,676	7,059	6,503	2,60	5,06	6,11	13,8
PDS 108	10,72	0,11	0,57	0,39	0,36	9,257	8,646	8,030	1,09	1,43	1,02	1,28
PDS 109	10,24	0,05	0,54	0,31	0,31	9,229	8,915	8,668	0,749	1,15	1,18	1,69
PDS 110	10,42	0,07	0,53	0,32	0,33	9,147	8,466	7,856	0,558	1,68	2,13	1,68
PDS 111	9,88	0,24	0,74	0,43	0,41	8,403	8,058	7,932	0,671	2,05	3,05	3,55
PDS 115	10,96	0,24	0,77	0,45	0,45	9,422	8,825	8,366	0,406	0,673	0,471	1,12
PDS 117S	11,09	-	0,40	-	-	9,370	8,717	8,044	0,763	0,842	0,581	1,98
PDS 118	9,91	0,09	0,57	0,35	0,34	8,690	8,144	7,573	0,897	1,16	0,975	30,1
PDS 119	10,48	0,08	0,54	0,33	0,31	9,393	9,061	8,873	0,873	2,74	1,50	21,7
PDS 171	12,54	1,25	1,74	1,13	1,07	8,655	7,731	7,135	1,55	2,07	1,39	16,5
PDS 177	9,13	0,09	0,61	0,33	0,33	8,041	7,706	7,482	0,605	4,42	14,1	9,38
PDS 181	14,40	-	1,08	1,00	0,96	11,135	10,065	9,366	1,03	1,83	5,03	15,4
PDS 390S	8,65	0,02	0,52	0,33	0,31	7,279	6,587	5,843	1,59	6,71	25,6	25,7
PDS 401	8,30	0,22	0,72	0,45	0,44	6,503	5,715	4,980	10,4	21,2	105	84,7

**TABELA 3.3-** Dados fotométricos para as estrelas do PDS. (\*) As medidas IRAS correspondem a fluxos dados em Jy. Fluxos em 100  $\mu$ m com baixa qualidade de medida, considerados limite superior, não foram utilizados nos ajustes das DEEs.

# CAPÍTULO 4

## PARÂMETROS ESTELARES E CLASSIFICAÇÃO ESPECTROSCÓPICA

Para atingir um dos objetivos principais deste trabalho, que é realizar uma análise detalhada das características da amostra em estudo, faz-se necessário determinar uma série de parâmetros estelares.

Este capítulo apresenta a descrição dos procedimentos utilizados para a determinação dos parâmetros básicos, tais como temperatura, idade e massa. Esses parâmetros, analisados em conjunto com as principais características espectrais, resultaram numa classificação espectroscópica que busca verificar o estágio evolutivo de cada objeto dentro da fase final da PSP.

As determinações dos tipos espectrais e temperaturas efetivas são explicadas na Seção 4.1. A análise da linha de lítio em  $6708 \text{ \AA}$  é discutida na Seção 4.2. A classificação das linhas de emissão é apresentada na Seção 4.3. A Seção 4.4 descreve como foram estimadas as massas e idades dos objetos, e a classificação espectroscópica é detalhada na Seção 4.5.

### 4.1 Tipos Espectrais e Temperaturas Efetivas

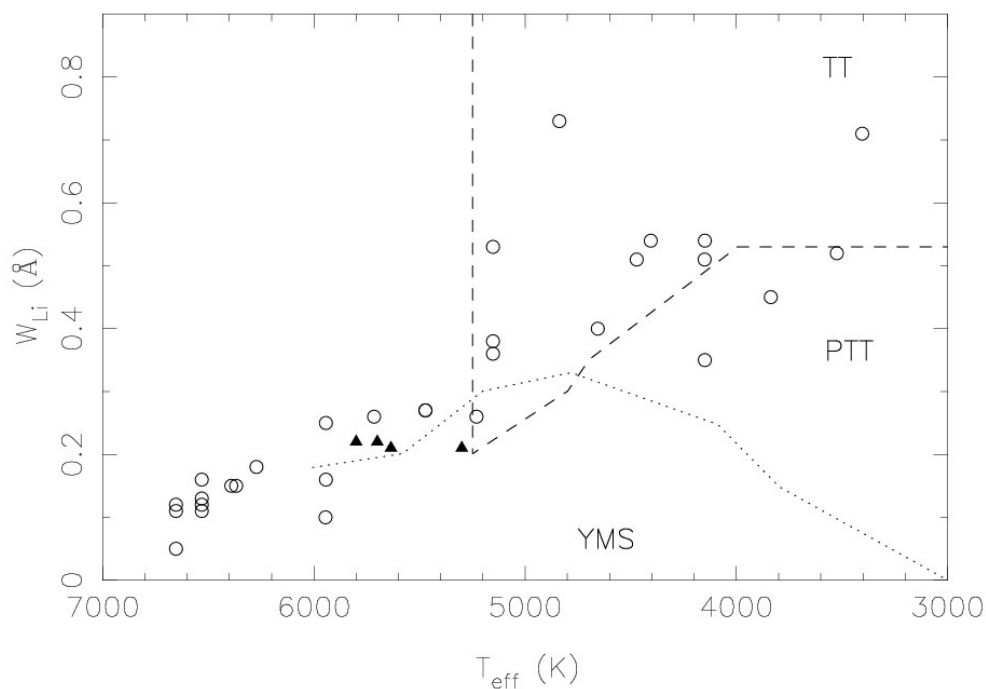
Todos os objetos estudados são de tipo espectral previamente conhecido, conforme foi apresentado na Tabela 3.1. Entretanto, devido ao caráter variável das TT, é conveniente

confirmar os tipos espectrais encontrados na literatura. Para tanto, comparamos os espectros observados com as bibliotecas de tipos espectrais de Danks & Dennefeld (1994) e Jacoby et al. (1984). O procedimento de comparação adotado foi o seguinte: primeiramente, os espectros de alta resolução obtidos no ESO e OPD foram re-amostrados para a mesma resolução dos espectros das bibliotecas. Após uma inspeção visual, os possíveis tipos espectrais ficaram restritos a um grupo pequeno, composto tipicamente de duas ou três subclasses. Destes, foi adotado o tipo espectral que forneceu o menor resíduo após a divisão do espectro do objeto pelo espectro padrão. Foi verificado que, na maioria dos casos, não ocorreram discrepâncias com os tipos espectrais encontrados na literatura, embora alguns objetos (notoriamente PDS 111) tenham apresentado variações significativas.

A partir dos tipos espectrais, foram atribuídas temperaturas efetivas ( $T_{\text{ef}}$ ) mediante a calibração publicada por de Jager & Nieuwenhuijzen (1987), que apresentam uma correlação entre  $T_{\text{ef}}$  e tipo espectral. As  $T_{\text{ef}}$  assim determinadas não são muito precisas (erro estimado de 150 K), mas essa estimativa é suficiente para os propósitos da classificação espectroscópica apresentada neste capítulo. Para o cálculo de abundâncias, entretanto, outras técnicas mais precisas foram empregadas na determinação da  $T_{\text{ef}}$ . Essas técnicas são discutidas no Cap. 5.

#### **4.2 A Linha de Lítio I em 6708 Å.**

Um critério adicional para distinguir as TT clássicas (TTC) das TTF foi proposto por Martín (1997), baseado na temperatura efetiva e na largura equivalente da linha de Li em 6708 Å. Ele propõe que a abundância mínima de Li de uma TT típica ( $0,5 M_{\odot}$  e com idade até 10 Myr) deve ser equivalente a 50% da abundância cósmica desse elemento, ou seja  $\log N(\text{Li})=2,8$ .



**FIGURA 4.1** : Largura equivalente da linha de Li I 670.8 nm em função da  $T_{\text{ef}}$ . A linha tracejada indica o limite calculado por Martín (1997) para estrelas pós-T Tauri. A linha pontilhada é o limite superior para aglomerados estelares jovens.

### 4.3 Perfis de Linhas de Emissão

Uma das principais características das estrelas PSP é uma intensa linha  $H\alpha$  em emissão; e a intensidade dessa emissão é o critério mais utilizado para distinguir as TTC das TTF. O perfil dessa emissão pode fornecer informações sobre os processos de acreção e ejeção de material circunstelar na vizinhança imediata da estrela, embora seja difícil obter parâmetros físicos devido à alta opacidade da transição.

No presente trabalho foi adotada uma classificação inspirada na proposta de Reipurth et al. (1996), que publicaram um atlas de perfis típicos de emissão  $H\alpha$  em estrelas PSP.

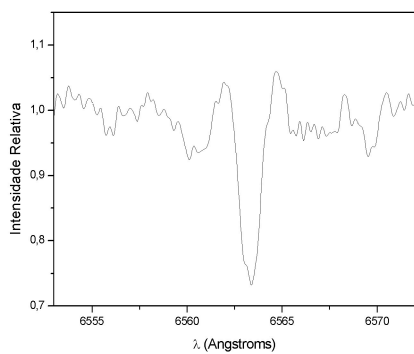
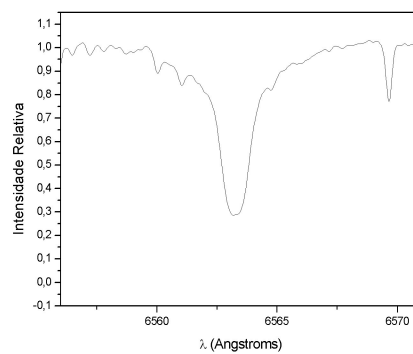
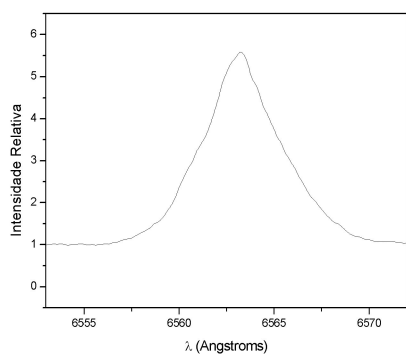
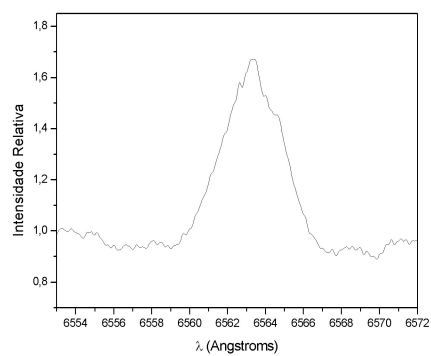
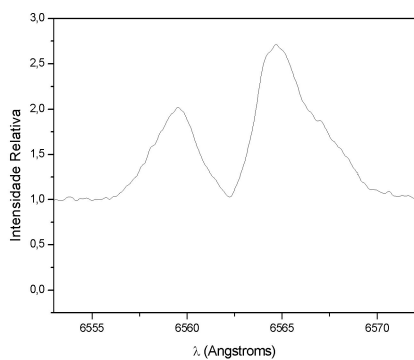
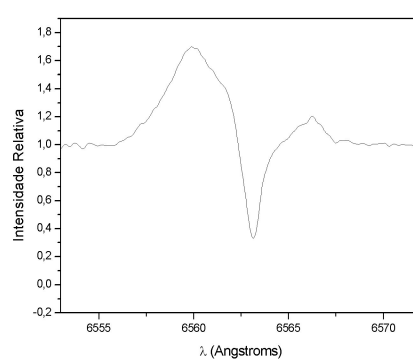
Nas amostras estudadas, foram observados 3 tipos principais de perfil de linha  $H\alpha$ , os quais são ilustrados na Figura 4.2 e descritos a seguir.



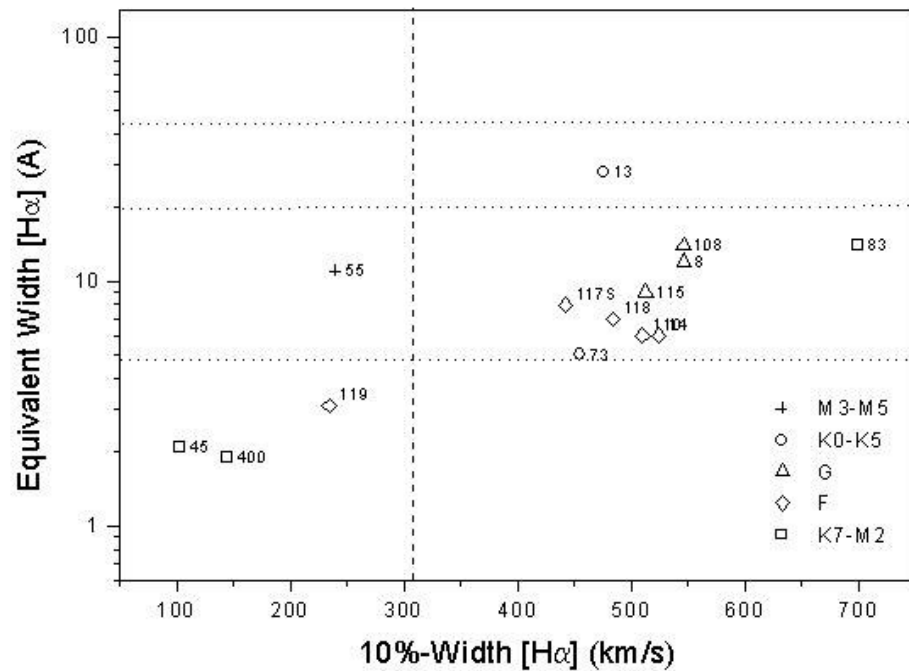
- Tipo 1:  $H\alpha$  em absorção. Este tipo de perfil foi observado em praticamente todas as estrelas da amostra de Tuc-Hor;
- Tipo 2: emissão estreita e simétrica, similar a uma emissão cromosférica;
- Tipo 3: emissão “complexa”, que distingue-se do tipo 2 por ser assimétrica ou de base muito alargada. Também foram incluídas nesta categoria emissões P-Cygni e P-Cygni inversa, e emissões com absorção sobreposta.

Outra informação interessante fornecida pela linha  $H\alpha$  é a sua largura na base. White & Basri (2003) propuseram que a largura dessa linha a 10% da intensidade máxima, se superior a 270 km/s, constitui um bom indicador de acreção, independentemente do tipo espectral do objeto. Essa informação, junto com o perfil da emissão, será utilizada na classificação aqui proposta para identificar o estágio evolutivo das estrelas da amostra.

Na Figura 4.3, compara-se a largura equivalente da emissão  $H\alpha$  (utilizada para distinguir as TTF das TTC, e dependente do tipo espectral) com a largura a 10% da intensidade máxima (que indica a ocorrência de acreção e independe do tipo espectral). Verifica-se que as estrelas que apresentam maior largura equivalente da emissão  $H\alpha$  são as que estão acretando, e que a maioria dessas estrelas apresentam um perfil de emissão tipo 3 (complexo).

**PDS 109****SAO 76411A****PDS 013****PDS 119****PDS 108****PDS 117**

**FIGURA 4.2:** Perfis típicos da linha H $\alpha$ :  
 tipo 1 (painéis no topo), tipo 2 (painéis do meio);  
 tipo 3 (painéis de baixo).



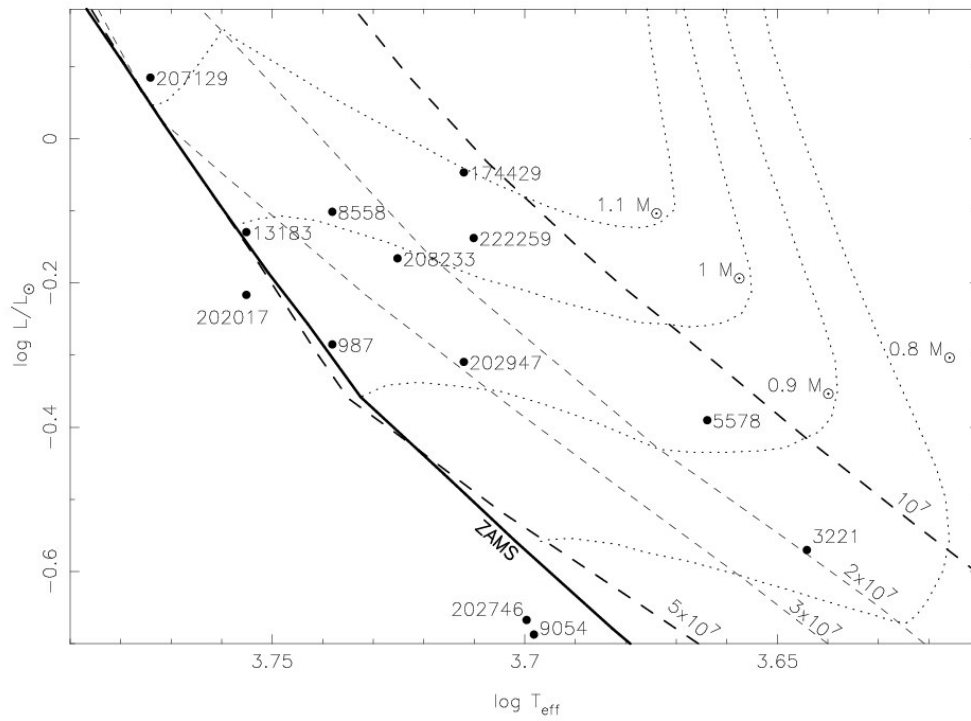
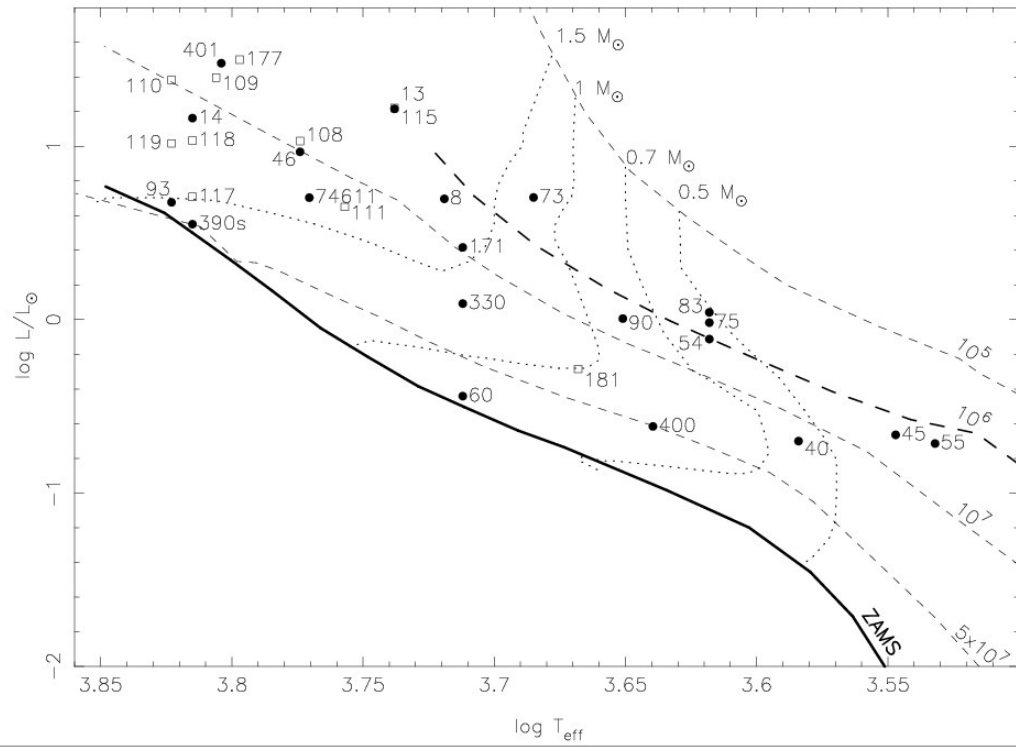
**FIGURA 4.3:** Largura Equivalente da linha  $H\alpha$  em função da largura da base da emissão. A linha tracejada indica a separação entre estrelas com acreção ( $10\text{-width}[H\alpha] > 300 \text{ km/s}$ ) e sem acreção. As linhas pontilhadas mostram o “locus” esperado para as TTC acima de um dado tipo espectral.

#### 4.4 Massas, Distâncias e Idades

Para os objetos cuja distância é conhecida, seja por medida de paralaxe direta ou por associação com nuvem molecular, é possível posicioná-los em um diagrama H-R e, comparando a distribuição desses objetos com as trajetórias evolutivas PSP, determinar suas massas e idades.

Para a construção dos diagramas H-R, foram utilizadas a correção de avermelhamento de Cardelli et al. (1989) e as cores intrínsecas de Bessel & Brett (1988).

A Figura 4.4 apresenta os diagramas H-R para cada grupo de estrelas estudadas. Foram adotadas as trajetórias evolutivas de Siess et al. (2000).



**FIGURA 4.4:** Diagramas H-R para as amostras do PDS (acima) e Tuc-Hor (abaixo). Símbolos abertos são usados para representar medidas de distância imprecisas (maior erro nas luminosidades).

#### 4.5 Classificação Espectroscópica

Foi realizada uma classificação com base na abundância de lítio, tipo espectral, idade, intensidade e perfil da linha  $H\alpha$ , para os objetos da amostra. Como será descrito no Capítulo 5, a abundância de lítio pode ser estimada diretamente das curvas de crescimento que relacionam a largura equivalente com  $\log N(\text{Li})$  para diferentes temperaturas. Assim, espera-se que as estrelas com  $T_{\text{ef}} < 6500 \text{ K}$  e  $EW_{\text{Li}} > 50 \text{ m\AA}$  tenham alta abundância de lítio ( $\log N(\text{Li}) > 3,0$ ). As estrelas estudadas foram divididas nas 5 classes descritas abaixo:

- **TTF** (*T Tauri Fracas*): Abundância de lítio alta ( $\log N_{\text{Li}} > 3$ ), tipo espectral de G a M, emissão  $H\alpha$  fraca ou ausente e com perfil simétrico e estreito, ausência de linhas proibidas, idades de 10 a 20 milhões de anos (Myr).
- **TTC** (*T Tauri Clássicas*): Abundância de lítio alta ( $\log N_{\text{Li}} > 3$ ), tipo espectral de G a M, emissão  $H\alpha$  intensa e com perfil complexo e largo, presença de linhas proibidas, idades de até 10 Myr.
- **Fe/Ge** (*Estrelas Fe/Ge pré-seqüência principal*): Abundância de lítio alta ( $\log N_{\text{Li}} > 3$ ), tipo espectral F ou G, emissão  $H\alpha$  intensa e com perfil complexo e largo, presença de linhas proibidas, idades de até 10 Myr.
- **PTT** (*Pós-T Tauri*): Abundância de lítio intermediária ( $2 < \log N_{\text{Li}} < 3$ ), tipo espectral de G a M, emissão  $H\alpha$  fraca ou ausente e com perfil simétrico e estreito, ausência de linhas proibidas, idades de 20 a 100 Myr.

- *SPIZ (Estrelas jovens da seqüência principal)*: Abundância de lítio baixa ( $\log N_{\text{Li}} < 2$ ),  $H\alpha$  em absorção, ausência de linhas proibidas, idades maiores que 100 Myr.

A Tabela 4.1 apresenta os parâmetros estelares obtidos, e os resultados da classificação discutida acima. Nesta tabela utilizou-se a seguinte legenda para as informações das distâncias: (a) Paralaxe Hipparcos (Perryman et al. 1997); (b) Nuvem de Taurus-Aurigae (Kenyon et al. 1994); (c) Orion (Jeffries 2007); (d) Chamaeleon I (Whittet et al. 1997); (e) TW Hya (Mamajek 2005); (f) Tuc-Hor (Zuckerman & Webb 2000); (g) Lupus (Lombardi et al. 2008); (h)  $\rho$  Oph (Mamajek 2008); (i) Sco-Cen (de Geus et al. 1989); (j) distância obtida do ajuste das DEEs (vide Capítulo 6).

Objeto	T.E.	T <sub>ef</sub> (K)	EW <sub>Li</sub> (Å)	EW <sub>H<math>\alpha</math></sub> (Å)	P. H $\alpha$	D (pc)	L/L <sub>☉</sub>	A <sub>v</sub> (mag)	M/M <sub>☉</sub>	Idade (10 <sup>6</sup> anos)	Classe
HBC 400	K7V	4405	0,54	-3,2	2	140 <sup>b</sup>	0,3	0,0	0,5	50	PTT
HD 105	G0V	5840	0,16	3,1	1	40 <sup>a</sup>	1,36	0,0	1,1	25	Fe/Ge
HD 987	G6V	5500	0,20	3,0	1	44 <sup>a</sup>	0,5	0,0	0,9	50	SPIZ
HD 3221	K5V	4400	0,36	1,5	1	46 <sup>a</sup>	0,28	0,0	0,8	20	PTT
HD 5578	K3/K4V	4600	0,15	2,2	1	44 <sup>a</sup>	0,45	0,0	0,9	15	PTT
HD 8558	G6V	5635	0,20	-3,3	2	49 <sup>a</sup>	0,9	0,0	1,0	25	Fe/Ge
HD 9054	K1V	5000	0,17	0,2	1	37 <sup>a</sup>	0,2	0,0	0,7	>50	PTT
HD 13183	G5V	5700	0,22	4,8	1	50 <sup>a</sup>	0,8	0,0	1,0	50	SPIZ
HD 15526	G6V	5430	0,19	2,4	1	140 <sup>b</sup>	2,0	0,0	1,2	10	PTT
HD 174429	K0V	5150	0,29	1,1	1	50 <sup>a</sup>	0,9	0,0	1,1	10	PTT
HD 181321	G1V	5800	0,13	6,9	1	21 <sup>a</sup>	0,94	0,0	1,1	25	Fe/Ge
HD 202746	K2	4900	0,00	0,5	1	31 <sup>a</sup>	0,2	0,0	0,7	>50	PTT
HD 202917	G5V	5800	0,22	3,8	1	46 <sup>a</sup>	0,63	0,0	1,0	>50	SPIZ
HD 202947	K0	5200	0,18	0,2	1	46 <sup>a</sup>	0,5	0,0	1,0	30	PTT
HD 207129	G0V	5900	0,00	7,5	1	16 <sup>a</sup>	1,26	0,0	1,1	50	SPIZ
HD 208233	G8	5500	0,15		1	55 <sup>a</sup>	0,71	0,0	1,0	25	PTT
HD 222259	G6IV	5300	0,21	4,4	1	46 <sup>a</sup>	0,8	0,0	1,1	15	PTT
PDS 008	G9V	5230	0,26	-13	3	134 <sup>a</sup>	5	1,1	1,8	4	TTC
PDS 013	G5V	5470	0,27	-23	3	308 <sup>a</sup>	16,1	1,0	3,0	1	TTC
PDS 014	F6V	6530	0,16	-10	3	392 <sup>c</sup>	11,6	0,3	2,5	15	Fe/Ge
PDS 040	M0	3840	0,45	-18	2	160 <sup>d</sup>	0,2	0,0	0,6	20	PTT
PDS 045	M2V	3525	0,52	-1,7	2	44 <sup>e</sup>	0,3	0,2	0,4	4	TTF
PDS 046	G0V	5945	0,25	-21	3	210 <sup>a</sup>	8,4	1,8	2,0	10	Fe/Ge
PDS 054	K5V	4150	0,35	0,5	1	47 <sup>a</sup>	0,9	0,6	0,8	1	PTT
PDS 055	M3V	3405	0,71	-8,9	2	44 <sup>e</sup>		-0,2	0,3	3,5	TTF
PDS 060	K0V	5150	0,36	-2,0	2	66 <sup>d</sup>	0,4	1,7	0,8	>50	PTT
PDS 073	K2V	4840	0,73	-9,2	3	159 <sup>a</sup>	5,6	1,0	1,8	0,7	TTC
PDS 075	K5V	4150	0,54	-5,0	2	155 <sup>g</sup>	1	1,0	0,8	0,9	TTF
PDS 083	K7V	4150	0,51	-13	3	140 <sup>h</sup>	1	2,6	0,8	0,8	TTC
PDS 090	K4-5	4470	0,58	-1,0	2	139 <sup>i</sup>	1,2	0,2	1,2	5	TTF
PDS 093	F5V	6655	0,55	-1,4	2	145 <sup>h</sup>	4,8	0,3	1,7	>50	SPIZ
PDS 108	G0V	5945	0,16	-9,1	3	417 <sup>j</sup>	10,2	0,2	2,3	10	Fe/Ge
PDS 109	F7V	6390	0,15	3,5	1	448 <sup>j</sup>	18,3	0,0	3,0	8	Fe/Ge
PDS 110	F5V	6655	0,12	-4,4	3	596 <sup>j</sup>	24	0,2	3,0	10	Fe/Ge
PDS 111	G3V	5715	0,26	-1,2	3	200 <sup>j</sup>	4,5	0,3	1,8	15	Fe/Ge
PDS 115	G5V	5470	0,27	-8,6	3	600 <sup>j</sup>	16	0,3	3,0	1	Fe/Ge
PDS 117S	F6V	6530	0,12	-2,7	3	478 <sup>j</sup>	14,4	0,1	1,9	30	SPIZ
PDS 118	F6V	6530	0,11	-5,4	3	268 <sup>j</sup>	8,9	0,2	3,2	15	Fe/Ge
PDS 119	F5V	6655	0,11	-3,1	3	265 <sup>j</sup>	6,5	0,2	2,0	20	SPIZ
PDS 171	K0V	5150	0,38	-2,2	2	140 <sup>b</sup>	3	2,6	1,5	10	TTF
PDS 177	F5+F8 IV	6270	0,18	-1,0	3	278 <sup>j</sup>	31,6	0,1	3,2	5	Fe/Ge
PDS 181	K0III	4655	0,40	-2,5	2	250 <sup>j</sup>	0,6	1,9	1,0	25	TTF
PDS 390S	F6V	6530	0,13	-14	2	85 <sup>j</sup>	2,9	0,1	1,4	>50	SPIZ
PDS 401	F6IV	6370	0,15	-5,0	3	198 <sup>a</sup>	36,7	0,6	3,1	5	Fe/Ge
PPM 366328	K0	5150	0,00	0,1	1	47 <sup>f</sup>	0,29	0,0	1,0	>50	PTT
SAO 76411A	G0V	5945	0,10	0,1	1	140 <sup>b</sup>	5,5	0,0	1,8	20	SPIZ

TABELA 4.1: Parâmetros estelares e classificação espectroscópica das estrelas estudadas.

## CAPÍTULO 5

### CÁLCULO DAS ABUNDÂNCIAS QUÍMICAS

Esta parte do trabalho se refere à realização de cálculos de larguras equivalentes e espectros sintéticos, utilizando modelos de atmosfera, com base nos espectros de alta resolução. A partir desses espectros foram determinados os parâmetros estelares e as abundâncias químicas das TTF descobertas no PDS e das estrelas localizadas nas associações estelares jovens de HorA e TucA.

O tipo de procedimento realizado consiste em uma análise espectroscópica diferencial em relação ao Sol. Primeiramente são determinados os parâmetros estelares fundamentais temperatura efetiva, gravidade e velocidade de microturbulência, que são parâmetros de entrada do código de síntese espectral, o qual fornece as abundâncias dos elementos através de um ajuste ao espectro observado.

Na Seção 5.1, são relatados as bases de dados atômicos e moleculares utilizadas nos cálculos, e o procedimento de medida das linhas espectrais. A Seção 5.2 discute a escolha do modelo de atmosfera utilizado. As determinações de temperatura efetiva, gravidade e velocidade de microturbulência estão detalhadas nas Seções 5.3 a 5.5. Finalmente, a Seção 5.6 apresenta os resultados dos cálculos de abundâncias dos elementos.



## 5.1 Identificação e Medidas de Linhas

As linhas espectrais foram identificadas a partir da comparação com o espectro solar (Moore et al. 1957), uma vez que a maior parte dos objetos possui tipo espectral semelhante ao do Sol. Para as estrelas mais frias (tipo K ou mais tardio) utilizou-se também o atlas do espectro de Arcturus (Griffin 1973). Para a análise de abundâncias foram selecionadas linhas cujos parâmetros atômicos fossem bem determinados. Escolhemos linhas que tivessem sido utilizadas em cálculos semelhantes em trabalhos disponíveis na literatura, como por exemplo Norris et al. (2001) e Thorén & Feltzing (2000), entre outros.

Os parâmetros atômicos das transições foram comparados com os disponíveis no *Vienna Atomic Line Database* (Kupka et al. 1999) e no *Kurucz Atomic Line Database* (Kurucz and Bell 1995). Quando encontradas, as discrepâncias nos parâmetros atômicos geralmente ocorreram no valor da força do oscilador ( $\log gf$ ). Neste caso, determinou-se o melhor valor através de um ajuste ao espectro solar, de modo que o espectro sintético obtido fosse semelhante ao do atlas solar de Kurucz et al. (1984).

Para as transições escolhidas nos cálculos de abundâncias, foram medidas as larguras equivalentes (EW) utilizando a rotina *splot* do IRAF. Para tais medidas, os espectros foram divididos em trechos de 200 Å, e após ajuste do contínuo local, as larguras equivalentes foram medidas adotando um perfil gaussiano para as linhas fracas e médias ( $EW \leq 100 \text{ mÅ}$ ) e um perfil de Voigt para as linhas mais fortes. O erro associado à medida das EWs foi estimado através da fórmula de Cayrel (1988):

$$\sigma(EW_{\lambda}) \sim 1,6 \frac{\sqrt{FWHM} \cdot \Delta x}{S/N}$$

onde  $FWHM$  é a largura a meia-altura da linha espectral,  $\Delta x$  é a dispersão (em Å/pixel) do espectro e  $S/N$  é a razão sinal/ruído. Os erros percentuais assim calculados são inferiores a 10%.

Uma lista dos dados atômicos e moleculares utilizados, e os valores das medidas de largura equivalente podem ser encontrados no Apêndice I.

## 5.2 Modelos de Atmosfera

Dentre as diversas opções encontradas na literatura, foram adotados os modelos de atmosferas NEMO (Heiter et al. 2002), que são uma versão modificada do código ATLAS9 (Kurucz 1993) de modelos plano-paralelos em uma dimensão e Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL). A grade de modelos cobre valores de temperatura entre 4000 e 10000 K, com passo de 200 K; gravidade entre  $2,0 < \log g < 5,0$  com passo de 0,2 dex; velocidade de microturbulência  $0 < \xi < 4$  km/s com passo de 1 km/s; e metalicidade (relativa ao Sol) entre -2,0 e +1,0 dex. Esta gama de valores atmosféricos cobre quase que completamente a amostra observada, deixando de fora apenas uma estrela fria (PDS 45). O modelo de convecção escolhido para os cálculos foi o *mixing length* ( $\alpha = 0,5$ ).

Os parâmetros de entrada deste código são  $T_{\text{ef}}$ ,  $\log g$  e metalicidade ( $[\text{Fe}/\text{H}]$ ). Estimativas iniciais destes parâmetros foram obtidas utilizando-se métodos independentes do modelo de atmosfera, conforme explicado nas seções 5.3 a 5.5.

## 5.3 Temperaturas Efetivas

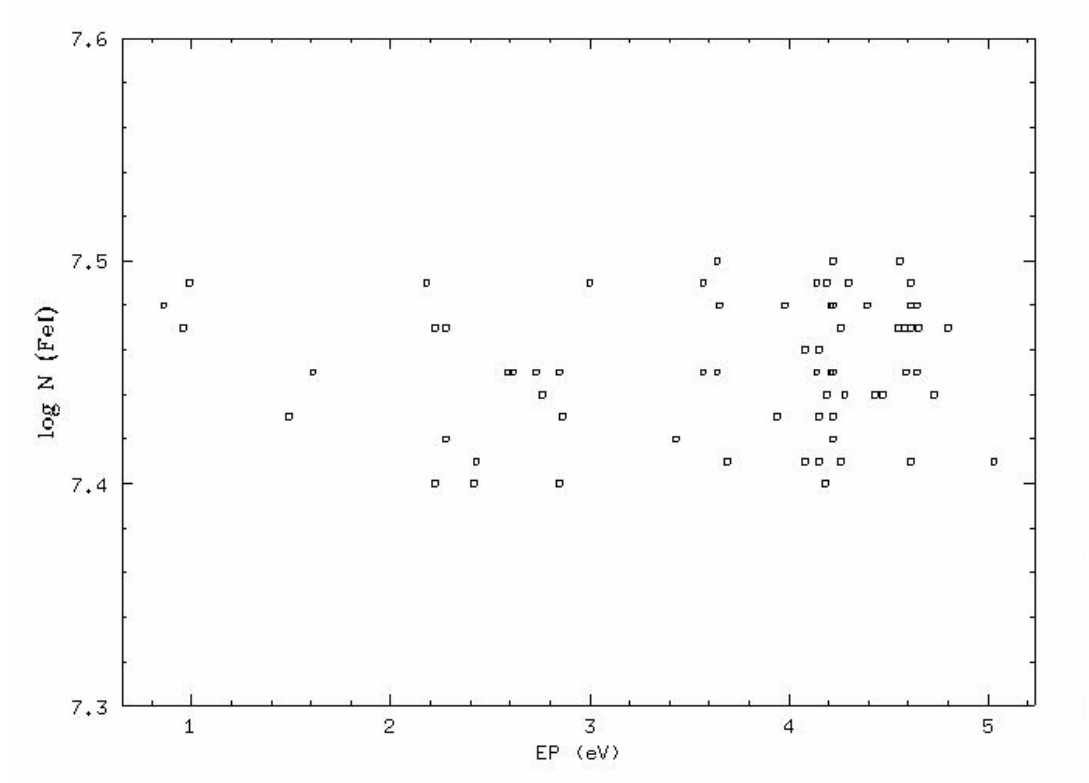
Conforme descrito na Seção 4.1, uma primeira estimativa da temperatura foi obtida mediante a calibração publicada por de Jager & Nieuwenhuijzen (1987), que correlacionam  $T_{\text{ef}}$  com o tipo espectral.

Uma determinação mais precisa de  $T_{\text{ef}}$  pode ser realizada através da razão de linhas de potenciais de excitação diferentes, num procedimento semelhante ao realizado por Kovtyukh et al. (2003). Esses autores publicaram uma lista de 105 razões de linhas de potenciais de excitação diferentes, medidas em espectros de alta resolução ( $R = 42000$ ) de 181 estrelas F, G e K com temperaturas bem conhecidas. Medindo-se as razões de linhas dessas transições listadas, pode-se aplicar a calibração desses autores e obter um valor de  $T_{\text{ef}}$  mais preciso que o obtido a partir da correlação com tipo espectral somente.

Por fim, as  $T_{\text{ef}}$  foram também calculadas através do equilíbrio de excitação das linhas de Fe I. A idéia aqui é, através das larguras equivalentes de linhas de Fe I de potenciais de excitação ( $\chi$ ) diferentes, calcular a abundância de Fe para cada uma dessas transições, de modo que se obtenha a mesma abundância de Fe, independente de  $\chi$ . A Tabela 5.1 apresenta os valores de temperatura obtidos pelos métodos de razão de linha e equilíbrio de excitação do Fe I. Para os cálculos de abundâncias, foram utilizados os valores encontrados pelo equilíbrio de excitação.

A temperatura obtida a partir desse método, embora não tão precisa como a calculada através do método de razão de linhas descrito no parágrafo anterior, é mais conveniente de ser utilizada nas etapas seguintes do trabalho. Isto porque o cálculo dessa temperatura utiliza os mesmos códigos, modelos atmosféricos e parâmetros atômicos que serão aplicados nos cálculos subseqüentes, de modo que todo o processo seja consistente. As abundâncias foram calculadas utilizando o módulo *abfind* do código MOOG (Snedden 2002).

A Figura 5.1 mostra a distribuição dos valores de  $\log N(\text{Fe})$  obtidos através de diferentes transições, em função do potencial de excitação da transição, para a estrela SAO 76411A. Verifica-se que, embora haja um espalhamento da ordem de 0,05 dex nas abundâncias calculadas, estas não apresentam correlação com o potencial de excitação da transição.



**FIGURA 5.1:** Abundâncias de Fe I calculadas para cada linha espectral, em função do potencial de excitação.

Objeto	$T_{\text{ef}}$ (K)		$\log g$	
	Razão de linhas	Equilíbrio de Excitação	Trilhas Evolutivas	Equilíbrio de Ionização
HD 987	5470	5500	4.69	4.80
HD 3221	4406	4400	4.58	4.60
HD 5578	4613	4600	4.61	4.60
HD 8558	5480	5400	4.51	4.40
HD 9054	4989	5000	4.92	4.90
HD 13183	5690	5700	4.56	4.50
HD 202746	5006	5000	4.89	4.80
HD 202917	5689	5700	4.65	4.60
HD 202947	5152	5200	4.62	4.60
HD 207129	5943	6000	4.42	4.40
HD 208233	5323	5300	4.55	4.50
HD 222259	5128	5100	4.52	4.50
PPM 366328	5164	5200	4.42	4.40

**TABELA 5.1:** Valores encontrados para temperatura e gravidade pelos diferentes métodos utilizados.

## 5.4 Gravidades

A gravidade ( $\log g$ ) foi obtida utilizando-se duas técnicas. Uma primeira estimativa foi feita utilizando-se a relação fundamental

$$\log \frac{g}{g_{Sol}} = \log \frac{M}{M_{Sol}} + \log \frac{T_{ef}}{T_{ef Sol}} + 0.4(M_{bol} - M_{bol Sol})$$

onde  $M$  é a massa da estrela e  $M_{bol}$  é sua magnitude bolométrica. Estas duas grandezas foram determinadas através da comparação da posição dos objetos no diagrama H-R com trajetórias evolutivas PSP, conforme foi explicado na Seção 4.4.

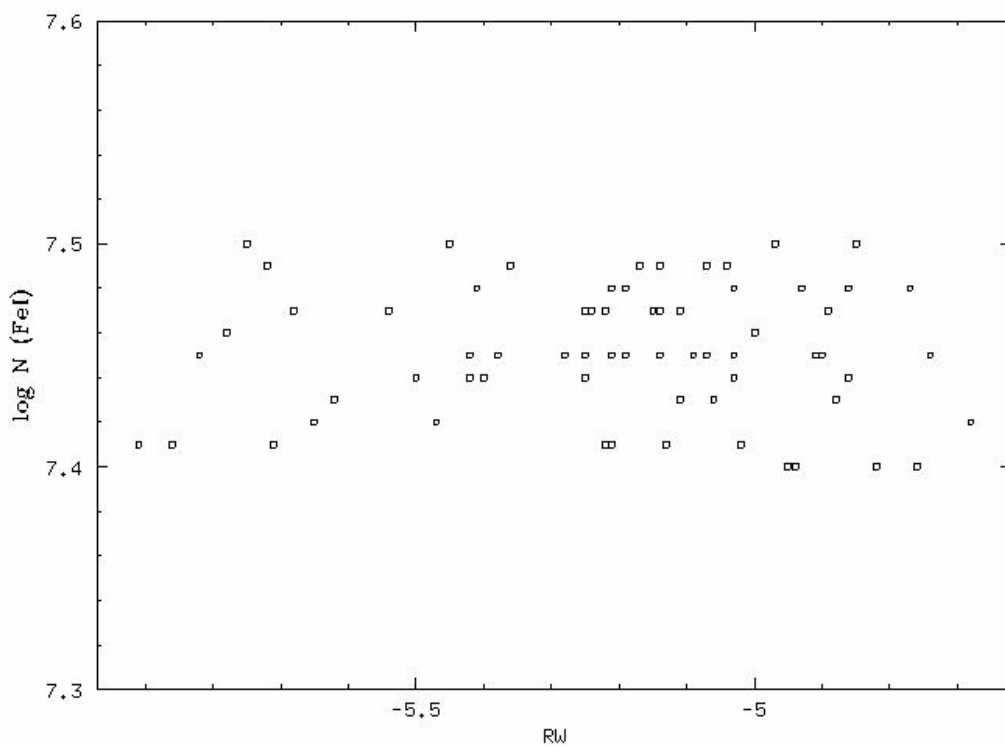
O valor da gravidade utilizado nos cálculos de abundâncias foi obtido através do equilíbrio de excitação e ionização das linhas de absorção de ferro. Para este procedimento, foram medidas as larguras equivalentes de linhas de Fe I e Fe II, e a abundância deste elemento foi calculada utilizando o módulo *abfind* do código MOOG, até que a abundância de Fe encontrada pelo código fosse a mesma, independente do estado de ionização. A Tabela 5.1 apresenta os resultados destes cálculos.

## 5.5 Velocidades de Microturbulência

Um outro parâmetro importante no cálculo de abundâncias é a velocidade de microturbulência ( $\zeta$ ), que altera a largura equivalente das linhas de acordo com a intensidade. A escolha da velocidade de microturbulência mais adequada requer que a abundância de um dado elemento, calculada a partir de diversas transições, seja independente da intensidade da transição (simbolizada por RW do inglês “*reduced equivalent width*”).

O procedimento nesse caso é semelhante ao descrito nas seções anteriores, também utilizando o módulo *abfind* do código MOOG : a abundância de Fe I é calculada para cada

transição, e o melhor ajuste para a velocidade de microturbulência é aquele que fornece o melhor espalhamento na abundância em relação à intensidade da linha. A Figura 5.2 apresenta os valores de  $\log N(\text{Fe})$  obtidos através de diferentes transições, em função da intensidade da linha (RW), para a estrela SAO 76411A. A exemplo da distribuição mostrada na Figura 5.1, o espalhamento da ordem de 0,05 dex não apresenta correlação com RW.



**FIGURA 5.2:** Abundâncias de Fe I calculadas para cada linha espectral, em função da intensidade da transição.

## 5.6 Abundâncias Químicas

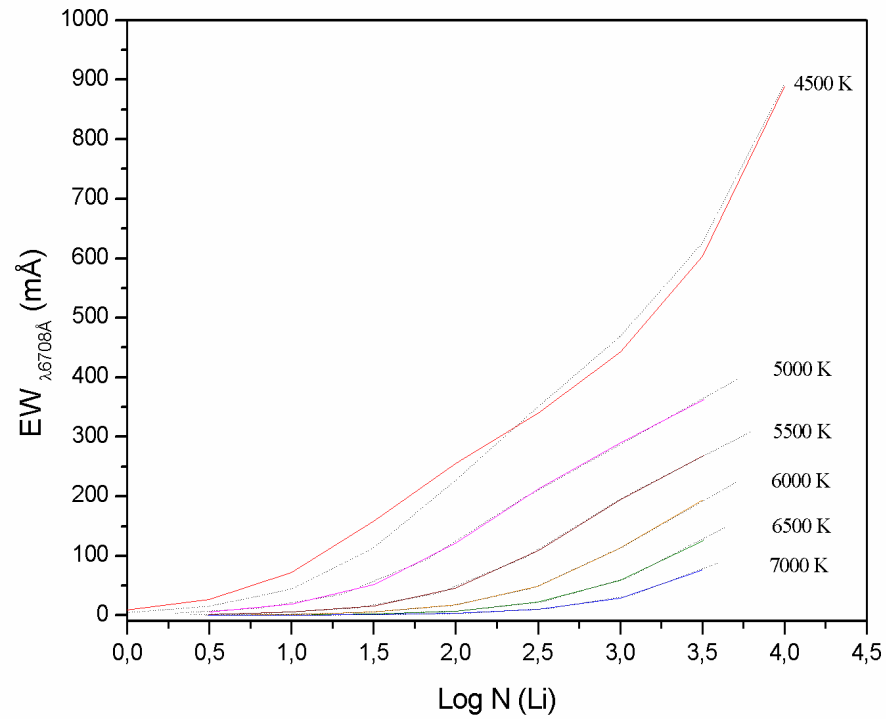
**Lítio** – Um dos elementos mais interessantes de ser estudado nas estrelas PSP é o lítio, pois a abundância presente nas estrelas jovens é várias ordens de grandeza superior à encontrada nas estrelas mais evoluídas. A presença de uma intensa linha de Li I em 6708 Å é na maioria das vezes um indicativo da juventude do objeto.

Na região espectral estudada, encontram-se poucas transições observáveis do Li, o que dificulta uma determinação precisa da abundância deste elemento. Além da supracitada transição em 6708 Å, existe apenas outra transição mensurável, em 6103 Å. Infelizmente, essa linha é muito fraca, e freqüentemente apresenta um *blend* com outras transições atômicas, em particular as de Ti I e V I. Isto torna as determinações da abundância de Li quase que exclusivamente dependentes da transição em 6708 Å.

Por ser uma linha de ressonância, essa transição é susceptível aos efeitos do desvio das condições do ETL. Um cálculo de abundância de Li por síntese espectral da linha de 6708 Å deve incluir esses efeitos, o que não é o caso dos modelos e códigos utilizados neste trabalho. Portanto, as abundâncias de Li foram calculadas utilizando as curvas de crescimento que incluem os efeitos do regime não-ETL. Os trabalhos utilizados foram publicados por Pavlenko & Magazzú (1996), para estrelas com  $T_{\text{ef}} \leq 6000$  K, e por Takeda & Kawanomoto (2005) para as estrelas mais quentes. Não foram considerados os efeitos de amplificação magnética, que podem resultar num valor de abundância de Li superestimado em até 1,0 dex (Leone 2007).

A Tabela 5.2 apresenta as medidas de largura equivalente da linha de Li I, e os valores de abundâncias absolutas determinados com as curvas de crescimento, nas situação de ETL e fora do ETL (NETL). Para as estrelas de  $T_{\text{ef}} < 4500$  K, e aquelas que não apresentaram linha de Li I mensurável, não foram determinadas abundâncias de Li.

A Figura 5.3 apresenta as curvas que relacionam a abundância de Li com a medida das larguras equivalentes da linha de 6708 Å, para diferentes temperaturas.



**FIGURA 5.3:** Curvas de crescimento para a linha de Li I em 6707 Å utilizadas para cálculo da abundância do lítio, adaptadas de Pavlenko & Magazzu (1996) e Takeda & Kawanomoto (2005). Linha sólida: LTE; linha tracejada : NLTE.



Objeto	$T_{\text{ef}}$ (K)	$EW_{\text{Li}}$ (Å)	Log N (Li)	
			LTE	NLTE
HBC 400	4405	0,54	3,3	3,2
HD 105	5840	0,16	3,2	3,2
HD 987	5500	0,20	3,0	3,0
HD 3221	4400	0,36	2,5	2,6
HD 5578	4600	0,15	1,5	1,8
HD 8558	5635	0,20	3,0	3,0
HD 9054	5000	0,17	2,2	2,3
HD 13183	5700	0,22	3,3	3,4
HD 15526	5430	0,19	2,8	2,8
HD 174429	5150	0,29	3,2	3,2
HD 181321	5800	0,13	2,8	2,9
HD 202746	4900	0,00		
HD 202917	5800	0,22	3,4	3,5
HD 202947	5200	0,18	2,5	2,5
HD 207129	5900	0,00		
HD 208233	5500	0,15	2,7	2,7
HD 222259	5300	0,21	2,8	2,9
PDS 008	5230	0,26	3,4	3,6
PDS 013	5470	0,27	2,1	2,2
PDS 014	6530	0,16	3,6	3,7
PDS 040	3840	0,45		
PDS 045	3525	0,52		
PDS 046	5945	0,25	3,8	3,6
PDS 054	4150	0,35	2,7	2,6
PDS 055	3405	0,71		
PDS 060	5150	0,36	3,5	3,6
PDS 073	4840	0,73	3,2	3,0
PDS 075	4150	0,54		
PDS 083	4150	0,51		
PDS 090	4470	0,58	3,4	3,3
PDS 093	6655	0,55		
PDS 108	5945	0,16	3,2	3,2
PDS 109	6390	0,15	3,5	3,5
PDS 110	6655	0,12	3,4	3,4
PDS 111	5715	0,26	3,9	3,6
PDS 115	5470	0,27	4,0	3,7
PDS 117S	6530	0,12	3,4	3,5
PDS 118	6530	0,11	3,3	3,4
PDS 119	6655	0,11	3,4	3,4
PDS 171	5150	0,38	3,8	3,8
PDS 177	6270	0,18	3,6	3,6
PDS 181	4655	0,40	2,8	2,7
PDS 390S	6530	0,13	3,5	3,5
PDS 401	6370	0,15	3,4	3,4
PPM 366328	5150	0,00		
SAO 76411A	5945	0,10	2,9	2,8

**TABELA 5.2:** Temperaturas, larguras equivalentes da linha de Li I, e abundâncias calculadas.

**Ferro** - As abundâncias de ferro foram calculadas a partir da curva de crescimento do Fe I e Fe II, e síntese espectral das transições de baixo potencial de excitação, onde os efeitos de NETL são menos importantes. Gratton et al. (1999) afirma que os efeitos de NETL nas transições de Fe I são desprezíveis para estrelas com gravidade elevada, onde o efeito termalizador das colisões são mais pronunciados.

Em estudos de evolução química, o ferro geralmente é utilizado como elemento de referência, pois acredita-se que esse elemento seja uma espécie de “cronômetro” da nucleossíntese. Além disso, o espectro das estrelas frias apresentam inúmeras linhas de Fe que são facilmente identificadas e medidas. Entretanto, o oxigênio talvez seja um melhor tipo de cronômetro, pois é produzido somente nas supernovas tipo II. Mas as abundâncias de O são de determinação mais complexa, o que torna o Fe o elemento preferencial para estudos de evolução química.

**Oxigênio** - O oxigênio é o terceiro elemento mais abundante nas estrelas (após H e He) e portanto desempenha um importante papel nos mecanismos de opacidade e geração de energia.

As abundâncias de oxigênio foram determinadas a partir da síntese espectral das linhas do tripleto infravermelho em  $\lambda\lambda$  7792, 7774 e 7775 Å. Nas TTC essas linhas são freqüentemente observadas em emissão, mas nas TTF aqui analisadas as linhas apresentam perfis semelhantes ao de estrelas da seqüência principal.

Mesmo no caso do Sol, a abundância de O é um assunto em aberto. Valores discrepantes são obtidos por diferentes investigadores, dependendo da transição estudada. Entre as determinações de abundâncias a partir do tripleto infravermelho, as mais conhecidas são as de Lambert (1978), que obteve  $\log \epsilon_{\odot} = 8,93$ , e Grevesse et al. (1996),  $\log \epsilon_{\odot} = 8,87$ . Ambos valores são diferentes dos obtidos através da linhas proibidas de  $\lambda\lambda$  6300,6363 Å por

Reetz (1999,  $\log \epsilon_{\odot} = 8,81$ ), e da abundância calculada por Goldman et al. (1983,  $\log \epsilon_{\odot} = 8,84$ ), através das transições rotacionais de OH no IV.

Sedlmayr (1974) ressaltou que os efeitos de NETL, principalmente nas linhas do tripleto IV, podem ser responsáveis pelos diferentes valores de  $\log \epsilon_{\odot}$  obtidos por Lambert (1978) e Grevesse et al. (1996), além de explicar as variações em seus perfis nos espectros do centro e do limbo solar. Outra provável causa dessas discrepâncias, levantada por Feltzing & Gustafsson (1998), é a granulação. Em um estudo de uma amostra de 83 estrelas de tipo solar, Reetz (1999) concluiu que os efeitos de NETL, principalmente os oriundos de colisões com H, são desprezíveis para estrelas de  $T_{\text{ef}} < 5800$  K. Conclusão similar está reportada em Gratton et al. (1999). Como as TTF aqui analisadas são mais frias que 5800 K, assume-se que os efeitos de NETL são desprezíveis.

Uma dificuldade adicional decorreu da configuração particular utilizada no espectrógrafo FEROS, que apresentou um problema justamente na asa vermelha da linha de  $\lambda 7775$  Å. Portanto, as abundâncias só puderam ser precisamente calculadas para as linhas de  $\lambda\lambda 7792$  e  $7774$  Å. A linha proibida de [OI]  $\lambda 6300$  Å não foi utilizada pois supõe-se que seja originária do ambiente circunstelar, e não da fotosfera.

As abundâncias encontradas para as TTF estudadas estão na faixa entre  $0 < [\text{O}/\text{Fe}] < 0,5$ . Considerando que os erros na análise são da ordem de 0,2 dex, conclui-se que as abundâncias de O são bem próximas às solares. O oxigênio mostra uma tendência de diminuir conforme aumenta  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , um resultado também obtido por Feltzing & Gustafsson (1998) e Castro et al. (1997).

Gratton et al. (1999) publicaram uma tabela de correções NETL de abundâncias para o tripleto do IV do O. Segundo esses autores, os cálculos em ETL tendem a superestimar a abundância de O. As correções são função da largura equivalente (pois as linhas saturadas são

formadas nas camadas mais externas), gravidade e temperatura. Entretanto, para as anãs frias ( $T_{\text{ef}} < 6000 \text{ K}$ ) as correções são pequenas ( $< 0,1 \text{ dex}$ ).

**Sódio** - Nas TT as linhas mais intensas são as do duplete de ressonância em  $\lambda\lambda 5890$  e  $5896 \text{ \AA}$ . Essas linhas costumam apresentar perfis complexos, chegando a estar em emissão nas TTC. O mesmo ocorre com o duplete no infravermelho em  $\lambda\lambda 8183$  e  $8195 \text{ \AA}$ . Por esses motivos essas linhas não foram utilizadas nos cálculos de abundâncias. A síntese espectral foi realizada para as linhas de Na I em  $\lambda\lambda 5683$  e  $5688 \text{ \AA}$ . Gratton et al. (1999) realizaram cálculos de equilíbrio estatístico visando investigar o efeito de NETL nas linhas de Na. Eles descobriram que, devido à baixa energia de ionização do Na, os efeitos de superionização são importantes mesmo nas estrelas mais frias. Essa superionização é função da gravidade, devido à competição com a recombinação colisional dos níveis de mais alta energia, e ocorre nas camadas mais profundas nas gigantes e nas camadas mais externas nas anãs. Estes autores publicaram uma tabela de correções de NETL para as linhas em  $\lambda\lambda 5683$  e  $5688 \text{ \AA}$ . Para estrelas anãs as correções são pequenas ( $< 0,1 \text{ dex}$ ). As correções para as linhas D são mais complexas, mas neste trabalho não foi realizada síntese espectral para essas linhas.

**Cálcio** - O cálcio é produzido na nucleossíntese explosiva. Os espectros das TT apresentam dezenas de linhas de Ca I, e algumas de Ca II. Entre as linhas de Ca II as principais são as linhas H e K na região do azul. Conforme discutido na seção 2.2, a presença dessas linhas em emissão é um dos critérios para se definir as TT. Essas linhas provavelmente têm origem cromosférica. As linhas de Ca II no infravermelho, em  $\lambda\lambda 8498$ ,  $8542$  e  $8662 \text{ \AA}$  também aparecem em emissão. A síntese espectral foi realizada para as seguintes linhas de Ca I:  $\lambda\lambda 5260$ ,  $5582$ ,  $5589$ ,  $5601$ ,  $5857$ ,  $6122$ ,  $6508$ ,  $6709$  e  $6717 \text{ \AA}$ .

**Carbono** - O carbono é o quarto elemento mais abundante no Universo, depois do H, He e O. Nas TT a única linha de C observada foi em  $\lambda 7113 \text{ \AA}$ , e mesmo assim apenas em algumas poucas estrelas pois essa região espectral é muito contaminada por linhas atmosféricas. No espectros onde seu perfil pode ser definido foi calculada a abundância a partir de síntese espectral.

**Alumínio, Cobalto, Cromo, Escândio, Níquel, Silício, Titânio e Vanádio** - As abundâncias de Al foram calculadas por síntese espectral das linhas:  $\lambda\lambda 6696$  e  $7836 \text{ \AA}$ . O cobalto pertence ao grupo dos elementos do pico do ferro. Nas TT observam-se inúmeras linhas fracas de Co I, a maioria em *blends*. A abundância foi calculada através da síntese espectral da linha de  $7053 \text{ \AA}$ , a única linha que apresenta um perfil livre de contaminações. Os espectros das TT apresentam dezenas de linhas de Cr I e algumas de Cr II. As linhas utilizadas na síntese espectral foram as de Cr I em  $\lambda\lambda 5520$  e  $5787 \text{ \AA}$ . A abundância de escândio foi calculada a partir da síntese espectral da linha de Sc II em  $\lambda 5031 \text{ \AA}$ . Os espectros das TT apresentam inúmeras linhas de Ni I. A síntese espectral foi realizada para as linhas  $\lambda\lambda 5578, 6108, 6378$  e  $6643 \text{ \AA}$ . Nas TT observam-se diversas linhas de Si I, sendo a abundância calculada a partir da síntese espectral das linhas de Si I em  $\lambda\lambda 6087, 6091, 6125$  e  $6237 \text{ \AA}$ . Os espectros das TT apresentam diversas linhas de Ti I e Ti II, sendo a abundância calculada a partir da síntese espectral das linhas de Ti I em  $\lambda\lambda 5866, 6085, 6258$  e  $6261 \text{ \AA}$ . As abundâncias de vanádio foram calculadas para as linhas de V I em  $\lambda\lambda 5727, 6039, 6090$  e  $6285 \text{ \AA}$ .

**Magnésio e Manganês** - Nos espectros das TTF observou-se cerca de 20 linhas de Mg I. A síntese espectral foi realizada para as linhas:  $\lambda\lambda 4571, 4703, 5711$  e  $6318 \text{ \AA}$ . Gratton et al. (1999) afirmam que, como no caso de Fe, os efeitos de NETL para o Mg são desprezíveis

para as anãs, principalmente para as linhas de alto potencial de excitação. O manganês pertence ao grupo dos elementos do pico do ferro. A abundância de Mn foi calculada a partir da síntese espectral das linhas de Mn I em  $\lambda\lambda$  5470 e 6016 Å.

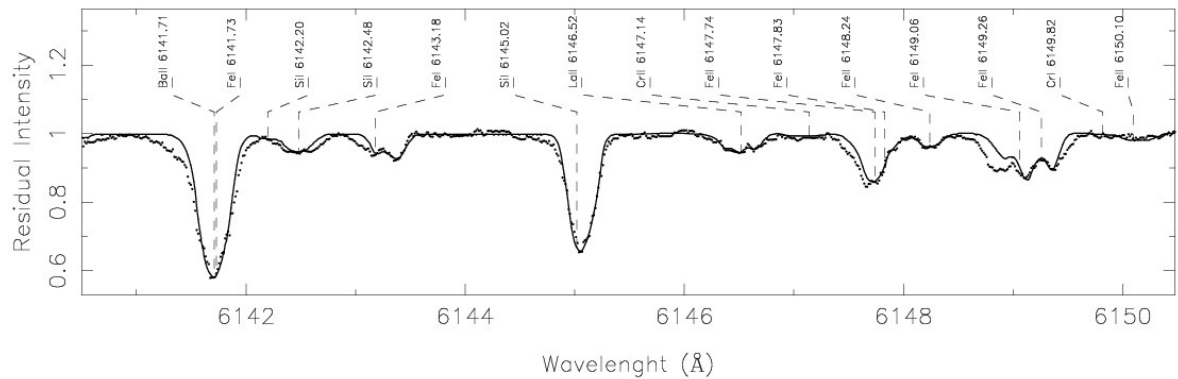
*Elementos dos processos r e s* - A maioria dos elementos pesados ( $A > 70$ ) é formada através dos processos *r* (rápido) e *s* (do inglês slow, lento). O processo-*s* contribui principalmente para a formação do Y (73%) e Zr (79%), enquanto o Eu é formado principalmente (09%) pelo processo-*r* (Anders & Grevesse 1989). Os elementos do processo *s* são produzidos durante a fase de pulsos térmicos nas AGB, quando o fluxo de nêutrons é intenso e favorece a formação de núcleos pesados (Ba, Nd, Hf) em detrimento dos mais leves (Y, Zr, Mo). Espera-se portanto que os elementos *r* apresentem um decréscimo com relação a [Fe/H], e que os elementos *s* mostrem o comportamento oposto.

A abundância de Bário foi determinada através da síntese espectral das linhas de Ba II em  $\lambda\lambda$  4934, 5854, 6142 e 6496 Å. Nas TT são observadas linhas de Y I e Y II, embora linhas adequadas para a síntese espectral sejam apenas de YII. A abundância desse elemento foi calculada a partir das linhas de Y II em  $\lambda\lambda$  6435 e 6793 Å. A abundância de La foi calculada a partir da síntese espectral da linha de La II em  $\lambda$ 6320 Å.

A Tabela 5.3 apresenta os resultados finais das abundâncias calculadas para as TTF e a PTT da amostra. O erro estimado para as abundâncias é de 0,15 dex.

Objeto	[Fe/H]	[O/Fe]	[Na/Fe]	[Mg/Fe]	[Al/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]	[V/Fe]	[Cr/Fe]	[Co/Fe]	[Ni/Fe]
HD 987	0,23	-0,03	0,04	0,13	0,24	0,03	0,31	0,07	0,12	0,16	0,00
HD 3221	0,14	0,08	0,29	0,33	0,19	0,07	0,06	0,14	0,07	0,22	-0,07
HD 5578	-0,22	0,05	0,07	0,00	-0,14	0,25	0,13	-0,09	0,02	0,07	0,04
HD 8558	0,06	0,19	0,13	0,35	0,23	0,15	0,05	0,07	-0,01	0,07	0,01
HD 9054	0,17	0,09	0,04	0,15	-0,02	0,10	0,07	0,09	-0,17	0,18	0,13
HD 13183	-0,11	-0,21	-0,05	0,17	0,00	0,17	-0,31	0,11	0,19	0,10	0,00
HD 202746	0,18	0,03	0,11	0,08	0,15	0,16	-0,04	0,16	0,08	0,07	0,17
HD 202917	0,09	-0,02	0,28	0,00	-0,16	0,04	-0,23	0,06	0,03	0,28	0,25
HD 202947	0,15	0,26	0,22	-0,16	0,16	0,10	0,00	-0,12	-0,16	-0,16	-0,02
HD 207129	0,28	0,35	0,19	0,03	0,02	0,17	0,13	0,04	0,23	-0,01	0,19
HD 208233	-0,03	-0,05	-0,08	0,16	0,09	0,29	0,05	0,32	0,15	0,13	0,14
HD 222259	0,01	0,02	0,11	0,04	0,12	0,15	0,15	0,07	0,06	0,23	0,01
PPM 366328	0,00	0,04	0,03	0,06	0,15	0,02	-0,09	-0,15	0,16	0,26	0,11
PDS 045	0,10	-0,12	0,24	0,21	0,14	0,11	0,21	0,24	0,04	0,11	0,03
PDS 054	0,14	0,03	0,14	0,01	0,09	0,15	0,01	0,11	0,01	0,14	0,03
PDS 055	0,11	0,11	0,04	0,21	0,02	0,13	0,21	0,23	0,17	0,09	0,03
PDS 073	0,17	0,00	0,09	0,03	0,11	0,04	0,04	0,19	0,19	0,08	0,03
HBC 400	0,22	0,02	0,15	0,19	0,14	0,24	0,11	0,22	0,00	0,20	0,04
SAO 76411A	0,04	0,15	0,05	0,08	0,07	0,05	0,04	0,04	0,14	0,07	0,03

**TABELA 5.2:** Abundâncias relativas ao Sol calculadas para as estrelas da amostra.



**FIGURA 5.4:** Espectro sintético calculado para a estrela SAO 76411A.

# CAPÍTULO 6

## ESTRUTURA CIRCUNSTELAR

A principal motivação para se investigar no presente trabalho as distribuições espectrais de energia (DEEs) das TTs foi levantar informações sobre a geometria e características de sua matéria circunstelar. O objetivo é reproduzir sinteticamente as DEEs observadas, quantificar a contribuição das diferentes componentes circunstelares na radiação total emitida pelo sistema, e compará-la com outras características espectroscópicas e fotométricas. Busca-se desta forma aprimorar a classificação dos estágios finais da evolução PSP das TTs e outros objetos jovens, em complemento a outros esquemas de classificação (e.g. Martín 1997).

A contribuição da poeira circunstelar na radiação emitida por sistemas estelares jovens é avaliada primariamente através do excesso infravermelho observado nestes objetos. As diferentes hipóteses levantadas para explicar a configuração da poeira em torno de objetos jovens de baixa massa dão origem a duas linhas gerais de modelos da estrutura circunstelar. Em um deles assume-se que o objeto central está envolvido por um envelope esférico de poeira; enquanto o outro pressupõe a presença de um disco orbitando a estrela. Em princípio, o excesso infravermelho pode se produzido tanto pelo envelope como pelo disco, e a opção por um ou outro modelo depende do estado evolucionário do objeto.

No presente trabalho, foram adotadas duas configurações diferentes para reproduzir as DEEs observadas, através de cálculos utilizando modelos de discos circunstelares. Na Sec. 6.1 descreve-se o modelo de disco geometricamente fino, que foi proposto por Gregorio-Hetem &

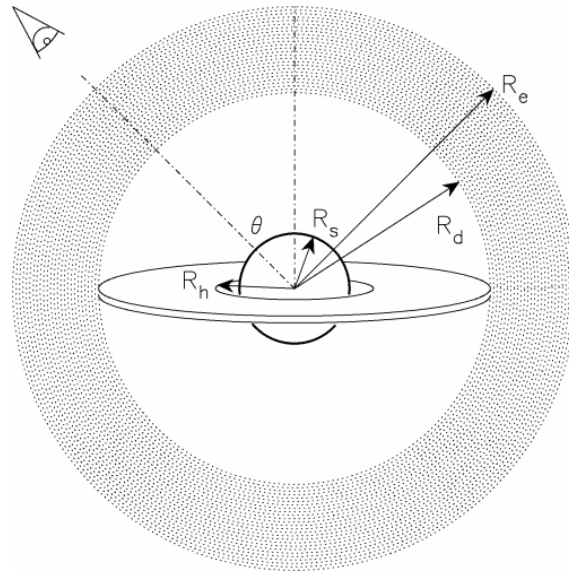


Hetem (2002) e por eles aplicado em parte de nossa amostra de TTFs. Na Sec. 6.2 apresentam-se os resultados mais recentes, obtidos com um modelo de disco alargado nas bordas (“*flared*”), com o código HABdisk, um método de cálculo proposto por Hetem & Gregorio-Hetem (2007). A Sec. 6.3 descreve os procedimentos para o ajuste das DEEs e a discussão dos resultados é apresentada na Sec. 6.4.

### **6.1 O Modelo de Disco e Envoltório Circunstelar**

Dentre os diferentes modelos existentes para reproduzir as DEEs das TTs, escolhemos utilizar aqueles que são mais adequados para as estrelas de nossa amostra, que não apresentam grande excesso infravermelho e presumivelmente encontram-se em estágios evolutivos PSP mais adiantados, não mostrando evidências de processos de acreção. No cenário mais simples, o disco da TT é passivo e re-emite a energia absorvida da estrela central. Neste caso haverá excesso de emissão infravermelha mesmo na ausência de luminosidade oriunda de acreção (Adams, Lada & Shu 1987). A inclusão de uma segunda componente na estrutura circunstelar - um envelope tênue de poeira envolvendo a estrela e o disco - pode explicar a forma mais achatada das DEEs observada em boa parte das TTs. Natta (1993) propôs um modelo de três componentes para representar a estrutura das TTs. Neste modelo, o sistema é formado pela estrela, seu disco circunstelar e um envelope esférico envolvendo ambos, que espalha radiação estelar de volta ao disco. A presença de dois componentes circunstelares é também considerada por Calvet et al. (1994), com a radiação estelar sendo absorvida e re-emitida no infravermelho pelo envelope. De um modo geral, os modelos com apenas dois componentes (estrela e disco) conseguem reproduzir satisfatoriamente as DEEs das TTs mais evoluídas na região do infravermelho próximo, mas o excesso no infravermelho médio e distante é melhor reproduzido com a inclusão do envelope esférico de poeira.

Gregorio-Hetem & Hetem (2002) adotaram um modelo de três componentes, composto pela estrela, um disco geometricamente fino e opticamente espesso, e um envelope de poeira, no estudo de algumas TTF do PDS. O raio interno do disco  $R_i$  é determinado pela temperatura de destruição dos grãos, e o raio externo  $R_d$  do disco determina também o raio interno do envelope. Outros parâmetros utilizados são: raio da estrela  $R_s$ , ângulo de inclinação do disco  $\theta$ , raio externo do envelope  $R_e$  e sua profundidade óptica  $\tau$ . A temperatura estelar  $T_s$ , também um parâmetro do modelo, é estimada a partir do tipo espectral da estrela (de Jager & Nieuwenhuijzen 1987). A Figura 6.1 mostra de forma esquemática (fora de escala) a estrutura circunestelar adotada.



**FIGURA 6.1:** Representação esquemática do modelo de estrutura circunestelar adotado por Gregorio-Hetem & Hetem (2002).

A emissão da estrela e do disco é atenuada pela opacidade do envelope, e a contribuição do disco à luminosidade depende do seu ângulo de inclinação. O fluxo é calculado supondo radiação de corpo negro e diferentes leis de temperatura para o disco e envelope. A radiação total emitida em função do comprimento de onda  $\lambda$ ,  $S_T(\lambda)$ , é a soma das

contribuições de cada componente:  $S_s(\lambda)$  é a radiação emitida pela estrela,  $S_d(\lambda)$  pelo disco e  $S_e(\lambda)$  pelo envelope.

A contribuição da matéria circunestelar na radiação total emitida pelo sistema é dada por  $f_c(\lambda) = [S_d(\lambda) + S_e(\lambda)] / S_T(\lambda)$ . Considerando que algumas estrelas de nossa amostra tiveram sua DEE ajustada pelo modelo de disco e envelope, apresentamos na Tabela 6.1 os parâmetros previamente obtidos. Tais resultados serão confrontados com aqueles obtidos com o modelo de disco *flared*, que foi aplicado para todas as estrelas do presente trabalho e encontra-se descrito na seção a seguir.

PDS	T* (K)	R <sub>d</sub> (UA)	θ (°)	τ	gof	fc (%)
054	4406	66	80	0.69	0.071	13
073	4954	173	0	0.98	0.023	38
083	4150	8	31	0.42	0.017	28
093	6397	10	61	0.38	0.015	21
109	6383	61	21	0.46	0.007	21
110	6653	13	2	0.28	0.137	26
111	5673	25	52	0.30	0.038	22
115	5636	1	38	0.25	0.024	22
118	6548	54	0	0.42	0.028	21
119	6653	3	72	0.34	0.084	27

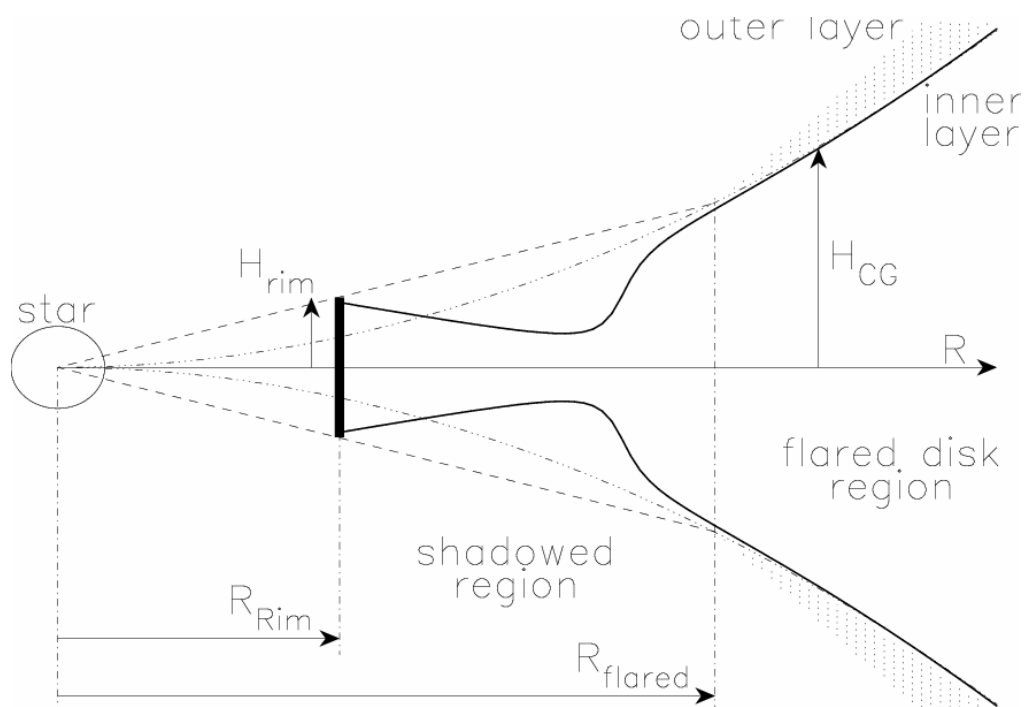
**TABELA 6.1:** Parâmetros estelares encontrados com o ajuste das DEEs sintéticas. São apresentados apenas os parâmetros comparáveis aos obtidos com outro modelo de disco (Sec. 6.2): temperatura da estrela (T\*); raio do disco (R<sub>d</sub>), profundidade óptica (τ); qualidade do ajuste (gof) e emissão circunestelar (fc).

## 6.2 O Modelo de Disco *Flared*

O modelo adotado para os cálculos das DEEs é baseado nos trabalhos de Chiang & Goldreich (2007) e Dullemond et al. (2001), que propõe um disco *flared* passivo em equilíbrio radiativo e hidrostático. Hetem & Gregorio-Hetem (2007) modificaram o modelo, permitindo a utilização de algoritmos genéticos (Bentley & Corne 2002) que otimizam a determinação dos parâmetros, através de um código denominado HABdisk.

São consideradas três estruturas de disco: (i) uma borda interna de altura expandida (“*puffed-up rim*”), (ii) uma região de sombra, e (iii) uma região iluminada, composta de duas camadas (a camada externa, iluminada e quente; e uma camada interna fria). Os grãos na superfície do disco são expostos diretamente à radiação estelar, e o interior do disco é aquecido por difusão desde a superfície.

A Figura 6.2 apresenta o esquema de disco *flared* proposto por Dullemond et al. (2001) e utilizado para o cálculo das DEEs sintéticas. A inclusão do *rim* na região central do disco foi sugerida por Dullemond et al. (2001) para explicar o excesso no infravermelho próximo, na forma de pico, exibido nas DEEs da maioria das estrelas Herbig Ae/Be. Considerando que muitos dos objetos de nossa amostra apresentam DEE com semelhante característica, optamos por também adotar tal geometria.



**FIGURA 6.2:** Esquema de disco flared no modelo proposto por Dullemond e t al. (2001). Adaptado de Hetem & Gregorio-Hetem (2007)

A temperatura do *rim* é da ordem de  $T_{\text{rim}} \sim 1500\text{K}$ , temperatura típica de evaporação de grãos. Porém, a abertura central do disco ( $R_{\text{rim}}$ ) pode ser maior que o tamanho da região esperada para a presença de grãos a esta temperatura, ou seja, maiores valores de  $R_{\text{rim}}$  estão relacionados a menores  $T_{\text{rim}}$ . Isso causa um deslocamento do pico de emissão do infravermelho próximo na direção do infravermelho médio, de acordo com o observado em alguns casos. Um exemplo é a DEE de AK, uma TT binária estudada por Alencar et al. (2003), cuja DEE também foi ajustada adotando-se o modelo de Dullemond et al. (2001), estimando-se  $T_{\text{rim}} = 1250\text{K}$  e  $R_{\text{rim}} = 0.4 \text{ U.A.}$ . Temperaturas menores que  $1500\text{K}$  também foram verificadas no parâmetro  $T_{\text{rim}}$  estimado com o código HABdisk para estrelas Herbig Ae do PDS estudadas por Hetem & Gregorio-Hetem (2007).

### 6.3 Ajuste da Distribuição Espectral de Energia

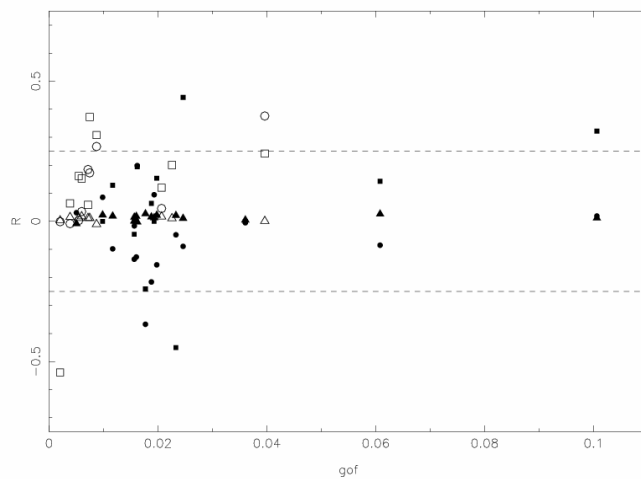
Apresentamos aqui os cálculos efetuados com o código HABdisk aplicado para a amostra de TTFs. Como explicado no Capítulo 3, somente objetos com um completo conjunto de dados fotométricos (desde o óptico até o infravermelho distante) tiveram suas DEEs ajustadas com o HABdisk. Nos casos de estrelas duplas associadas a uma única fonte IRAS, ou ao mesmo conjunto de dados fotométricos não foi aplicado o modelo de ajuste das DEEs.

Os dados no óptico e infravermelho próximo (descritos na Seção 3.5) foram desvermelhados utilizando a extinção interestelar dada pela relação  $A_V = 3,1E(B-V)$  (Savage & Mathis 1979) e a lei de extinção de Cardelli et al. (1989). Considerando o excesso UV apresentado pelas TT, o excesso  $(B-V)$  foi estimado adotando  $E(B-V) = E(V-R)/0,78$  (Schultz & Wiemer 1975). As cores intrínsecas e correções bolométricas de Bessel et al. (1998) foram adotadas nas estimativas de  $A_V$ , magnitude bolométrica absoluta, e luminosidade.

Os parâmetros estelares obtidos conforme descrito nos Capítulos 4 e 5 foram considerados fixos, deixando como parâmetros livres o raio, a massa e a temperatura interna, e a inclinação do disco. Porém, o algoritmo genético permite pequenas variações nos parâmetros de entrada.

O melhor ajuste das DEEs é baseado na estatística de máxima verossimelhança, e testes de  $\chi^2$  para a qualidade do ajuste (*gof*, do inglês *goodness-of-fitting*). Uma comparação dos parâmetros de entrada com os de saída (calculados pelo modelo) é apresentada na Figura 6.3, mostrando as diferenças relativas dadas por  $R = (T_{ef} - T_*)/T_{ef}$  (onde  $T_*$  é a temperatura da estrela calculada pelo modelo) em função do *gof*.

As mesmas diferenças foram calculadas para massa da estrela e luminosidade, e um desvio menor que 25% foi verificado na maioria dos casos. Verificou-se também que os objetos que apresentaram maiores desvios são os que possuem maiores incertezas nas distâncias, o que acarreta em erros maiores nas massas e luminosidades. Símbolos abertos são utilizados no gráfico da Fig. 6.3, para representar estimativas deduzidas a partir de distâncias mais imprecisas.

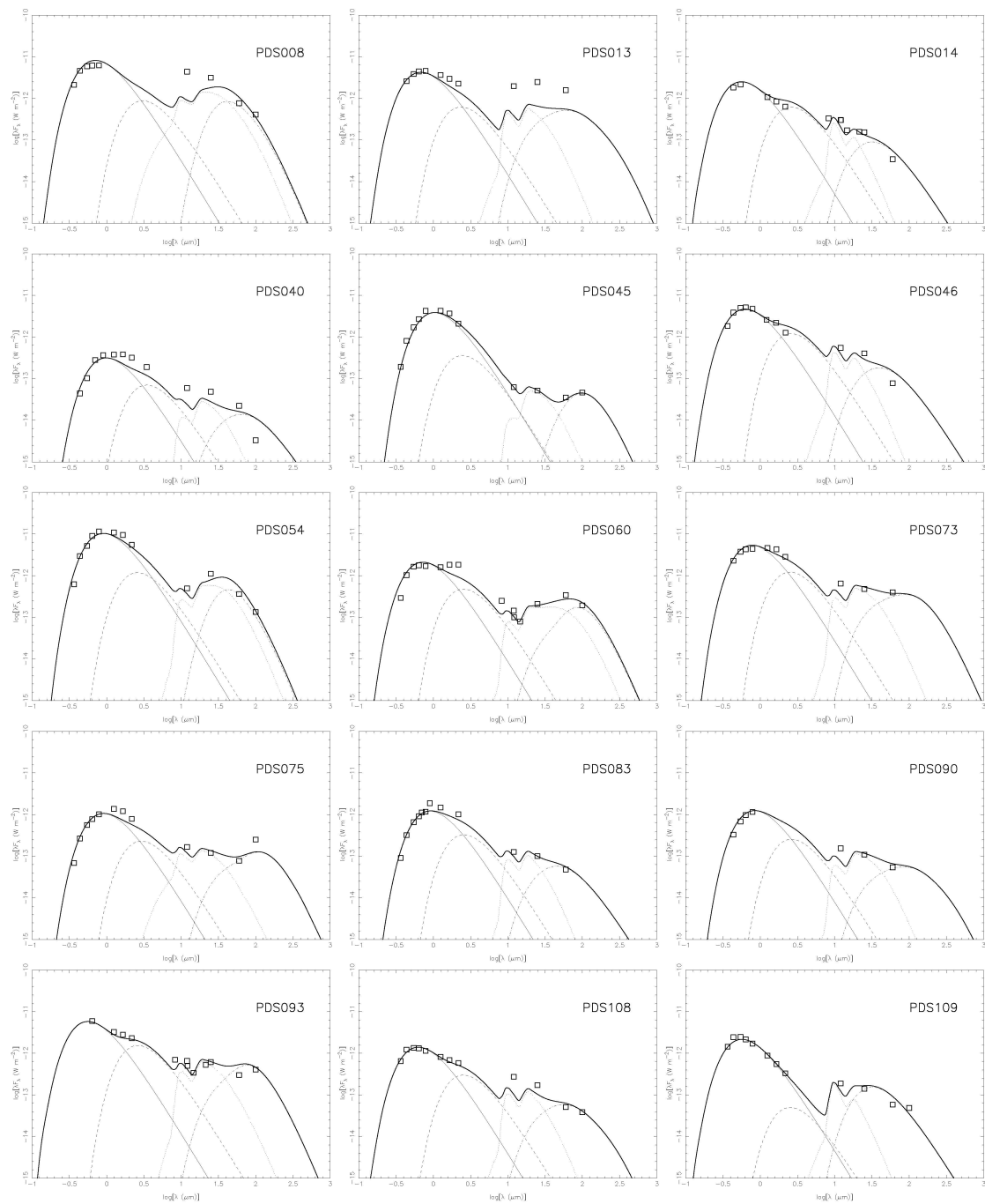


**FIGURA 6.3:** Comparação dos parâmetros de entrada e saída do modelo de disco utilizado no ajuste das DEEs, em função da qualidade do ajuste (*gof*). Os resíduos da temperatura são indicados por triângulos, os de massa são representados por quadrados, e os de luminosidade por círculos. Os símbolos abertos denotam os objetos para os quais as medidas de distância possuem um erro considerável.

O cálculo da DEE sintética para cada componente do modelo adotado fornece uma estimativa da contribuição circunelar comparada à luminosidade total, indicada por  $f_c = (L_T - L_*)/L_T$ . A Figura 6.4 mostra os resultados dos ajustes das DEEs, e a Tabela 6.2 apresenta os parâmetros encontrados e a fração de luminosidade circunelar. A maioria dos objetos estudados não possui contribuição de poeira significativa na luminosidade total do sistema.

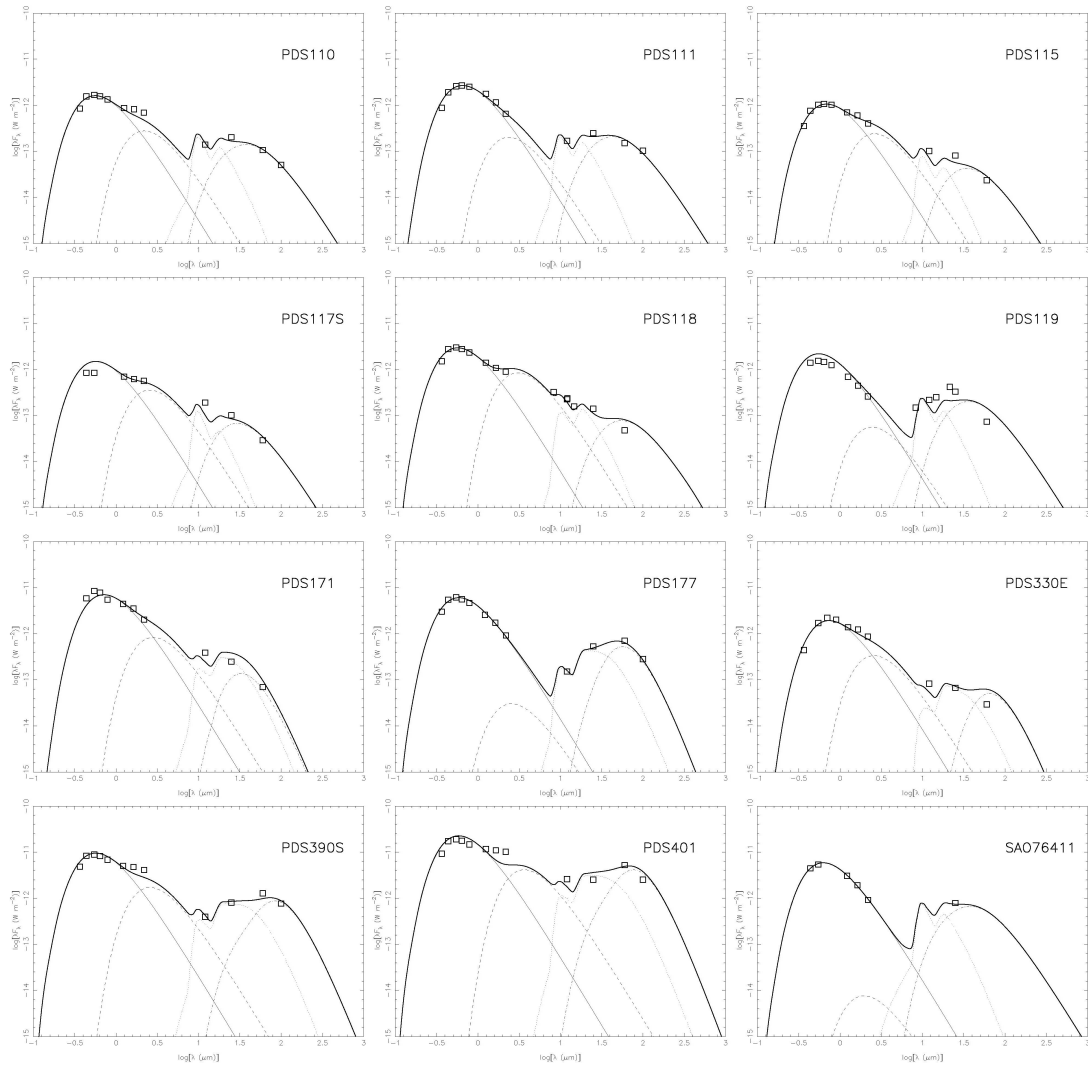
PDS	$A_V$ (mag)	D (pc)	$T_*$ (K)	$M_*$ ( $M_\odot$ )	$L_*$ ( $L_\odot$ )	$\theta$ ( $^\circ$ )	Rd ( $R_\odot$ )	Md ( $M_\odot$ )	Td (K)	<i>gof</i>	$f_c$ (%)
008	1.2	125	5203	1.8	5.0	37	767	0.0010	1324	0.0360	28.4
013	0.5	301	5407	2.0	16.1	37	106	0.3300	1557	0.1006	29.1
014	0.5	332	6547	2.0	11.6	66	14	0.2048	1410	0.0162	24.8
040	0.6	130	3738	0.5	0.2	67	10	0.2208	1061	0.0609	25.2
045	0.9	40	3552	2.3	0.3	58	12	0.0012	1495	0.0050	10.2
046	1.7	204	5868	2.0	8.4	67	20	0.1236	1475	0.0193	26.2
054	0.2	45	4076	0.6	0.9	51	434	0.0005	1418	0.0160	17.3
060	1.8	67	5095	0.5	0.4	61	624	0.0051	1453	0.0246	29.6
073	1.1	157	4745	1.6	5.6	56	107	0.3269	1465	0.0117	28.0
075	0.6	150	4061	0.7	1.0	57	101	0.0322	1260	0.0233	32.6
083	0.5	140	4056	0.5	1.0	64	10	0.1010	1430	0.0099	27.8
090	2.5	141	4481	1.5	0.9	61	27	0.0136	1073	0.0046	20.4
093	0.0	141	6556	1.5	4.8	59	106	0.0369	1403	0.0157	30.7
108	0.3	417	5844	2.0	10.2	67	53	0.0364	1451	0.0207	24.8
109	0.5	448	6453	2.1	18.3	4	16	0.0546	1454	0.0087	11.9
110	0.2	596	6571	2.5	24.0	40	36	0.3282	1676	0.0055	25.4
111	0.2	200	5629	1.7	4.5	17	16	0.4310	1556	0.0039	17.2
115	0.2	600	5376	2.5	16.0	55	17	0.2542	1407	0.0060	23.5
118	0.4	268	6452	2.0	8.9	63	31	0.1634	1201	0.0075	25.7
119	0.2	265	6643	1.5	6.5	5	14	0.1779	1506	0.0396	15.1
171	0.2	100	5147	1.6	3.0	59	272	0.0001	1302	0.0156	14.5
177	0.4	278	6254	4.9	31.6	11	621	0.0128	1425	0.0020	12.6
181	0.8	250	4552	1.0	0.6	17	576	0.2507	1499	0.3372	37.6
401	0.8	196	6269	2.9	36.7	51	783	0.1620	1007	0.0188	32.9
SAO 76411	0.0	148	5854	1.5	5.5	0	16	0.3721	1879	0.0004	16.9

**TABELA 6.2:** Parâmetros determinados a partir do ajuste das DEEs sintéticas obtido com o código HABdisk.



**FIGURA 6.4:** DEEs sintéticas (linha contínua espessa) calculadas para as estrelas da amostra PDS. A linha contínua representa a emissão estelar; a linha tracejada a emissão da borda interna; a linha pontilhada a emissão da camada quente; e a linha ponto-tracejada a contribuição da camada fria do disco. Os dados fotométricos são indicados pelos quadrados abertos.





**FIGURA 6.4 (continuação)**

#### 6.4 Análise dos resultados

A comparação dos resultados obtidos com os dois modelos adotados, apresentados nas Tabelas 6.1 e 6.2, mostra que, de acordo com o esperado, a contribuição circunstelar no fluxo total emitido praticamente não se altera, quando estimada por um ou outro método. O mesmo ocorre para temperatura da estrela, já que esse parâmetro é considerado fixo nos cálculos, dentro de uma margem de erro de aproximadamente 200 K.

A extinção  $A_V$  não é um parâmetro do modelo, porém foi realizada por inspeção visual uma adequação do valor estimado a partir do excesso de cor (descrito no Capítulo 4) que melhor ajustasse os dados fotométricos desvermelhados (apenas BVRI) à curva de corpo negro correspondente à temperatura efetiva adotada. Nota-se que poucos objetos apresentam uma variação importante no valor de  $A_V$ , quando se comparam as estimativas da Tab. 4.1 com os resultados da Tab. 6.2. Verifica-se também uma boa correlação entre extinção visual e a profundidade óptica total do sistema ( $\tau$ ), calculada pelo modelo de disco mais envoltório, dentro de um erro esperado da ordem de 0,5 mag. Esse resultado não é surpreendente, tendo em vista que em ambos os casos, esses parâmetros tem a mesma função em ambos modelos, relacionada com a re-emissão da radiação óptica da estrela, recebida pelo disco ou envoltório, e reprocessada nos grãos para ser re-emitida no infravermelho.

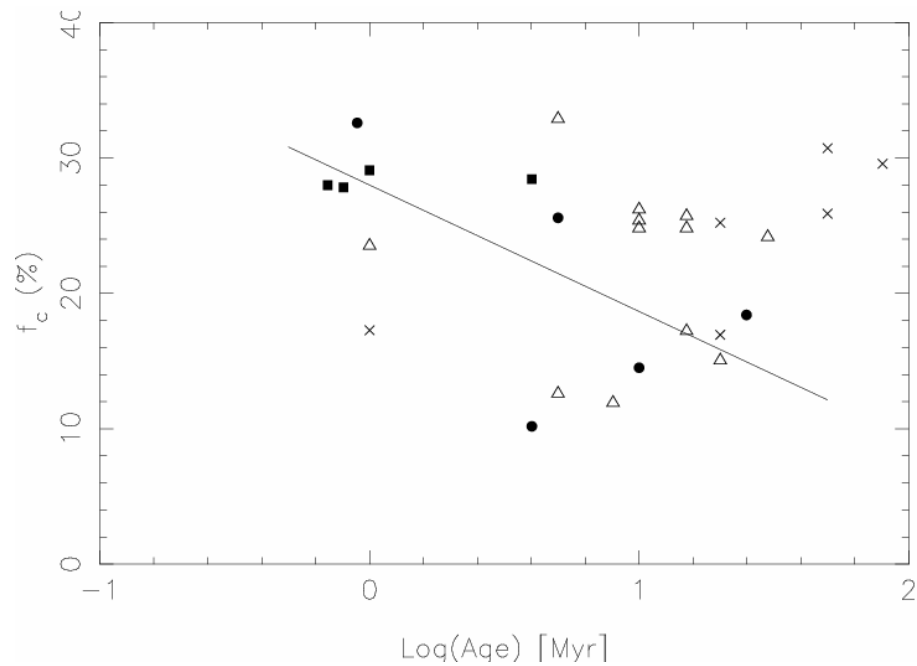
Por outro lado, pouco pode-se afirmar a respeito da determinação dos parâmetros circunstelares. Inclinação ou tamanho do disco, por exemplo, podem apresentar grandes discrepâncias, quando os dois modelos são comparados, como pode ser notado nos casos de PDS054 e 093.

De uma forma geral, os resultados obtidos com o HABdisk mostram melhor qualidade de ajuste da DEE do que aqueles alcançados com o modelo de disco e envoltório. Mesmo assim, nota-se na Tabela 6.2 que 32% da amostra apresenta  $gof > 0.02$ , um ajuste ruim principalmente devido à falha do modelo em reproduzir aos dados do infravermelho distante,

em particular PDS040, 075 e 108. Nos casos de PDS008 e 013 o modelo não reproduziu a DEE achatada desde o infravermelho próximo até o distante. O mesmo ocorreu para PDS181, para a qual não foi possível ajustar a DEE. Hetem & Gregorio-Hetem (2007) argumentam que o modelo de disco *flared* não é adequado para o ajuste de DEE com inclinação crescente desde o visível até o infravermelho distante.

Problemas de degenerescências na parametrização de discos circunstelares podem estar ligados a diferenças na composição dos grãos de poeira, na geometria do disco ou na estrutura radial, que pode ser mais complexa do que o modelo simples adotado. Desta forma, o resultado principal a ser considerado no ajuste das DEEs é a contribuição da luminosidade circunstellar na emissão total do sistema.

Buscando verificar se existem evidências de uma sequência evolutiva apresentadas na amostra estudada, a fração de luminosidade circunstellar ( $f_c$ ) foi comparada com a idade dos objetos. A Figura 6.5 apresenta essa comparação identificando-se com diferentes símbolos cada categoria de objetos.



**FIGURA 6.5.** Fração da contribuição circunestelar na emissão total ( $f_c$ ) comparada com a idade da estrela. As TTFs são indicadas por círculos fechados; as TTC por quadrados; PTT são representadas por cruzeiros e as estrelas Fe/Ge por triângulos. A linha de tendência foi estimada apenas para as TT.

Uma dispersão importante é verificada no gráfico da Figura 6.5., mas nota-se uma tendência de  $f_c$  diminuindo com a idade entre as estrelas TT. Uma linha de tendência foi estimada por regressão linear somente considerando tais objetos, pois nas demais estrelas esse comportamento não é tão claro (Fe/Ges) ou não ocorre (PTTs). Concluímos que os objetos mais evoluídos da amostra não apresentam necessariamente uma correlação entre emissão circunestelar e idade

## **CAPÍTULO 7**

# **FONTES DE RAIOS X NA REGIÃO DE FORMAÇÃO ESTELAR CANIS MAJOR R1**

Parte do presente trabalho foi desenvolvida durante um estágio de um ano no Observatório de Grenoble (França), sob a supervisão do Dr. Thierry Montmerle. A época do estágio coincidiu com a disponibilização dos dados do XMM, obtidos por nosso grupo de trabalho, visando a detecção de fontes de raios-X na região de formação estelar da nuvem de Canis Major. Apesar de não se tratarem de objetos de nossa amostra, a experiência adquirida e os resultados alcançados permitiram a publicação do trabalho “X-Ray Sources Associated With Young Stellar Clusters in Canis Major R1”, o qual descrevemos neste capítulo.

A Seção 7.1 apresenta uma visão geral da região de formação estelar Canis Major R1. As observações e redução de dados em raios-X são detalhadas na Seção 7.2. A identificação dos objetos jovens e suas principais características são discutidas na Seção 7.3.

### **7.1 A Região de Formação Estelar Canis Major R1**

Canis Major R1 (CMa R1) é uma região de formação estelar localizada a cerca de 1 kpc do Sol, caracterizada pela concentração de estrelas de tipo B. Diversos aglomerados jovens embebidos foram identificados nesta região (van den Bergh 1966, Soares & Bica 2002, 2003), cujas idades calculadas não ultrapassam 7 Myr. A identificação de estrelas jovens em

regiões de formação estelar não muito próximas ( $d > 1$  kpc) fica normalmente restrita aos membros mais massivos, o que acarreta em uma avaliação incompleta da população estelar.

Os telescópios de raios-X consistem em uma das ferramentas modernas mais adequadas para a identificação dos membros de massa baixa e intermediária, que constituem a grande maioria dos objetos jovens. O fato que estrelas jovens de baixa massa são emissoras intensas de Raios-X, através de mecanismos semelhantes ao solar e fenômenos de reconexão magnética (Feigelson & Montmerle 1999), foi empregado eficientemente na descoberta de grandes amostras de estrelas PSP nos mais diversos ambientes de formação estelar, como por exemplo nas nuvens de Chamaeleon (Feigelson et al. 1993, Grosso et al. 2000),  $\rho$  Ophiuchi (Casanova et al. 1995, Ozawa et al. 2005) e Orion (Garmire et al. 2000). CMa R1 já havia sido observada em raios-X com o satélite ROSAT (Zinnecker & Preibisch 1994), revelando diversas fontes associadas à nuvem molecular, porém sem a resolução espacial adequada para identificar os membros individuais.

Gregorio-Hetem et al. (2003) apresentaram os resultados da análise de uma imagem ROSAT deslocada em cerca de  $1^\circ$  da posição estudada por Zinnecker & Preibisch (1994), revelando a presença de 49 fontes-X na parte central do campo observado. As contrapartidas ópticas dessas fontes apresentam características típicas de estrelas do tipo TT ou Herbig Ae/Be.

No entanto, nas bordas do campo de visada, a menor resolução do ROSAT não permitiu a verificação de uma possível emissão difusa. Por se tratar de uma região em que a formação estelar pode ter sido induzida por remanescentes de supernova, havia um grande interesse em se detectar emissão em raios-X associada à nebulosa.

## 7.2 Observações e Análise de Dados

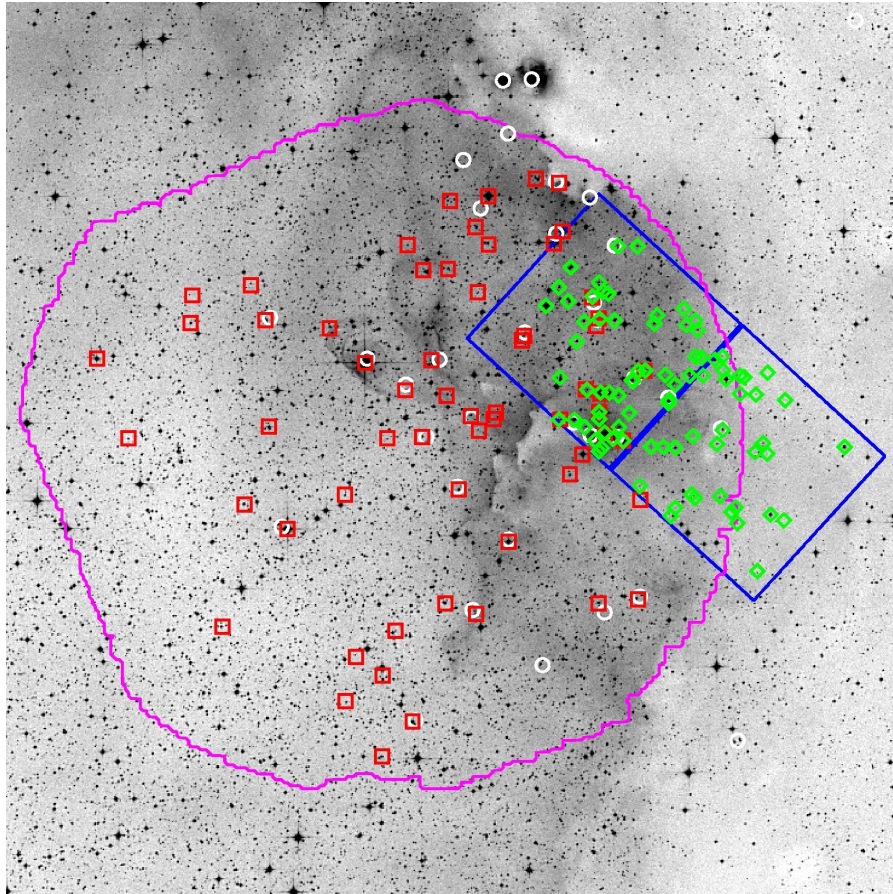
Para tal confirmação, fez-se necessária a detecção em raios-X com maior sensibilidade na direção da suposta frente de choque da nebulosa, de forma a se descartar ou não a eventual confusão com emissão extensa devida a fontes pontuais não resolvidas.

Em colaboração com o grupo do LAOG (Laboratoire d'Astrophysique de l'Observatoire de Grenoble), foi elaborado um pedido de tempo de observação da região de CMa R1 com o satélite XMM. O pedido foi agraciado com 40 ksec de observação, realizados no final de 2004. As imagens foram adquiridas com o instrumento EPIC, porém a observação foi severamente prejudicada por ruído durante aproximadamente 90% do tempo, provavelmente devido à interferência de prótons energéticos de origem solar no detector, resultando em dados que ficaram muito aquém do esperado. O tempo efetivo de exposição foi de apenas 3 ksec, impedindo a utilização dos dados obtidos com a câmera PN.

Os dados XMM foram processados utilizando as rotinas do pacote SAS 6.5, e a identificação das fontes foi feita com o algoritmo escrito por Nicolas Grosso. No total, apesar do baixo número de contagens registrado, foram detectadas 61 fontes de raios-X na região, duplicando a amostra conhecida da era ROSAT.

O frustrante desempenho do XMM levou à procura de imagens de arquivo da região no banco de dados do outro telescópio de raios-X, o Chandra. Foi encontrada uma observação realizada em 2002 (ID #3751) no arquivo centrada na estrela Z CMa, cujos objetivos eram bastante diferentes da nossa pesquisa. Mesmo assim, os dados de dois detectores ACIS-S do Chandra eram bons o suficiente para completar a observação do XMM. Estes dados foram processados utilizando as rotinas CIAO 3.2.

No total, foram identificadas 143 fontes de raios-X na região de CMa R1, das quais 82% possuem contrapartida no infravermelho próximo (catálogo 2MASS). A Figura 7.1 apresenta uma imagem óptica (DSS-R) do campo observado, junto com a posição das fontes de raios-X detectadas pelos satélites ROSAT, XMM e Chandra. A Figura 7.2 mostra uma ampliação da região do aglomerado vdB 92, próxima ao centro do campo Chandra.



**FIGURA 7.1:** Imagem óptica (DSS-R) da região de CMa R1, campos observados do XMM (magenta) e Chandra (azul), e fontes detectadas pelo ROSAT (branco), XMM (vermelho) e Chandra (verde).



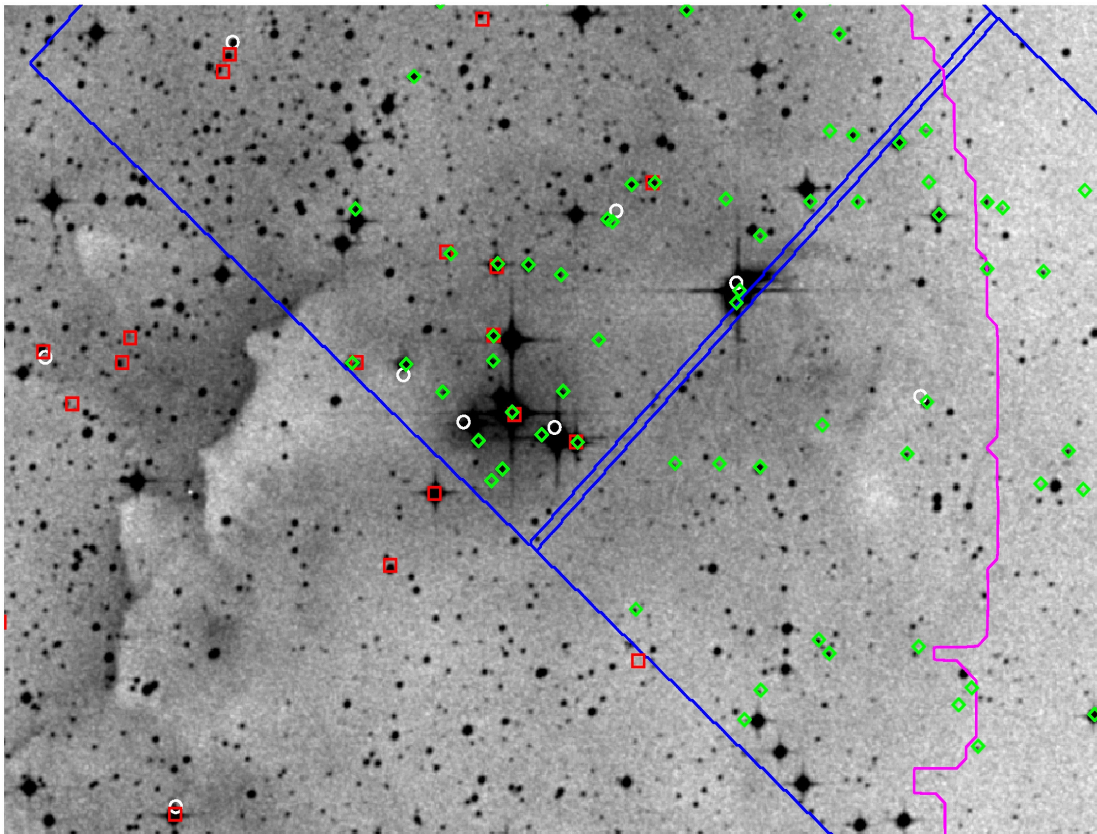
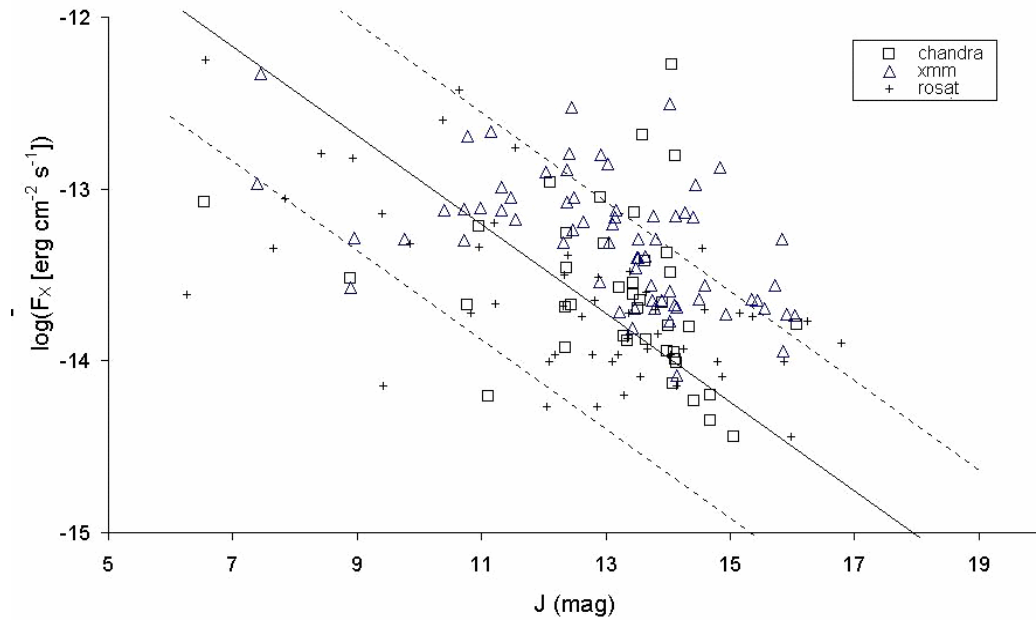


FIGURA 7.2: Destaque para a região do aglomerado vdB 92.

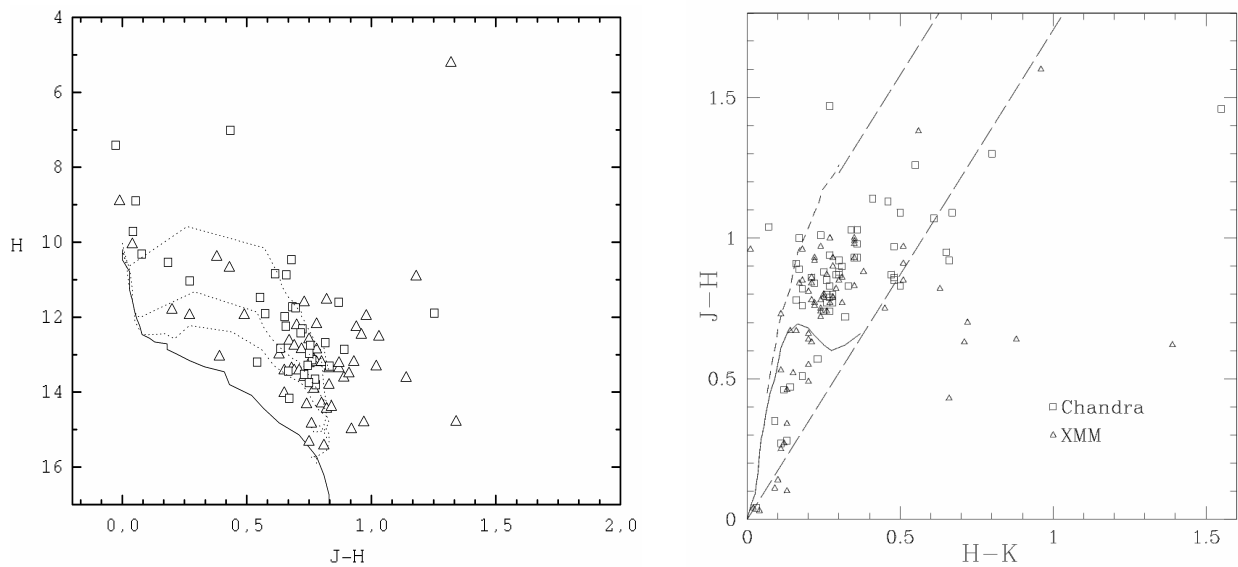
### 7.3 Propriedades das Estrelas Jovens de CMa R1

Foi realizado um estudo fotométrico das fontes de raios-X detectadas, buscando elucidar sua natureza PSP. É sabido que as estrelas jovens apresentam uma boa correlação entre o fluxo de raios X moles e o da banda J do infravermelho, como já foi observado por exemplo em Chamaeleon (Casanova et al. 1995) e  $\rho$  Ophiuchi (Feigelson et al. 1993). Como pode ser visto na Fig. 7.3, as fontes X de CMa R1 apresentam o mesmo tipo de correlação encontrada para as estrelas jovens de Chamaeleon, o que é um bom indicativo de sua natureza. Adicionalmente, foram construídos diagramas cor-magnitude e cor-cor das contrapartidas infravermelhas das fontes X (Figura 7.4), que revelaram que ao menos metade

das fontes possuem avermelhamento intrínseco, provavelmente oriundo da matéria circunstelar comum nos objetos jovens.

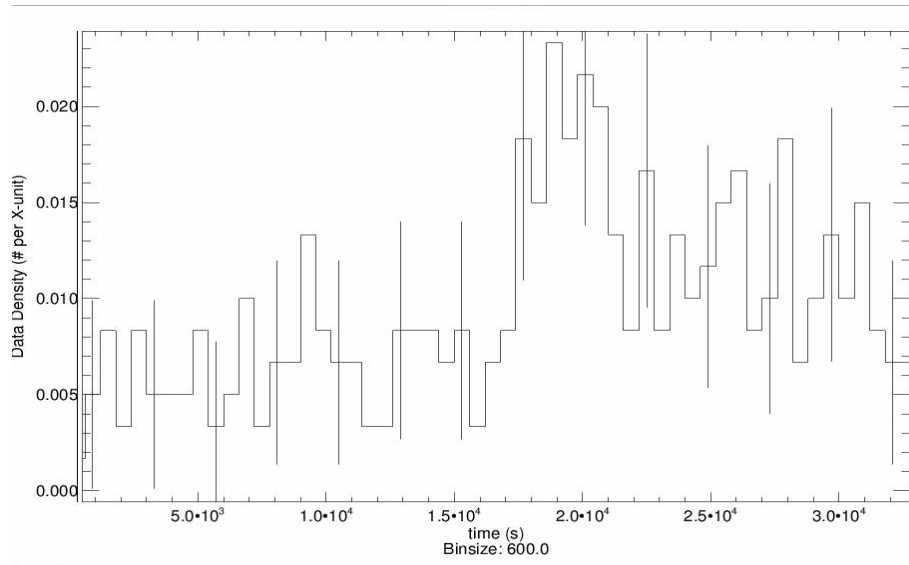


**FIGURA 7.3:** Correlação do fluxo em raios-X moles e na banda J para as fontes-X de CMa R1 com counterpartada 2MASS. A linha contínua é a correlação encontrada na região de Chamaeleon, e as linhas tracejadas são os limites de confiabilidade para esta correlação.

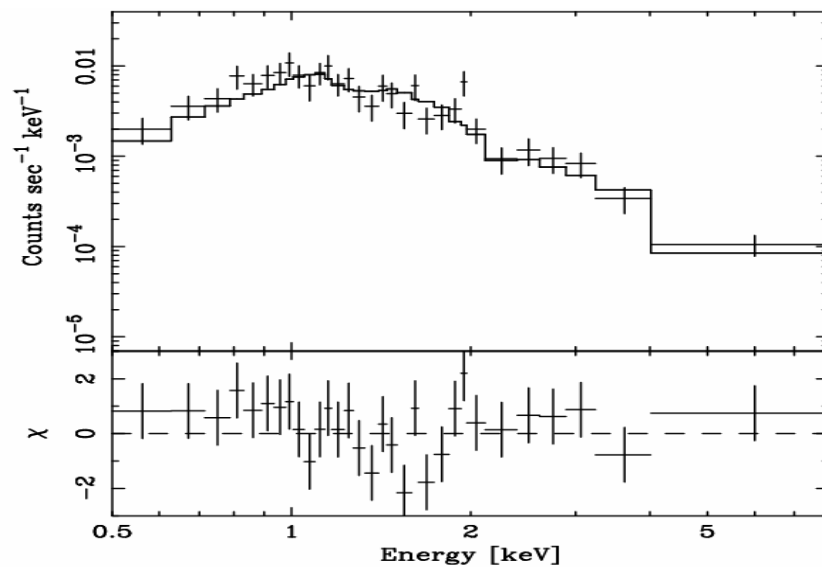


**FIGURA 7.4:** diagramas cor-magnitude (esquerda) e cor-cor (direita) para as fontes-X de CMa R1, obtidos com dados do catálogo 2MASS. A ZAMS e isócronas (1, 5 e 10 milhões de anos) são de Siess et al. (2000) na faixa de  $0,1$  a  $7 M_{\odot}$ .

Para pelo menos um objeto observado com o Chandra foi possível extrair uma curva de luz e um espectro em raios-X, apresentados nas Figuras 7.5 e 7.6, cuja análise retornou valores similares aos esperados nas estrelas de tipo TT.



**FIGURA 7.5:** Curva de luz em raios-X para fonte associada à estrela 2MASS 07035575-1129315, mostrando um aumento de emissão.



**FIGURA 7.6:** Espectro em raios-X da fonte associada à estrela 2MASS 07035575-1129315. O ajuste realizado com o modelo XSPEC/WABS forneceu  $kT=2.52 \pm 0.40$  keV e  $N_H=2.74 \pm 0.10 \cdot 10^{22}$  cm<sup>-2</sup>.

ID 2MASS	RA (2000)	DEC (2000)	J	H	K	Tel.
07031139-1135127	07 03 11.4	-11 35 12.7	12,444	11,953	11,768	C
07032216-1133071	07 03 22.2	-11 33 07.1	15,784	14,807	14,371	C
07032479-1138123	07 03 24.8	-11 38 12.3	12,013	11,806	11,720	C
07032529-1131546	07 03 25.3	-11 31 54.7	16,137	14,797	14,583	C
07032616-1135024	07 03 26.2	-11 35 02.5	15,065	14,334	14,060	C
07032742-1132531	07 03 27.4	-11 32 53.2	14,337	13,316	12,916	C
07032956-1132069	07 03 29.6	-11 32 07.0	16,238	15,430	15,329	C
07033033-1132028	07 03 30.3	-11 32 02.8	14,125	13,200	12,895	C
07033033-1132513	07 03 30.3	-11 32 51.3	14,332	13,596	13,374	C
07033085-1138353	07 03 30.9	-11 38 35.4	15,605	14,846	14,423	C
07033281-1132122	07 03 32.8	-11 32 12.2	11,116	10,689	10,554	C
07033346-1131113	07 03 33.5	-11 31 11.4	15,918	14,998	14,714	C
07033347-1134269	07 03 33.5	-11 34 26.9	13,461	12,765	12,543	C
07033446-1135042	07 03 34.5	-11 35 04.3	14,238	13,369	12,948	C
07033485-1131196	07 03 34.9	-11 31 19.7	12,222	11,946	11,899	C
07033701-1132024	07 03 37.0	-11 32 02.5	14,420	13,511	13,313	C
07033726-1131146	07 03 37.3	-11 31 14.7	13,651	12,873	12,619	C
07033795-1130016	07 03 38.0	-11 30 01.6	15,271	14,449	14,209	C
07033852-1137280	07 03 38.5	-11 37 28.1	13,999	13,197	12,945	C
07033905-1137183	07 03 39.1	-11 37 18.3	14,686	13,917	13,677	C
07033947-1132026	07 03 39.5	-11 32 02.6	14,196	13,367	13,075	C
07034002-1129480	07 03 40.0	-11 29 48.0	14,683	14,031	13,804	C
07034201-1132268	07 03 42.0	-11 32 26.9	14,767	13,628	13,147	C
07034209-1135139	07 03 42.1	-11 35 14.0	13,350	12,604	12,428	C
07034214-1137549	07 03 42.1	-11 37 54.9	15,347	14,422	14,056	C
07034316-1133062	07 03 43.2	-11 33 06.3	6,543	5,216	3,766	C
07034583-1129446	07 03 45.9	-11 29 44.6	14,079	13,428	13,231	C
07034651-1135118	07 03 46.5	-11 35 11.8	15,702	14,938	14,704	C
07034751-1131489	07 03 47.5	-11 31 48.9	13,523	12,765	12,604	CX
07034853-1136562	07 03 48.5	-11 36 56.2	14,642	13,805	13,580	C
07034869-1131502	07 03 48.7	-11 31 50.2	13,986	13,207	13,017	C
07034889-1126184	07 03 48.9	-11 26 18.5	13,993	13,242	13,042	C
07034972-1132169	07 03 49.7	-11 32 17.0	14,060	14,288	13,060	C
07034994-1132148	07 03 49.9	-11 32 14.9	13,630	13,002	12,731	C
07035043-1133425	07 03 50.4	-11 33 42.5	15,238	14,395	13,806	C
07035152-1134557	07 03 51.5	-11 34 55.8	10,966	10,764	10,689	CX
07035225-1134195	07 03 52.2	-11 34 19.6	14,509	13,617	13,497	C
07035240-1132546	07 03 52.4	-11 32 54.7	15,106	14,311	14,183	C
07035249-1126168	07 03 52.5	-11 26 16.9	13,692	12,867	12,571	C
07035303-1129352	07 03 53.0	-11 29 35.3	12,356	11,540	10,947	C
07035338-1134504	07 03 53.4	-11 34 50.4	13,440	12,479	11,925	C
07035400-1132478	07 03 54.0	-11 32 47.9	12,344	11,611	11,175	C
07035414-1128235	07 03 54.1	-11 28 23.6	14,115	13,429	13,310	C
07035486-1134340	07 03 54.9	-11 34 34.0	8,898	8,913	8,930	C
07035503-1128181	07 03 55.0	-11 28 18.1	14,142	13,433	13,199	C
07035542-1135149	07 03 55.4	-11 35 14.9	12,949	11,970	11,361	C
07035564-1132468	07 03 55.6	-11 32 46.9	10,775	10,395	10,312	C
07035575-1129315	07 03 55.8	-11 29 31.5	12,922	12,219	12,017	C

**TABELA 7.1:** Fontes de raios-X em CMa R1, detectadas pelos satélites Chandra (C) e XMM (X), e respectivos dados fotométricos das contrapartidas infravermelhas do catálogo 2MASS.

ID 2MASS	RA (2000)	DEC (2000)	J	H	K	Tel.
07035584-1127544	07 03 55.8	-11 27 54.5	14,048	13,372	13,156	C
07035586-1133573	07 03 55.9	-11 33 57.4	13,556	12,532	12,182	C
07035587-1133385	07 03 55.9	-11 33 38.6	12,369	11,539	11,239	CX
07035595-1135237	07 03 56.0	-11 35 23.8	16,079	15,326	14,904	C
07035666-1134553	07 03 56.7	-11 34 55.4	12,938	11,872	11,169	C
07035708-1128317	07 03 57.1	-11 28 31.8	12,366	11,690	11,467	CX
07035805-1132398	07 03 58.1	-11 32 39.9	14,102	13,227	12,927	C
07035859-1129377	07 03 58.6	-11 29 37.7	12,969	12,193	11,780	C
07035880-1135311	07 03 58.8	-11 35 31.1	10,722	10,536	10,468	X
07035994-1130318	07 04 00.0	-11 30 31.9	13,207	12,271	12,247	C
07040041-1133596	07 04 00.4	-11 33 59.6	12,099	10,916	10,190	C
07040086-1127142	07 04 00.9	-11 27 14.2	13,374	12,922	12,874	C
07040114-1136255	07 04 01.1	-11 36 25.5	13,500	12,685	12,512	X
07040234-1125393	07 04 02.3	-11 25 39.3	10,396	10,321	10,261	X
07040285-1133579	07 04 02.8	-11 33 57.9	13,154	11,897	11,398	X
07040290-1132074	07 04 02.9	-11 32 07.5	13,910	13,143	12,902	C
07040309-1128071	07 04 03.1	-11 28 07.2	13,296	12,627	12,488	C
07040393-1126097	07 04 03.9	-11 26 09.8	9,758	9,717	9,630	X
07040542-1128562	07 04 05.4	-11 28 56.2	10,095	10,062	10,038	C
07040725-1123188	07 04 07.3	-11 23 18.8	13,753	12,858	12,562	X
07040946-1130168	07 04 09.5	-11 30 16.8	14,114	13,443	13,271	X
07041233-1139229	07 04 12.3	-11 39 23.0	11,311	11,039	10,957	X
07041511-1133577	07 04 15.1	-11 33 57.7	14,135	13,308	13,076	X
07041588-1124055	07 04 15.9	-11 24 05.6	8,947	8,896	8,853	X
07041591-1126137	07 04 15.9	-11 26 13.7	14,261	13,530	13,238	X
07041779-1128212	07 04 17.8	-11 28 21.2	14,499	13,750	13,300	X
07041812-1125280	07 04 18.1	-11 25 28.1	13,140	12,423	12,275	X
07041833-1142359	07 04 18.3	-11 42 35.9	12,031	11,476	11,320	X
07042135-1137043	07 04 21.4	-11 37 04.3	12,480	11,906	11,758	X
07042319-1127184	07 04 23.2	-11 27 18.4	13,043	12,316	12,075	X
07042386-1142067	07 04 23.9	-11 42 06.7	12,637	11,988	11,801	X
07042625-1131207	07 04 26.3	-11 31 20.7	12,470	11,601	11,152	X
07042768-1127197	07 04 27.7	-11 27 19.7	14,583	13,803	13,481	X
07042798-1134431	07 04 28.0	-11 34 43.1	12,410	11,726	11,533	X
07042982-1147208	07 04 29.8	-11 47 20.8	11,153	10,470	10,305	X
07043054-1126150	07 04 30.6	-11 26 15.0	14,031	13,285	13,166	X
07043099-1132417	07 04 31.0	-11 32 41.7	13,901	13,137	12,876	X
07043283-1143196	07 04 32.8	-11 43 19.6	14,841	14,169	14,002	X
07043428-1134501	07 04 34.3	-11 34 50.1	14,427	13,656	13,445	X
07043537-1148529	07 04 35.4	-11 48 52.9	13,720	12,969	12,835	X
07043829-1131265	07 04 38.3	-11 31 26.6	7,392	7,416	7,415	X
07044183-1146282	07 04 41.8	-11 46 28.3	13,471	12,834	12,767	X
07044200-1137191	07 04 42.0	-11 37 19.1	13,742	13,198	13,032	X
07045242-1138490	07 04 52.4	-11 38 49.0	7,451	7,016	6,915	X
07045577-1134175	07 04 55.8	-11 34 17.6	11,532	10,871	10,481	X
07045632-1129332	07 04 56.3	-11 29 33.2	11,457	10,846	10,197	X
07050033-1137419	07 05 00.3	-11 37 42.0	12,895	12,243	12,029	X
07050985-1129411	07 05 09.8	-11 29 41.1	12,448	11,754	11,522	X
07052125-1134477	07 05 21.2	-11 34 47.7	13,506	12,755	12,510	X

TABELA 7.2: Idem à Tabela 7.1.

# CAPÍTULO 8

## CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Estudamos no presente trabalho uma amostra de 48 objetos com idades entre  $10^6$  e  $10^8$  anos e massas de 0.4 a  $3.0 M_{\odot}$ , cobrindo a evolução PSP de estrelas de baixa massa. A escolha da amostra foi baseada no objetivo de se analisar abundâncias estelares e características circunstelares, comparando-se tais resultados entre diferentes categorias de objetos jovens.

Tendo em vista a aplicação do método de síntese espectral para deduzir parâmetros estelares e abundâncias de vários elementos químicos, optamos por realizar espectroscopia de estrelas TTF, as quais, em princípio, têm espectro menos afetado pelo velamento normalmente observado em estrelas TTC, que passam por processos de acreção. A maior parte da amostra de TTFs foram selecionadas dos catálogos do PDS.

Uma classificação espectroscópica, baseada nas medidas das linhas de  $H\alpha$  e Li, e nos parâmetros estelares (temperatura, massa e idade), revelou que a amostra contém 4 CTT, 6 TTF, 13 estrelas do tipo Fe/Ge, e 23 objetos estão no final da PSP, os quais separamos em dois grupos: PTT (massas menores que  $2 M_{\odot}$ ) e as estrelas jovens da SP (ou SPIZ).

Parte da amostra estudada pertence às Associações Tucanae-Horologium, das quais selecionamos 13 membros para serem observados em uma campanha para

adquirirmos dados espectroscópicos de alta resolução, realizada no OPD e no ESO. Para estas missões observacionais foram incluídas na lista de alvos 6 estrelas do PDS.

Para as 20 estrelas observadas, metalicidades e abundâncias de vários elementos químicos foram obtidas através do programa MOOG, uma grade de modelos atmosféricos proposta por (Heiter et al. 2002) e os atlas de parâmetros atômicos e moleculares compilados por Kupka et al. (1999) e Kurucz & Bell (1995). Os parâmetros de entrada para a síntese espectral são  $[Fe/H]$ ,  $T_{ef}$  e  $\log g$ . A determinação dos parâmetros estelares foi realizada por dois ou mais métodos, sendo os de maior precisão aqueles que buscam o equilíbrio dos potenciais de excitação e os de ionização de diferentes linhas de Fe I e Fe II.

Uma comparação entre as abundâncias da amostra estudada não revelou um padrão específico, mostrando que as estrelas apresentaram uma distribuição de abundâncias semelhante ao observado em estrelas normais. Em resumo, verificamos que a amostra apresenta metalicidades na faixa de  $-2 < [Fe/H] < 2$ , e as abundâncias de elementos como O, Na, Mg, Al, Ca, Ti, V, Cr, Co, e Ni são da ordem de  $[X/Fe] < 0.2$ .

Utilizamos um modelo de disco passivo do tipo *flared* para avaliar os parâmetros circunstelares da amostra de TTFs através do ajuste da DEE. Essa parte do estudo foi efetuada apenas para as 27 estrelas que tivessem disponíveis dados fotométricos em todas as bandas, desde o óptico até o infravermelho distante, e que não fizessem parte de sistemas binários, nos quais ocorre uma confusão dos dados fotométricos individuais.

O código adotado para o ajuste das DEEs (chamado HABdisk) emprega a técnica de algoritmos genéticos na busca de parâmetros tais como raio e massa do disco. Foi realizada uma comparação com os parâmetros circunstelares obtidos anteriormente para

algumas estrelas de nossa amostra, quando foi utilizado um modelo de disco geometricamente fino, rodeado por um envoltório tênue de poeira. Apesar de termos obtido bons ajustes de DEEs, como indicado pelos baixos valores de *gof*, e uma boa concordância nos resultados que se referem à contribuição circunstelar ( $f_c$ ), algumas inconsistências são encontradas na comparações entre tamanho do disco, por exemplo, estimado pelos dois modelos. Desta forma, não discutimos no presente trabalho os parâmetros de disco, mas concentramos nossa análise nos valores estimados de  $f_c$ .

De acordo com as expectativas, uma comparação entre  $f_c$  e idade mostrou uma tendência de diminuição da emissão circunstelar com a idade, melhor evidenciada para as estrelas TT da amostra. No entanto, há uma dispersão considerável desses valores, em particular para as PTT, com a maior parte dos objetos apresentando altos níveis de emissão circunstelar ( $F_c \sim 30\%$ ).

Além das imprecisões decorrentes do modelo de disco adotado, que não reproduz necessariamente as estruturas complexas muitas vezes observadas nos discos circunstelares, temos grandes barras de erro nas estimativas de luminosidades, decorrentes das imprecisões na determinação das distâncias. Desta forma, as faixas de idade e de massa estimadas podem também se apresentar de forma imprecisa, o que dificulta a análise do cenário evolutivo. Concluimos que nossa amostra apresenta emissão circunstelar na faixa de  $10 < f_c < 35$  por cento da luminosidade total do sistema, mostrando uma tendência de diminuição com a idade, pelo menos no caso das TTCs e as TTFs. Algumas das PTT e as estrelas SPIZ apresentam considerável porção de material circunstelar, atingindo níveis de  $f_c > 25\%$ .



Finalmente, não verificamos um padrão de abundâncias, quando comparamos objetos mais jovens da PSP com objetos das Associações Tuc-Hor. No entanto, poucas TT puderam ser incluídas nesse estudo comparativo, o que nos dificulta ser conclusivos a esse respeito. Espectros de alta resolução, para grandes amostras de estrelas PSP são necessários para alcançarmos um resultado estatístico e discutirmos as questões relacionadas com o enriquecimento químico da Galáxia.

Buscas por um número maior de alvos adequados para esse tipo de análise já se encontram em andamento, em particular através do nosso trabalho de detecção e análise da natureza de fontes de raios-X associadas a nuvens moleculares, que foram detectadas pelos satélites XMM e Chandra. Os resultados obtidos através da comparação das cores infravermelhas com a emissão-X de fontes da nuvem de CMa revelaram uma centena de candidatas com características típicas de estrelas jovens de baixa massa e de massa intermediária.

Entre as perspectivas de continuidade do presente trabalho destaca-se a confirmação da natureza jovem das contrapartidas ópticas das fontes XMM e Chandra. Tal estudo está em andamento através da análise dos espectros contendo as linhas  $H\alpha$  e Li, obtidos com o espectrógrafo GMOS do telescópio Gemini Sul para cerca de 30% da amostra.

A análise detalhada de nossa amostra também nos permitiu melhor selecionar alvos para duas importantes missões observacionais em andamento, que buscam por objetos que apresentam sistemas proto-planetários.

Temos participado de projetos submetidos ao satélite CoRot, através dos “Programas Adicionais”, em colaboração com grupos internacionais (coordenados por C. Catala e V. Rippepi, por exemplo).

Além disso, temos propostas de alvos para a campanha NICI, coordenada por M. Liu que utilizará um coronógrafo operando no infravermelho. O NICI terá um período de 20 noites no Gemini, dedicadas para a busca de exo-planetetas. Um dos sub-produtos interessantes para a nossa pesquisa será a provável detecção de discos protoplanetários, com resolução suficiente para identificar sub-estruturas relacionadas aos processos de formação de planetas.

## REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Adams, F. C., Lada, C. J., Shu, F. H 1987 ApJ **312**, 788
- Alcalá, J. M., Covino, E., Torres, G., Sterzik, M. F., Pfeiffer, M. J., Neuhauser, R. 2000 A&A **353**, 186
- Alencar, S. H. P., Basri, G., Hartmann, L., Calvet, N. 2005 A&A **440**, 595
- Alencar, S. H. P., Melo, C. H. F., Dullemond, C. P., Andersen, J., Batalha, C., Vaz, L. P. R., Mathieu, R. D. 2003 A&A **409**, 1037
- Anders, E., Grevesse, N. 1989 Geoc. Cosm. Acta **53**, 197
- Barrado y Navascués, D. & Martín, E. L. 2003 AJ **126**, 2997
- Bastien, P., Hajjar, R. 2004 IAUS **202**, 322
- Beichman, C. A., Neugebauer, G., Habing, H. J., Clegg, P. E., Chester, T. J. (eds.) 1988 NASA RP-1190 (Washington, DC: GPO)
- Bentley P. J., Corne D. W. 2002, *Creative Evolutionary Systems*. Morgan-Kaufmann, San Francisco
- Bessel & Brett 1988 PASP 100, 1134
- Bouvier, J., Alencar, S. H. P., Bouvier, T., Dougados, C., Balog, Z., Grankin, K., Hodgkin, S. T., Ibrahimov, M. A., Kun, M., Magakian, T. Yu., Pinte, C. 2007 A&A **463**, 1017
- Bouvier, J., Grankin, K. N., Alencar, S. H. P., Dougados, C., Fernández, M., Basri, G., Batalha, C., Guenther, E., Ibrahimov, M. A., Magakian, T. Y., Melnikov, S. Y., Petrov, P. P., Rud, M. V., Zapatero Osorio, M. R. 2003 A&A **409**, 169
- Cardelli, Jason A., Clayton, Geoffrey C., Mathis, John S. 1989 ApJ **345**, 245
- Calvet, N., Hartmann, L., Kenyon, S. J., Whitney, B. A. 1994 ApJ **434**, 330
- Carkner, L., Kozak, J. A., Feigelson, E. D. 1998 AJ **116**, 1933
- Caryl, R. 1988 IAUS **132**, 345
- Casanova, S., Montmerle, T., Feigelson, E. D., Andre, P. 1995 ApJ **439**, 752
- Castro, S., Rich, R. M., Grenon, M., Barbuy, B., McCarthy, J. K. 1997 AJ **114**, 376
- Chiang, E. I., Goldreich, P., 1997, ApJ **490**, 368
- Cohen, M., Kuhl, L. V. 1979 ApJS **41**, 743
- Covino, E., Alcalá, J. M., Allain, S., Bouvier, J., Terranegra, L., Krautter, J. 1997 A&A **328**, 187

- Cutispoto, G., Tagliaferri, G., de Medeiros, J. R., Pastori, L., Pasquini, L., Andersen, J. 2003 *A&A* **397**, 987
- de La Reza, R., Torres, C. A. O., Quast, G., Castilho, B. V., Vieira, G. L. 1989 *ApJ* **343L**, 61
- de La Reza, R., Pinzón, G. 2004 *AJ* **128**, 1812
- Danks, A. C., Dennefeld, M. 1994, *PASP* **106**, 382
- D'Antona, F., Mazzitelli, I. 1994, *ApJS* **90**, 467
- de Geus, E. J., de Zeeuw, P. T., Lub, J. 1989 *A&A* **216**, 44
- de Jager, C. & Nieuwenhuijzen, H. 1987 *A&A* **177**, 217
- Dorland, H., Montmerle, T. 1987 *A&A* **177**, 243
- Doucet, C., Pantin, E., Lagage, P. O., Dullemond, C. P. 2006 *A&A* **460**, 117
- Dullemond, C.P., Dominik, C., Natta, A. 2001, *ApJ* **560**, 957
- Feigelson, E. D., Casanova, S., Montmerle, T., Guibert, J. 1993 *ApJ* **416**, 623
- Feigelson, E. D. & Montmerle, T. 1999 *ARA&A* **37**, 363
- Feltzing, S., Gustafsson, B. 1998 *A&ASS* **129**, 237
- Garmire, G., Feigelson, E. D., Broos, P., Hillenbrand, L. A., Pravdo, S. H., Townsley, L. Tsuboi, Y. 2000, *AJ* **120**, 1426
- Goldman, A., Murcray, D. G., Lambert, D. L., Dominy, J. F. 1983 *MNRAS* **203**, 767
- Gratton, R. G., Caretta, E., Eriksson, K., Gustafsson, G. 1999 *A&A* **350**, 955
- Gregorio-Hetem, J., Lépine, J., Quast, G., Torres, C.A., de la Reza, R. 1992, *AJ* **103**, 549
- Gregorio-Hetem, J., Montmerle, T., Casanova, S., Feigelson, E. D. 1998 *A&A* **331**, 193
- Gregorio-Hetem, J., A. Hetem Jr. 2002, *MNRAS* **336**, 197
- Grevesse, N., Noels, A., Sauval, A. 1996 *ASP Conf. Series* **99**, 117
- Griffin, R. 1973 in *A Photometric Atlas of the Spectrum of Arcturus, II 3600-8825 Å*, Cambridge
- Grosso, N., Montmerle, T., Bontemps, S., André, P., Feigelson, E. D. 2000 *A&A* **359**, 113
- Guimarães, M. M., Vieira, S. L., Alencar, S. H. P., Corradi, W. J. B. 2003 in "Open Issues in Local Star Formation", Proceedings of the Ouro Preto Colloquium, Astrophysics and Space Science Library, Volume 299, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht
- Hartmann, L., Hewett, R., Calvet, N. 1994 *ApJ* **426**, 669

- Hasinger, G., Boese, G., Predehl, P., Turner, T. J., Yusaf, R., George, I. M., Rohrbach, G. 1994 *Legacy* 4
- Heiter U., Kupka F., van't Veer-Menneret C., Barban C., Weiss W.W., Goupil M.-J., Schmidt W., Katz D., Garrido R., 2002 *A&A* **392**, 619
- Herbig, G. H. & Bell, K. R. 1988, *Lick Obs. Bull.* **1111**
- Hetem, A., Gregorio-Hetem, J. 2007 *MNRAS* **382**, 1707
- Jablonski, F., Baptista, R., Barroso, J., Gneiding, C. D., Rodrigues, F., Campos, R. P. 1994 *PASP* **106**, 1172
- Jacoby, G. H., Hunter, D. A., Christian, C. A. 1984, *ApJS* 56, 257
- Jayawardhana, R., Mohanty, S., Basri, G. 2003 *ApJ* **592**, 282
- Jeffries, R. D. 1995 *MNRAS* **273**, 559
- Jeffries, R. D. 2007 *MNRAS* **376**, 1109
- Kenyon, S. J., Dobrzycka, D., Hartmann, L. 1994 *AJ* **108**, 1872
- Knude, J., Hog, E. 1998 *A&A* **338**, 897
- Kovtyukh, V. V., Soubiran, C., Belik, S. I., Gorlova, N. I. 2003 *A&A* **411**, 559
- Kupka, F., Ryabchikova, T. A., Stemples, H. C., Weiss, W. W. 1999, *A&AS* 138, 119
- Kurucz, R. L. 1993 CD-ROM No. 18
- Kurucz, R. L., Bell, B. 1995, *Atomic Line Data - Kurucz CD-ROM No. 23*. Cambridge, Mass.
- Kurucz, R. L., Furenlid, I., Brault, J. W., Testerman, L. 1984, *Solar Flux Atlas from 296 to 1200 nm.*, NSO, Tucson
- Lagage, P., Doucet, C., Pantin, E., Habart, E., Duchêne, G., Ménard, F., Pinte, C., Charnoz, S., Pel, J. 2006 *Sci* **314**, 621
- Lambert, D. L. 1978 *MNRAS* **182**, 249
- Leone, F. 2007 *ApJ* **667**, L175
- Lombardi, M., Lada, C., Alves, J. 2008 *A&A* **480**, 785
- Mamajek, E. E., Lawson, W. A., Feigelson, E. D. 1999 *ApJ* **516**, L77
- Mamajek, E. E. 2005 *ApJ* **634**, 1385
- Mamajek, E. E. 2008 *AN* **329**, 10

- Martín, E. L. 1997 A&A **321**, 492
- Martin, E. L., Rebolo, R., Magazzu, A., Pavlenko, Ya. V. 1994 A&A **282**, 503
- Martín, E. L., Montmerle, T., Gregorio-Hetem, J., Casanova, S. **1998** MNRAS 300, 733
- Minier, V. 2007, comunicação pessoal
- Moore, C. E., Minnaert, M. G., Houtgast, J. 1957, The Solar Spectrum from 2935 to 8870 Å , NBS, Washington D. C.
- Muzerolle, J., Calvet, N., Hartmann, L. 1998 ApJ **492**, 743
- Muzerolle, J., Briceño, C., Calvet, N., Hartmann, L., Hillenbrand, L., Gullbring, E. 2000 ApJ **545L**, 141
- Natta, A. 1993 ApJ **412**, 761
- Neuhauser, R., Torres, G., Sterzik, M. F., Randich, S. 1997 A&A **325**, 647
- Norris, J. E., Ryan, S. G., Beers, T. C. 2001, Ap. J. 561, 1034
- Ozawa, H., Grosso, N., Montmerle, T 2005 A&A **438**, 661
- Pavlenko, Ya. V. & Magazzu, A. 1996 A&A **311**, 961
- Perryman, M. A. C., Lindgren, L., Kovalevsky, J., Hoeg, E., Bastian, U., Bernacca, P. L., Crézè, M., Donati, F., Grenon, M., van Leeuwen, F., van der Marel, H., Mignard, F., Murray, C. A., Le Poole, R. S., Schrijver, H., Turon, C., Arenou, F., Froeschlé, M., Petersen, C. S. 1997 A&A **323**, 49
- Reetz, R. 1999 Ap&SS **265**, 171
- Reipurth, B., Pedrosa, A., Lago, M. T. V. T. 1996 A&ASS **120**, 229
- Rojas, G. A. 2003 Dissertação de Mestrado, IAG/USP
- Rojas, G. A. & Gregorio-Hetem, J. 2003 in "Open Issues in Local Star Formation", Proceedings of the Ouro Preto Colloquium, Astrophysics and Space Science Library, Volume 299, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht
- Savage, B. D., Mathis, J. S. 1979 ARA&A **17**, 73
- Schultz, G. V., Wiemer, W. 1975 A&A **43**, 133
- Sedlmayr, E. 1974 A&A **31**, 23
- Shu, F., Najita, J., Ostriker, E., Wilkin, F., Ruden, S., Lizano, S., 1994 ApJ **429**. 781
- Siess, L., Dufour, E., Forestini, M. 2000 A&A **358**, 593

- M.F. Skrutskie, R.M. Cutri, R. Stiening, M.D. Weinberg, S. Schneider, J.M. Carpenter, C. Beichman, R. Capps, T. Chester, J. Elias, J. Huchra, J. Liebert, C. Lonsdale, D.G. Monet, S. Price, P. Seitzer, T. Jarrett, J.D. Kirkpatrick, J. Gizis, E. Howard, T. Evans, J. Fowler, L. Fullmer, R. Hurt, R. Light, E.L. Kopan, K.A. Marsh, H.L. McCallon, R. Tam, S. Van Dyk, and S. Wheelock, 2006, *AJ* **131**, 1163.
- Snedden, C. 2002, comunicação pessoal
- Soares, J. B., Bica, E. 2002 *A&A* **388**, 172
- Soares, J. B., Bica, E. 2003 *A&A* **404**, 217
- Stahl, O., Kaufer, A., Tubbesing, S. 1999 *ASP Conf. Series* **188**, 331
- Takeda, Y. & Kawanomoto, S. 2005 *PASJ* **57**, 45
- Takeuchi, T., Artymowicz, P. 2001 *ApJ* **557**, 990
- Thorén, P. & Feltzing, S. 2000, *A&A* 363, 692
- Torres, C. A. O. 1998 Tese de Doutorado, CNPq/Observatório Nacional, Brasil
- Torres, C.A., Quast, G., de la Reza, R., Lépine, J., Gregorio-Hetem, J. 1995, *AJ* **109**, 2146
- Torres, C. A. O., Da Silva, I., Quast, G. R., De La Reza, R., Jilinski, E. 2000 *AJ* **120**, 1410
- Valenti, J. A. & Piskunov, N. 1996 *A&A Sup. S.* **118**, 595
- van den Bergh, S. 1966 *AJ* **71**, 990
- Walter, F. M., Brown, A., Mathieu, R. D., Myers, P. C., Vrba, F. J. 1988 *AJ* 96, 297
- White, R. J. & Basri, G. 2003 *ApJ*. **582**, 1109
- Whittet, D. C. B., Prusti, T., Franco, G. A. P., Gerakines, P. A., Kilkenny, D., Larson, K. A., Wesselius, P. R. 1997 *A&A* 327, 1194
- Winter, O. C., de La Reza, R., Domingos, R. C., Boldrin, L. A. G., Chavero, C. 2007 *MNRAS* **378**, 1418
- Zinnecker, H., Preibisch, T. 1994 *A&A* **292**, 152
- Zuckerman, B. & Webb, R. A. 2000 *ApJ* **535**, 959
- Zuckerman, B., Song, I., Webb, R. A. 2001 *ApJ* **559**, 388
- Zuckerman, B. & Song, I., 2004 *ARA&A* **42**, 68

# APÊNDICE A

## LISTA DE TRANSIÇÕES ATÔMICAS

Neste Apêndice estão apresentadas as listas de transições atômicas utilizadas nos cálculos de abundâncias. As referências dos dados são:

- Asp Asplund et al. 2000 A&A 359, 743
- Bla Blackwell et al. 1995 A&A 296, 217
- Cas Bruno Castilho 1995 Dissertação de Mestrado, IAG/USP
- FGo Feltzing & Gonzalez 2001 A&A 367, 253
- FGu Feltzing & Gustafsson A&ASS 129, 237
- Gon Gonzalez et al. 2001 ApJ 121, 432
- G&S Grevesse & Sauval 1999 A&A 347, 348
- L&G Laws & Gonzalez 2001 ApJ 553, 405
- Nor Norris et al. 2001 ApJ 561, 1034
- Pom Pompéia, L. 1998 Dissertação de Mestrado, IAG/USP
- Red Reddy et al. 2001 AJ 123.1993
- San Santos et al 2000 A&A 363, 228
- Smi Smith et al. 2001 AJ 121, 3207
- Tak Takeda et al. 2001 PASJ 53, 1211
- T&F Thorén & Feltzing 2000 A&A 363, 692



Elemento	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	log gf	Ref.	Elemento	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	log gf	Ref.
Al1	3944.010	0.00	-0.640	Nor	Fe1	3727.630	0.96	-0.620	Nor
Al1	3961.520	0.01	-0.340	Nor	Fe1	3743.370	0.99	-0.780	Nor
Al1	6696.030	3.14	-1.580	FGu	Fe1	3748.270	0.11	-1.010	Nor
Al1	7835.300	4.02	-0.780	FGo	Fe1	3758.240	0.96	-0.020	Nor
Ba2	4554.030	0.00	0.160	Nor	Fe1	3763.800	0.99	-0.230	Nor
Ba2	4934.050	0.00	-1.660	Pom	Fe1	3765.540	3.24	0.480	Nor
Ba2	5853.688	0.60	-0.700	Cas	Fe1	3767.200	1.01	-0.390	Nor
Ba2	6141.727	0.70	-0.350	Cas	Fe1	3787.880	1.01	-0.850	Nor
Ba2	6496.908	0.60	0.300	Cas	Fe1	3790.090	0.99	-1.740	Nor
C1	6587.610	8.53	-1.800	San	Fe1	3795.000	0.99	-0.750	Nor
Ca1	4226.730	0.00	0.240	Nor	Fe1	3805.340	3.30	0.310	Nor
Ca1	4283.010	1.89	-0.220	Nor	Fe1	3807.540	2.22	-0.990	Nor
Ca1	4302.530	1.90	0.280	Nor	Fe1	3808.730	2.56	-1.140	Nor
Ca1	4318.650	1.90	-0.210	Nor	Fe1	3812.960	0.96	-1.030	Nor
Ca1	4434.960	1.89	-0.010	Nor	Fe1	3815.840	1.49	0.240	Nor
Ca1	4454.780	1.90	0.260	Nor	Fe1	3820.430	0.86	0.140	Nor
Ca1	4455.890	1.90	-0.530	Nor	Fe1	3821.190	3.27	0.200	Nor
Ca1	5260.387	2.52	-1.719	T&F	Fe1	3824.440	0.00	-1.350	Nor
Ca1	5512.980	2.93	-0.660	FGo	Fe1	3825.880	0.92	-0.030	Nor
Ca1	5581.965	2.52	-0.870	FGo	Fe1	3827.820	1.56	0.080	Nor
Ca1	5588.764	2.52	-0.050	Cas	Fe1	3839.260	3.05	-0.330	Nor
Ca1	5857.459	2.93	0.630	Cas	Fe1	3840.440	0.99	-0.500	Nor
Ca1	6102.727	1.88	-0.240	Cas	Fe1	3849.970	1.01	-0.870	Nor
Ca1	6122.226	1.89	0.260	Cas	Fe1	3850.820	0.99	-1.740	Nor
Ca1	6162.173	1.90	-0.090	T&F	Fe1	3856.370	0.05	-1.280	Nor
Ca1	6166.439	2.52	-1.142	T&F	Fe1	3859.210	2.41	-0.750	Nor
Ca1	6169.042	2.52	-0.797	T&F	Fe1	3865.520	1.01	-0.970	Nor
Ca1	6169.563	2.53	-0.478	T&F	Fe1	3867.220	3.02	-0.450	Nor
Ca1	6439.075	2.53	0.390	T&F	Fe1	3871.750	2.95	-0.840	Nor
Ca1	6449.820	2.52	0.100	Cas	Fe1	3872.500	0.99	-0.910	Nor
Ca1	6455.598	2.52	-1.290	T&F	Fe1	3878.020	0.96	-0.910	Nor
Ca1	6471.662	2.53	-0.686	T&F	Fe1	3878.570	0.09	-1.360	Nor
Ca1	6499.650	2.52	-0.900	San	Fe1	3886.280	0.05	-1.070	Nor
Ca1	6717.687	2.71	-0.250	Cas	Fe1	3887.050	0.92	-1.120	Nor
Ca1	7148.150	2.71	0.935	Cas	Fe1	3895.660	0.11	-1.660	Nor
Ca1	7326.160	2.93	0.236	Cas	Fe1	3898.010	1.01	-2.020	Nor
Co1	3873.110	0.43	-0.660	Nor	Fe1	3899.710	0.09	-1.520	Nor
Co1	3894.070	1.05	0.100	Nor	Fe1	3902.950	1.56	-0.440	Nor
Co1	4121.310	0.92	-0.320	Nor	Fe1	3906.480	0.11	-2.200	Nor
Co1	6454.990	3.63	-0.350	T&F	Fe1	3916.720	3.24	-0.580	Nor
Co1	7437.070	5.98	1.130	FGu	Fe1	3917.180	0.99	-2.150	Nor
Cr1	3991.120	2.55	0.250	Nor	Fe1	3920.260	0.12	-1.740	Nor
Cr1	4254.330	0.00	-0.110	Nor	Fe1	3922.910	0.05	-1.640	Nor
Cr1	4274.800	0.00	-0.230	Nor	Fe1	3927.920	0.11	-1.520	Nor
Cr1	4289.720	0.00	-0.360	Nor	Fe1	3930.300	0.09	-1.490	Nor
Cr1	5220.912	3.39	-1.034	T&F	Fe1	3940.880	0.96	-2.550	Nor
Cr1	5228.096	3.37	-0.808	T&F	Fe1	3949.950	2.18	-1.250	Nor
Cr1	5247.566	0.96	-1.740	T&F	Fe1	3983.960	2.73	-1.020	Nor
Cr1	5264.157	3.43	-0.519	T&F	Fe1	3997.390	2.73	-0.480	Nor
Cr1	5312.860	3.45	-0.690	FGu	Fe1	4005.240	1.56	-0.600	Nor
Cr1	5348.326	1.00	-0.550	Cas	Fe1	4009.720	2.22	-1.250	Nor
Cr1	5409.799	1.03	-0.540	Cas	Fe1	4045.810	1.49	0.280	Nor
Cr1	5783.886	3.32	-0.260	FGo	Fe1	4062.440	2.85	-0.860	Nor
Cr1	5787.965	3.32	-0.210	FGo	Fe1	4063.590	1.56	0.060	Nor
Cr1	7400.188	2.90	-0.015	Cas	Fe1	4067.970	3.21	-0.470	Nor
Cr1	7462.342	2.91	-2.025	Cas	Fe1	4071.738	1.61	-0.022	Asp
Cr2	5237.329	4.07	-1.377	T&F	Fe1	4076.620	3.21	-0.530	Nor
Cr2	5305.860	3.83	-2.090	FGu	Fe1	4084.490	3.33	-0.710	Nor
Cr2	5308.420	4.07	-1.820	FGu	Fe1	4132.060	1.61	-0.680	Nor
Cr2	5313.585	4.07	-1.500	Cas	Fe1	4132.900	2.85	-1.010	Nor
Cr2	5334.870	4.07	-3.500	Cas	Fe1	4137.000	3.42	-0.450	Nor
Eu2	6654.160	1.38	-0.800	Pom	Fe1	4143.420	3.05	-0.200	Nor

Elemento	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (ev)	$\log gf$	Ref.	Elemento	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (ev)	$\log gf$	Ref.
Fe1	4143.870	1.56	-0.510	Nor	Fe1	5253.462	3.28	-1.573	Asp
Fe1	4147.670	1.49	-2.090	Nor	Fe1	5269.538	0.86	-1.321	Asp
Fe1	4154.500	2.83	-0.690	Nor	Fe1	5315.070	4.37	-1.540	FGu
Fe1	4156.800	2.83	-0.810	Nor	Fe1	5321.110	4.43	-1.300	FGu
Fe1	4157.770	3.42	-0.400	Nor	Fe1	5322.040	2.28	-2.890	FGu
Fe1	4174.910	0.92	-2.950	Nor	Fe1	5328.039	0.92	-1.466	Asp
Fe1	4175.640	2.85	-0.830	Nor	Fe1	5328.532	1.56	-1.850	Asp
Fe1	4181.750	2.83	-0.370	Nor	Fe1	5329.989	4.08	-1.189	Asp
Fe1	4184.890	2.83	-0.870	Nor	Fe1	5367.470	4.42	0.350	Red
Fe1	4187.040	2.45	-0.530	Nor	Fe1	5371.490	0.96	-1.645	Asp
Fe1	4187.790	2.43	-0.530	Nor	Fe1	5386.340	4.15	-1.760	FGu
Fe1	4198.310	2.40	-0.670	Nor	Fe1	5398.280	4.44	-0.810	FGu
Fe1	4199.100	3.05	0.160	Nor	Fe1	5446.917	0.99	-1.910	Asp
Fe1	4202.030	1.49	-0.700	Nor	Fe1	5522.447	4.21	-1.430	FGo
Fe1	4206.700	0.05	-3.960	Nor	Fe1	5525.544	4.23	-1.084	Asp
Fe1	4210.350	2.48	-0.930	Nor	Fe1	5543.936	4.22	-1.100	FGo
Fe1	4216.180	0.00	-3.360	Nor	Fe1	5560.212	4.43	-1.090	FGo
Fe1	4219.360	3.58	0.000	Nor	Fe1	5607.664	4.15	-2.180	FGo
Fe1	4222.210	2.45	-0.940	Nor	Fe1	5619.595	4.39	-1.480	FGo
Fe1	4233.600	2.48	-0.590	Nor	Fe1	5638.262	4.22	-0.880	FGo
Fe1	4235.940	2.43	-0.330	Nor	Fe1	5701.544	2.56	-2.216	Asp
Fe1	4238.020	3.42	-0.620	Nor	Fe1	5705.465	4.30	-1.355	Asp
Fe1	4238.800	3.40	-0.230	Nor	Fe1	5741.848	4.26	-1.660	FGo
Fe1	4247.420	3.37	-0.240	Nor	Fe1	5806.730	4.61	-0.900	San
Fe1	4250.120	2.47	-0.390	Nor	Fe1	5852.219	4.55	-1.210	FGo
Fe1	4250.790	1.56	-0.710	Nor	Fe1	5855.077	4.61	-1.478	Asp
Fe1	4260.470	2.40	0.110	Nor	Fe1	5856.090	4.29	-1.560	San
Fe1	4271.150	2.45	-0.340	Nor	Fe1	5956.700	0.86	-4.605	Bla
Fe1	4271.760	1.49	-0.170	Nor	Fe1	5976.787	3.94	-3.000	Cas
Fe1	4282.410	2.18	-0.780	Nor	Fe1	5983.688	4.55	-0.780	Cas
Fe1	4294.120	1.49	-1.040	Nor	Fe1	5987.066	4.80	-0.426	Red
Fe1	4307.900	1.56	-0.070	Nor	Fe1	5997.782	4.61	-1.100	Cas
Fe1	4325.760	1.61	0.010	Nor	Fe1	6003.022	3.88	-1.000	Cas
Fe1	4337.050	1.56	-1.700	Nor	Fe1	6007.968	4.65	-0.800	Cas
Fe1	4375.930	0.00	-3.020	Nor	Fe1	6008.566	3.88	-1.100	Cas
Fe1	4383.540	1.49	0.200	Nor	Fe1	6020.186	4.61	-0.350	Cas
Fe1	4389.240	0.05	-4.583	Bla	Fe1	6024.049	4.55	-0.060	Red
Fe1	4404.750	1.56	-0.130	Nor	Fe1	6027.050	4.08	-1.090	Red
Fe1	4415.120	1.61	-0.620	Nor	Fe1	6042.104	3.00	-2.550	Cas
Fe1	4427.310	0.05	-2.920	Nor	Fe1	6055.992	4.73	-0.460	Red
Fe1	4430.610	2.22	-1.690	Nor	Fe1	6065.494	2.61	-1.500	Cas
Fe1	4442.340	2.20	-1.240	Nor	Fe1	6078.491	4.80	-0.374	T&F
Fe1	4445.470	0.09	-5.441	Bla	Fe1	6079.009	4.65	-1.020	T&F
Fe1	4447.720	2.22	-1.340	Nor	Fe1	6082.711	2.22	-3.573	T&F
Fe1	4454.390	2.83	-1.300	Nor	Fe1	6089.580	4.58	-1.312	T&F
Fe1	4459.120	2.18	-1.310	Nor	Fe1	6093.644	4.61	-1.400	T&F
Fe1	4461.650	0.09	-3.200	Nor	Fe1	6094.374	4.65	-1.640	T&F
Fe1	4466.550	2.83	-0.600	Nor	Fe1	6096.665	3.98	-1.770	T&F
Fe1	4482.170	0.11	-3.480	Nor	Fe1	6098.245	4.56	-1.840	T&F
Fe1	4489.740	0.12	-3.930	Nor	Fe1	6102.183	4.83	-0.250	Cas
Fe1	4494.560	2.20	-1.140	Nor	Fe1	6103.190	4.83	-0.690	Cas
Fe1	4528.620	2.18	-0.850	Nor	Fe1	6127.912	4.14	-1.700	Cas
Fe1	4602.940	1.49	-2.210	Nor	Fe1	6137.702	2.59	-1.400	Cas
Fe1	4890.755	2.88	-0.390	Asp	Fe1	6151.618	2.18	-3.379	T&F
Fe1	4891.492	2.85	-0.110	Asp	Fe1	6157.728	4.08	-1.320	T&F
Fe1	4918.994	2.87	-0.340	Asp	Fe1	6165.360	4.14	-1.554	T&F
Fe1	4957.299	2.85	-0.410	Asp	Fe1	6173.336	2.22	-2.920	T&F
Fe1	5044.210	2.85	-2.040	San	Fe1	6180.204	2.73	-2.686	T&F
Fe1	5225.533	0.11	-4.789	G&S	Fe1	6187.990	3.94	-1.650	FGo
Fe1	5227.151	2.42	-1.352	T&F	Fe1	6200.313	2.61	-2.480	FGo
Fe1	5232.940	2.94	-0.060	Asp	Fe1	6212.067	4.34	-2.980	Cas
Fe1	5247.050	0.09	-4.930	San	Fe1	6213.437	2.22	-2.700	Cas
Fe1	5250.209	0.12	-4.938	Asp	Fe1	6219.281	2.20	-2.433	Asp

Elemento	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Ref.	Elemento	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log gf$	Ref.
Fe1	6226.736	3.88	-2.090	FGo	Fe1	7583.800	3.02	-1.900	Gon
Fe1	6232.648	3.65	-1.350	Cas	Fe1	7586.030	4.31	-0.180	Gon
Fe1	6240.646	2.22	-3.230	Asp	Fe1	8204.107	0.91	-6.052	G&S
Fe1	6246.327	3.60	-0.830	Cas	Fe1	8293.522	3.30	-2.175	G&S
Fe1	6252.565	2.40	-1.930	Cas	Fe1	8471.739	4.96	-0.963	T&F
Fe1	6254.258	2.28	-2.430	Pom	Fe1	8481.982	4.19	-1.981	T&F
Fe1	6265.134	2.18	-2.550	Asp	Fe1	8514.072	2.20	-2.129	T&F
Fe1	6267.845	4.29	-3.090	Cas	Fe2	4178.850	2.58	-2.480	Nor
Fe1	6270.220	2.86	-2.570	San	Fe2	4303.170	2.71	-2.570	Nor
Fe1	6280.618	0.86	-4.387	Asp	Fe2	4508.280	2.86	-2.210	Nor
Fe1	6290.974	4.73	-0.950	Cas	Fe2	4515.330	2.85	-2.480	Nor
Fe1	6301.508	3.65	-0.720	Cas	Fe2	4520.220	2.81	-2.600	Nor
Fe1	6302.499	3.69	-1.290	Cas	Fe2	4522.620	2.85	-2.030	Nor
Fe1	6322.686	2.59	-2.426	Asp	Fe2	4576.333	2.84	-2.940	Asp
Fe1	6335.337	2.20	-2.230	Cas	Fe2	4582.830	2.84	-3.090	Pom
Fe1	6336.830	3.69	-0.830	Cas	Fe2	4583.830	2.81	-2.020	Nor
Fe1	6344.149	2.43	-2.920	Pom	Fe2	4620.513	2.83	-3.210	Asp
Fe1	6355.029	2.84	-2.290	Pom	Fe2	4761.450	2.89	-3.370	Pom
Fe1	6358.687	0.86	-4.430	Cas	Fe2	4923.930	2.89	-1.320	Pom
Fe1	6380.743	4.19	-1.366	FGo	Fe2	5132.670	2.81	-4.170	Pom
Fe1	6393.612	2.43	-1.760	Cas	Fe2	5197.580	3.23	-2.100	Pom
Fe1	6408.026	3.69	-1.110	Cas	Fe2	5234.624	3.22	-2.230	Asp
Fe1	6411.649	3.65	-0.660	Smi	Fe2	5264.804	3.23	-3.250	Asp
Fe1	6419.950	4.73	-0.270	FGo	Fe2	5325.560	3.22	-3.430	Cas
Fe1	6421.351	2.28	-2.010	Smi	Fe2	5425.260	3.20	-3.350	Cas
Fe1	6430.846	2.18	-2.006	T&F	Fe2	5534.850	3.24	-2.920	Pom
Fe1	6469.193	4.84	-0.770	T&F	Fe2	5991.380	3.15	-3.740	Cas
Fe1	6481.870	2.28	-2.984	T&F	Fe2	6084.111	3.20	-3.800	T&F
Fe1	6533.929	4.56	-1.460	Pom	Fe2	6149.258	3.89	-2.870	T&F
Fe1	6546.239	2.76	-1.540	Pom	Fe2	6238.390	3.89	-2.800	Cas
Fe1	6569.215	4.73	-0.420	Pom	Fe2	6247.557	3.89	-2.390	FGo
Fe1	6575.016	2.59	-2.710	Pom	Fe2	6416.919	3.89	-2.690	FGo
Fe1	6581.210	1.49	-4.680	Asp	Fe2	6432.680	2.89	-3.670	T&F
Fe1	6593.871	2.43	-2.422	Asp	Fe2	6446.400	6.22	-1.920	L&G
Fe1	6597.561	4.80	-0.920	Smi	Fe2	6456.383	3.90	-2.250	T&F
Fe1	6609.110	2.56	-2.690	Smi	Fe2	6516.072	2.89	-3.380	Asp
Fe1	6627.560	4.55	-1.440	L&G	Fe2	7711.721	3.90	-2.470	Asp
Fe1	6633.750	4.56	-0.800	Pom	La2	6774.330	0.13	-3.000	Cas
Fe1	6699.130	4.59	-2.120	FGu	Li1	6707.800	0.00	0.000	Cas
Fe1	6716.237	4.58	-1.920	Pom	Mg1	3838.300	2.72	-0.100	Nor
Fe1	6725.360	4.10	-2.180	L&G	Mg1	4057.510	4.35	-0.890	Nor
Fe1	6750.150	2.42	-2.621	Bla	Mg1	4351.910	4.35	-0.560	Nor
Fe1	6752.707	4.64	-1.204	T&F	Mg1	4571.100	0.00	-5.610	Nor
Fe1	6786.860	4.19	-1.850	T&F	Mg1	4703.000	4.35	-0.380	Nor
Fe1	6804.001	4.65	-1.546	T&F	Mg1	5711.095	4.34	-1.300	Cas
Fe1	6804.271	4.58	-1.813	T&F	Mg1	7387.700	5.75	-1.146	Cas
Fe1	6806.845	2.73	-3.110	T&F	Mg1	7759.370	5.93	-1.760	FGu
Fe1	6810.263	4.61	-0.986	T&F	Mn1	4030.750	0.00	-0.470	Nor
Fe1	6820.372	4.64	-1.120	T&F	Mn1	4033.060	0.00	-0.620	Nor
Fe1	6828.591	4.64	-0.920	Pom	Mn1	4034.480	0.00	-0.810	Nor
Fe1	6837.006	4.59	-1.687	Asp	Mn1	5399.470	3.85	-0.180	FGu
Fe1	6841.339	4.61	-0.750	Pom	Mn1	5470.640	2.16	-1.380	FGu
Fe1	6855.162	4.56	-0.740	Pom	Mn1	6440.930	3.77	-1.270	FGu
Fe1	6945.205	2.42	-2.482	Asp	Na1	5682.647	2.10	-0.500	Cas
Fe1	7068.410	4.07	-1.390	Pom	Na1	5688.217	2.10	0.000	Cas
Fe1	7090.383	4.23	-1.210	Pom	Na1	6154.226	2.10	-1.650	T&F
Fe1	7112.173	2.99	-2.990	G&S	Ni1	3775.570	0.42	-1.410	Nor
Fe1	7130.920	4.22	-0.660	FGu	Ni1	3807.140	0.42	-1.220	Nor
Fe1	7418.667	4.14	-1.476	FGo	Ni1	3858.290	0.42	-0.950	Nor
Fe1	7440.952	4.91	-0.662	FGo	Ni1	5084.105	3.68	0.050	Cas
Fe1	7507.261	4.42	-0.972	FGo	Ni1	5578.711	1.68	-2.680	FGo
Fe1	7547.910	5.10	-1.247	FGo	Ni1	6086.276	4.27	-0.510	FGo
Fe1	7582.122	4.96	-1.640	FGo	Ni1	6108.107	1.68	-2.450	T&F

Elemento	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (ev)	log gf	Ref.	Elemento	$\lambda$ (Å)	$\chi$ (ev)	log gf	Ref.
Ni1	6111.066	4.09	-0.870	T&F	Si1	8556.777	5.87	-0.430	T&F
Ni1	6130.130	4.27	-0.963	FGo	Si2	6347.095	8.20	0.090	Cas
Ni1	6175.360	4.09	-0.559	T&F	Si2	6371.355	8.12	-2.280	Cas
Ni1	6176.807	4.09	-0.350	T&F	Sr2	4077.710	0.00	0.150	Nor
Ni1	6186.709	4.11	-0.960	T&F	Sr2	4215.520	0.00	-0.170	Nor
Ni1	6327.604	1.68	-3.220	Cas	Ti1	3924.530	0.02	-0.880	Nor
Ni1	6378.247	4.15	-0.840	FGo	Ti1	3958.210	0.05	-0.120	Nor
Ni1	6482.796	1.94	-2.930	T&F	Ti1	3989.760	0.02	-0.140	Nor
Ni1	6586.308	1.95	-2.748	FGo	Ti1	3998.640	0.05	0.000	Nor
Ni1	6643.629	1.68	-2.080	FGo	Ti1	5224.305	2.13	-0.210	T&F
Ni1	6767.768	1.83	-2.240	FGo	Ti1	5832.473	3.34	-0.280	FGo
Ni1	6772.313	3.66	-0.980	T&F	Ti1	5866.451	1.07	-0.940	T&F
Ni1	6914.560	1.95	-2.070	Red	Ti1	5978.549	1.87	-0.510	Cas
Ni1	7122.206	3.54	0.046	Cas	Ti1	6085.230	1.05	-1.350	Tak
Ni1	7393.609	3.61	-0.237	Cas	Ti1	6258.110	1.44	-0.510	Cas
Ni1	7414.500	1.99	-2.220	FGo	Ti1	6261.106	1.43	-0.650	Cas
Ni1	7422.286	3.63	-0.113	Cas	Ti2	3759.300	0.61	0.270	Nor
Ni1	7522.758	3.66	-0.535	FGo	Ti2	3761.320	0.57	0.170	Nor
Ni1	7525.111	3.64	-0.640	FGo	Ti2	3900.550	1.13	-0.450	Nor
Ni1	7555.607	3.85	0.070	Cas	Ti2	3913.470	1.12	-0.530	Nor
Ni1	7574.043	3.83	-0.533	FGo	Ti2	4012.390	0.57	-1.750	Nor
O1	7771.940	9.15	0.320	Tak	Ti2	4025.130	0.61	-1.980	Nor
O1	7774.170	9.15	0.170	Tak	Ti2	4028.330	1.89	-1.000	Nor
O1	7775.350	9.14	-0.110	FGo	Ti2	4290.220	1.17	-1.120	Nor
S1	6046.030	7.87	-0.230	San	Ti2	4300.050	1.18	-0.490	Nor
S1	6757.171	7.87	-0.530	FGo	Ti2	4301.940	1.16	-1.200	Nor
Sc2	4246.820	0.32	0.240	Nor	Ti2	4312.860	1.18	-1.160	Nor
Sc2	4314.080	0.62	-0.100	Nor	Ti2	4330.240	2.05	-1.510	Nor
Sc2	4320.730	0.61	-0.250	Nor	Ti2	4330.700	1.18	-2.060	Nor
Sc2	4324.990	0.60	-0.440	Nor	Ti2	4337.920	1.08	-1.130	Nor
Sc2	4400.390	0.61	-0.540	Nor	Ti2	4394.060	1.22	-1.770	Nor
Sc2	4415.550	0.60	-0.670	Nor	Ti2	4395.030	1.08	-0.510	Nor
Sc2	5031.024	1.36	-0.290	Cas	Ti2	4399.770	1.24	-1.270	Nor
Sc2	5239.813	1.46	-0.870	T&F	Ti2	4417.720	1.17	-1.430	Nor
Sc2	5357.190	1.51	-2.320	Cas	Ti2	4418.340	1.24	-1.990	Nor
Sc2	5526.790	1.77	0.090	FGo	Ti2	4443.800	1.08	-0.700	Nor
Sc2	5640.989	1.50	-1.070	Cas	Ti2	4444.550	1.12	-2.210	Nor
Sc2	5669.040	1.50	-1.150	Cas	Ti2	4450.480	1.08	-1.510	Nor
Sc2	6604.600	1.36	-1.350	Cas	Ti2	4468.510	1.13	-0.600	Nor
Si1	3905.520	1.91	-1.090	Nor	Ti2	4501.270	1.12	-0.760	Nor
Si1	4102.940	1.94	-3.100	Nor	Ti2	4533.960	1.24	-0.770	Nor
Si1	5665.550	4.92	-2.020	FGo	Ti2	4563.760	1.22	-0.960	Nor
Si1	5690.430	4.93	-1.820	San	Ti2	4571.970	1.57	-0.530	Nor
Si1	5772.149	5.08	-3.000	Cas	Ti2	4589.960	1.23	-1.610	San
Si1	5793.070	4.93	-1.950	FGo	Ti2	5336.780	1.58	-1.610	San
Si1	5948.540	5.08	-1.080	San	Ti2	5418.770	1.58	-2.070	San
Si1	6087.810	5.87	-1.600	Tak	Ti2	6491.582	2.06	-2.100	Cas
Si1	6091.910	5.87	-1.360	San	V1	5727.048	1.08	-1.220	FGo
Si1	6125.021	5.61	-1.630	T&F	V1	6039.722	1.06	-0.720	FGo
Si1	6131.768	5.08	-3.650	T&F	V1	6090.214	1.08	-0.062	T&F
Si1	6142.470	5.62	-1.480	San	V1	6224.506	0.29	-2.010	Cas
Si1	6145.016	5.62	-1.470	T&F	V1	6256.887	0.28	-2.400	Cas
Si1	6155.150	5.62	-0.720	San	V1	6285.165	0.28	-1.500	Cas
Si1	6237.310	5.61	-1.150	FGo	V2	3951.960	1.48	-0.780	Nor
Si1	6721.840	5.86	-1.160	FGo	Y1	6687.500	0.00	-0.670	FGu
Si1	6848.580	5.86	-1.650	FGo	Y1	6795.410	1.73	-1.250	Pom
Si1	7226.208	5.61	-1.434	Cas	Y2	3788.700	0.10	-0.070	Nor
Si1	7405.790	5.61	-0.630	Cas	Y2	3818.340	0.12	-0.980	Nor
Si1	7415.960	5.61	-0.800	FGu	Y2	3950.360	0.10	-0.490	Nor
Si1	7423.509	5.62	-0.486	Cas	Y2	4374.940	0.40	0.020	Nor
Si1	7455.370	5.96	-2.000	FGo	Y2	5087.426	1.08	1.100	Cas
Si1	8492.077	5.86	-1.930	T&F	Y2	5119.120	0.99	-1.430	Cas

# APÊNDICE B

## ARTIGOS CIENTÍFICOS PUBLICADOS

Neste Apêndice encontram-se os artigos publicados em periódicos e em *proceedings* durante o doutoramento. São eles:

*“The Tucanae and Horologium Associations: Chemical Abundances”*, apresentado no evento *Cool Stars, Stellar Systems and the Sun XIII*, realizado em Hamburgo, Alemanha, em Julho de 2004.

*“X-ray sources associated with young stellar clusters in Canis Major R1”*, apresentado no evento *The X-ray Universe 2005*, realizado em San Lorenzo de El Escorial, Espanha, em Setembro de 2005.

Foi também produzido o artigo *“Towards the Main Sequence: Detailed Analysis of Weak- and Post-T Tauri Stars”* submetido para publicação no periódico *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.

# Towards the Main Sequence: Detailed Analysis of Weak and Post T Tauri Stars

G. Rojas<sup>1\*</sup>, J. Gregorio-Hetem<sup>1</sup>, A. Hetem Jr<sup>2</sup>

<sup>1</sup>Universidade de São Paulo, IAG, Rua do Matão 1226, 05508-900 São Paulo, Brasil; <sup>2</sup>Fundação Santo André, SP, Brazil

Submitted

## ABSTRACT

This work is a spectroscopic study aiming to derive chemical abundances of a sample of low mass pre-main sequence stars, previously identified as Weak or Post T Tauri stars. High resolution optical spectra were obtained at *European Southern Observatory* and *Observatório do Pico dos Dias*.

The stellar fundamental parameters effective temperature and gravity were calculated by excitation and ionization equilibria of Iron absorption lines. Chemical abundances were obtained via equivalent width calculations and spectral synthesis. XX % of the studied sample show metallicities within 0.5 dex solar.

A classification was developed based on equivalent widths of Li I 6708 Å and H $\alpha$  lines and spectral types of the studied stars. This classification allowed a identification of the sample into categories that correspond to different evolutive phases in the pre-main sequence phase. The position of these stars in the H-R Diagram was also inspected in order to estimate their ages and to confirm their classification in the assumed evolutive scenario. Among the 59 objects of the sample, it was verified that XX are actually Weak T Tauri stars, XX are Classical T Tauri, XX are Post T Tauri, and XX are Fe/Ge Pre-Main Sequence stars.

An estimation of circumstellar luminosity was obtained using a disc model to reproduce the observed SED. Most of the stars show low levels of circumstellar emission, corresponding to less than 30 per cent of the total emission.

**Key words:** stars: pre-main sequence - stars: chemical abundances

## 1 INTRODUCTION

The abundances of heavy elements in young stars are an important observable constraints of galactic chemical evolution models. In the most accepted scenario, new stars are formed by chemically enriched gas from supernovae remnants and planetary nebulae. During the course of galactic evolution, it is expected that the abundance pattern of newly formed stars reflects this chemical enrichment in the form of a higher abundance of iron, for example, than found in older stars like the Sun. Therefore, the study of elemental abundances in recently formed stars, the pre-main sequence (PMS) stars, and its comparison to the abundances in the Sun and in young main sequence stars may provide great insights about the time scales for galactic chemical enrichment, yields and mixing. Nonetheless, results about chemical abundances in PMS stars are seldom found in the literature,

due to veiling effect in the absorption lines, caused by the contribution of circumstellar material to the stellar spectra.

The identification of large samples of young stars and detailed analysis of the distribution of their chemical abundances, comparing PMS stars with young clusters, is of great interest to galactic chemical evolution models. Next sections describe the characteristics of the two samples studied in the present work.

### 1.1 T Tauri stars

There are very few results in the literature concerning abundances in PMS stars, most of them focused on Lithium abundances (e.g. Magazzu et al. 1992, Martin et al. 1994). One of the few examples presenting metallicities of T Tauri stars was published by Padgett (1996), who calculated Iron abundances of 30 stars of nearby star forming regions.

Among PMS stars, the Weak T Tauri stars (WTTS) are specially suited for spectroscopic abundance analysis. Unlike other pre-main sequence objects, most remarkably Classical T Tauri stars (CTTS), which have spectral features affected

\* E-mail: rojas@astro.iag.usp.br; jane@astro.iag.usp.br; annibal.hetem.jr@usa.net

by circumstellar material leading to optical veiling and selective filling-in of spectral lines, WTTS have normal spectra that are undistinguishable of late type main sequence stars, apart from a few indicators of their youth, as for example a strong absorption of lithium at 670.8 nm. Therefore, WTTS can be studied by using techniques usually employed in normal, main sequence stars, such as excitation equilibrium of iron lines and spectral synthesis based up on model atmospheres.

## 1.2 Young Main Sequence stars

Several nearby young stellar associations have been identified in the solar neighbourhood. Among these associations are the TW Hydrae association ( de la Reza et al. 1989; Gregorio-Hetem et al. 1992), the  $\eta$  Chamaeleontis cluster (Mamajek et al. 1999), the MBM 12 association (Hearty et al. 2000), the Horologium association (Torres et al. 2000) and the Tucanae association (Zuckerman & Webb 2000). All these associations are located within 100 pc from the Sun, and have ages that span from millions to tens of millions of years. Because of their proximity and youth, the members of these associations are interesting targets for the study of late stages of PMS evolution.

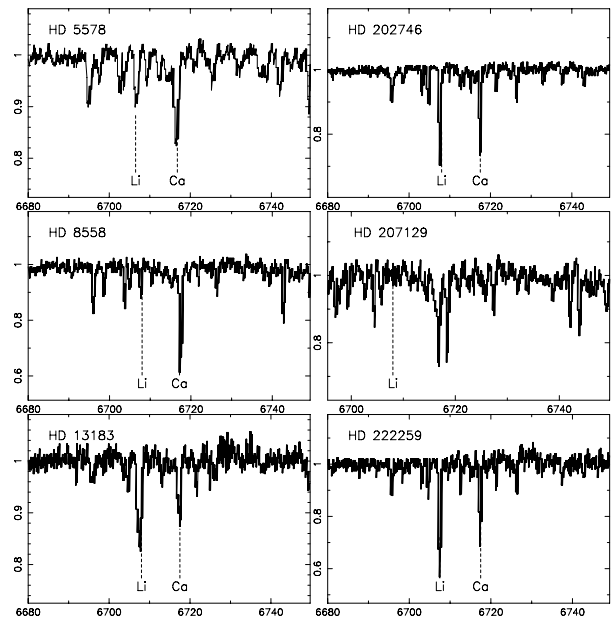
The Tucanae association (TucA) is a group of commoving stars at a distance of  $\sim 50$ pc, with an estimated age of 40Myr and 36 probable members (Zuckerman et al 2001). At the same distance and age are found the stars of Horologium association (HorA), identified by Torres et al. (2000) in a survey of *ROSAT* sources centred on the active star ER Eri. Apart from their ages and distances, stars of these associations also have common space motions, volume density, and similar spectral types. These similarities led Zuckerman et al. (2001) to argue for a common origin of the two groups, with HorA being subsumed into the Tucanae stream and forming a single kinematical entity.

The choice to study TucA and HorA members in the present work has two main goals: (i) to compare their elemental abundances to those of younger PMS objects, such as T Tauri stars; and (ii) to verify if there are any discernible patterns of chemical abundances among these stars. If both associations have been formed from the same parental cloud, as have been suggested, they must present similar chemical abundances.

In Section 2 we describe sample selection and spectroscopic observations. The determination of stellar parameters and classification of the T Tauri sample are presented in Section 3, while elemental abundances are estimated in Section 4. Aiming to compare chemical abundances to circumstellar characteristics, we have applied a disk model to the T Tauri stars, as described in Section 5. The circumstellar parameters were obtained by Spectral Energy Distribution (SED) fitting, which could not be employed to the TucA and HorA object, since these objects do not have far-infrared observed data. Finally, we discuss our results in Section 6 and the main conclusion are summarized in Section 7.

## 2 TARGET SELECTION AND OBSERVATIONS

Our sample consists of 35 objects, broadly divided in two groups: candidates previously classified as WTTS, and Post-



**Figure 1.** Typical spectral obtained at ESO, showing Li (670.8nm) and Ca (671.7nm) lines for some stars of the Tuc-Hor sample. The normalized intensities are given as a function of wavelength (in Angstroms).

1

T Tauri stars belonging to the Tucanae-Horologium association. There is a wide age span ranging from 1 Myr to roughly 100 Myr, thus covering most of PMS evolution.

### 2.1 The WTTS sample

Twenty-two candidates previously classified as WTTS were selected from young stellar objects catalogues *Pico dos Dias Survey* (Gregorio-Hetem et al.1992; Torres et al.1995; Torres et al.1998) and *Herbig-Bell Catalogue* (Herbig & Bell1988). The star SAO76411A, a post-T Tauri star studied by Walter (1988), has been also included in the sample aiming to compare it with the other stars. We selected all stars with  $H\alpha$  equivalent widths in emission inferior to  $20 \text{ \AA}$  and a visual magnitude brighter than 12 mag. It has been usual to distinguish WTTS from CTTS by the equivalent width of  $H\alpha$  emission, adopting  $W(H\alpha) < 10 \text{ \AA}$  for WTTS. However,  $H\alpha$  emission is variable and should not be used as the only distinguishing criterion between these two classes. Additional information about circumstellar structure and activity can be obtained by  $H\alpha$  emission profiles, which are discussed in Sect. 3.2. Table 1 gives a list of objects previously classified as WTTS due to their low  $W(H\alpha)$ .

### 2.2 The Tuc-Hor sample

Aiming to compare chemical abundances of T Tauri stars with main-sequence young low-mass stars we decided to study the Tucanae and Horologium associations, which are nearby stellar groups. Program stars were drawn from membership lists compiled by (Zuckerman et al.2001) and (Torres et al.2000). We observed 13 of 15 known TucA and HorA members brighter than  $V=10$  mag, with spectral

**Table 1.** Published data for both samples studied in the present work. Equivalent widths ( $W$ ) of  $H\alpha$  are given in ( $\text{\AA}$ ), using negative values to represent emission lines. Types correspond to  $H\alpha$  line profiles described in Sect. 3.2. These data are only available for the WTTS sample. Parallaxes are listed only for Tuc-Hor sample.

WTTS	$V$	$ST$	$W(H\alpha)$	Type
PDS 008	10.0	G9V	-12.0	3
PDS 013	9.8	G5V	-28	3
PDS 014	10.4	F6V	-6.0	3
PDS 040	13.8	M0	-18	
PDS 045	11.1	M2V	-2.1	2
PDS 046	10.7	G0V	-21	3
PDS 054	8.9	K5V	0.0	1
PDS 055	11.4	M3V	-11.0	2
PDS 060	12.0	K0V	-2.0	2
PDS 073	10.4	K2V	-5.0	3
PDS 075	12.0	K5V	-5.0	2
PDS 083	11.7	K7V	-5.0	3
PDS 090	13.5	K4-5	-6.0	2
PDS 093	8.8	F5V	-3.0	3
PDS 108	10.7	G0V	-14.0	3
PDS 109	10.2	F7V	3.0	3
PDS 110	10.4	F5V	-6.0	3
PDS 111	9.9	G3V	-0.5	3
PDS 115	11.0	G5V	-9.0	3
PDS 117S	11.1	F6V	-8.0	3
PDS 118	9.9	F6V	-7.0	3
PDS 119	10.5	F5V	-2.0	3
PDS 171	12.5	K0V	-3.0	2
PDS 177	9.1	F5+F8 IV	-1.0	3
PDS 181	14.4	K0III	-2.5	2
PDS 330	12.0	K0V	-7.0	2
PDS 390S	8.7	F6V	-14.5	2
PDS 401	8.3	F6IV	-5.0	3
HBC 400	12.1	K7V	-3.2	2
SAO 76411A	8.9	G0V	-0.1	2
<i>Tuc-Hor</i>	$V$	$ST$	$W(H\alpha)$	$\pi$ (")
HD 987	8.74	G6V	-	22.86
HD 3221	9.56	K5V	-	21.78
HD 5578	8.99	K3/K4V	-	22.95
HD 8558	8.54	G6V	-3.3	20.29
HD 9054	9.39	K1V	-	26.92
HD 13183	8.65	G5V	4.8	19.93
HD 202746	8.93	K2	0.5	32.52
HD 202917	8.67	G5V	3.8	21.81
HD 202947	8.91	K0	-	21.70
HD 207129	5.58	G0V	7.5	63.95
HD 208233	8.94	G8	-	18.20
HD 222259	8.49	G6IV	4.4	21.64
PPM 366328	9.58	K0	-	-

types later than F. Table 1 also lists the stars of this sample and some previously known observational data.

### 2.3 Observations and Data Reduction

High-resolution spectroscopic observations were performed for part of the sample in May 2002 using the Fiber Extended Range Optical Spectrograph (FEROS) at the 1.52m

telescope at European Southern Observatory (ESO) in La Silla, Chile. These spectra cover the whole optical range (356 to 920 nm). The resolution is  $R \sim 40000$  and typical signal-to-noise ratios are  $\sim 150$ .

The data were reduced using pipeline MIDAS routines for background subtraction, order extraction, flat fielding, wavelength calibration with a Th-Ar lamp, rebinning to constant wavelength step, merging of orders, and cosmic-ray subtraction.

Additionally, single-order spectra for the whole sample were obtained in several observing runs from 2000 to 2003, using the Coudé spectrograph of the 1.6m telescope at Observatório do Pico dos Dias (OPD) in Brasópolis, Brazil. The OPD spectra have a resolution of  $R=20000$  and cover an interval of 364  $\text{\AA}$ , centred in four different spectral regions (600, 650, 730 and 800 nm). Observations were reduced using IRAF usual routines. Figure 1 displays examples of spectra from ESO, showing the region of Li I resonance line ( $\lambda = 670.8\text{nm}$ ).

## 3 STELLAR PARAMETERS AND CLASSIFICATION

### 3.1 Spectral Types and Temperatures

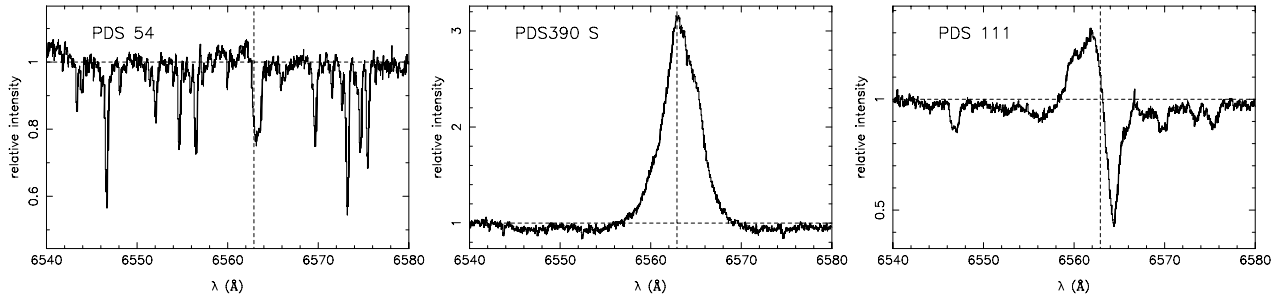
Although the majority of stars in our sample have previously determined spectral types, an evaluation on every new observation is required due to the variable character of pre-main sequence stars. For such, we used the spectral library from Jacoby et al. (1984), available in digital form. The procedure for spectral classification was the following: first, we rebinned FEROS spectra to be matched to the lower resolution Jacoby et al.'s spectra. A first guess was made visually, which is restricted to two or three possible spectral types. Then, we divided the sample of spectra by the standard spectrum, leading us to choose the spectral type that gives the lower residual of match. Typically the residuals were lower than 10%. In some cases no changes in spectral types were noted, but for some objects (most remarkably PDS111) we verified that the spectral type changed as much as 4 subclasses in one year.

Effective temperatures ( $T_{eff}$ ) were derived using three independent methods: calibration with spectral type; excitation equilibrium of FeI; and equivalent width ratio of metallic absorption lines. A first estimative of temperature was obtained for the whole sample using the empirical spectral calibration published by de Jager & Nieuwenhuijzen (1987). The relations between  $T_{eff}$  and spectral type for luminosity class IV stars have been adopted in this work. Two other methods used to improve the temperature determination are described in Sect. 4.2.

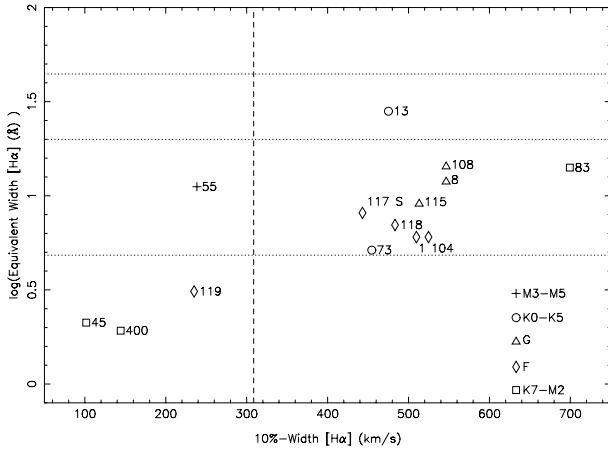
### 3.2 Line Profiles

By definition, WTTS are distinguished from CTTS by the equivalent width of  $H\alpha$  emission, adopting  $W(H\alpha) < 10\text{\AA}$  for WTTS. However,  $W(H\alpha)$  should not be used as the only distinguishing criterion between these two classes, considering that  $H\alpha$  line is variable in TTs. Additional information





**Figure 2.** Examples of three profile types of  $H_{\alpha}$  line. PDS054 (left panel) that shows absorption line has Type 1 profile. PDS390 (centre panel), Type 2, presents symmetric emission. PDS111 (right panel) shows a complex  $H_{\alpha}$  emission being classified as Type 3. Dashed lines are used to indicate the continuum and the 656.2 nm position of  $H_{\alpha}$  line



**Figure 3.** Equivalent width of  $H_{\alpha}$  line compared to the line width measured at 10% of the total flux. Dotted lines are used to indicate the region for WTTs and CTTS, while dashed line indicates the expected separation of stars showing evidences of accretion activity (10%-width[ $H_{\alpha}$ ] larger than 300 Km/s).

about the circumstellar structure and activity can be obtained by evaluating  $H_{\alpha}$  line profiles, which were classified in the present work according the following three types: (i) Type 1 for absorption lines; (ii) Type 2 for symmetric emission profiles; and (iii) Type 3 for complex emission profiles. These types were adapted from the classification suggested by (Reipurth et al.1996) for TTs line profiles. Figure 2 shows examples of each adopted types.

Effects of accretion activity on the  $H_{\alpha}$  line can be also verified by comparing  $W(H_{\alpha})$  to the line width measured at 10% of the total flux (10%-width[ $H_{\alpha}$ ]). Figure 3 displays these comparison for part of the sample, where the expected *locus* of WTTs and CTTS according their spectral types are indicated by dotted lines. Objects showing 10%-width[ $H_{\alpha}$ ] larger than 300 Km/s are considered active objects, expected in CTTS.

### 3.3 Spectroscopic Classification

Selection of the WTTs sample was made on the basis of  $W(H_{\alpha}) < 10 \text{ \AA}$ , but this is not the definitive distinction between CTTS and WTTs, as mentioned in Sect. 2.1. Additional criteria, depending up on ultraviolet and near-infrared excesses, and the presence of forbidden emission lines, for example, are required to distinguish these objects (Strom et

**Table 2.** The characteristics of the four categories of objects, classified according to spectral classification, age, and spectral features.

Category	S.T.	age	$H_{\alpha}$ line	
			feature	profile
CTTS	K or M	< 10Myr	strong emission	complex
WTTs	K or M	< 20Myr	weak emission	symmetric
PTTS	K or M	> 20Myr	absorption	
Fe/Ge	F or G	< 10Myr	strong emission	complex

al. 1993). Considering that these information are not available for our whole sample, we adopted the classification used by GH02 that compares  $W(H_{\alpha})$  and  $W(\text{Li})$  with effective temperature in order to verify the actual nature of WTTs. This method was proposed by Martín et al. (1998) suggesting that  $H_{\alpha}$  emission can vary depending on spectral type. In this case, a CTTS has  $W(H_{\alpha})$  larger than  $5 \text{ \AA}$ , if spectral type is K7 and earlier,  $W(H_{\alpha}) > 10 \text{ \AA}$  for M0-M2, and  $W(H_{\alpha}) > 20 \text{ \AA}$  for types later than M2.

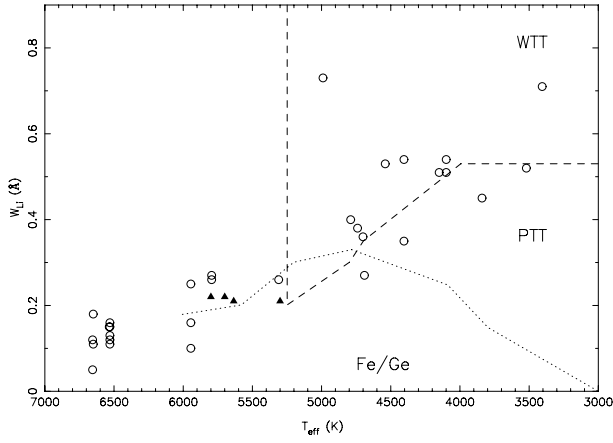
The equivalent width of Li I line was used to evaluate the evolutionary status of the sample, by using the diagram of  $W(\text{Li})$  as a function of  $T_{eff}$ . Figure 4 shows the distribution of studied objects in this diagram, where the cut-off limit at 5250K for TTs is represented, as well as the lithium iso-abundance  $N(\text{Li})=2.8$ . The region above this line is expected to represent the region of WTTs in the diagram  $W(\text{Li})$  vs.  $T_{eff}$ .

According to emission features, spectral classification, and derived age, the stars of our sample were classified in four categories, which are listed in Table 2.

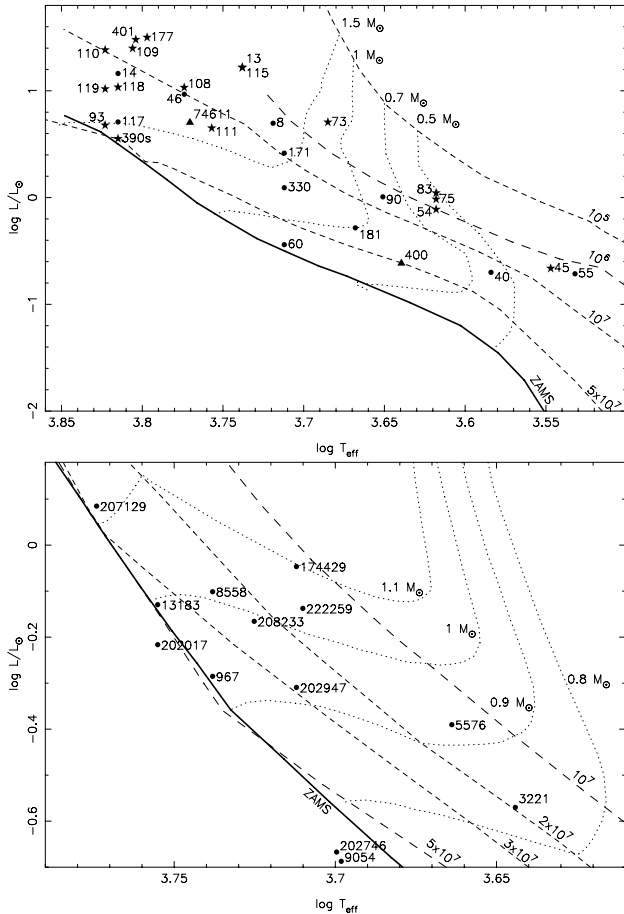
### 3.4 Ages and Masses

Ages were estimated by comparing the positions of the stars in the HR Diagram. The PMS evolutionary tracks published by Siess (2000) were adopted. The luminosities were derived using distances estimated from Hipparcos parallaxes when available, or the distance of the parent molecular cloud.

Figure 5 shows the observed HR diagram and the evolutionary tracks. Stellar masses were also estimated from PMS evolutionary tracks, adopting solar metallicities. The studied stars have masses between 0.7 and  $1.1 M_{\odot}$  and ages around 40 Myr. Table 3 gives results of spectroscopic classification. Effective temperatures and equivalent width of Li line are also listed.



**Figure 4.** Diagram of equivalent width of Li I line compared with the effective temperature of WTTs sample (circles). Filled triangles show Tuc-Hor objects. Dashed line represents the temperature limit to separate WTTs from PTTs, while the full line shows the region of young main sequence stars.



**Figure 5.** Position in the HR Diagram of the studied stars: WTTs are displayed in the upper panel, while Tuc-Hor stars are shown in the lower panel. Pre-main sequence evolutionary tracks and isochrones are from Siess (2000).

**Table 3.** Spectroscopic classification of the sample. Effective temperatures were derived from the calibration with spectral type (de Jager & Nieuwenhuijzen (1987)). Ages and stellar masses were estimated from HR diagram. Last column gives classification based on spectral type and equivalent width of H $\alpha$  line.

Object	$T_{eff}$ (K)	$W(\text{Li I})$ (Å)	Age Myr	Mass $M_{\odot}$	Class
HBC 400	4405	0.54	50	0.5	PTT
PDS 008	5230	0.26	5	1.8	CTT
PDS 013	5472	0.27	2	3	CTT
PDS 014	6531	0.16	6	2.5	Fe/Ge
PDS 040	3837	0.45	10	0.6	PTT
PDS 045	3524	0.52	4	0.4	WTT
PDS 046	5943	0.25	6	2	Fe/Ge?
PDS 054	4149	0.35	4.5	0.8	PTT
PDS 055	3404	0.71	3.5	0.3	WTT
PDS 060	5152	0.36	>50	0.8	PTT
PDS 073	4838	0.73	2	1.8	WTT
PDS 075	4149	0.54	3	0.8	PTT?
PDS 083	4150	0.51	2.5	0.8	CTT
PDS 090	4472	0.51	5	1.2	WTT?
PDS 093	6653	0.05	50	1.7	Fe/Ge
PDS 108	5943	0.16	5	2.3	CTT
PDS 109	6391	0.15	4	3	Fe/Ge
PDS 110	6653	0.12	5	3	Fe/Ge
PDS 111	5715	0.26	10	1.8	Fe/Ge
PDS 115	5472	0.27	2	3	Fe/Ge
PDS 117S	6531	0.12	10	1.9	Fe/Ge
PDS 118	6531	0.11	4.1	3.2	Fe/Ge
PDS 119	6653	0.11	10	2	Fe/Ge
PDS 171	5152	0.38	7	7	1.5
PDS 177	6272	0.18	3.8	3.2	Fe/Ge
PDS 181	4656	0.4	40	1	WTT?
PDS 330	5152	53	50	1.7	WTT?
PDS 390S	6531	0.13	50	1.4	Fe/Ge
PDS 401	6368	0.15	4	3.1	Fe/Ge
SAO 76411A	5945	0.10	15	>1.5	Fe/Ge
HD 987	5500	–	50	0.9	Fe/Ge
HD 3221	4400	–	20	0.8	PTT
HD 5578	4600	–	15	0.9	PTT
HD 8558	5635	0.21	25	1.0	PTT
HD 9054	5000	–	>50	0.7	ZAMS
HD 13183	5700	0.22	50	1.0	Fe/Ge
HD 202746	4900	–	> 50	0.7	ZAMS
HD 202917	5800	0.22	50	1.0	Fe/Ge
HD 202947	5200	–	30	1.0	PTT
HD 207129	5900	–	50	1.1	Fe/Ge
HD 208233	5500	–	20	1.0	PTT
HD 222259	5300	0.21	15	1.1	PTT
PPM 366328	5150	–	>50	1.0	PTT

## 4 CIRCUMSTELLAR STRUCTURE

Aiming to compare stellar characteristics with the circumstellar structure of the WTT, post-T Tauri and young main sequence stars present in our sample, we have evaluated the contribution of circumstellar dust to the emitted radiation as a function of the infrared excess observed in these objects. In a previous study of WTTs, Gregorio-Hetem & Hetem (2002, hereafter GH02) adopted a simple scenario assuming a geometrically flat, passive disk that re-radiates the energy absorbed from the central star. A tenuous dust envelope, surrounding the star and the disk, was included in the model aiming to reproduce the flattened spectral energy distribution (SED) exhibited by most of the studied TTs. Recently, Hetem & Gregorio-Hetem (2007, hereafter HG07) improved the calculation method in order to optimise the parameters estimation by developing a new code based on genetic algorithms (Bentley & Corne 2002).

#### 4.1 Disk model

HG07 adopted the hydrostatic, radiative equilibrium model for passive, reprocessing flared disk suggested by Chiang & Goldreich (1997) and Dullemond et al. (2001). Three disk components are considered: the inner rim, the shadowed region and the flared region (this has two layers: an illuminated hot-layer and an inner cold-layer). The grains in the surface of the disk are directly exposed to the radiation from the star and the interior of the disk is heated by diffusion from the surface.

The optical photometry was obtained from the *PDS*, near-infrared data are from *2MASS*, and far-infrared from *IRAS* Point Source Catalogue. The optical and near-infrared data were corrected for interstellar extinction by adopting the usual relation  $A_V = 3.1E(B - V)$  (Savage & Mathis 1979) and extinction law  $A_\lambda/A_V$  from Cardelli et al. (1989). Considering the UV excess presented by TTs, the  $(B - V)$  excess was estimated by adopting  $E(B - V) = E(V - R)/0.78$  (Schultz & Wiemer 1975). Intrinsic colours and bolometric corrections from Bessell et al. (1998) were adopted in the estimation of  $A_V$ , absolute bolometric magnitude and luminosity.

The stellar properties, obtained as described in Sect. 3, were considered fixed input parameters of the model, by adopting small error-bars that are used to constraint the parameters range required by the code. The free parameters are: stellar mass; radius, mass and inner temperature of the disk; and inclination angle.

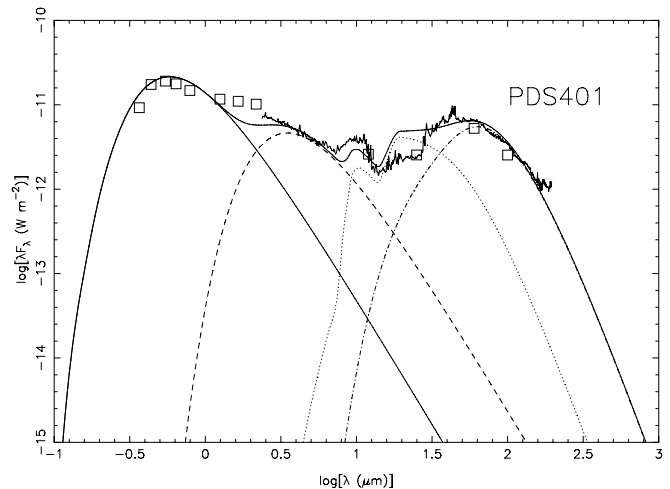
#### 4.2 Results of the SED fitting

The best fitting of the SED is obtained based on maximum likelihood statistics and  $\chi^2$  tests for the *goodness-of-fit*. The calculation of the synthetic SED for each component of the adopted model gives us an estimation of the circumstellar contribution as compared with the total luminosity, indicated by  $f_c = (L_T - L_*)/L_T$ . Appendix A is dedicated to present the results obtained with the disc model. Figures A1 and A2 show the obtained SED fittings, and Table A1 gives the resulting parameters and the fraction of the circumstellar luminosity. Most of the objects of our sample do not present significant dust contribution in the total luminosity of the system, showing  $f_c \sim 0.3L_T$ .

The whole sample of PDS stars previously identified as WTTs contains 43 objects. GH02 studied 27 of them by adopting the flat disk model. The stellar characteristics, as temperature and lithium abundances, were compared with the circumstellar emission in order to re-classify some of the objects in other categories as classical T Tauri (CTT), post-T Tauri (PTT) or young main sequence stars (YMS).

In the present work the new model and calculation method were applied for the remaining 16 PDS objects previously considered WTTs. We also included in this sample 10 stars studied by GH02, aiming to compare the results obtained with different calculation methods. Table A2 gives the circumstellar parameters obtained with the flat disk model by GH02. As expected, the circumstellar contribution to the total emission does not change from one method to the other, but an improvement of the *goodness-of-fit* was verified in the present work.

Despite the good quality of the SED fitting provided



**Figure 6.** Comparison of ISO data with the synthetic SED obtained for PDS401.

by the code, about 30% of the sample show  $gof > 0.03$  that mainly corresponds to a SED not well reproduced in the far-IR. In particular, PDS008, 040, 117S, and 171 seem to have an excess around  $100\mu\text{m}$  in the synthetic spectra, attributed to the disc cold layer emission. On the other hand, PDS181 had the worst fitting of the sample, probably due to the fact that the adopted code is not indicated to fit increasing SED slope in the range from visible to far-IR (Hetem & Gregorio-Hetem 2007).

A comparison between Tables A1 and A2, showing the results of two different models: flared disc (present work) and flat thick disc surrounded by a spherical thin envelope (GH02), indicates a reasonable agreement in stellar temperature, visual extinction and optical depth, and circumstellar luminosity. However, some of the disc parameters estimated in the present work are quite different from those obtained by GH02, notably  $R_D$  for PDS054, 093, and 109.

Degeneracy problems can be due to differences in the dust composition, disc geometry or radial structure that could be too complex to be reproduced by the adopted disc model. We are aware that inferences of disc parameters are difficult to be conclusive, when applying the same model to a variety of possible circumstellar structures. The main conclusions we can extract from the SED fitting are the derived circumstellar luminosities, which are particularly interesting to be compared to the different evolutive groups of PMS objects.

Figure 6 shows the details in the spectral range 2 to  $190\mu\text{m}$  where the ISO data are compared to the calculated SED. It can be noted a good quality of fitting mainly for the shorter and the longer wavelengths of the ISO spectrum that were respectively reproduced by the hot rim and the cold component of the adopted disc model. On the other hand, the warm component fails to reproduce the mid-IR region (around  $25\mu\text{m}$ ). Probably this is due to the differences on grain composition and a better SED fitting could not be obtained with the adopted chemical abundances in the disc parameters that are the same for the whole sample (see discussion in Appendix B).

## 5 ABUNDANCE ANALYSIS

### 5.1 Line Selection and Measurements

The spectral lines used for abundance calculations were selected from the solar lines list by (Moore et al.1966). Equivalent widths ( $W_\lambda$ ) were measured using IRAF's *splot* task, fitting the local continuum for each measurement. The error in  $W_\lambda$  is estimated as 10%, according to the relationship from (Caryell1988):

$$\sigma(W_\lambda) \sim 1.6 \frac{\sqrt{(FWHM) \cdot \Delta x}}{S/N} \quad (1)$$

where FWHM (in  $\text{\AA}$ ) is the width of the spectral line,  $\Delta x$  is the dispersion (in  $\text{\AA pixel}^{-1}$ ), and S/N is the signal-to-noise ratio.

### 5.2 Effective Temperature

Excellent quality spectra were obtained at La Silla for the Tuc-Hor sample and seven stars of the WTTTS sample, which have small rotational velocities and low veiling. In this case, hundreds of Iron absorption lines were accurately measured and used in the calculations performed by the code MOOG (Snedden2002) to determine effective temperatures based on the excitation equilibrium. This method requires Fe I lines with different low excitation potentials ( $\chi$ ) to produce equal Iron abundances (abundance calculations are discussed in Sect. 4.5).

An even more precise method of  $T_{eff}$  determination in G and K stars uses the equivalent width ratio of selected absorption lines showing different excitation potentials, which are very sensitive to temperatures changes (Gray1994). We have employed the calibration by (Kovtyukh et al.2003), using up to 105 pairs of lines. The error adopted in  $T_{eff}$  calculations is  $\sim 100$  K. Table 4 presents the obtained results that show a good agreement between the two above methods as well as the first estimation discussed in Sect. 3.1.

### 5.3 Surface Gravity

Two methods have been used to estimate surface gravities. First, we calculated  $\log g$  using the fundamental relation:

$$\log \frac{g}{g_\odot} = \log \frac{M}{M_\odot} + 4 \log \frac{T_{eff}}{T_{eff\odot}} + 0.4(M_{bol} - M_{bol\odot}) \quad (2)$$

where  $M$  is the stellar mass, estimated from evolutionary tracks (see Sect. 3.3), and  $M_{bol}$  is the bolometric magnitude.

A second method is based on the ionization equilibrium of Iron lines, using MOOG. This code calculates Iron abundances from measured equivalent widths of Fe I and Fe II lines, and gravity is a free parameter. The derived value of  $\log g$  is the one that provides the same abundance for both Fe I and Fe II lines. For these calculations we assumed solar metallicity and a microturbulent velocity of 2 km/s. The atmospheric models from Kurucz (1993), and atomic lines data are from the *Vienna Atomic Line Database* from Kupka et al. (1999). We estimated an error in  $\log g$  of 0.2

**Table 4.** Fundamental parameters determined by using different methods to calculate the effective temperature: Line-Depth (LD) and excitation equilibrium (EE), and the gravities: evolutionary tracks (ET) and ionization equilibrium (IE). Last column lists the microturbulent velocity.

Star	$T_{eff}$		log g		$\xi_t$ (km/s)
	LD	EE	ET	IE	
HBC 400	4560	4400	4.24	4.2	2.0
HD 987	5500	5500	4.59	4.6	1.8
HD 3221	4406	4400	4.23	4.2	1.6
HD 5578	4613	4600	4.32	4.4	1.8
HD 8558	5480	5400	4.46	4.4	1.5
HD 9054	4989	5000	4.51	4.6	2.0
HD 13183	5653	5700	4.51	4.5	1.5
HD 202746	4825	4900	4.58	4.6	1.6
HD 202917	5717	5800	4.59	4.6	1.9
HD 202947	5183	5200	4.44	4.4	2.1
HD 207129	5891	5900	4.43	4.4	1.7
HD 208233	5413	5500	4.42	4.4	2.0
HD 222259	5282	5300	4.38	4.4	1.5
PDS 45	3700	3600	4.14	4.0	1.0
PDS 54	4500	4400	4.18	4.4	1.0
PDS 55	3510	3400	1.27	4.2	1.0
PDS 83	4220	4200	4.09	4.0	1.0
PPM 366328	5282	5300	4.65	4.6	1.5
SAO 76411A	6020	6000	4.78	4.8	1.6

dex. Table 4 also lists the results obtained with the different employed methods, showing, as expected, gravities that are typical of subgiant stars, with  $\log g$  values ranging from 4.0 to 4.8 dex.

### 5.4 Microturbulence

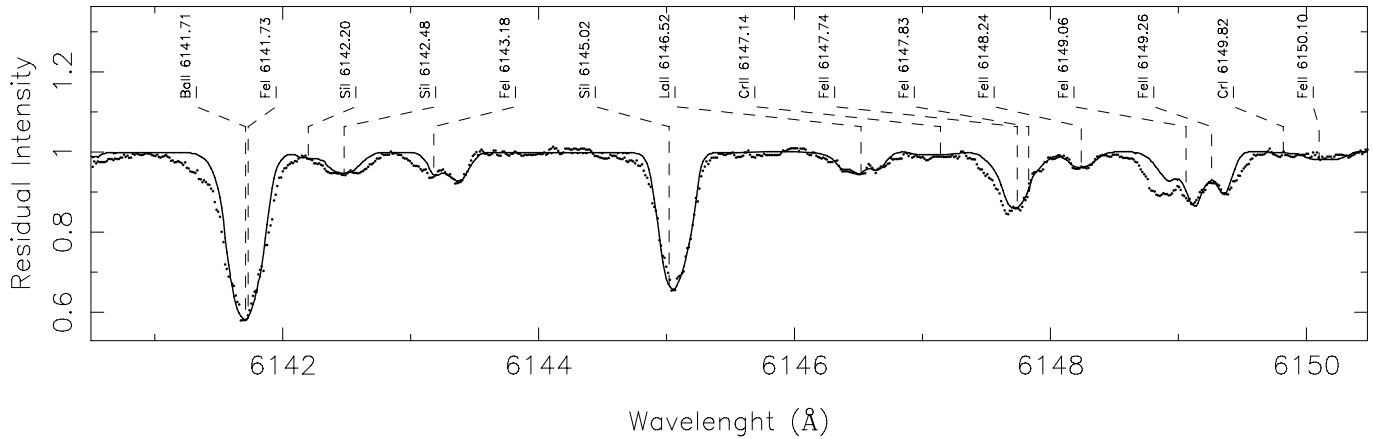
Another important parameter for abundance calculations is microturbulent velocity  $\xi_t$ . It affects the strong, saturated lines, but not the weak and moderate ones. We determined the microturbulence by forcing all Fe I lines to give the same abundance regardless of line strength ( $\log(W_\lambda/\lambda)$ ). Table 4 also presents the estimated  $\xi_t$ , for which we have adopted an error of 0.15 km/s.

### 5.5 Chemical Abundances

Chemical abundances were calculated by both equivalent width analysis and spectral synthesis using MOOG. The required inputs of the code are the opacity for the stellar atmosphere, atomic line data and the measured equivalent widths.

The atmospheric models were obtained using the NEMO grid (Heiter et al.2002). The models are standard 1-D LTE and have metallicity ( $[\text{Fe}/\text{H}]$ ),  $T_{eff}$  and  $\log g$  as input parameters.

Atomic and molecular data were extracted from large compilations such as VALD (Kupka et al.1999) and the Kurucz Atomic Line Database (Kurucz & Bell1995). The oscillator strengths were determined by fitting the equivalent



**Figure 7.** Synthetic spectrum (solid line) calculated for HD8558. The observed spectrum is represented by dots

widths measured in the solar spectrum to the standard solar abundances of (Grevesse & Sauval1998). Therefore our study is truly differential with respect to the Sun.

The fundamental parameters were obtained through an iterative process. Iron abundances were calculated from measured equivalent widths using model atmospheres. As inputs we assumed solar metallicity,  $\xi_t = 1$  km/s, and the values of  $T_{eff}$  and  $\log g$  obtained by the line-ratio method and calculated with the Equation 2. We checked if the abundances obtained from Fe I lines with different  $\chi$  were in agreement, otherwise  $T_{eff}$  was fitted until the excitation equilibrium was achieved. The microturbulent velocity was also fitted in order to avoid a variation of Fe I abundances with line strength ( $\log(W_\lambda/\lambda)$ ). Finally, Fe I and Fe II abundances were calculated. The adopted value of  $\log g$  should ensure that ionization equilibrium was observed.

After the atmospheric parameters were tuned in, abundances for other elements were calculated by both equivalent widths and in some cases also by spectral synthesis. In this method a synthetic range of the spectrum was calculated and convoluted with a Gaussian profile to match the observed line profile.

We used spectral synthesis to calculate the abundances of elements that presented few observed transitions in our spectra, such as Na, O, Mg, and Al. An example of synthetic spectra is presented in Figure 7. Tables 5 and 6 show results of the calculations, presenting metallicities  $[Fe/H]$  and abundances  $[X/Fe]$  relative to the Sun for several chemical elements. The estimated errors in the derived abundances are 0.3 dex.

## 6 RESULTS AND DISCUSSION

### 6.1 Abundance Results

Figure 8 presents the distribution of the calculated abundances of O, Na, Mg, and Al relative to Fe. These results are also compared to the data for thin disk stars published by Bensby et al. (2003). There is no apparent trend for the stars of Tuc-Hor sample, as they present abundances distributions similar to the disk stars. Based solely on these results, we cannot verify any abundance anomalies in the

**Table 5.** Chemical Abundances  $[X/Fe]$ , relative to the Sun, obtained for the WTTS sample. The metallicity  $[Fe/H]$  is 0.1 dex for all the stars.

PDS	Li	C	O	Na	Mg	Al	Si	S	Ca	Sc
045	3.0	-0.1	-0.1	0.2	0.2	0.1	0.1	0.0	0.1	0.2
054	3.0	0.2	0.0	0.1	0.0	0.0	0.0	0.1	0.0	0.0
055	2.0	0.0	0.1	0.0	0.2	0.1	0.0	0.0	0.1	0.2
073	2.6	-0.1	0.0	0.1	0.0	-0.1	0.1	0.0	0.0	0.0
	Ti	V	Cr	Mn	Co	Ni	Sr	Y	Ba	La
045	0.2	0.2	0.0	0.0	0.1	0.0	0.1	0.0	0.1	-0.1
054	0.0	0.1	0.0	0.1	0.1	0.2	0.1	0.1	0.0	-0.1
055	0.2	0.2	0.1	0.0	0.0	0.0	0.1	0.1	0.1	0.0
073	0.1	0.2	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.1	0.0

stars of TucA and HorA, although they do present similar overall abundance distributions.

These results can be improved if a larger stellar sample is studied (especially for Horologium that has only 3 stars). Also, rare-earth elements such as Eu and Ba can provide additional information about possible chemical anomalies. So far our results are inconclusive, but a more deep study can help us to accomplish our goal of determining the common origin of both associations through the chemical analysis of its members.

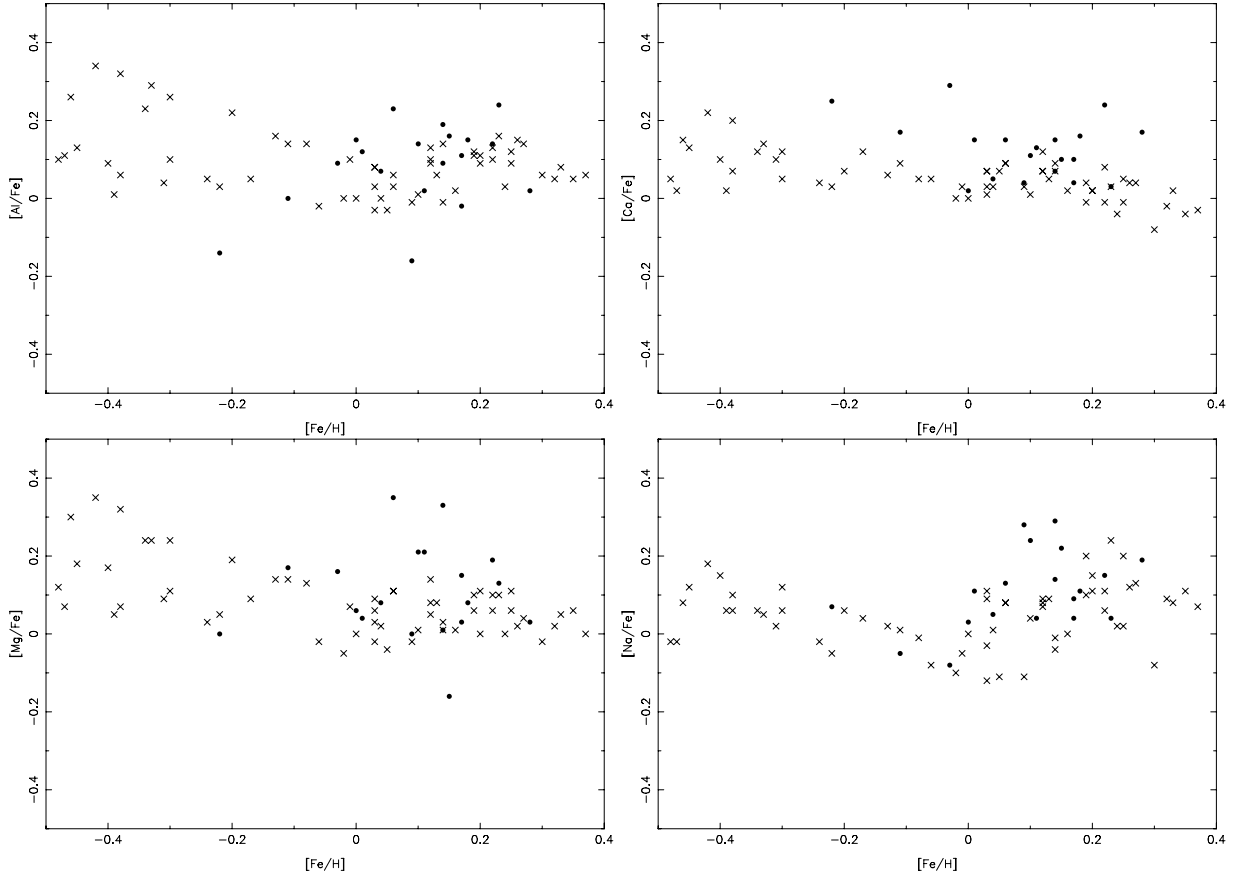
### 6.2 Circumstellar parameters

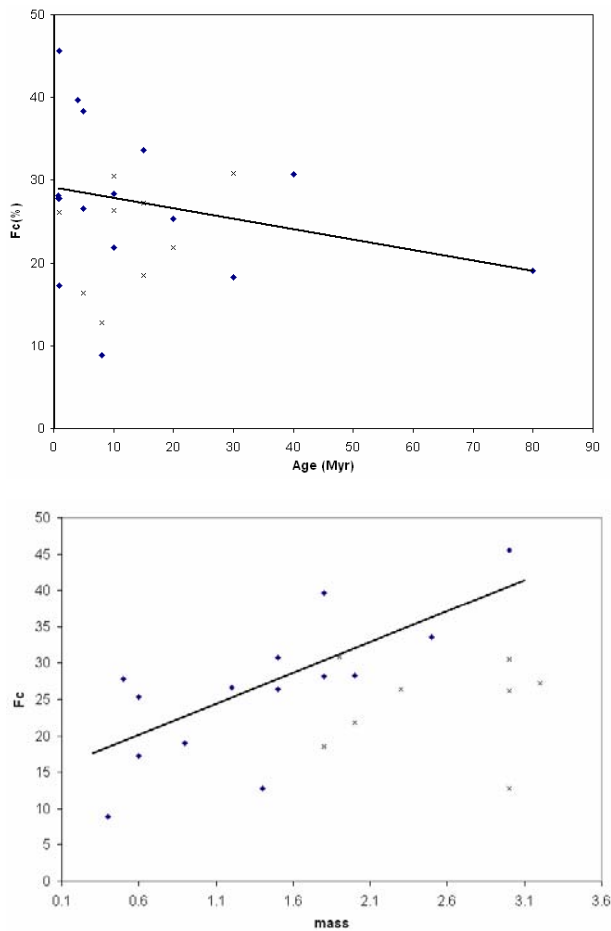
Aiming to verify if there are evidences of an evolutive sequence shown by the studied sample, we compared stellar masses and ages to  $f_c$ , used to represent the circumstellar emission. Figure 9 shows these comparisons using different symbols to indicated objects with good estimations of stellar parameters, which depend on the adopted distances. A good correlation between  $f_c$  and stellar mass, since massive stars appear to show larger values of  $f_c$ . Compared with ages,  $f_c$  has shows a large dispersion for objects younger than 10 Myr. However, it can be noted a trend of  $f_c$  diminishing for larger ages. In both comparisons only objects with well determined distances were considered.

Disk parameters do not show evidences of correlation

**Table 6.** Chemical Abundances obtained for the Tuc-Hor sample.

Star	[Fe/H]	[O/Fe]	[Na/Fe]	[Mg/Fe]	[Al/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]	[V/Fe]	[Cr/Fe]	[Co/Fe]	[Ni/Fe]
HBC 400	0.22	0.02	0.15	0.19	0.14	0.24	0.11	0.22	0.00	0.20	0.04
HD 987	0.23	-0.03	0.04	0.13	0.24	0.03	0.31	0.07	0.12	0.16	0.00
HD 3221	0.14	0.08	0.29	0.33	0.19	0.07	0.06	0.14	0.07	0.22	-0.07
HD 5578	-0.22	0.05	0.07	0.00	-0.14	0.25	0.13	-0.09	0.02	0.07	0.04
HD 8558	0.06	0.19	0.13	0.35	0.23	0.15	0.05	0.07	-0.01	0.07	0.01
HD 9054	0.17	0.09	0.04	0.15	-0.02	0.10	0.07	0.09	-0.17	0.18	0.13
HD 13183	-0.11	-0.21	-0.05	0.17	0.00	0.17	-0.31	0.11	0.19	0.1	0
HD 202746	0.18	0.03	0.11	0.08	0.15	0.16	-0.04	0.16	0.08	0.07	0.17
HD 202917	0.09	-0.02	0.28	0.00	-0.16	0.04	-0.23	0.06	0.03	0.28	0.25
HD 202947	0.15	0.26	0.22	-0.16	0.16	0.10	0.00	-0.12	-0.16	-0.16	-0.02
HD 207129	0.28	0.35	0.19	0.03	0.02	0.17	0.13	0.04	0.23	-0.01	0.19
HD 208233	-0.03	-0.05	-0.08	0.16	0.09	0.29	0.05	0.32	0.15	0.13	0.14
HD 222259	0.01	0.02	0.11	0.04	0.12	0.15	0.15	0.07	0.06	0.23	0.01
PDS 045	0.10	-0.12	0.24	0.21	0.14	0.11	0.21	0.24	0.04	0.11	0.03
PDS 054	0.14	0.03	0.14	0.01	0.09	0.15	0.01	0.11	0.01	0.14	0.03
PDS 055	0.11	0.11	0.04	0.21	0.02	0.13	0.21	0.23	0.17	0.09	0.03
PDS 073	0.17	0.00	0.09	0.03	0.11	0.04	0.04	0.19	0.19	0.08	0.03
PPM 366328	0.00	0.04	0.03	0.06	0.15	0.02	-0.09	-0.15	0.16	0.26	0.11
SAO 76411A	0.04	0.15	0.05	0.08	0.07	0.05	0.04	0.04	0.14	0.07	0.03

**Figure 8.** Elemental abundances relative to Fe of the studied objects (filled circles) compared to the results by Bensby et al. (2003), represented by open squares.



**Figure 9.** Stellar parameters, age and mass, compared to the circumstellar contribution in the total emission ( $f_c$ ). Stars with well determined distances are represented by filled squares, while crosses are representing less accurate stellar parameters.

with stellar parameters, but as expected,  $f_c$  tends to increase with disk mass.

## 7 CONCLUSIONS

### ACKNOWLEDGMENTS

The authors thank FAPESP for partial financial support (GR: Proc xxxxxxxx; JGH: Procs. No. 2001/09018-2 and No. 2005/00397-1). This work has made use of the SIMBAD, VizieR, and Aladin databases operated at CDS, Strasbourg, France.

### REFERENCES

- Calvet, N., Hartmann, L., Kenyon, S. J., & Whitney, B. A., 1994, *ApJ* 434, 330
- Caryel, R. 1988, *IAUS* 132, 345
- Chiang, E. I.; Goldreich, P., 1997, *ApJ* 490, 368
- Danks, A. C., Dennefeld, M. 1994, *PASP* 106, 382
- D'Antona, F., Mazzitelli, I. 1994, *ApJS* 90, 467
- de la Reza, R., Torres, C. A. O., Quast, G., Castilho, B. V., Vieira, G. L. 1989, *ApJ* 343L, 61
- Dullemond, C.P., Dominik, C., Natta, A. 2001, *ApJ* 560, 957
- Gray, D. F. 1994, *PASP* 106, 1248
- Gregorio-Hetem, J., Lépine, J. R. D., Quast, G. R., Torres, C. A. O., de la Reza, R., 1992, *AJ* 103, 549
- Gregorio-Hetem, J., Hetem Jr., A. 2002, *MNRAS* 336, 197
- Grevesse, N., Sauval, A. J. 1998 *SSRv* 85, 161
- Hearty, T., Fernández, M., Alcalá, J. M., Covino, E., Neuhäuser, R. 2000, *A&A* 357, 681
- Heiter U., Kupka F., van't Veer-Menneret C., Barban C., Weiss W.W., Goupil M.-J., Schmidt W., Katz D., Garrido R., 2002, *A&A* 392, 619
- Herbig, G. H., Bell, K. R. 1988 *Lick Obs. Bull.* 1111
- Ivezic, Z., Elitzur, M. 1997, *MNRAS* 287, 799
- Jacoby, G. H., Hunter, D. A., Christian, C. A. 1984, *ApJS* 56, 257
- Kovtyukh, V.V., Soubiran, C., Belik, S. I., Gorlova, N. I. 2003, *A&A* 411, 559
- Kraus, M. 2003 in "Open Issues in Local Star Formation", J. Lépine & J. Gregorio-Hetem (eds.) Kluwer, p. 279
- Kupka, F., Piskunov, N., Ryabchikova, T. A., Stempels, H. C., Weiss, W. W. 1999, *A&AS* 138, 119
- Kurucz, R. L., Bell, B. 1995, Kurucz CD-ROM
- Malfait et al. 1999
- Malfait, K., Waelkens, C., Bouwman, J., De Koter, A., Waters, L. B. F. M., 1999, *A&A*, 345, 181
- Mamajek, E. E., Lawson, W. A., Feigelson, E. D. 1999 *ApJ* 516, L77
- Miroshnichenko, A., Ivezic, D., Vinkovic, D., Elitzur, M. 1999, *ApJ* 520, L115
- Miroshnichenko, A., Vinkovic, D., Ivezic, D., Elitzur, M. 2003 in "Open Issues in Local Star Formation", J. Lépine & J. Gregorio-Hetem (eds.) Kluwer, p. 339
- Moore, C. E., Minnaert, M. G. J., Houtgast, J. 1966, The solar spectrum 2935 Å to 8770 Å
- Mundt, R., Walter, F. M., Feigelson, E. D., Finkenzeller, U., Herbig, G. H., Odell, A. P. 1983 *ApJ* 269, 229
- Natta, A. 1993, *ApJ* 412, 761
- Natta, A.; Prusti, T.; Neri, R.; Wooden, D.; Grinin, V. P.; Mannings, V., 2001 *A&A* 371, 186
- Padgett, D. L. 1996, *ApJ* 471, 847
- Reipurth, B.; Pedrosa, A.; Lago, M. T. V. T., 1996 *A&AS* 120, 229
- Snedden, C. 2002, personal communication
- Sylvester et al. 1997
- Torres, C.A., Quast, G., de la Reza, R., Lépine, J., Gregorio-Hetem, J. 1995, *AJ* 109, 2146
- Torres, C. A. O. 1998 PhD. Thesis, CNPq/Observatório Nacional, Brasil
- Torres, C. A. O., Da Silva, I., Quast, G. R., de la Reza, R., Jilinski, E. 2000 *AJ* 120, 1410
- Vinkovic, D., Ivezic, Z., Miroshnichenko, A., Elitzur, M. 2003 *MNRAS* 346, 1151
- Walter, F. M., Brown, A., Mathieu, R. D., Myers, P. C., Vrba, F. J. 1988 *AJ* 96, 297
- Zuckerman, B., Webb, R. A. 2000 *ApJ* 535, 959
- Zuckerman, B., Song, I., Webb, R. A. 2001 *ApJ* 559, 388

**Table A2.** Parameters of the flat disk model obtained by GH02: stellar temperature  $T_*$ ; disk radius  $R_D$ , optical thickness  $\tau$  at 1  $\mu\text{m}$ , and inclination angle  $\theta$ . The quality of fitting is indicated by “gof” and the fraction of circumstellar luminosity is “ $f_c$ ”

PDS	$T_*$ (K)	$R_D$ (AU)	$\theta$ ( $^\circ$ )	$\tau$	gof	$f_c$ (%)
054	4406	66	80	0.69	0.071	13
073	4954	173	0	0.98	0.023	38
083	4150	8	31	0.42	0.017	28
093	6397	10	61	0.38	0.015	21
109	6383	61	21	0.46	0.007	21
110	6653	13	2	0.28	0.137	26
111	5673	25	52	0.30	0.038	22
115	5636	1	38	0.25	0.024	22
118	6548	54	0	0.42	0.028	21
119	6653	3	72	0.34	0.084	27

## APPENDIX A: SED FITTING RESULTS

As discussed in Sect. 4, we present here the results obtained with the flared disc model that was adopted to fit the observed SED of the WTTS of the sample. Table A1 gives the parameters of the star and the circumstellar disc. Figures A1 and A2 show the fitted SEDs.

Aiming to compare different disc models, we reproduce in Table A2 the results obtained by GH02 using a simple model of flat disk surrounded by a optically thin shell. Only a part of the sample studied by GH02 is presented, since they are the only objects that were modelled with both disc models.

## APPENDIX B: COMMENTS ON HD142527 AND SAO206462

Two stars of our sample have been largely studied in the literature. We summarize here some of the previous results obtained by other authors, mainly those related to the discussion of the present work.

PDS401 (HD142527) is a young Fe star for which the ISO spectrum of the dusty circumstellar disc was analysed in detail by Malfait et al. (1999). They identified two dust populations: the warm component is dominated by very strong silicate emission, while the spectrum of the cold component is dominated by O-rich dust features, but also presents silicates, water-ice and hydrous silicates.

Aiming to compare the results of the SED fitting to the dust features discussed by Malfait et al., we inspected the ISO spectroscopy available for PDS401 (public archival data). Figure 6 shows the details in the spectral range 2 to 190  $\mu\text{m}$  where the ISO data are compared to the calculated SED. It can be noted a good quality of fitting mainly for the shorter and the longer wavelengths of the ISO spectrum that were respectively reproduced by the hot rim and the cold component of the adopted disc model. On the other hand, the warm component fails to reproduce the mid-IR region (around 25 $\mu\text{m}$ ). Probably this is due to the fact that a same composition is assumed for both components of the flared disc. Since the scope of the present work is not to discuss different dust compositions, we are not able to model

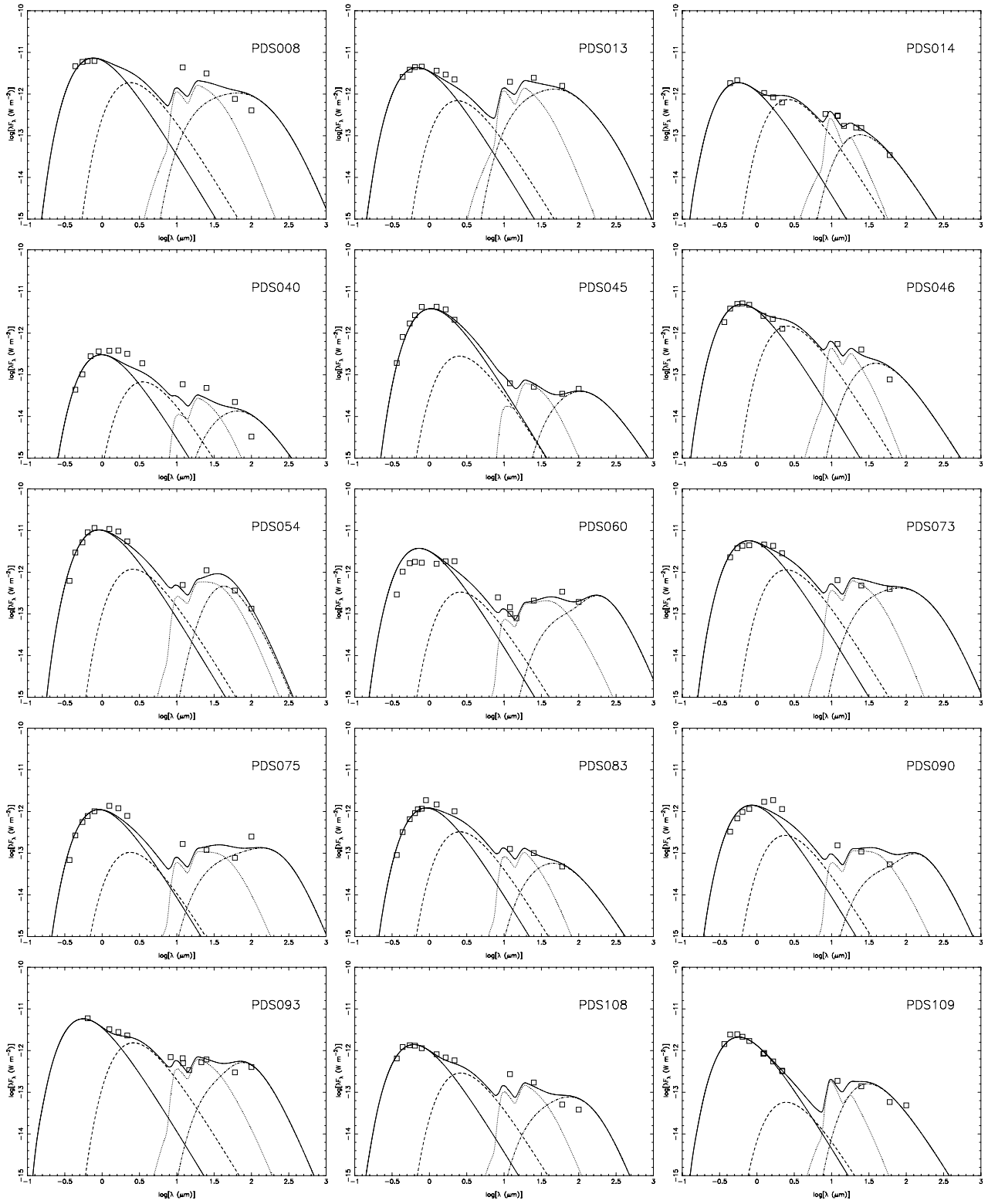
in detail the features described by Malfait et al. (1999) for this star.

Meanwhile, the overall results are in agreement with the previous results obtained by them. We have estimated a fraction of circumstellar luminosity  $f_c = 39\%$  for PDS401. The position in the HR diagram presented in Figure 5 indicates a stellar mass in the range of 2 to 2.5  $M_\odot$  and age in the range of 1 to 5 Myr. These results seem to confirm its nature of a transition object between the embedded objects and young main-sequence stars.

PDS390S (SAO206462) is the south component of the multiple system named HD135344 (Waelkens et al. 1990a,b). Based on the SED modelling, Coulson et al. (1995) and Malfait et al. (1998) suggested two dust components for the circumstellar disc, but the infrared excess due to the cooler dust was not reproduced, which led Sylvester et al. (1997) to suggest a possible presence of an envelope or accretion activity.

A large infrared excess ( $L_{IR}/L_{star}=0.64$ ) was reported by Coulson et al. (1995) and , which is quite higher than the value derived in the present work ( $L_c/L_{star}=0.37$ ). The SED fitting obtained by Sylvester et al. (1997) gives disc parameters  $R_{in}=93.6$  AU and  $M_{disc} = 2 \times 10^{-5} M_\odot$ . Augerau et al. (2001) presented HST/ NICMOS2 image of the disc in scattered light at near-infrared obtained with coronagraphic observations. Assuming dust surface density proportional to  $r^{-1/2}$ , they roughly estimated a mass of  $\sim 0.25 M_\oplus$  for the disc radius range between 35 AU and 420 AU. Augerau et al. suggest that a large amount of dust seems to be confined within a small disc radius, which is consistent with the estimation of 23 AU by Coulson et al. (1995) and the disc size limit of  $\sim 60$  AU estimated by Jayawardhana et al. (2000). We inferred disc mass of  $0.005 M_\odot$  and size 544 AU.

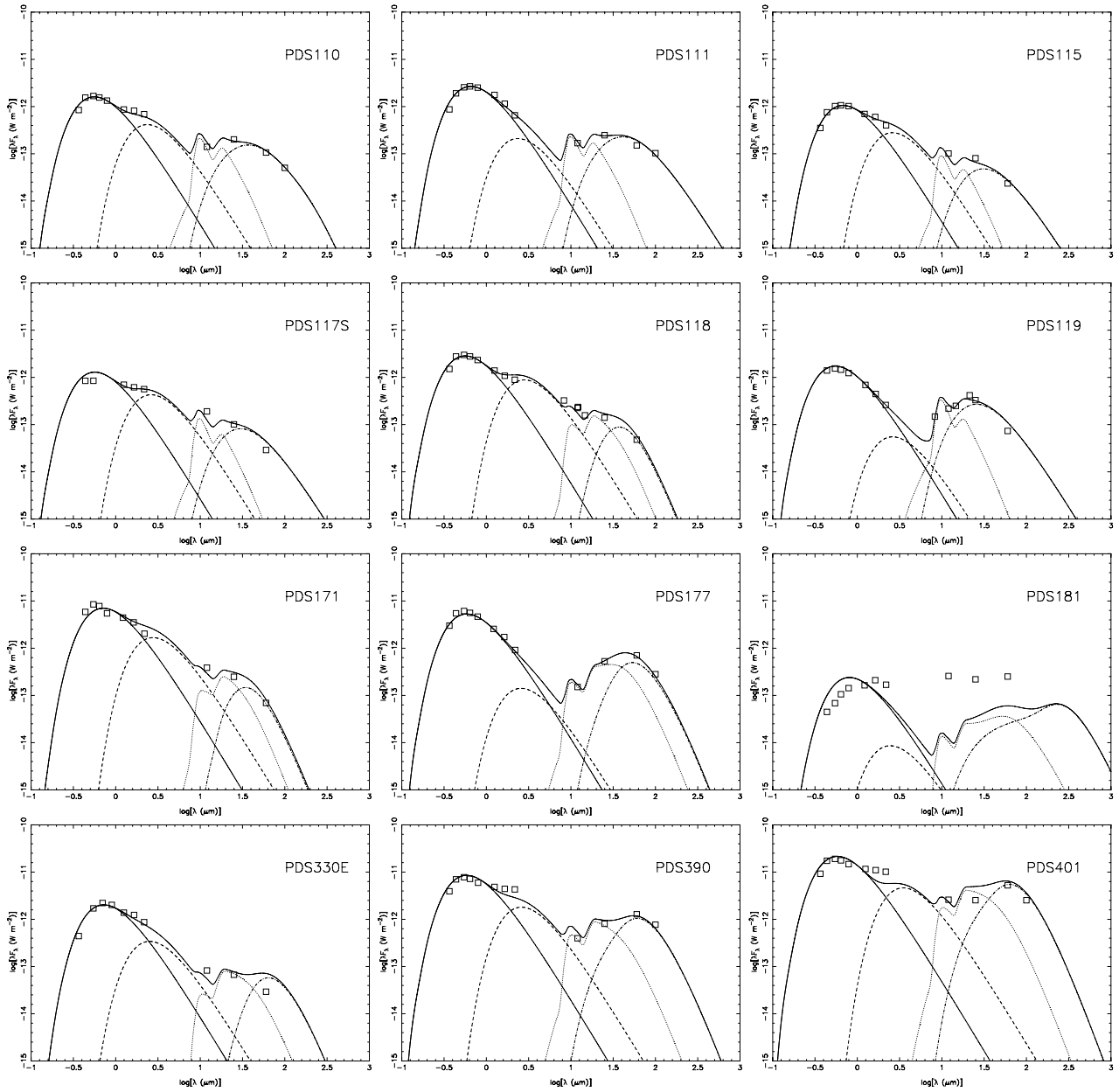




**Figure A1.** Synthetic SED (thick continuous line) obtained for some stars of the sample. A continuous thin line is used to represent the stellar emission; dashed line represents the rim emission. The contributions from the disk cold-layer (dot-dashed line) and hot-layer (dotted-line) are also shown. The photometric data are indicated by open squares.

**Table A1.** Parameters of the flared disk obtained from the SED fitting: stellar mass  $M_*$ , luminosity  $L_*$  and temperature  $T_*$ ; disk radius  $R_D$ , mass  $M_D$ , and inner temperature  $T_D$ . The inclination angle  $\theta = 0^\circ$  corresponds to an edge on disk. The quality of fitting is indicated by “gof” and the fraction of circumstellar luminosity is “ $f_c$ ”

PDS	$A_V$ (mag)	D (pc)	$T_*$ (K)	$M_*$ ( $M_\odot$ )	$L_*$ ( $L_\odot$ )	$\theta$ ( $^\circ$ )	$R_D$ (AU)	$M_D$ ( $M_\odot$ )	$T_D$ (K)	gof	$f_c$ (%)
008	1.2	131	4861	0.51	5	56	104	0.269	1539	0.0745	39.7
013	0.5	280	5201	0.50	16	37	107	0.267	1439	0.0051	46.6
014	0.1	436	5185	1.13	13	56	105	0.024	1400	0.0664	33.8
040	0.6	132	3549	0.89	0.3	66	102	0.285	1416	0.0936	24.3
045	0.4	42	3500	2.5	0.2	51	12	0.027	1467	0.0076	10.0
046	1.7	90	5702	2.04	2	61	84	0.398	1402	0.0359	22.2
054	0.5	42	4301	0.81	0.9	66	433	0.0005	1417	0.0149	18.0
060	1.6	87	4704	0.50	1	62	101	0.413	1408	0.0348	33.3
073	1.1	153	4801	1.61	6	57	107	0.308	1411	0.0107	28.0
075	1.3	146	4067	1.21	1	66	130	0.154	1405	0.0167	26.1
083	1.2	84	4103	1.00	0.7	58	13	0.016	1400	0.0056	20.0
090	2.5	137	4108	1.17	1	64	151	0.145	1538	0.0320	26.7
093	0.0	131	6503	1.03	6	50	277	0.002	1403	0.0130	25.8
108	0.3	484	5655	1.70	14	67	103	0.036	1422	0.0245	28.2
109	0.2	226	6225	1.10	3	33	12	0.077	1413	0.0117	22.5
110	0.0	227	6458	0.70	3	59	27	0.252	1554	0.0027	32.1
111	0.3	106	5275	1.05	1	25	16	0.260	1437	0.0068	19.7
115	0.0	130	5191	1.00	1	55	14	0.083	1407	0.0176	22.0
117S	0.1	326	6268	0.75	4	60	80	0.053	1421	0.0522	32.7
118	0.4	172	6313	1.39	3	69	71	0.109	1405	0.0214	26.4
119	0.3	264	6458	0.53	5	4	11	0.093	1467	0.0016	23.4
171	0.0	158	4737	0.79	6	60	152	0.001	1407	0.0470	27.2
177	0.4	91	6063	3.12	2	9	678	0.004	1515	0.0015	14.1
181	1.0	132	4785	1.00	0.3	40	496	0.427	1536	0.2077	34.9
330	1.4	141	4536	1.73	1	41	233	0.001	1406	0.0332	15.2
390	0.0	98	6274	0.66	3.5	39	85	0.0013	1412	0.0089	29.0
401	0.8	180	6270	1.03	30	47	470	0.008	1062	0.0044	38.7



**Figure A2.** The same as Figure A1

# X-RAY SOURCES ASSOCIATED WITH YOUNG STELLAR CLUSTERS IN CANIS MAJOR R1

G. Rojas<sup>1,2</sup>, J. Gregorio-Hetem<sup>1</sup>, N. Grosso<sup>2</sup> and T. Montmerle<sup>2</sup>

<sup>1</sup> Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo  
Rua do Matão, 1226 - 05508-900 - São Paulo - SP – Brasil

<sup>2</sup> Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire de Grenoble - BP 53, F-38041 Grenoble Cedex 9 – France

## ABSTRACT

We present X-ray observations of Canis Major R1 molecular cloud performed with XMM-Newton EPIC camera, and supplemented with Chandra ACIS-S archival data. We have detected nearly 150 X-ray sources in this region, confirming the presence of several individual faint sources, not resolved by our previous ROSAT PSPC observations. More than 60 sources are associated with stellar clusters embedded in the reflection nebulae BRC27 and VDB92. We present here the X-ray sources detected by XMM-Newton and Chandra, mainly T Tauri and Herbig Ae/Be stars.

## 1. INTRODUCTION

Canis Major (CMa) R1 is a moderately distant ( $d \sim 1$  kpc) star forming region associated to S296, a long arc-shaped emission nebula. This nebula coincides with the boundary of an expanding neutral hydrogen shell, which have led Herbst & Assousa (1977) to suggest that a supernova explosion may have induced the star formation in the area.

In particular, two stellar clusters in BRC 27, a bright-rimmed cloud (Sugitani et al. 1991), and the reflection nebula VDB92 (van den Bergh 1966) are found at the outer edge of S296. Soares & Bica (2002, 2003) have studied near-IR data of the stars embedded in these clusters. Based on colour-magnitude diagrams, they estimated ages of 1.5 Myr for BRC27, and 5-7 Myr for VDB92.

Therefore, CMa R1 is a very interesting, yet poorly studied star forming region where only the more massive members are known. X-ray observations not only improve the population census down to solar-like stars; they can also help to elucidate whether or not the star formation was triggered by a supernova explosion.

Table 1: X-ray Observations of CMa R1 Region.

Detector	Net Exposure (kiloseconds)	Field Area (arcmin <sup>2</sup> )	Sources Detected
ROSAT PSPC	20	3600	61
XMM EPIC/MOS	3	780	61
Chandra ACIS-S	31	150	83

## 2. CMA R1 IN X-RAYS

Back in the 1990's, our group observed the CMa R1 region in X-rays with ROSAT PSPC (Gregorio-Hetem et al. 2003). An extended feature was detected, very precisely located on top of the optical diffuse feature, argued to be, as discussed before, an old supernova remnant. Since the PSF of the PSPC image is very degraded towards the edge of the ROSAT field, the nature of the extended emission was unclear from these data: it could be due to unresolved stellar clusters or a truly diffuse emission.

Zinnecker and Preibisch (1994) observed Z CMa in CMa R1, during their survey of Herbig Ae/Be stars. A cluster of X-ray sources is visible in this archival data. However, due to the limited sensitivity and angular resolution of ROSAT, a diffuse component emission at a low level cannot be rejected.

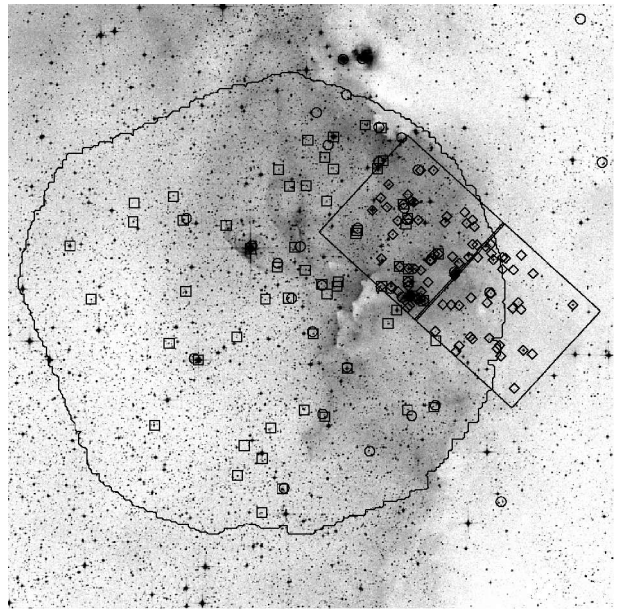


Fig. 1: DSS-2 Red Image of the CMa R1 Region. The large round area is the XMM-Newton EPIC field of view, and the two squares at the right are the areas covered by Chandra's ACIS-S CCDs #6 and 7. Open squares, triangles and circles indicate X-ray sources detected by XMM, Chandra and ROSAT, respectively.

In order to quantify the contribution of a possible extended X-ray emission and to improve the young stellar population census, our team performed a XMM-Newton EPIC observation centered on the cluster mentioned above. The observation was heavily affected by flaring background during  $\sim 90\%$  of the allocated time, preventing us to use PN data. Nevertheless, a total of 61 X-ray sources were detected in this observation. XMM data was reduced using SAS 6.5 routines.

Additionally, we retrieved Chandra ACIS-S archival data (Obs. ID #3751) around the star Z CMa. These additional data accounted for 83 X-ray sources, where 60 sources were not detected by the XMM observation. Chandra data was reduced with CIAO 3.2 routines. Fig. 1 shows an optical image of CMa R1, the area covered by the X-ray observations, and the sources detected.

### 3. RESULTS AND DISCUSSION

Of a total of 61 X-ray sources detected by XMM and 83 by Chandra, 95% and 72%, respectively have 2MASS near-IR counterparts. We have built color-color and color-magnitude diagrams of the X-ray counterparts in order to identify candidates with infrared excess. Nearly half of the sources show intrinsic infrared excesses. Comparison with theoretical pre-main sequence evolutionary models (Fig. 2) indicates that the sources are younger than 10 Myrs and the masses range from 0.4 to  $10 M_{\odot}$ .

Analysis of X-ray spectra were only possible for the brightest Chandra sources. We have performed spectral fitting using XSPEC 11.3. An impulsive flare (Fig. 3) was observed for one object.

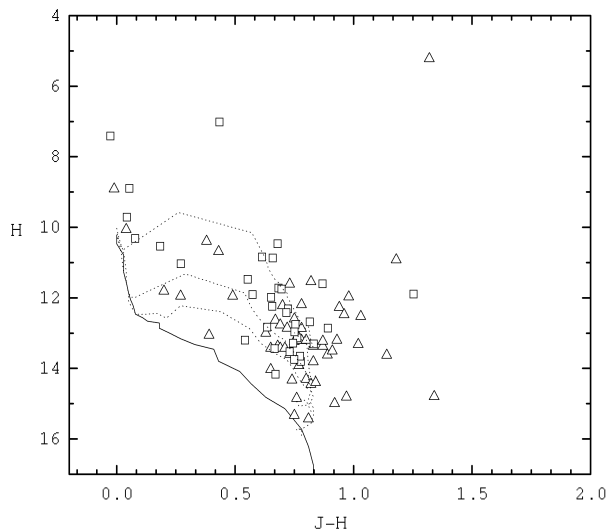


Fig. 2: Color-magnitude diagram for the X-ray sources with 2MASS counterparts. Symbols are the same of Fig. 1. ZAMS (solid line) and isochrones for 1, 5 and 10 Myrs (dotted lines) from Siess et al. (2000).

Regarding the extended emission issue, no signal of it was detected on the Chandra image. We therefore conclude that the extended feature detected on our previous ROSAT image was due to unresolved point sources. However, this does not rule out the supernova-induced star formation scenario, since the detection of a faint diffuse emission would require a longer ( $\sim 100$  ksec) exposure.

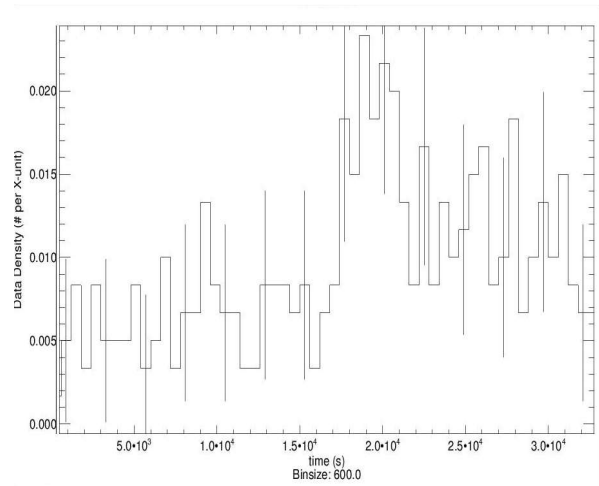


Fig. 3: X-ray background subtracted light curve for the source associated with the star 2MASS 07035575-1129315.

### 4. SUMMARY AND CONCLUSIONS

Using XMM-Newton observations and Chandra archival data, we have identified a total of 135 X-ray sources in the CMa R1 star forming region. 82% of the sources have 2MASS counterparts. The color-magnitude diagram indicates that nearly half of the young stars candidates have infrared excesses.

### REFERENCES

- Gregorio-Hetem, J., Montmerle, T., Marciotto, E. R. 2003 in *Open Issues in Local Star Formation*, eds. J. Lépine, J. Gregorio-Hetem, Kluwer
- Herbst, W., Assousa, G. E. 1977, ApJ 217, 473
- Siess, L., Dufour, E., Forestini, M. 2000, A&A. 358, 593
- Soares, J. B., Bica, E. 2002, A&A 388, 172
- Soares, J. B., Bica, E. 2003, A&A 404, 217
- Sugitani, K., Fukui, Y., Ogura, K. 1991, ApJS 77, 59
- van den Bergh, S. 1966, AJ 71, 990
- Zinnecker, H., Preibisch, T. 1994, A&A 292, 152

# THE TUCANAE AND HOROLOGIUM ASSOCIATIONS: CHEMICAL ABUNDANCES

G. Rojas and J. Gregorio-Hetem

Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, Rua do Matão 1226, 05508-900 São Paulo, Brasil

## ABSTRACT

Recently, the Tucanae (TucA) and Horologium (HorA) associations were identified as nearby groups of young stars. The members of these associations have similar space motions and ages, which suggest that they may be part of the same stream. In the present work, we perform a chemical analysis of 10 TucA and 3 HorA members, aiming to verify if they show a similar pattern of chemical composition, which would consist in a strong argument for the common origin of both associations. The method for the chemical analysis includes a precise determination of the effective temperatures, using line-depth ratios of Iron lines with different excitation potentials, and surface gravities (based on the HR diagram). The chemical abundances were calculated using spectral synthesis and recent stellar atmospheric models.

Key words: Stars: abundances – Stars: spectroscopy

## 1. INTRODUCTION

In the past 15 years, several nearby, young stellar associations have been identified in the solar neighborhood. Among these associations are the TW Hydrae association (Gregorio-Hetem et al. 1992), the  $\eta$  Chamaleontis cluster (Mamajek et al. 1999), the MBM 12 association (Hearty et al 2000), the Horologium association (Torres et al. 2000) and the Tucanae association (Zuckerman & Webb 2000). All these associations are located within 100 pc from the Sun, and have ages that span from millions to tens of millions of years. Because of their proximity and youth, the members of these associations are interesting targets for the study of the late stages of pre-main sequence evolution.

The Tucanae association (TucA) is a group of commoving stars at a distance of 50 pc, with an estimated age of 40 Myr and 36 probable members (Zuckerman et al. 2001). At the same distance, and with the same age, are the stars of the Horologium association (HorA), identified by Torres et al. (2000) in a survey of ROSAT sources centered on the active star ER Eri. Besides ages and distances, the stars of these associations have also common space motions, volume density, and range of spectral types. These

similarities led Zuckerman et al. (2001) to argue for a common origin of the two groups, with HorA being subsumed into the Tucana stream and forming a single kinematic entity.

In this work we present the results of a detailed chemical abundance analysis of 13 members of TucA and HorA. Our goal is to verify if there are any discernible patterns of chemical abundances among these stars. If both associations have been formed from the same parental cloud, as have been suggested, they must present similar chemical abundances.

## 2. TARGET SELECTION AND OBSERVATIONS

Program stars were drawn from the membership lists compiled by Zuckerman et al. (2001) and Torres et al. (2000). We observed 13 of the 15 known TucA and HorA members brighter than  $V=10$  mag, with spectral types G and K. High-resolution spectroscopic observations were performed for eight stars of the sample in May 2002 using the Fiber Extended Range Optical Spectrograph (FEROS) at the 1.52m telescope at European Southern Observatory (ESO) in La Silla, Chile. These spectra cover the whole optical range (356 to 920 nm). The resolution is  $R \sim 40000$  and typical signal-to-noise ratios are  $\sim 150$ . The data were reduced using the pipeline MIDAS routines for background subtraction, order extraction, flat fielding, wavelength calibration with a Th-Ar lamp, rebinning to constant wavelength step, merging of the orders, and cosmic-ray subtraction.

Additionally, high-resolution single-order spectra for the whole sample were obtained in September, 2003 using the Coudé spectrograph of the 1.6m telescope at Observatório do Pico dos Dias (OPD) in Brasópolis, Brazil. The spectra have a resolution of  $R=20000$  and cover an interval of  $364 \text{ \AA}$ , centered in four different spectral regions (600, 650, 730 and 800 nm). Observations were reduced using IRAF usual routines. Table 1 lists the stars of the sample and some relevant observational data. Spectral types and  $V$  magnitudes are from the SIMBAD database, and parallax angles from the Hipparcos Catalog.

Table 1. Members of TucA and Hor A observed

Star	V mag	Spec. Type	$\pi$ (")
HD 987	8.74	G6V	22.86
HD 3221	9.56	K5V	21.78
HD 5578	8.99	K3/K4V	22.95
HD 8558	8.54	G6V	20.29
HD 9054	9.39	K1V	26.92
HD 13183	8.65	G5V	19.93
HD 202746	8.93	K2	32.52
HD 202917	8.67	G5V	21.81
HD 202947	8.91	K0	21.72
HD 207129	5.58	G0V	63.95
HD 208233	8.94	G8	18.2
HD 222259	8.49	G6IV	21.64
PPM 366328	9.58	K0	-

### 3. RESULTS AND DISCUSSION

#### 3.1. LINE SELECTION AND MEASUREMENTS

The spectral lines used for abundance calculations were selected from the solar lines list by Moore et al. (1966). Equivalent widths ( $W_\lambda$ ) were measured using the IRAF splot task, fitting the local continuum for each measurement. The error in  $W_\lambda$  is estimated to be close to 10%, according to the relationship from Caryl (1988):

$$\sigma(W_\lambda) \sim 1.6 \frac{\sqrt{FWHM \cdot \Delta x}}{S/N} \quad (1)$$

where FWHM (in  $\text{\AA}$ ) is the width of the spectral line,  $\Delta x$  is the dispersion (in  $\text{\AA pixel}^{-1}$ ), and S/N is the signal-to-noise ratio.

#### 3.2. EFFECTIVE TEMPERATURES

The effective temperatures ( $T_{eff}$ ) were derived using two different criteria: line-depth ratio of metallic absorption lines, and excitation equilibrium of Fe I lines.

A very accurate method of  $T_{eff}$  determination in G and K stars depends on the ratio of the neutral metallic lines with different lower potentials (Gray 1994). We have employed the calibration by Kovtyukh et al. (2003), using up to 105 pairs of lines.

In addition to the line-depth ratio method, the  $T_{eff}$  was also obtained by excitation equilibrium. This method requires Fe I lines with different lower excitation potentials ( $\chi$ ) to produce equal Iron abundances (abundance calculations are discussed in Section 3.5). The error adopted in  $T_{eff}$  calculations is  $\sim 100$  K. Table 2 shows the results obtained by both methods, which are in good agreement.

#### 3.3. STELLAR MASSES AND SURFACE GRAVITIES

Stellar masses were estimated from the pre-main sequence evolutionary tracks by D'Antona & Mazzitelli (1994) adopting solar metallicities. The studied stars have masses between 0.7 and 1.1  $M_\odot$  and ages around 40 Myr. Surface gravities ( $\log g$ ) were calculated using the fundamental relation:

$$\log \frac{g}{g_\odot} = \log \frac{M}{M_\odot} + 4 \log \frac{T_{eff}}{T_{eff\odot}} + 0.4(M_{bol} - M_{bol\odot}) \quad (2)$$

where  $M$  is the stellar mass and  $M_{bol}$  is the bolometric magnitude. The gravities were also calculated by ionization equilibrium of Fe I and Fe II lines. We estimated an error in  $\log g$  of 0.2 dex. Table 2 lists the results obtained with the different employed methods.

#### 3.4. MICROTURBULENCE

Another important parameter for abundance calculations is the microturbulent velocity  $\xi_t$ . It affects the strong, saturated lines, but not the weak and moderate ones. We determined the microturbulence by forcing all Fe I lines to give the same abundance regardless of line strength ( $\log (W_\lambda/\lambda)$ ). The adopted error for  $\xi_t$  is of 0.15 km/s.

#### 3.5. CHEMICAL ABUNDANCES

Chemical abundances were calculated by both equivalent width analysis and spectral synthesis using the code MOOG (Snedden 2002). The required inputs of the code are the opacity for the stellar atmosphere, the atomic lines data and the measured equivalent widths.

The atmospheric models were obtained using the NEMO grid (Heiter et al. 2002). The models are standard 1-D LTE and have metallicity ( $[\text{Fe}/\text{H}]$ ),  $T_{eff}$  and  $\log g$  as input parameters. Atomic and molecular data were extracted from large compilations such as VALD (Kupka et al. 1999) and the Kurucz Atomic Line Database (Kurucz & Bell 1995). The oscillator strengths were determined by fitting the equivalent widths measured in the solar spectrum to the standard solar abundances of Grevesse & Sauval (1998). Therefore our study is truly differential with respect to the Sun.

The fundamental parameters were obtained through an iterative process. Iron abundances were calculated from the measured equivalent widths using model atmospheres. As inputs we assumed solar metallicity,  $\xi_t = 1$  km/s, and the values of  $T_{eff}$  and  $\log g$  obtained by the line-ratio method and Equation 2. We checked if the abundances obtained from Fe I lines with different  $\chi$  were in agreement, otherwise  $T_{eff}$  was adjusted until the excitation equilibrium was attained. Then we analyzed if the Fe I abundances varied with line strength ( $\log (W_\lambda/\lambda)$ ). If so, the micro-

Table 2. Fundamental Parameters

Star	$T_{eff}$		log g		$\xi_t$ (km/s)
	Line-Depth	Exc. Equil.	Evol. Track	Ion. Equil.	
HD 987	5500	5500	4.59	4.6	1.8
HD 3221	4406	4400	4.23	4.2	1.6
HD 5578	4613	4600	4.32	4.4	1.8
HD 8558	5480	5400	4.46	4.4	1.5
HD 9054	4989	5000	4.51	4.6	2.0
HD 13183	5653	5700	4.51	4.5	1.5
HD 202746	4825	4900	4.58	4.6	1.6
HD 202917	5717	5800	4.59	4.6	1.9
HD 202947	5183	5200	4.44	4.4	2.1
HD 207129	5891	5900	4.43	4.4	1.7
HD 208233	5413	5500	4.42	4.4	2.0
HD 222259	5282	5300	4.38	4.4	1.5
PPM 366328	5282	5300	4.65	4.6	1.5

turbulent velocity was changed until there was no such trend. Finally, Fe I and Fe II abundances were calculated. The adopted value of log g should ensure that ionization equilibrium was observed.

After the atmospheric parameters were tuned in, the abundances for other elements were calculated by both equivalent widths and in some cases also by spectral synthesis. In this method a synthetic range of the spectrum was calculated and convoluted with a Gaussian profile to match the observed line profile.

We used spectral synthesis to calculate the abundances of elements that presented few observed transitions in our spectra, such as Na, O, Mg, and Al. The results of the abundance calculations are listed in Table 3. The estimated errors in the derived abundances are 0.3 dex.

#### 4. CONCLUSIONS

There is no apparent trend for the stars of TucA or HorA, as they present abundances distributions similar to the disk stars. Based solely on these results, we cannot verify any abundance anomalies in the studied stars, although they do present similar overall abundance distributions. These results can be improved if a larger stellar sample (especially for Horologium that has only 3 stars) is studied. Also, rare-earth elements such as Eu and Ba can provide additional information about possible chemical anomalies. So far our results are inconclusive, but a more deep study can help us to accomplish our goal of determining the common origin of both associations through the chemical analysis of its members.

#### ACKNOWLEDGEMENTS

The authors would like to thank the financial assistance from FAPESP (grant 02/13120-0) and from the European Space Agency.

#### REFERENCES

- Caryel, R. 1988, IAUS 132, 345  
D'Antona, F., Mazzitelli, I. 1994, ApJS 90, 467  
de la Reza, R., Torres, C. A. O., Quast, G., Castilho, B. V., Vieira, G. L. 1989, ApJ 343L, 61  
Gray, D. F. 1994, PASP 106, 1248  
Gregorio-Hetem, J., Lépine, J., Quast, G., Torres, C.A., de la Reza, R. 1992, AJ 103, 549  
Grevesse, N., Sauval, A. J. 1998 SSRv 85, 161  
Hearty, T., Fernández, M., Alcalá, J. M., Covino, E., Neuhäuser, R. 2000, A&A 357, 681  
Heiter U., Kupka F., van't Veer-Menneret C., Barban C., Weiss W.W., Goupil M.-J., Schmidt W., Katz D., Garrido R., 2002, A&A 392, 619  
Kovtyukh, V.V., Soubiran, C., Belik, S. I., Gorlova, N. I. 2003, A&A 411, 559  
Kupka, F., Piskunov, N., Ryabchikova, T. A., Stempels, H. C., Weiss, W. W. 1999, A&AS. 138, 119  
Kurucz, R. L., Bell, B. 1995, Kurucz CD-ROM  
Mamajek, E. E., Lawson, W. A., Feigelson, E. D. 1999 ApJ 516, L77  
Moore, C. E., Minnaert, M. G. J., Houtgast, J. 1966, The solar spectrum 2935 Å to 8770 Å  
Snedden, C. 2002, personal communication  
Torres, C. A. O., Da Silva, I., Quast, G. R., de la Reza, R., Jilinski, E. 2000 AJ 120, 1410  
Zuckerman, B., Webb, R. A. 2000 ApJ 535, 959  
Zuckerman, B., Song, I., Webb, R. A. 2001 ApJ 559, 388



Table 3. Chemical Abundances obtained for the TucA and HorA stars.

Star	[Fe/H]	[O/Fe]	[Na/Fe]	[Mg/Fe]	[Al/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]	[V/Fe]	[Cr/Fe]	[Co/Fe]	[Ni/Fe]
HD 987	0.23	-0.03	0.04	0.13	0.24	0.03	0.31	0.07	0.12	0.16	0.00
HD 3221	0.14	0.08	0.29	0.33	0.19	0.07	0.06	0.14	0.07	0.22	-0.07
HD 5578	-0.22	0.05	0.07	0.00	-0.14	0.25	0.13	-0.09	0.02	0.07	0.04
HD 8558	0.06	0.19	0.13	0.35	0.23	0.15	0.05	0.07	-0.01	0.07	0.01
HD 9054	0.17	0.09	0.04	0.15	-0.02	0.10	0.07	0.09	-0.17	0.18	0.13
HD 13183	-0.11	-0.21	-0.05	0.17	0.00	0.17	-0.31	0.11	0.19	0.1	0
HD 202746	0.18	0.03	0.11	0.08	0.15	0.16	-0.04	0.16	0.08	0.07	0.17
HD 202917	0.09	-0.02	0.28	0.00	-0.16	0.04	-0.23	0.06	0.03	0.28	0.25
HD 202947	0.15	0.26	0.22	-0.16	0.16	0.10	0.00	-0.12	-0.16	-0.16	-0.02
HD 207129	0.28	0.35	0.19	0.03	0.02	0.17	0.13	0.04	0.23	-0.01	0.19
HD 208233	-0.03	-0.05	-0.08	0.16	0.09	0.29	0.05	0.32	0.15	0.13	0.14
HD 222259	0.01	0.02	0.11	0.04	0.12	0.15	0.15	0.07	0.06	0.23	0.01
PPM 366328	0.00	0.04	0.03	0.06	0.15	0.02	-0.09	-0.15	0.16	0.26	0.11

# 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](#)