

**Análise Geométrica e Dinâmica da Parte Interna de  
Discos de Acreção em Estrelas T Tauri Clássicas**

Pauline Telles McGinnis

2011



Universidade Federal de Minas Gerais - UFMG  
Instituto de Ciências Exatas - ICEx  
Programa de Pós Graduação em Física

Análise Geométrica e Dinâmica da Parte Interna de Discos de Acreção em  
Estrelas T Tauri Clássicas

Pauline Telles McGinnis

Orientadora: Prof. Dr<sup>a</sup>. Sílvia Helena Paixão Alencar, UFMG  
Co-orientador: Prof. Dr. Marcelo Medeiros Guimarães, UFSJ

Dissertação apresentada ao departamento de Física da Universidade Federal de Minas Gerais, para a obtenção de Título de Mestre em Física

Área de Concentração: Astrofísica.

# Agradecimentos

Agradeço aos meus pais e irmãos, que sempre me apoiaram e acreditaram em mim. Sem vocês eu nunca teria chegado até aqui.

Agradeço à Sílvia, pela orientação, pelos conselhos, pelas discussões, e por me manter sempre no caminho certo.

Agradeço ao Marcelo, meu co-orientador, meu melhor amigo, meu conselheiro, meu companheiro e meu namorado, que ficou sempre ao meu lado e nunca me deixou desistir.

Agradeço a todos os meus amigos pelos incontáveis momentos de alegria. Às amigas do CSA, com quem eu sei que posso sempre contar, obrigada pelo apoio. Aos amigos do 7 Verde, pelas risadas e por fazerem da física um lugar tão bom. Aos amigos da astrofísica, por todos os bons momentos e por fazerem do laboratório um ótimo lugar para trabalhar. Aos colegas e professores, principalmente o Waguiño, que sempre estavam dispostos a ajudar e que me fazem gostar cada vez mais de astronomia.

Agradeço ao Doze, à Kiwi e à Mia, por me fazerem companhia nos longos dias de trabalho.

Agradeço ao Dr. Jérôme Bouvier pelas discussões que possibilitaram este trabalho e por fornecer seus programas. À Natália Landin, por fornecer seus modelos e à Nathália Fonseca, por fornecer seus dados fotométricos. Ao Dr. Gábor Fürész, pelos espectros, e a toda a equipe do CoRoT, pelas curvas de luz.

Agradeço ao CNPq, à Capes, à FAPEMIG e à pós-graduação, pelo financiamento.

# Resumo

Apresentaremos neste estudo as curvas de luz obtidas com o satélite CoRoT de estrelas Tauri clássicas que possuem comportamento fotométrico semelhante àquele da estrela AA Tau. O objetivo é tentar reproduzi-las com um modelo geométrico de ocultação da fotosfera estelar por uma deformação na parte interna do disco de acreção, como foi feito com AA Tau. Esta deformação resulta da interação dinâmica entre a parte interna do disco, próximo ao raio de corotação, e a magnetosfera estelar inclinada em relação ao eixo de rotação, como previsto em simulações de magnetohidrodinâmica.

Uma curva de luz de estrela tipo AA Tau apresenta brilho máximo relativamente constante, interrompido por mínimos periódicos cuja forma e amplitude variam entre um ciclo de rotação e outro. Para obter mais conhecimento sobre a estrutura que acreditamos causar esta modulação, um modelo geométrico de ocultação pode ser usado para reproduzir as curvas de luz observadas. Para isto, é preciso conhecer a inclinação do sistema disco-estrela com relação a um observador, além da massa e do raio da estrela, necessários para determinar o raio de corotação do disco, onde consideramos que a deformação se encontra. Uma análise dos raios de corotação, sublimação e truncamento de cada disco mostrou que esta suposição é viável.

Usamos espectros da literatura para encontrar as temperaturas efetivas destas estrelas. Inserimos estes valores, em conjunto com as luminosidades bolométricas calculadas a partir da magnitude J de cada estrela, em um diagrama HR, para encontrar suas massas e raios. Com períodos determinados, usando um periodograma, e valores de  $v \sin i$  determinados na análise dos espectros, estimamos as inclinações dos sistemas. A terceira lei de Kepler foi usada para calcular o raio de corotação de cada disco.

Conhecendo o raio de corotação do disco e a inclinação do sistema, foi possível modelar cada mínimo de cada curva de luz individualmente, para encontrar os valores de altura e extensão azimutal da deformação que melhor o reproduzem. O valor médio para a razão entre a altura da deformação e o raio no qual ela se encontra foi de  $h/R_d \sim 0.18$ , mas os mínimos individuais mostram alturas desde  $0.04 R_d$  até  $0.30 R_d$ , variando em até 70% de um ciclo de rotação a outro, no período de poucos dias. Estes valores mostram como é dinâmica a interação entre disco e magnetosfera nesta região.

Usamos um modelo de manchas quentes e frias para tentar reproduzir as curvas de luz de

duas estrelas que apresentavam fotometria  $BV(RI)_c$  simultânea às observações do CoRoT. A possibilidade de uma configuração de manchas na superfície da estrela ser a principal responsável pelo seu comportamento fotométrico foi descartada para os dois casos.

Concluimos que a ocultação da fotosfera por uma deformação na parte interna do disco de acreção deve ser a principal causa da modulação fotométrica destas estrelas. A variabilidade observada na forma e amplitude dos mínimos destas curvas de luz se deve à modificação constante da estrutura responsável por eles, que por sua vez resulta da interação dinâmica entre esta região do disco e a magnetosfera da estrela.

# Abstract

We present here CoRoT light curves of classical T Tauri stars that show similar photometric behavior to that which was observed in the star AA Tau. The goal of this work is to reproduce these light curves using the occultation model that was proposed for AA Tau, where an inner disk warp periodically obscures the stellar photosphere. This warp is a result of the interaction between the inner disk region, near the co-rotation radius, and an inclined magnetosphere, as is predicted by magnetohydrodynamic simulations.

An AA Tau-like light curve is characterized by a roughly constant maximum brightness level, interrupted by periodic minima that vary in width and depth from cycle to cycle. To learn more about the inner disk structure we believe to be the cause of this modulation, a geometrical model for the occultation can be used to reproduce the observed light curves. In order to do this, it is necessary to know the star-disk system's inclination, as well as the mass and radius of the star, to compute the co-rotation radius, where we assume the warp is located. An analysis of the co-rotation, truncation, and sublimation radii of these disks shows that this assumption is valid.

We used spectra from the literature to find these stars' effective temperatures. We then inserted these values, along with the values of bolometric luminosity calculated using the J magnitude of each star, into an HR diagram to find their masses and radii. Using periods determined with a periodogram, and values of  $v \sin i$  determined when analyzing the spectra, we estimated the systems' inclinations. Kepler's third law was used to calculate the co-rotation radius of each disk.

Knowing the co-rotation radii and systems' inclinations, we were able to model each minimum of each light curve individually, so as to find the values of warp height and azimuthal extension that best reproduce it. The average value found for the ratio between the warp's height and the radius at which it is located was  $h/R_d \sim 0.18$ , but the individual minima show heights of  $0.04 R_d$  up to  $0.30 R_d$ , varying up to 70% between rotation cycles, in time-scales of a few days. This demonstrates how dynamic the interaction between the inner disk and the stellar magnetosphere is.

We used a spot model to attempt to reproduce the light curves of two stars that had simultaneous  $BV(RI)_c$  and CoRoT photometry. The possibility that a configuration of hot or cold spots on the surface of these stars is the main reason for their photometric behavior

was discarded in both cases.

We conclude that the obscuration of the stellar photosphere by an inner disk warp must be the main cause of the photometric modulation of these stars. The variability observed in the width and depth of the light curves' minima is due to the constant change in shape and height of the structure responsible for them, which in turn is due to the dynamic interaction between this region of the accretion disk and the stellar magnetosphere.

# Sumário

<b>Resumo</b>	<b>I</b>
<b>Abstract</b>	<b>III</b>
<b>Lista de Figuras</b>	<b>VIII</b>
<b>Lista de Tabelas</b>	<b>IX</b>
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 A evolução estelar no diagrama HR . . . . .	2
1.2 NGC 2264 . . . . .	4
1.3 Acreção magnetosférica . . . . .	6
1.3.1 AA Tau . . . . .	8
1.4 Objetivos . . . . .	9
<b>2 Observações do CoRoT</b>	<b>10</b>
2.1 O telescópio espacial CoRoT . . . . .	10
2.2 Observações em NGC 2264 . . . . .	11
2.2.1 Seleção de membros . . . . .	11
2.2.2 Estrelas T Tauri clássicas . . . . .	12
2.2.3 Classificação morfológica das curvas de luz . . . . .	13
2.2.4 Observações do CoRoT e do Spitzer . . . . .	16
2.2.5 V354 Mon . . . . .	17
<b>3 Análise Realizada</b>	<b>20</b>
3.1 Espectroscopia . . . . .	20
3.1.1 Os espectros . . . . .	20
3.1.2 Determinação de parâmetros estelares . . . . .	26
3.2 Fotometria . . . . .	31
3.2.1 Fotometria CoRoT . . . . .	31
3.2.2 Fotometria BVRI do Observatório do Pico dos Dias . . . . .	32
3.3 O raio interno do disco . . . . .	38



3.3.1	Raio de sublimação da poeira . . . . .	38
3.3.2	Raio de truncamento do disco . . . . .	41
<b>4</b>	<b>Aplicação do Modelo</b>	<b>44</b>
4.1	O modelo de ocultação . . . . .	44
4.2	Análise dos parâmetros do modelo . . . . .	45
<b>5</b>	<b>Conclusões</b>	<b>50</b>
5.1	Perspectivas . . . . .	51
<b>A</b>	<b>Exemplo de arquivo de linhas do Vienna Atomic Line Database</b>	<b>57</b>
<b>B</b>	<b>Exemplo de arquivo de saída do modelo de atmosfera de Kurucz (1993)</b>	<b>59</b>

# Lista de Figuras

1.1	Esquema mostrando o processo de formação estelar . . . . .	2
1.2	Exemplo de diagrama HR para estrelas na PSP. . . . .	3
1.3	O aglomerado estelar jovem NGC 2264. . . . .	5
1.4	Acreção magnetosférica em uma estrela T Tauri clássica. . . . .	7
1.5	A interação dinâmica entre a magnetosfera de uma ETTC e o disco de acreção. . . . .	7
1.6	Curva de luz da estrela AA Tau. . . . .	8
1.7	Deformação na parte interna do disco da estrela AA Tau. . . . .	9
2.1	Exemplos de curvas de luz do CoRoT. . . . .	14
2.2	Exemplos de curvas de luz periódicas do CoRoT dobradas em fase. . . . .	15
2.3	Distribuição de períodos das estrelas T Tauri clássicas periódicas. . . . .	16
2.4	Estrelas T Tauri clássicas de NGC 2264 observadas com o CoRoT e o Spitzer. . . . .	17
2.5	Curva de luz modelada de V354 Mon. . . . .	18
3.1	Linha de CaI 8500 Å e sua dependência em $\log g$ e $T_{\text{ef}}$ . . . . .	22
3.2	Linha de FeI 8447.6 Å e sua dependência em $\log g$ e $T_{\text{ef}}$ . . . . .	22
3.3	Espectro da estrela 0223980693 . . . . .	24
3.4	Espectro da estrela 0223981811 . . . . .	24
3.5	Espectro da estrela 0223991832 . . . . .	25
3.6	Espectro da estrela 0400007803 . . . . .	25
3.7	Diagrama HR das estrelas com curva de luz tipo AA Tau. . . . .	31
3.8	Curvas de luz do CoRoT das estrelas tipo AA Tau. . . . .	33
3.9	Curvas de luz do CoRoT e do OPD para 0223976747 e 0223980264 . . . . .	34
3.10	Curvas de luz do OPD de 0223976747 modeladas com modelo de mancha. . . . .	36
3.11	Curvas de luz do OPD de 0223980264 modeladas com modelo de mancha. . . . .	37
3.12	Espectro da estrela 0223959618. . . . .	41
3.13	Relação entre massa e idade de uma ETTC e a massa relativa de um núcleo radiativo. . . . .	43
4.1	O sistema AA Tauri em várias fases de observação. . . . .	46

4.2 Curvas de luz sintéticas de estrelas tipo AA Tau sobrepostas às curvas de luz do CoRoT. . . . . 48

# Lista de Tabelas

3.1	Linhas sensíveis a $T_{\text{ef}}$ e $\log g$ . . . . .	22
3.2	Parâmetros encontrados através da análise dos espectros. . . . .	23
3.3	Parâmetros encontrados usando $T_{\text{ef}}$ e $\log g$ com os três modelos de evolução estelar. . . . .	27
3.4	Parâmetros encontrados usando $T_{\text{ef}}$ e luminosidade com os três modelos de evolução estelar. . . . .	28
3.5	Período, inclinação e raio de corotação das estrelas tipo AA Tau. . . . .	30
3.6	Raio de sublimação da poeira para estrelas tipo AA Tau, considerando o cenário simplificado. . . . .	39
3.7	Raio de sublimação da poeira para estrelas tipo AA Tau, considerando os casos extremos de $Q_R = 1$ e $Q_R = 10$ . . . . .	40
3.8	Taxa de acreção de massa e valor máximo de campo magnético de estrelas tipo AA Tau para que $R_{\text{trunc}} < R_{\text{co}}$ . . . . .	42
4.1	Parâmetros do modelo encontrados para as estrelas tipo AA Tau . . . . .	47

# Capítulo 1

## Introdução

A formação de uma estrela inicia-se com o colapso gravitacional de uma nuvem de gás molecular. O tamanho destas nuvens varia muito, desde aquelas com diâmetros menores que  $1 \text{ pc}^1$  e massas da ordem de aproximadamente 10 massas solares ( $M_\odot$ ), até as nuvens moleculares gigantes, com massas da ordem de  $10^6 M_\odot$  e diâmetros de mais de 100 pc. O gás nestas regiões encontra-se, na sua maior parte, distribuído de maneira filamentar, com a existência de núcleos mais densos, onde ocorre a formação de estrelas (Hartmann 1998).

Para que um núcleo de gás denso entre em colapso, é necessário que a força gravitacional local supere a pressão térmica do gás e o campo magnético que se opõem ao colapso gravitacional. Devido à conservação do momento angular inicial da nuvem primordial, durante a contração do núcleo, a maior parte do material não cai diretamente na estrela que se forma no centro, mas em um disco ao seu redor. A maior parte do material que é acrescentado à estrela durante a sua formação se faz através deste disco.

Inicialmente, o material que envolve o disco e o objeto central forma uma espécie de envelope circunstelar, absorvendo toda a radiação proveniente do núcleo, tornando impossível de se observar a estrela na faixa visível do espectro eletromagnético. Durante esta fase, que pode durar até 100 mil anos, o sistema é chamado de proto-estrela (Hartmann 1998). À medida que o material se deposita no disco, o envelope se dispersa e o objeto central passa a ser visto em comprimentos de onda da faixa visível do espectro, quando o sistema é observado em uma inclinação privilegiada. Nesta nova fase, a estrela, que tem entre cerca de 100 mil e um milhão de anos, é chamada de estrela T Tauri, se sua massa for menor que  $2M_\odot$  (Joy

---

<sup>1</sup> $1 \text{ pc} \approx 3.26 \text{ anos-luz} \approx 3.09 \times 10^{16} \text{ m}$

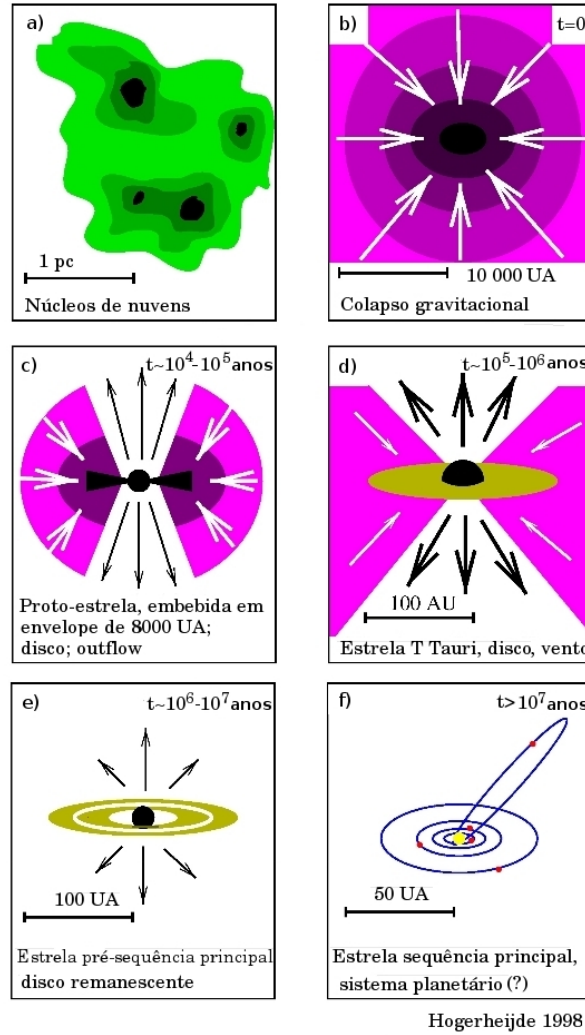


Figura 1.1: Esquema mostrando o processo de formação estelar: a) nuvem molecular com vários núcleos densos; b) colapso gravitacional de um núcleo; c) proto-estrela, acreção de matéria no disco e ventos estelares; d) disco de acreção em torno de uma proto-estrela; e) últimos estágios da formação estelar; f) sistema planetário resultante. 1 UA  $\approx 1,5 \times 10^8$  km.

1945), e de Ae/Be de Herbig, se sua massa estiver entre  $2M_{\odot}$  e  $10M_{\odot}$  (Herbig 1960).

Com a evolução do sistema, o disco se dispersa, deixando a estrela, de mais de um milhão de anos, completamente visível. Grande parte do material é adicionado à estrela através de um processo chamado acreção, uma parte pode ser ejetada através de ventos de discos ou jatos estelares e uma parte menor pode coagular e formar um sistema planetário (Hartmann 1998). A Figura 1.1 mostra um resumo desse processo.

## 1.1 A evolução estelar no diagrama HR

Uma ferramenta importante no estudo de estrelas jovens é o diagrama Hertzsprung-Russell (HR), que relaciona a luminosidade da estrela e sua temperatura efetiva (vide Figura 1.2). A

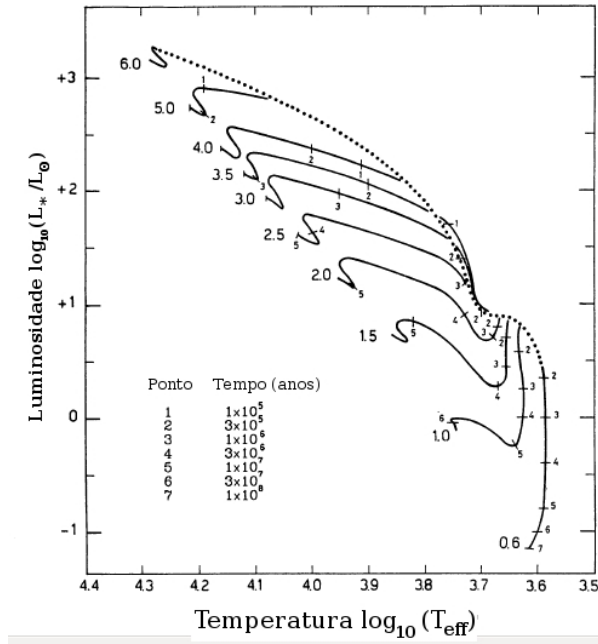


Figura 1.2: Exemplo de diagrama HR para estrelas na pré-sequência principal (Palla & Stahler 1993). A linha pontilhada superior mostra o momento em que as estrelas se tornam visíveis e aparecem pela primeira vez no diagrama. As outras linhas mostram posições de estrelas de mesma massa, indicada por um valor à esquerda em massas solares. Os números menores indicam a idade aproximada da estrela que encontra-se naquela posição.

posição de uma estrela neste diagrama ajuda a entender em qual estágio de sua evolução ela se encontra. A maioria das estrelas encontra-se em uma região do diagrama HR chamada de Sequência Principal (SP). Estrelas que têm a maior parte de sua energia interna fornecida pelo processo de fusão nuclear estão nesta sequência. Uma estrela que ainda está sofrendo contração gravitacional e não apresenta condições necessárias em seu núcleo para que a fusão de hidrogênio seja a sua fonte dominante de energia é chamada de estrela pré-Sequência Principal (PSP) (Iben 1965). Estas estrelas possuem raios maiores que estrelas SP de mesma massa, o que resulta em luminosidades maiores e temperaturas menores. Por isso, as estrelas PSP encontram-se acima da sequência principal no diagrama (que, por convenção mostra a temperatura crescendo para a esquerda). A Figura 1.2 mostra um exemplo de diagrama HR com estrelas PSP de massas  $0.6M_{\odot}$  a  $6M_{\odot}$ .

Sem a fusão de hidrogênio no núcleo, a contração da estrela continua, fazendo com que a sua posição no diagrama HR mude com a sua evolução. Estrelas de massa muito baixa (com menos de  $\sim 0.8M_{\odot}$ ) começam com o interior totalmente convectivo. Durante a contração, a temperatura mantém-se quase constante enquanto a luminosidade diminui, assim elas evoluem até a Sequência Principal de idade zero (SPIZ) por caminhos quase verticais, chamados de trilhas convectivas. De acordo com Iben (1965), quando a fusão de hidrogênio passa a ser responsável por fornecer 90% da energia total de uma estrela, ela se

encontrará na SPIZ.

Estrelas com massas maiores que aproximadamente  $0.8M_{\odot}$  desenvolvem núcleos radiativos antes de chegar na SP. O transporte de energia do centro destas estrelas até as suas superfícies se torna mais fácil, fazendo com que suas luminosidades permaneçam quase constantes durante o restante da evolução. A partir deste momento, elas seguem caminhos quase horizontais no diagrama HR, chamados de trilhas radiativas, até atingirem a SPIZ. Quanto maior é a massa de uma estrela, mais rápida é a sua evolução. Estrelas com massas maiores que aproximadamente  $3M_{\odot}$  não apresentam fase convectiva na PSP, pois ao se tornarem visíveis, e portanto aparecerem no diagrama HR, elas já desenvolveram um núcleo radiativo. Estrelas com massas maiores que aproximadamente  $8M_{\odot}$  não apresentam fase PSP, pois quando se tornam visíveis já está ocorrendo a fusão de hidrogênio no seu interior (Lada 1999).

O diagrama HR pode ser usado para determinar várias propriedades de uma estrela, como sua massa, raio e idade. Estas propriedades, entretanto, apresentam incertezas associadas à dificuldade de determinar precisamente a luminosidade de estrelas em ambientes muito embebidos. Por isso normalmente só se refere a estrelas pré-Sequência Principal quando elas já são observáveis em comprimentos de onda da faixa visível do espectro eletromagnético.

## 1.2 NGC 2264

Uma das regiões de formação estelar mais estudadas é o aglomerado jovem NGC 2264, devido à sua relativa proximidade ao Sol e à baixa extinção interestelar na sua direção (Dahm 2008). Existem na literatura numerosos estudos em todos os comprimentos de onda, desde a região de centímetros até raios-X, de suas populações de estrelas de Sequência Principal e pré-Sequência Principal.

NGC 2264 é uma componente da associação Mon OB1 e está localizado a cerca de 760 pc do Sol (Sung et al. 1997) no braço espiral de Orion. Associado a ele está um complexo de nuvens moleculares que se estende por mais de dois graus no céu, contendo cerca de 20 nuvens, cada uma com massa entre  $10^2$  e  $10^4M_{\odot}$  (Oliver et al. 1996). NGC 2264 é constituído por uma população bem definida de estrelas na pré-Sequência Principal, além de várias estrelas de tipo espectral A e B na Sequência Principal de idade zero e a estrela de tipo espectral O7 V, S Mon, que tem luminosidade cerca de 8500 vezes maior que o Sol, e cuja radiação ilumina o gás na região. A idade média do aglomerado foi estimada em 3 milhões de anos através da comparação de isócronas de pré-Sequência Principal com a população de baixa massa, porém a dispersão encontrada é de mais de 5 milhões de anos (Dahm 2008).

O aglomerado foi descoberto por Friedrich Wilhelm Herschel em 1784, que o identificou como H VIII.5 no seu catálogo de nebulosas e aglomerados estelares. Estudos de variabilidade nesta região iniciaram-se na década de 1920 com Wolf (1924), enquanto os primeiros estudos de objetos jovens (Herbig 1954; Walker 1954, 1956) determinaram a existência de estrelas





Figura 1.3: Imagem do aglomerado estelar jovem NGC 2264 obtida por T.A. Rector e B.A. Wolpa (NOAO/AURA/NSF) no WIYN Observatory, Kitt Peak, Arizona (EUA). A estrela brilhante logo acima do centro da imagem é S Mon. O azul claro indica oxigênio [O III], o vermelho alaranjado  $H\alpha$  e o azul violeta enxofre [S II]. A imagem tem dimensões de  $0.75^\circ \times 1^\circ$ .

com emissão em  $H\alpha$ , na sua maioria estrelas T Tauri, além de protoestrelas, jatos moleculares e objetos Herbig-Haro, indicando a existência de importante formação estelar na região.

Estudos de raios-X, emissão em  $H\alpha$  e variabilidade fotométrica das estrelas nesta região foram capazes de identificar mais de 600 membros de massa baixa e intermediária do aglomerado espalhados pelo complexo de nuvens moleculares, além de cerca de 230 candidatos de massa sub-estelar. A maioria dos membros concentra-se em duas regiões de alta densidade de estrelas entre S Mon e a nebulosa do Cone. Estimativas do número de membros do aglomerado chegam a aproximadamente 1000. Estudos no infravermelho e na região milimétrica encontraram duas regiões de maior atividade de formação estelar, que foram chamadas de IRS1 e IRS2.

A Figura 1.3 mostra uma imagem de NGC 2264 obtida no WIYN Observatory, Kitt Peak, Arizona (EUA). É possível ver que há muita emissão nebular na região, além da estrela massiva S Mon e de objetos Herbig-Haro, que comprovam a sua juventude.

Em março de 2008 este aglomerado foi observado pelo telescópio espacial CoRoT durante 23 dias ininterruptos, obtendo assim fotometria de centenas de estrelas T Tauri e Ae de Herbig. Um dos objetivos do monitoramento era estudar a atividade magnetosférica destas estrelas e testar modelos de acreção.

### 1.3 Acreção magnetosférica

Entre as estrelas PSP de baixa massa, existem aquelas que apresentam linhas largas de emissão, como a de  $H\alpha$  e linhas de emissão proibidas, além de um forte excesso do contínuo em relação à fotosfera da estrela desde a faixa ultravioleta até a faixa infravermelha do espectro eletromagnético. Estas estrelas foram chamadas de estrelas T Tauri clássicas (ETTC), para diferenciá-las daquelas que não apresentam estas fortes linhas de emissão, chamadas hoje de estrelas T Tauri fracas (ETTF). Tanto as ETTC quanto as ETTF apresentam emissão de raios-X. Fortes campos magnéticos entre 1 kG e 3 kG foram medidos em ETTC usando alargamento por efeito Zeeman (Johns-Krull, Valenti & Gafford 2003).

As características marcantes de ETTC que as diferenciam das ETTF não podem ser explicadas por atividade estelar, por isso foi necessário introduzir o conceito de acreção magnetosférica no cenário da formação estelar. Modelos de acreção supõem que o forte campo magnético de uma ETTC seja predominantemente dipolar em larga escala. A magnetosfera da estrela trunca a parte interna do disco circunestelar no ponto onde a pressão magnética supera a pressão dinâmica devido à acreção. O material ionizado que ali se encontra cai na estrela seguindo as linhas do campo magnético, formando assim as chamadas colunas de acreção. Este material atinge a fotosfera da estrela em velocidade de queda livre, resultando em choques de acreção próximos aos pólos magnéticos, que causam manchas quentes na superfície estelar. Outra parte deste material é ejetado na forma de um vento de disco (Camenzind 1990, Figura 1.4). O excesso no ultravioleta é produzido nos choques de acreção e as linhas largas de emissão originam do material acelerado nas colunas de acreção. As linhas de emissão proibidas são geradas em ventos de disco de baixa densidade. O excesso do contínuo em relação à fotosfera da estrela no infravermelho é devido à absorção e reemissão de radiação no disco circunestelar.

Simulações de magnetohidrodinâmica (MHD) prevêem que existe uma interação dinâmica entre a magnetosfera da estrela e a parte interna do disco circunestelar, principalmente próximo ao raio de corotação do disco. A rotação diferencial entre estrela e disco resulta em uma distorção das linhas do campo magnético da estrela. Após alguns ciclos de rotação, as linhas se reconectam, restaurando a configuração inicial do campo magnético (Bouvier et al. 2003, Figura 1.5). Devido a um efeito de projeção das colunas de acreção em relação à linha de visada do observador, as componentes desviadas para o vermelho e para o azul da absorção de  $H\alpha$  observadas são muito variáveis, e fornecem informações a respeito desta interação.

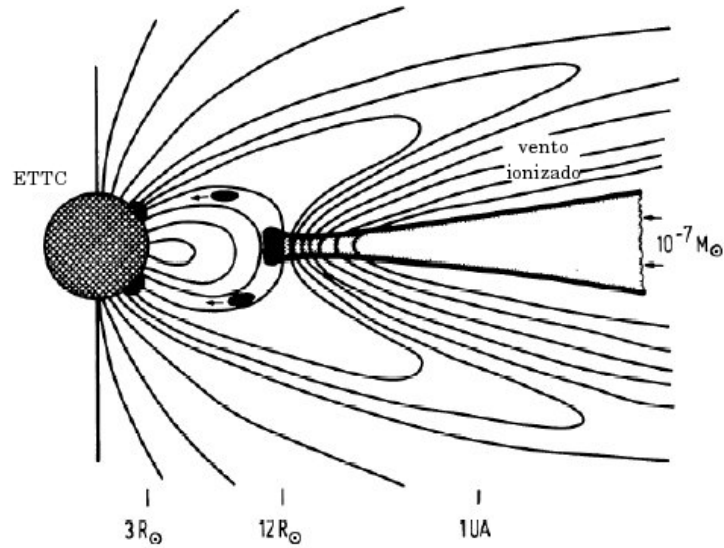


Figura 1.4: Acreção magnetosférica em uma estrela T Tauri clássica. Supondo que o campo magnético da estrela é dipolar, a magnetosfera trunca a parte interna do disco de acreção em uma distância de poucos raios estelares. O material ionizado nesta região cai na estrela, seguindo as linhas do campo magnético, formando as colunas de acreção. Este material, ao atingir a fotosfera da estrela em velocidade de queda livre, resulta em manchas quentes na sua superfície. Outra parte deste material é ejetado na forma de um vento de disco. (adaptado de Camenzind 1990)

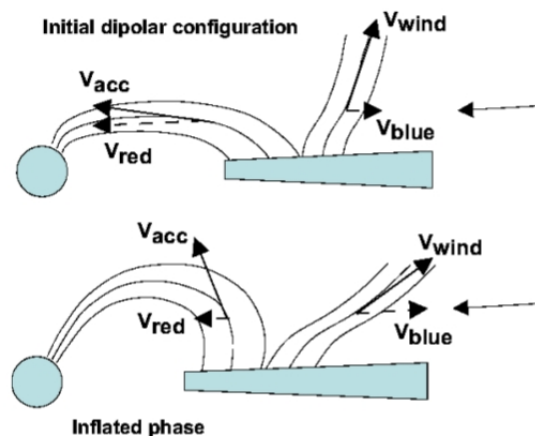


Figura 1.5: Esquema que mostra a interação dinâmica entre a magnetosfera de uma ETTC e o disco de acreção. No painel de cima: configuração inicial das linhas do campo magnético; no painel de baixo: a magnetosfera expande à medida que as linhas do campo magnético se distorcem por rotação diferencial. O esquema também mostra como as componentes desviadas para o vermelho e para o azul da absorção de  $H\alpha$  ( $V_{\text{red}}$  e  $V_{\text{blue}}$ ) são observadas durante a evolução desta interação, quando o sistema é observado em uma inclinação alta. (Bouvier et al. 2003)

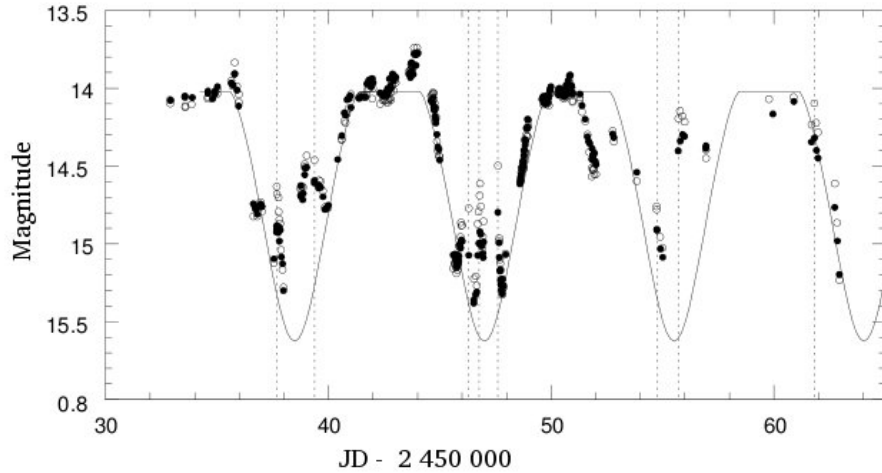


Figura 1.6: Curva de luz da estrela AA Tau, caracterizada por um brilho máximo relativamente constante interrompido por mínimos quase periódicos de até 1.4 magnitudes. A largura e amplitude dos mínimos observados variam consideravelmente entre um ciclo de rotação e outro.

### 1.3.1 AA Tau

A primeira estrela T Tauri clássica para a qual foi possível testar os modelos de MHD foi a estrela AA Tau (Bouvier et al. 1999, 2003, 2007). Durante três campanhas de observação desta estrela, entre 1995 e 2007, sua variabilidade fotométrica foi estudada, juntamente com informações de espectroscopia de alta resolução simultânea durante duas destas campanhas. Foi observado um comportamento incomum em sua curva de luz, que apresenta um brilho relativamente constante interrompido por quedas quase periódicas de até 1.4 magnitudes a cada 8.2 dias (Figura 1.6). A largura e amplitude dos mínimos observados variam consideravelmente entre um ciclo de rotação e outro, chegando a desaparecer durante alguns dias (Bouvier et al. 2003). Esta variabilidade foi atribuída à ocultação da fotosfera estelar por material circunstelar, produzida por uma deformação na parte interna do disco circunstelar de AA Tau. Modelos recentes de MHD argumentam que a magnetosfera da estrela pode em geral ter uma inclinação em relação ao eixo de rotação da estrela. De acordo com o modelo proposto por Bouvier et al. (1999) para explicar a curva de luz de AA Tau, a interação entre a parte interna do disco de acreção e a magnetosfera inclinada resulta na elevação de material do disco nas duas regiões em que o pólo magnético da estrela está mais próximo do disco, formando uma parede opticamente espessa em cada hemisfério que produz as ocultações observadas (Figura 1.7). O desaparecimento da ocultação durante um curto período foi explicado como o interrompimento temporário da configuração magnética.

O estudo da variabilidade da ETTC AA Tau ofereceu grande suporte aos modelos de magnetohidrodinâmica e ao cenário de acreção magnetosférica. No entanto, não estava claro se esta estrela apresentava um comportamento comum entre estrelas T Tauri clássicas, ou

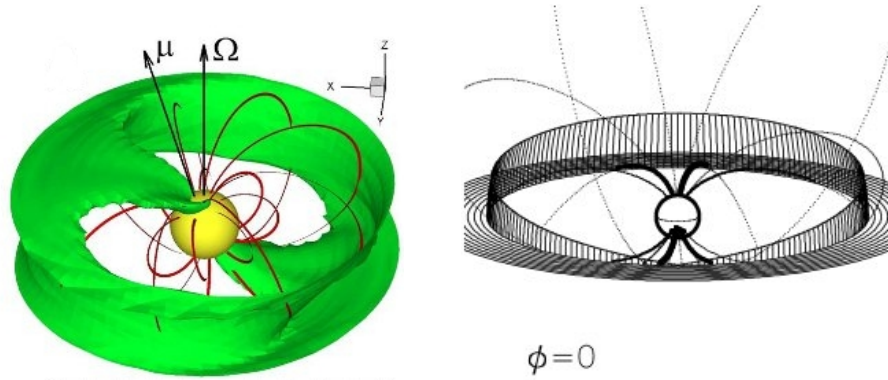


Figura 1.7: À esquerda: simulação em 3D de magnetohidrodinâmica de Kulkarni & Romanova (2007). As linhas vermelhas representam o campo magnético da estrela. Quando existe um desalinhamento entre o eixo do campo magnético, representado por  $\mu$ , e o eixo de rotação da estrela, representado por  $\Omega$ , as colunas de acreção formam preferencialmente nas duas regiões em que o pólo magnético da estrela está mais próximo do disco.

À direita: Deformação na parte interna do disco da estrela AA Tau, causada pela interação dinâmica entre a magnetosfera inclinada da estrela e a parte interna do disco de acreção, de acordo com o modelo de ocultação de Bouvier et al. (1999).

se ela representava um caso excepcional. Para determinar isto, era necessário possuir dados fotométricos de boa resolução e cobertura temporal de um conjunto de várias estrelas T Tauri clássicas. Com as limitações dos instrumentos no solo, obter estes dados só foi possível com a campanha de observação do aglomerado jovem NGC 2264, usando o telescópio espacial CoRoT, que obteve fotometria de centenas de membros do aglomerado, cobrindo vários ciclos de rotação. Com esses dados será possível determinar se o comportamento fotométrico de AA Tau é comum ou não entre estrelas T Tauri clássicas e se o modelo proposto para explicar a sua variabilidade pode ser aplicado a outras estrelas.

## 1.4 Objetivos

Pretendemos neste estudo analisar as curvas de luz do CoRoT de várias estrelas T Tauri clássicas que apresentam indícios de forte interação na parte interna de seus discos de acreção. Aplicaremos o modelo de ocultação de Bouvier et al. (1999), para determinar se o modelo proposto para a estrela AA Tau também é válido no caso de outras estrelas T Tauri clássicas. Com os valores de raio, massa e inclinação de cada estrela determinaremos as características das deformações na parte interna dos seus discos de acreção, como altura máxima e semi-extensão azimutal, além do raio no qual se encontra. Assim será possível avaliar se o comportamento fotométrico de AA Tau e as características da parte interna de seu disco de acreção são comuns entre estrelas T Tauri clássicas.

## Capítulo 2

# Observações do CoRoT

### 2.1 O telescópio espacial CoRoT

O telescópio espacial CoRoT (*Convection, Rotation and planetary Transits*) foi desenvolvido pelo Centro Nacional de Estudos Espaciais da França (CNES) em colaboração com outros laboratórios de pesquisa franceses, vários países europeus e o Brasil. O satélite foi lançado no dia 27 de dezembro de 2006 equipado com um telescópio de 27 cm de diâmetro e uma câmera com 4 CCDs sensíveis a variações muito pequenas de intensidade da luz. Desde então o telescópio vem realizando fotometria de alta precisão e resolução temporal sem a influência da atmosfera terrestre e das condições do tempo, ou da interrupção do ciclo dia-noite. Sua órbita é polar e se encontra a uma altitude de 896 km, com o campo de visão na direção equatorial. O telescópio passa quase a metade do ano apontado na direção de ascensão reta próxima a 6h50m (anti-centro da Galáxia) e a outra metade próxima a 18h50m (centro da Galáxia). Duas vezes ao ano, antes que a luz do Sol entre no campo de visão do telescópio, ele é mudado de posição. Durante uma destas manobras, o campo que contém o aglomerado jovem NGC 2264 foi observado em um dos programas curtos de observação do CoRoT.

Seus objetivos principais são estudar astrossismologia e procurar por novos planetas extra-solares, principalmente os telúricos. No entanto, sua precisão fotométrica e habilidade de fazer medidas ininterruptas por longos períodos de observação o tornam ideal para qualquer estudo de variabilidade fotométrica.

## 2.2 Observações em NGC 2264

O telescópio espacial CoRoT observou NGC 2264 ininterruptamente no período de 7 a 30 de março de 2008. Vinte e três dias foram suficientes para cobrir alguns ciclos de rotação da maioria das estrelas T Tauri clássicas do aglomerado, que apresentam em média períodos em torno de 3 a 4 dias. Trezentos e um membros confirmados do aglomerado foram medidos simultaneamente em um CCD que é normalmente usado para detecção de planetas extrasolares. Foram observadas estrelas com até magnitude 18 no filtro R.

### 2.2.1 Seleção de membros

Para identificar membros do aglomerado, foram usados vários critérios descritos na literatura para selecionar estrelas jovens. A largura da linha de emissão  $H\alpha$  em 10% da intensidade máxima e a sua largura equivalente são muito usadas para determinar se em um sistema ocorre o processo de acreção de massa associado a objetos em formação. Objetos com largura da linha de  $H\alpha$  em 10% da intensidade máxima maior que 270 km/s ou com largura equivalente de  $H\alpha$  maior que  $10 \text{ \AA}$  foram selecionados como membros (ver seção 2.2.2).

Lamm et al. (2004) realizaram um estudo da variabilidade fotométrica de  $H\alpha$  em NGC 2264 e catalogaram centenas de membros. Estrelas que apresentavam variabilidade foram consideradas possíveis membros do aglomerado, pois a variabilidade é muito frequentemente um indício de juventude. Inicialmente, um diagrama cor-magnitude  $I_c$  vs.  $(R_c - I_c)$  foi usado para comparar estas estrelas com um conjunto bem definido de estrelas pré-Sequência Principal. Com isto, Lamm et al. (2004) eliminaram estrelas de Sequência Principal localizadas a distâncias próximas ou maiores que a do aglomerado. Estrelas de Sequência Principal com distâncias menores poderiam contaminar a amostra, porém Lamm et al. (2004) concluíram que a porcentagem de contaminação seria muito pequena. Em seguida, um diagrama cor-cor  $(R_c - H\alpha)$  vs.  $(R_c - I_c)$  foi usado para eliminar gigantes distantes que poderiam contaminar a amostra. Gigantes com tipo espectral mais tardio que K3 apresentam  $(R_c - H\alpha)$  menor que estrelas de Sequência Principal do mesmo tipo espectral, enquanto as estrelas T Tauri clássicas e fracas apresentam  $(R_c - H\alpha)$  maior e aproximadamente igual a estrelas de Sequência Principal. No total, 589 estrelas variáveis foram classificadas como membros de NGC 2264. Os dados e critérios de Lamm et al. (2004) foram usados para selecionar membros do aglomerado entre os sistemas observados pelo satélite CoRoT.

Estudos de raios-X realizados nesta região de formação estelar (Ramírez et al. 2004; Flaccomio et al. 2006) também catalogaram centenas de membros de NGC 2264 emissores de raios-X. Flaccomio et al. (2006) examinaram diagramas de cor-magnitude no óptico ( $I$  vs.  $R - I$ ) e infravermelho ( $H$  vs.  $H - K$ ) para encontrar membros do aglomerado entre estes emissores. As fontes de raios-X que apareciam nestes diagramas fora da região de concentração de estrelas do aglomerado foram descartadas como possíveis estrelas de campo. A probabilidade de algumas fontes de raios-X serem objetos não-estelares foi considerada muito baixa, pois

qualquer fonte extragaláctica estaria localizada longe desta região devido à extinção após o aglomerado. O catálogo de membros de Flaccomio et al. (2006) foi consultado para encontrar membros de NGC 2264 na nossa amostra.

A existência de numerosos estudos desta região de formação estelar em vários comprimentos de onda, do ultravioleta a raios-X, possibilitou uma seleção razoavelmente confiável de membros do aglomerado.

### 2.2.2 Estrelas T Tauri clássicas

Uma forte característica observada em estrelas T Tauri clássicas é a existência de linhas de emissão largas, como a de  $H\alpha$ . Estas linhas de emissão são produzidas em parte pelo material acelerado nas colunas de acreção, por isso sua análise pode ser usada para encontrar as estrelas que apresentam acreção magnetosférica. Um dos critérios para classificar uma estrela como T Tauri clássica é a presença da largura da linha de emissão  $H\alpha$  em 10% da intensidade máxima maior que 270 km/s.

A largura equivalente de  $H\alpha$  também é um bom indicador de acreção. White & Basri (2003) concluíram que o critério de seleção de estrelas T Tauri clássicas por largura equivalente de  $H\alpha$  ( $EW[H\alpha]$ ) é dependente do tipo espectral, devido a um efeito de contraste. A emissão de  $H\alpha$  é muito mais evidente em uma estrela de tipo espectral mais tardio, pois o contínuo na região de 6500 Å é muito menor. O critério estabelecido por eles é:

- para estrelas com tipo espectral entre K0 e K5, apresentam acreção aquelas que possuem  $EW[H\alpha] \geq 3 \text{ \AA}$ ;
- para estrelas com tipo espectral entre K7 e M2.5, aquelas que possuem  $EW[H\alpha] \geq 10 \text{ \AA}$ ;
- para estrelas com tipo espectral entre M3 e M5.5, aquelas que possuem  $EW[H\alpha] \geq 20 \text{ \AA}$ ;
- para estrelas com tipo espectral entre M6 e M7.5, aquelas que possuem  $EW[H\alpha] \geq 40 \text{ \AA}$ .

Outra característica destas estrelas é o excesso do contínuo em relação à fotosfera da estrela no ultravioleta, efeito causado pelas manchas quentes presentes na superfície estelar, produzidas pelos choques de acreção. Alencar et al. (2010) concluíram que o critério de excesso no ultravioleta  $E(U-V)$  usado para identificar estrelas T Tauri clássicas também deveria ser dependente de tipo espectral. As estrelas da amostra que foram classificadas como ETTC por um outro critério e que continham informação de  $E(U-V)$  foram separadas em dois grupos, de tipo espectral entre K0 e K6 e entre K7 e M3. Usando um desvio de 1  $\sigma$  da média de  $E(U-V)$  de cada grupo, foi determinado que um bom critério de seleção por excesso no ultravioleta é:

- para estrelas com tipo espectral entre K0 e K6,  $E(U-V) \leq -0.58$ ;
- para estrelas com tipo espectral entre K7 e M3,  $E(U-V) \leq -1.12$ .



A forma e intensidade da linha de emissão  $H\alpha$  são muito variáveis, pois dependem de efeitos de projeção das colunas de acreção ao longo da linha de visada do observador. Da mesma maneira, o excesso no ultravioleta é também muito variável, pois só está presente quando a mancha quente causada pelo choque de acreção está visível. Algumas estrelas podem apresentar apenas um ou dois dos três indícios observacionais de acreção citados, pois as observações da linha  $H\alpha$  e do excesso no ultravioleta não foram feitas simultaneamente. Alencar et al. (2010) classificaram então como ETTC qualquer estrela T Tauri da amostra que apresentasse pelo menos um destes indícios.

Assim, 83 das 301 estrelas observadas do aglomerado foram classificadas como ETTC. A informação de largura equivalente de  $H\alpha$  usada é a de Rebull et al. (2002) e Dahm & Simon (2005), exceto no caso de 6 estrelas, que foram medidas por Alencar et al. (2010) usando espectros fornecidos pelo Dr. Gábor Fűrész (descritos na seção 3.1.1). A largura de  $H\alpha$  a 10% da intensidade máxima foi medida usando estes mesmos espectros. Os valores de excesso de ultravioleta usados foram os de Rebull et al. (2002) e Fallscheer & Herbst (2006).

### 2.2.3 Classificação morfológica das curvas de luz

Alencar et al. (2010) usaram o periodograma de Scargle (1982) modificado por Horne & Baliunas (1986) para encontrar períodos para as curvas de luz das ETTC da amostra. O método aplicado consiste em ajustar funções senoidais ao sinal, cobrindo um determinado intervalo de frequências, para encontrar aquela em que a soma dos resíduos do ajuste por mínimos quadrados é minimizada. Este método é especialmente eficiente para séries temporais igualmente espaçadas, como é o caso das observações do CoRoT.

Períodos foram encontrados no caso de 51 das 83 curvas de luz. Estas curvas de luz periódicas foram separadas em dois grupos, de acordo com a sua morfologia. O primeiro grupo contém 28 curvas de luz, que apresentam uma modulação quase senoidal, com forma e amplitude estáveis entre um ciclo de rotação e outro, como pode ser visto na Figura 2.1. O comportamento delas foi atribuído a manchas frias na fotosfera da estrela, por isso estas curvas de luz foram chamadas de tipo mancha. As curvas de luz do segundo grupo periódico apresentam um brilho máximo razoavelmente fixo com mínimos que variam em amplitude e largura entre ciclos de rotação (Figura 2.1). Estas foram identificadas como tipo AA Tau, por apresentarem variabilidade semelhante àquela da estrela AA Tau. Como foi citado na Seção 1.3.1, este comportamento foi atribuído à ocultação da fotosfera estelar por uma deformação na parte interna do disco de acreção, causada pela interação dinâmica entre o disco e o dipolo estelar inclinado. Vinte e três das 51 curvas de luz periódicas foram classificadas como tipo AA Tau. Isso corresponde a  $28\% \pm 6\%$  do total das curvas de luz de estrelas T Tauri clássicas (Alencar et al. 2010).

As outras 32 curvas de luz foram chamadas de irregulares, por não apresentarem comportamento periódico. Podem ser atribuídas à ocultação por material distribuído não uni-

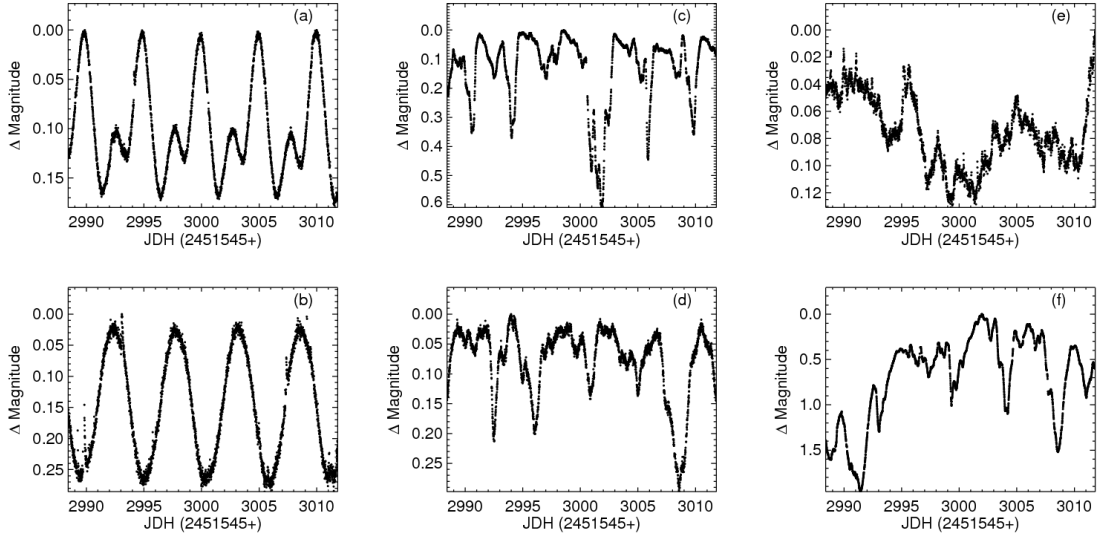


Figura 2.1: Exemplos de curvas de luz do CoRoT de estrelas T Tauri clássicas do aglomerado NGC 2264. *a* e *b* foram classificadas como tipo mancha, *c* e *d* como tipo AA Tau, e *e* e *f* como não-periódicas.

formemente no disco ou por eventos de acreção variáveis, como manchas quentes, ou por ambos os processos. Apenas com a curva de luz do CoRoT, sem nenhuma informação de cor, não é possível determinar qual processo é predominante. Por isso, não foi feita nenhuma tentativa de classificar estas curvas de luz.

A Figura 2.2 mostra as mesmas curvas de luz periódicas que a Figura 2.1, desta vez dobradas em fase com o período encontrado.

As curvas de luz de tipo mancha apresentam amplitudes de variabilidade ( $(F_{max} - F_{min})/F_{mediano}$ ) em torno de 10% a 15%, muito menor que as tipo AA Tau, que apresentam amplitudes de até 128%. O grupo de curvas de luz de tipo AA Tau contém a maioria das curvas de luz com amplitude de variabilidade acima de 20%, inclusive 8 estrelas com amplitude de variabilidade maior que a da estrela AA Tau (que é de 76%). Podemos ver que o comportamento de AA Tau não é excepcional.

O modelo de ocultação de Bouvier et al. (1999) (descrito mais detalhadamente na Seção 4.1) que reproduz as curvas de luz tipo AA Tau usando uma deformação na parte interna do disco circunstelar, fornece um valor para a altura máxima desta deformação  $h$ , de acordo com a amplitude da variabilidade e a inclinação do sistema disco-estrela. Supondo inclinações aleatórias, o fato de 28% das curvas de luz apresentarem o mesmo comportamento de AA Tau implica que a razão entre a altura da deformação na parte interna do disco e o raio no qual ela se encontra equivale aproximadamente a  $h/R_d \approx 0.3$ . Este valor está muito acima do que é usado na literatura, que é menor que 0.1.

A Fig. 2.3 mostra a distribuição de períodos dos sistemas com curva de luz tipo mancha (preto com linhas horizontais) e tipo AA Tau (vermelho com linhas diagonais). Comparando

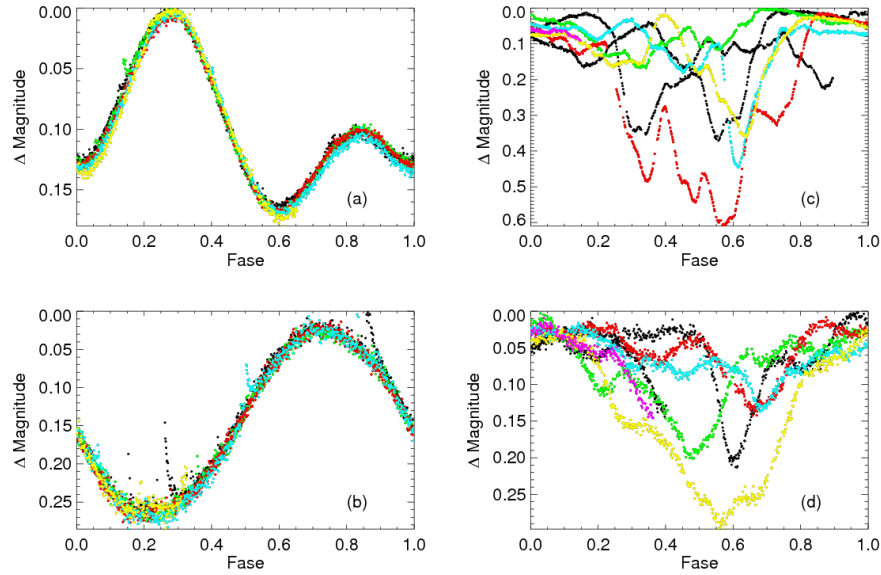


Figura 2.2: As mesmas curvas de luz periódicas da figura anterior dobradas em fase. Cada cor representa um ciclo de rotação.

as duas distribuições vemos que elas são semelhantes, porém não idênticas. A maior diferença está nas estrelas com períodos menores que 2 dias, existentes apenas entre aquelas com curva de luz tipo mancha. Isto pode ser um indício de que, à medida que a interação entre disco e estrela diminui, a estrela tende a acelerar. No entanto, a amostra é muito pouco significativa para confirmar este cenário.

Sabemos que os períodos das estrelas tipo mancha representam seus períodos de rotação, pois as responsáveis pela modulação de suas curvas de luz são manchas presentes na fotosfera. Os períodos das estrelas tipo AA Tau estão muito próximos daqueles das estrelas tipo mancha, sugerindo que o material que oculta a fotosfera e provoca a modulação destas curvas de luz se encontra próximo ao raio de corotação do disco. O modelo de ocultação de Bouvier et al. (1999) considera que a deformação se encontra a uma distância  $R_d$  do centro da estrela. Consideraremos então neste estudo que esta distância corresponde ao raio de corotação do disco. Na seção 3.3.1 será discutida a plausibilidade de existir material opticamente espesso que poderia causar as ocultações nesta região do disco.

Para saber se a estrutura, que causa a ocultação nas estrelas com curva de luz tipo AA Tau, é estável no intervalo de anos, verificamos os períodos determinados para estas estrelas na literatura. Lamm et al. (2004) encontraram um período para 7 estrelas deste tipo da nossa amostra. No caso de 3, o período calculado por eles coincide com o nosso, dentro das respectivas margens de erro. Para duas estrelas, o período encontrado por eles é, dentro das margens de erro de cada um, o dobro do nosso. Isso pode ser explicado pela resolução temporal alta do satélite CoRoT, que não é possível de se obter com um telescópio no solo. Apenas no caso de duas estrelas, não há nenhuma relação entre os dois períodos. Portanto,

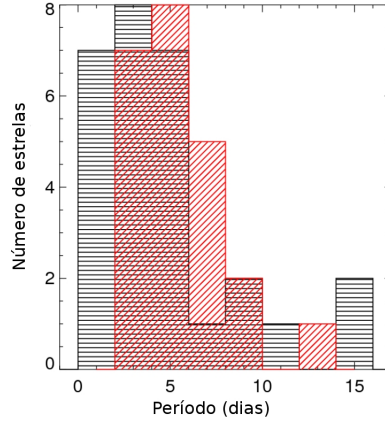


Figura 2.3: Distribuição de períodos das estrelas T Tauri clássicas periódicas. O histograma preto com linhas horizontais representa os sistemas com curva de luz tipo mancha e o histograma vermelho com linhas diagonais representa os sistemas com curva de luz tipo AA Tau.

para grande parte destas estrelas, esta estrutura, apesar de variável no intervalo de alguns ciclos de rotação da estrela, aparenta ser estável no intervalo de anos.

#### 2.2.4 Observações do CoRoT e do Spitzer

Das 83 estrelas T Tauri clássicas de NGC 2264 observadas com o CoRoT, 68 foram observadas também com o satélite Spitzer. Alencar et al. (2010) compararam a classificação morfológica das curvas de luz do CoRoT com outra classificação feita usando dados do IRAC do Spitzer, que identifica excesso de emissão no infravermelho próximo vindo de poeira do disco circunstelar. O parâmetro  $\alpha_{\text{IRAC}}$ , que representa a inclinação da distribuição da energia espectral entre  $3.6 \mu\text{m}$  e  $8 \mu\text{m}$ , foi usado para classificar a estrutura da parte interna dos discos circunstelares dos sistemas observados de acordo com os critérios de Lada et al. (2006). Foi considerado que os sistemas com  $\alpha_{\text{IRAC}} < -2.56$  não apresentam poeira na parte interna do disco (dentro de algumas UA), os sistemas com  $-2.56 < \alpha_{\text{IRAC}} < -1.80$  apresentam discos anêmicos (a parte interna do disco é opticamente fina), os sistemas com  $-1.80 < \alpha_{\text{IRAC}} < -0.5$  apresentam discos espessos (a parte interna do disco é opticamente espessa), os sistemas com  $-0.5 < \alpha_{\text{IRAC}} < 0.5$  são estrelas T Tauri clássicas com grande excesso de emissão em suas distribuições de energia espectral (“flat sources”) e os sistemas com  $\alpha_{\text{IRAC}} > 0.5$  são objetos de classe I.

Todos os sistemas com curva de luz tipo AA Tau foram encontrados entre aqueles que contêm poeira na parte interna do disco, sendo 36% dos sistemas com disco anêmico e 40% com disco espesso. Das 11 estrelas sem poeira na parte interna do disco, 10 (91%) apresentam curva de luz tipo mancha. Vinte e oito por cento dos sistemas com disco anêmico e 18% dos sistemas com disco espesso apresentam curvas de luz tipo mancha, estas últimas

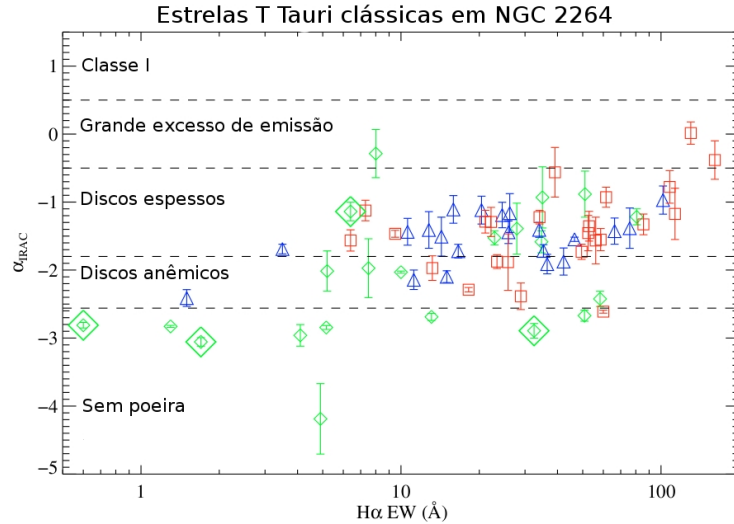


Figura 2.4: Estrelas T Tauri clássicas de NGC 2264 observadas com o CoRoT e com o Spitzer. Losangos correspondem a curvas de luz tipo mancha, triângulos a curvas de luz tipo AA Tau e quadrados a curvas de luz não periódicas. Os losangos maiores correspondem a estrelas com períodos menores que 2 dias.

provavelmente por serem sistemas de baixa inclinação, onde a poeira circunstelar não passa entre a fotosfera da estrela e a linha de visada do observador. A única estrela sem poeira na parte interna do disco que apresenta curva de luz irregular (não periódica) provavelmente tem comportamento fotométrico devido a manchas quentes variáveis. Trinta e seis por cento dos sistemas com disco anêmico e 42% dos sistemas com disco espesso apresentam curva de luz irregular. O comportamento fotométrico destas estrelas é possivelmente devido a ocultação por material não uniformemente distribuído no disco, ou por manchas quentes variáveis observadas em um sistema de inclinação baixa.

Podemos ver que a classificação morfológica das curvas de luz do CoRoT não é uma classificação aleatória, ela concorda bem com a classificação das estruturas da parte interna dos discos circunstelares. Isto pode ser visto na Figura 2.4, que relaciona o parâmetro  $\alpha_{\text{IRAC}}$  de cada estrela com sua largura equivalente de  $\text{H}\alpha$ . A Figura mostra as cinco regiões correspondentes à classificação da estrutura da parte interna dos discos circunstelares.

### 2.2.5 V354 Mon

Depois de AA Tau, a primeira ETTC a ter sua variabilidade fotométrica e espectroscópica estudadas simultaneamente em detalhe para testar modelos de MHD foi V354 Mon. Esta estrela foi estudada por Fonseca (2010), que fez um estudo similar àquele de AA Tau de Bouvier et al. (1999, 2003, 2007). V354 Mon está entre as estrelas T Tauri clássicas com curva de luz tipo AA Tau da nossa amostra, correspondente à estrela de número do CoRoT 0223980693. Para este sistema houve um monitoramento no solo da variabilidade espectroscópica simultaneamente às observações do CoRoT. Além disso, medidas nos filtros  $\text{BV(RI)}_c$  também

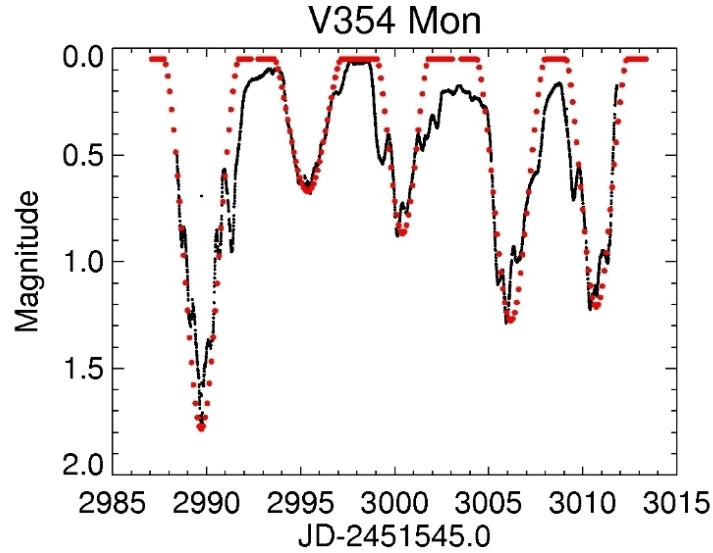


Figura 2.5: Curva de luz do CoRoT da estrela V354 Mon (preto) e curva de luz sintética reproduzida usando o modelo de ocultação de Bouvier et al. (1999) (vermelho).

foram feitas simultaneamente ao CoRoT. Fonseca (2010) estudou estas observações em conjunto, com a intenção de identificar correlações entre a variabilidade das linhas de emissão e a modulação da curva de luz, para assim analisar e caracterizar os processos de acreção e ejeção de massa deste sistema.

A curva de luz de V354 Mon apresenta um período de  $5.26 \pm 0.50$  dias, valor muito próximo daquele encontrado na literatura ( $5.22 \pm 0.87$ , de Lamm et al. 2005), o que mostra que a estrutura responsável pela variabilidade fotométrica é estável em um período de anos. Entre as curvas de luz tipo AA Tau, esta é a que tem a maior amplitude de variabilidade, de 128%. Assim como as outras curvas de luz tipo AA Tau, os mínimos variam em amplitude e largura entre ciclos de rotação.

O espectro de V354 Mon apresenta linhas de emissão variáveis com componentes em absorção desviadas tanto para o azul quanto para o vermelho (Fonseca 2010). Linhas de absorção desviadas para o azul são associadas ao vento de disco, enquanto as desviadas para o vermelho são associadas à acreção. A análise de Fonseca (2010) mostrou que, no instante de fluxo mínimo, as linhas de emissão de  $H\alpha$  e  $H\beta$  apresentam fortes absorções desviadas para o vermelho, evidência de que o funil de acreção aparece projetado na fotosfera estelar durante o mínimo fotométrico. A mancha quente principal, portanto, coincide com os mínimos da curva de luz, excluindo a possibilidade de que ela seja a principal responsável pela variabilidade fotométrica.

O modelo de manchas de Bouvier et al. (1993) foi usado para tentar explicar o comportamento fotométrico de V354 Mon. No entanto, a única configuração de manchas quentes possível encontrada pelo modelo geraria um velamento que não foi observado nos espectros. Fonseca (2010) concluiu que a principal causa da modulação da curva de luz de V354

Mon deveria ser material distribuído de maneira não uniforme na parte interna do disco circunstelar. Este cenário não exclui a presença de manchas quentes e frias na fotosfera.

A aplicação do modelo de ocultação da fotosfera estelar por uma deformação na parte interna do disco (Bouvier et al. 1999) foi capaz de reproduzir o comportamento geral da curva de luz de V354 Mon (ver Fig. 2.5). O resultado foi uma deformação de altura máxima média igual a  $h/R_d = 0.3$  e extensão azimutal de  $360^\circ$  (Fonseca 2010), valores idênticos aos encontrados para AA Tau (Bouvier et al. 1999). Este estudo deu suporte aos modelos de MHD e mostrou que outras ETTC poderiam ser explicadas usando o mesmo mecanismo, dando motivação ao trabalho que aqui será apresentado.

## Capítulo 3

# Análise Realizada

### 3.1 Espectroscopia

#### 3.1.1 Os espectros

Utilizamos dados espectroscópicos da literatura para determinar a aceleração da gravidade superficial ( $\log g$ ) e a temperatura efetiva ( $T_{\text{ef}}$ ) das estrelas tipo AA Tau da nossa amostra. Estes espectros foram obtidos por Fűrész et al. (2006) com o objetivo de estudar o perfil da linha  $H\alpha$  e a velocidade radial de estrelas do aglomerado NGC 2264. Dentre as estrelas observadas, estavam 21 das nossas estrelas com curva de luz tipo AA Tauri. Porém, como a emissão de  $H\alpha$  em estrelas T Tauri clássicas é muito significativa, o tempo de exposição necessário para conseguir uma razão sinal/ruído (S/R) alta nesta linha é baixo em relação ao necessário para as linhas fotosféricas, aquelas que queremos estudar. Por isto estas observações não apresentam uma razão S/R ideal para o nosso estudo. No entanto, foi possível obter pelo menos a temperatura efetiva de 18 das 21 estrelas observadas. No caso das outras 3 estrelas, a razão S/R foi insuficiente para a análise.

Para as duas estrelas sem espectro observado e uma cujo espectro não foi analisado devido a S/R muito baixo, os valores de temperatura efetiva usados no estudo foram obtidos da literatura (Flaccomio et al. 2006). Estes valores foram baseados no tipo espectral de cada estrela.

Os espectros foram analisados com a rotina Binmag2<sup>1</sup>, de Oleg Kochukhov, utilizando o

---

<sup>1</sup>Disponível para download na página <http://www.astro.uu.se/~oleg/download.html>



pacote IDL (*Interactive Data Language*) e comparados a espectros sintéticos correspondentes a estrelas com  $T_{\text{ef}}$  entre 3500 K e 6000 K e valores de  $\log g$  entre 3.5 e 4.5. Para isto, os espectros sintéticos foram criados usando o programa SYNTH3<sup>1</sup> de Kochukhov (2007). Este programa calcula espectros para estrelas desde tipo espectral B até tipo espectral M tardio, supondo equilíbrio termodinâmico local e um modelo de atmosfera estelar plano-paralelo em equilíbrio hidrostático. O programa lê um arquivo de linhas do *Vienna Atomic Line Database* (VALD)<sup>2</sup>, que contém parâmetros de linhas de absorção moleculares e atômicas, e outro arquivo `ascii` que descreve o modelo de atmosfera de Kurucz (1993). Este último foi obtido da base de dados de Castelli & Kurucz (2003). Porém, o programa SYNTH3 não reconhece os arquivos desta base de dados, por isso foi necessário editá-los e transformá-los, usando outro programa denominado KURKOL<sup>1</sup>, para que o SYNTH3 pudesse utilizá-los. Um exemplo do arquivo de linhas do VALD e do arquivo que descreve o modelo de atmosfera de Kurucz (1993), já no formato usado pelo programa SYNTH3, estão mostrados nos apêndices A e B.

O SYNTH3 mede o espectro de intensidade em sete ângulos diferentes entre a normal à superfície estelar e a linha de visada. Em seguida, o programa S3DI<sup>1</sup> é utilizado para criar um espectro de fluxo integrado a partir do arquivo de saída do SYNTH3 para uma dada velocidade rotacional projetada ( $v_{\text{seni}}$ ) e um dado alargamento por macroturbulência ( $v_{\text{macro}}$ ). Outros parâmetros de entrada para o S3DI incluem a resolução  $R = \lambda/\Delta\lambda$  e o alargamento instrumental  $R_{\text{inst}} = \lambda/\Delta\lambda_{\text{inst}}$ . Para construir os espectros sintéticos foram utilizados inicialmente os parâmetros default de  $R = 10^6$  e nenhum alargamento por rotação, macroturbulência ou instrumental. Durante a análise subsequente estes parâmetros foram ajustados de acordo com cada espectro observado.

Inicialmente, cada linha dos espectros sintéticos foi analisada uma a uma, na intenção de encontrar quais são sensíveis a  $T_{\text{ef}}$  e quais são sensíveis a  $\log g$ . Encontramos várias linhas que, no intervalo de temperatura efetiva analisado, são pouco sensíveis a  $\log g$ , porém muito sensíveis a uma mudança em  $T_{\text{ef}}$ . Um exemplo de linha deste tipo está na Figura 3.1. Linhas sensíveis a  $\log g$  e pouco sensíveis a  $T_{\text{ef}}$  são mais raras, porém existem algumas no intervalo analisado. Um exemplo de linha deste tipo está na Figura 3.2. Para  $T_{\text{ef}} \gtrsim 4500$  K vimos que, no intervalo espectral que foi observado ( $6460 \text{ \AA} < \lambda < 6600 \text{ \AA}$ ), as linhas VI 6531.4  $\text{\AA}$ , CrI 6538  $\text{\AA}$ , TiII 6599  $\text{\AA}$ , TiII 6508  $\text{\AA}$  e CaI 6509  $\text{\AA}$  são sensíveis a  $T_{\text{ef}}$  e pouco sensíveis a  $\log g$ . Para temperaturas efetivas em torno de 4500 K e abaixo deste valor, as linhas que apresentam esta característica são CaI 6573  $\text{\AA}$  e TiII 6592  $\text{\AA}$ . Linhas sensíveis a  $\log g$  e pouco sensíveis a  $T_{\text{ef}}$  são, no intervalo de  $T_{\text{ef}} \lesssim 4500$  K, TiII 6491.6  $\text{\AA}$  e no intervalo de  $T_{\text{ef}} \gtrsim 4500$  K, as linhas FeI 6581  $\text{\AA}$  e FeI 6547.6  $\text{\AA}$  (Tabela 3.1).

Para encontrar  $T_{\text{ef}}$  e  $\log g$  de cada estrela, fixamos o valor de  $\log g$  em 4.0 e comparamos cada espectro observado com espectros sintéticos de temperaturas entre 3500 K e 6000 K, em

<sup>2</sup><http://vald.astro.univie.ac.at/~vald/php/vald.php>

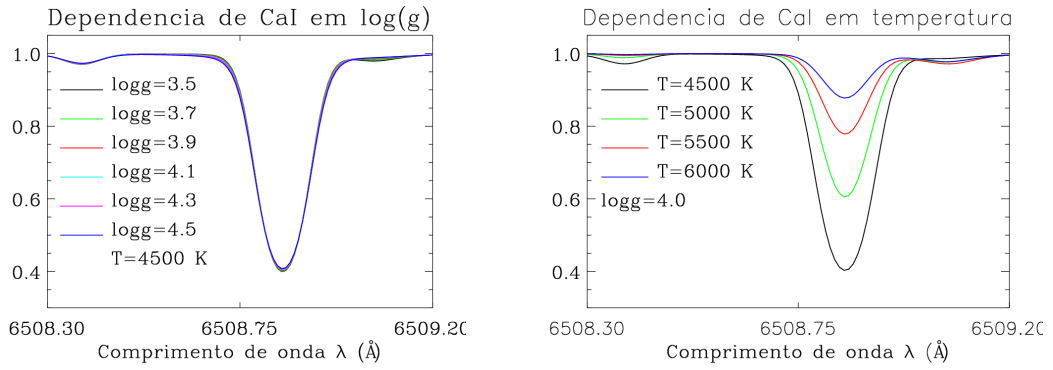


Figura 3.1: A dependência da linha de CaI 6509 Å em  $\log g$  e  $T_{\text{ef}}$ . Vemos que, no intervalo estudado, a intensidade da linha se modifica muito com a variação de temperatura, mas quase não se modifica com uma variação na gravidade. Esta é uma linha que pode ser usada para obter a temperatura efetiva de cada estrela.

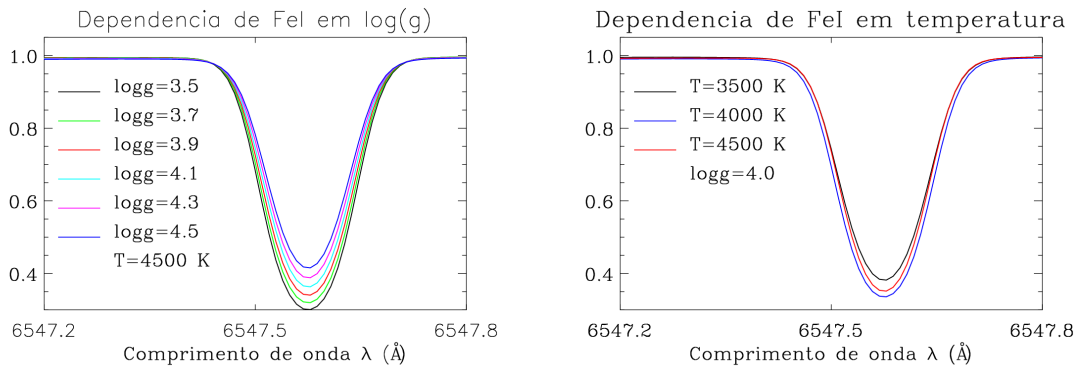


Figura 3.2: A dependência da linha de FeI 6547.6 Å em  $\log g$  e  $T_{\text{ef}}$ . Vemos que, no intervalo estudado, a intensidade da linha se modifica mais com uma variação no valor de gravidade superficial do que de temperatura. Esta é uma linha que pode ser usada para obter a gravidade superficial de cada estrela, depois de fixarmos a temperatura.

Tabela 3.1: Linhas sensíveis a  $T_{\text{ef}}$  e  $\log g$

	Linhas sensíveis a $T_{\text{ef}}$	Linhas sensíveis a $\log g$
$T_{\text{ef}} \lesssim 4500 \text{ K}$	CaI 6573 Å e TiI 6592 Å	TiII 6491.6 Å
$T_{\text{ef}} \gtrsim 4500 \text{ K}$	Vi 6531.4 Å, CrI 6538 Å, TiI 6599 Å, TiI 6508 Å e CaI 6509 Å	FeI 6581 Å e FeI 6547.6 Å

passos de 250 K. Analisando as linhas sensíveis a  $T_{\text{ef}}$  (como a da Figura 3.1), encontramos qual o valor que melhor representa cada estrela. Em seguida, fixamos a temperatura no valor encontrado e comparamos cada espectro observado com os espectros sintéticos correspondentes a  $\log g = 3.5, 4.0$  e  $4.5$ . Usamos linhas sensíveis a  $\log g$  como a da Figura 3.2, além de outras linhas de CaI e FeI, que são sensíveis tanto a  $T_{\text{ef}}$  quanto a  $\log g$ , para encontrar o valor de  $\log g$  que melhor representa cada estrela. Após determinar os valores de  $T_{\text{ef}}$  e  $\log g$  de cada estrela, ajustamos o valor de  $v_{\text{seni}}$ .

O programa SME (*Spectroscopy Made Easy*, Valenti & Piskunov 1996) foi usado para fazer um ajuste fino dos valores de  $T_{\text{ef}}$ ,  $\log g$  e  $v_{\text{seni}}$ , e para encontrar a velocidade radial  $v_R$  de cada estrela. Este programa possui ferramentas de interpolação dos espectros sintéticos e de ajuste dos parâmetros por minimização de  $\chi^2$ . Com estas ferramentas, foram encontrados os valores finais de  $T_{\text{ef}}$ ,  $\log g$  e  $v_{\text{seni}}$  (Tabela 3.2). No entanto, para os valores de  $v_{\text{seni}}$  de várias estrelas, não foi possível fazer um ajuste adequado, devido à baixa razão S/R dos espectros nas linhas analisadas. Por isto, o erro em  $v_{\text{seni}}$  pode ter sido subestimado.

Tabela 3.2: Parâmetros encontrados através da análise dos espectros.

CoRoT ID	Espectro	$T_{\text{ef}}$ ( $\pm 250\text{K}$ )	$\log g$ ( $\pm 0.5$ )	$v_R$ ( $\pm 1\text{km/s}$ )	$v_{\text{seni}}$ ( $\text{km/s}$ )
0223964667	FLD_3_ap19_c	4250	4.0	6.2	$12 \pm 3$
0223976747	FLD_3_ap236_c	5150	4.0	7.1	$34 \pm 3$
0223977953		Sem espectro			
0223978308	FLD_2_ap154_c	6000	3.5	0	$55 \pm 5$
0223980264	FLD_1_ap215_c	5230	4.0	8.3	$31 \pm 4$
0223980688	FLD_3_ap180_c	4330	4.5	9.2	$13 \pm 3$
0223980693	FLD_2_ap227_c	4750	3.9	8.5	$22 \pm 3$
0223981023	FLD_2_ap186_c	5000	4.4	4.5	$16 \pm 2$
0223981811	FLD_2_ap156_c	5280	4.2	6.8	$25 \pm 3$
0223985987	FLD_2_ap208_c	3900	4.2	9.4	$22 \pm 4$
0223987178		Sem espectro			
0223991832	FLD_2_ap215_c	4280	4.1	3.0	$12 \pm 3$
0500007115	FLD_2_ap160_c	5500	4.3	5.5	$46 \pm 10$
0500007120	FLD_4_ap113_c	5160	4.1	11.1	$27 \pm 3$
0500007122	FLD_3_ap214_c	5500	4.1	1.5	$15 \pm 4$
0500007209	FLD_1_ap117_c	4440	3.5	4.0	$12 \pm 3$
0500007252	FLD_3_ap109_c	4000	3.5	8.0	$18 \pm 3$
0500007315	FLD_4_ap118_c	3750	3.5	12.2	$15 \pm 2$
0500007335	FLD_4_ap212_c	4250	3.5	2.5	$12 \pm 3$
0500007610	FLD_1_ap213_c	Sinal/ruído insuficiente			
0400007803	FLD_4_ap188_c	Sinal/ruído insuficiente			
0223980048	FLD_4_ap131_c	Sinal/ruído insuficiente			
0223959618	FLD_3_ap57_c	5360	4.3	6.4	$21 \pm 3$

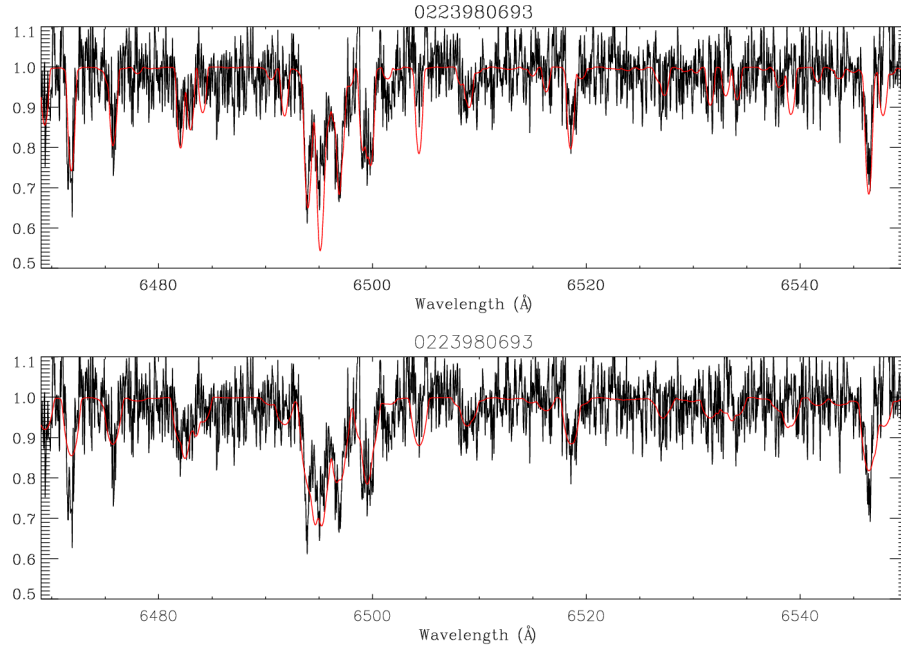


Figura 3.3: O espectro da estrela 0223980693 (preto), com espectro sintético sobreposto (vermelho). No painel de cima, o espectro sintético com os valores que encontramos de  $T_{\text{ef}} = 4750$  K,  $\log g = 3.9$ ,  $v_R = 8.5$  km/s, e  $v_{\text{sini}} = (22 \pm 3)$  km/s. No painel de baixo, o espectro sintético com os valores de Baxter et al. (2009),  $T_{\text{ef}} = 4750$  K e  $v_{\text{sini}} = (40.9 \pm 2.35)$  km/s.

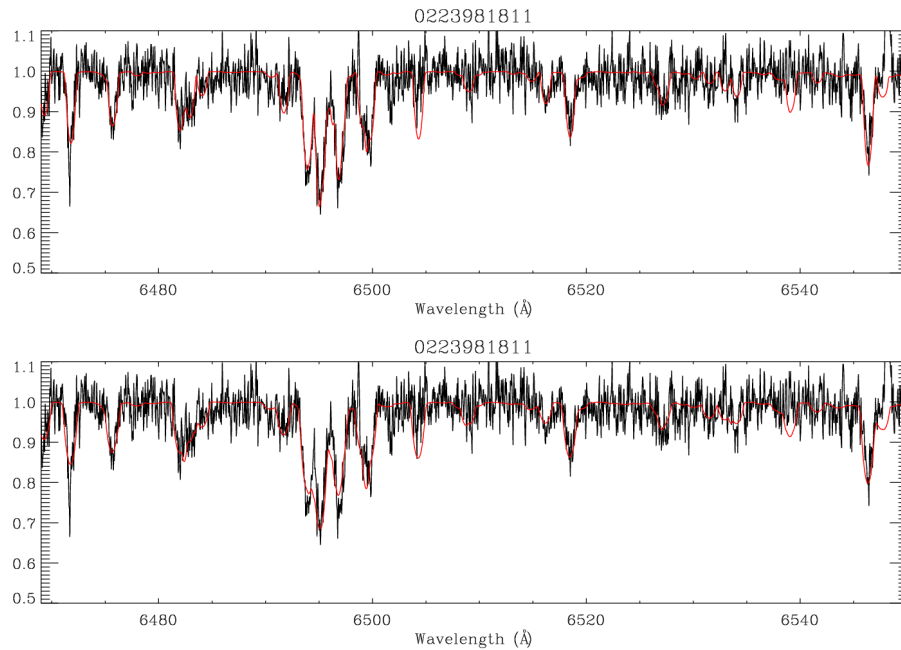


Figura 3.4: O espectro da estrela 0223981811 (preto), com espectro sintético sobreposto (vermelho). No painel de cima, o espectro sintético com os valores que encontramos de  $T_{\text{ef}} = 5280$  K,  $\log g = 4.2$ ,  $v_R = 6.8$  km/s, e  $v_{\text{sini}} = (25 \pm 3)$  km/s. No painel de baixo, o espectro sintético com os valores de Baxter et al. (2009),  $T_{\text{ef}} = 5000$  K e  $v_{\text{sini}} = (33.0 \pm 1.78)$  km/s.

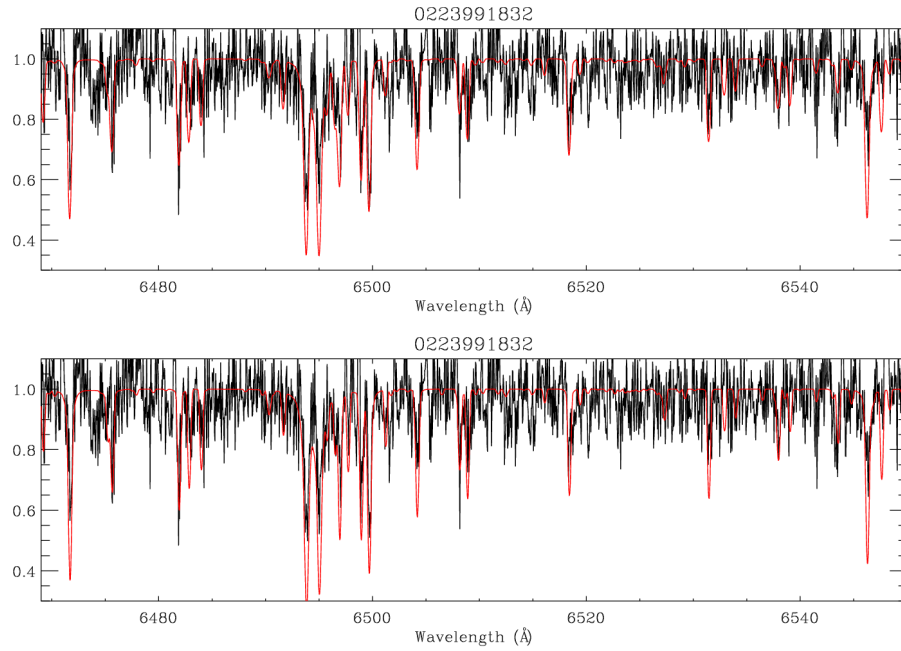


Figura 3.5: O espectro da estrela 0223991832 (preto), com espectro sintético sobreposto (vermelho). No painel de cima, o espectro sintético com os valores que encontramos de  $T_{\text{ef}} = 4280$  K,  $\log g = 4.1$ ,  $v_R = 3.0$  km/s, e  $v_{\text{sini}} = (12 \pm 3)$  km/s. No painel de baixo, o espectro sintético com os valores de Baxter et al. (2009),  $T_{\text{ef}} = 4000$  K e  $v_{\text{sini}} = (10.3 \pm 3.97)$  km/s.

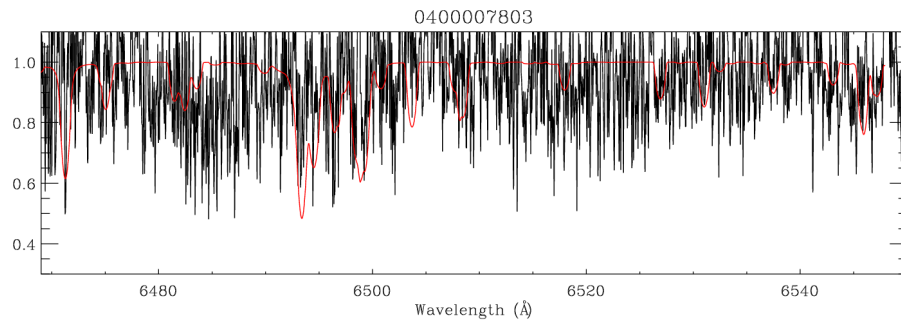


Figura 3.6: O espectro da estrela 0400007803 (preto), com espectro sintético sobreposto (vermelho), usando os valores de Baxter et al. (2009),  $T_{\text{ef}} = 3250$  K e  $v_{\text{sini}} = (26.1 \pm 71.63)$  km/s. O valor de  $\log g$  usado foi  $\log g = 4.0$ . Este foi um dos três espectros que não conseguimos ajustar, devido ao baixo S/R.

Baxter et al. (2009) determinaram  $v_{\text{sini}}$  para várias estrelas do aglomerado NGC 2264 com estes mesmos espectros, incluindo 4 estrelas da nossa amostra. No entanto, como podemos ver nas Figuras 3.3, 3.4, 3.5, e 3.6, seus valores geram espectros sintéticos que diferem muito dos observados. Por isto, decidimos não usar estes valores.

### 3.1.2 Determinação de parâmetros estelares

Usamos os valores de temperatura efetiva e gravidade em três modelos diferentes de evolução estelar, aqueles de Siess, Dufour, & Forestini (2000, SDF00), Baraffe et al. (1998, BCAH98) e Landin et al. (2006, L06). Encontramos valores de luminosidade bolométrica, massa, idade e raio para cada estrela de acordo com cada modelo. Os valores obtidos estão mostrados na Tabela 3.3.

Devido à qualidade dos espectros, a determinação do valor de  $\log g$  é muito incerta, com um erro de 0,5 dex. Esse erro de mais de 10% em  $\log g$  acarreta um erro muito maior em  $g$ , que está diretamente relacionado à massa, ao raio e conseqüentemente à luminosidade da estrela. Isto resulta em erros de até 50% nestas grandezas. Uma alternativa seria encontrar a luminosidade bolométrica ( $L_{bol}$ ) de cada estrela e usar os valores de  $T_{ef}$  e  $L_{bol}$  nos modelos evolutivos já mencionados, no lugar de  $T_{ef}$  e  $\log g$ .

De acordo com Kenyon & Hartmann (1990), observações no filtro J sofrem a menor contaminação do disco circunstelar e das colunas de acreção, pois estas têm maior contribuição em comprimentos de onda menores e o disco tem maior contribuição em comprimentos de onda maiores. Por isso, recalculamos os parâmetros estelares inserindo nos modelos os valores de temperatura efetiva e luminosidade bolométrica, calculada a partir da magnitude no filtro J, com a relação

$$\log L_*/L_\odot = -0.4[M_J + BC_J - A_V/3.46 - DM - M_{\odot,bol}] \quad (3.1)$$

onde  $M_J$  é a magnitude no filtro J,  $BC_J$  a correção bolométrica no filtro J, e  $A_V$  o fator de avermelhamento de cada estrela. DM é o módulo de distância de NGC 2264 e  $M_{\odot,bol}$  é a magnitude bolométrica do Sol. Os valores de  $M_J$  e  $A_V$  de cada estrela foram obtidos de Flaccomio et al. (2006). Para aquelas estrelas sem informação sobre avermelhamento foi usado o valor médio determinado para o aglomerado,  $A_V = 0.44$  (Flaccomio et al. 2006). A distância até o aglomerado que usamos foi de 760 pc (Sung et al. 1997).

A correção bolométrica do filtro J foi calculada com a relação de Gomez et al. (1992)

$$M_{bol} - M_J = 0.10(V - K) + 1.17 \quad (3.2)$$

onde o valor de  $(V - K)$  foi determinado de acordo com o tipo espectral, usando tabelas de conversão de Kenyon & Hartmann (1995).

Inserimos estes valores de luminosidade bolométrica, junto com os valores de temperatura efetiva determinados através da análise do espectro, quando existente, ou a partir do tipo espectral obtido da literatura, nos mesmos modelos. Assim encontramos novos valores de massa, idade e raio para cada estrela, mostrados na Tabela 3.4. Para os modelos de BCAH98 e L06, os raios foram calculados usando a relação  $L_* = 4\pi R_*^2 \sigma T_{ef}^4$ , com os valores de  $L_*$  e  $T_{ef}$  dados. Para o modelo de SDF00, os raios foram calculados aproximando os valores de  $L_*$  e  $T_{ef}$  àqueles referentes à isócrona mais próxima.

Tabela 3.3: Parâmetros encontrados usando  $T_{\text{ef}}$  e  $\log g$  com os modelos de evolução estelar de Baraffe et al. (1998); Siess, Dufour, & Forestini (2000); Landin et al. (2006).  $T_{\text{ef,sp}}$  é a temperatura efetiva determinada através da análise do espectro e  $T_{\text{ef,st}}$  é a temperatura efetiva determinada através do tipo espectral, obtido da literatura, quando disponível.

CoRoT ID	$T_{\text{ef,sp}}$	$T_{\text{ef,st}}$	$\log g$	$L_* (L_{\odot})$			$M_* (M_{\odot})$			Idade (log anos)			$R_* (R_{\odot})$		
				BCAH98	SDF00	L06	BCAH98	SDF00	L06	BCAH98	SDF00	L06	BCAH98	SDF00	L06
0223964667	4250	4900	4.0	1.08	0.80	0.72	1.35	1.00	0.90	6.6	6.5	1.92	1.54	1.58	
0223976747	5150	4900	4.0	2.62	3.12	3.37	1.40	1.67	1.80	6.9	6.6	1.96	2.03	2.22	
0223977953	4540	4540								Sem espectro					
0223978308	6000	6030	3.5	†	25.93	†	†	2.57	†	6.4	†	†	4.47	†	
0223980264	5230	4815	4.0	2.62	3.12	3.37	1.40	1.67	1.80	7.1	6.6	1.96	2.03	2.22	
0223980688	4330	4730	4.5	0.19	0.21	0.20	0.76	0.79	0.80	7.7	7.4	0.81	0.82	0.83	
0223980693	4750	4540	3.9	†	2.01	1.75	†	1.60	1.40	†	6.6	†	2.05	1.96	
0223981023	5000	4540	4.4	†	2.01	1.75	†	1.60	1.40	†	6.6	†	2.05	1.96	
0223981811	5280	4900	4.2	2.62	3.12	3.37	1.40	1.67	1.80	7.1	6.6	1.96	2.03	2.22	
0223985987	3900	4205	4.2	1.08	0.80	0.72	1.35	1.00	0.90	6.6	6.5	1.92	1.54	1.58	
0223987178	3850	3850								Sem espectro					
0223991832	4280	4900	4.1	1.08	0.80	0.72	1.35	1.00	0.90	6.6	6.5	1.92	1.54	1.58	
0500007115	5500	5770	4.3	3.04	3.47	4.06	1.35	1.54	1.80	7.2	6.6	1.92	1.94	2.22	
0500007120	5160	4730	4.1	†	2.01	1.75	†	1.60	1.40	†	6.6	†	2.05	1.96	
0500007122	5500	4900	4.1	†	1.33	1.11	†	1.32	1.10	†	6.6	†	1.77	1.96	
0500007209	4440	4900	3.5	3.56	2.46	1.78	1.40	0.97	0.70	5.9	5.9	3.49	2.74	2.47	
0500007252	4000	4540	3.5	2.49	1.38	†	1.25	0.69	†	6.1	†	3.29	2.02	†	
0500007315	3750	4060	3.5	1.39	0.75	†	0.90	0.49	†	6.1	†	2.80	1.91	†	
0500007335	4250	3850	3.5	3.56	2.46	1.78	1.40	0.97	0.70	5.9	5.9	3.49	2.74	2.47	
0500007610	3470	3470								S/R insuficiente					
0400007803										S/R insuficiente					
0223980048										S/R insuficiente					
0223959618	5360	4900	4.3	3.56	2.46	1.78	1.40	0.97	0.70	5.9	5.9	3.49	2.74	2.47	

Nota: † Fora dos limites do modelo.

Tabela 3.4: Parâmetros encontrados usando  $T_{\text{ef}}$  e luminosidade com os modelos de evolução estelar de Baraffe et al. (1998); Siess, Dufour, & Forestini (2000); Landin et al. (2006).  $T_{\text{ef,sp}}$  é a temperatura efetiva determinada através da análise do espectro, e  $T_{\text{ef,st}}$  é a temperatura efetiva determinada através do tipo espectral, obtido da literatura, quando disponível. A luminosidade foi calculada a partir da magnitude no filtro J. Para os modelos de BCAH98 e L06, os raios foram calculados usando a relação  $L_* = 4\pi R_*^2 \sigma T_{\text{ef}}^4$ , com os valores de  $L_*$  e  $T_{\text{ef}}$  dados. Para o modelo de SDF00, os raios foram calculados aproximando os valores de  $L_*$  e  $T_{\text{ef}}$  àqueles referentes à isócrona mais próxima.

CoRoT ID	$T_{\text{ef,sp}}$	$T_{\text{ef,st}}$	$L_{\text{bol}}$ ( $L_{\odot}$ )	$M_*$ ( $M_{\odot}$ )			Idade (log anos)			$R_*$ ( $R_{\odot}$ )		
				BCAH98	SDF00	L06	BCAH98	SDF00	L06	BCAH98	SDF00	L06
0223964667	4250		0.69	1.20	1.01	0.90	7.0	6.7	6.5	1.53	1.39	1.53
0223976747	5150	4900	1.72	1.30	1.32	1.40	7.2	7.1	6.9	1.65	1.56	1.65
0223977953		4540	1.90	†	1.42	1.10	†	6.4	6.1	†	2.06	2.23
0223978308	6000	6030	7.23	†	1.66	1.80	†	7.0	6.8	†	2.37	2.49
0223980264	5230	4815	3.12	1.50	1.67	1.80	7.3	6.9	6.5	2.15	2.03	2.15
0223980688	4330	4730	1.29	1.45	1.09	0.90	6.9	6.4	6.2	2.02	1.98	2.02
0223980693	4750	4540	1.63	1.50	1.50	1.40	7.0	6.7	6.5	1.89	1.82	1.89
0223981023	5000	4540	2.14	†	1.60	1.60	†	6.8	6.6	†	1.88	1.95
0223981811	5280	4900	1.98	1.30	1.39	1.50	7.2	7.1	6.8	1.70	1.61	1.70
0223985987	3900	4205	1.52	1.15	0.59	†	6.1	5.9	†	2.71	2.48	†
0223987178		3850	0.66	0.97	0.57	†	6.5	6.2	†	1.83	1.72	†
0223991832	4280		0.52	1.10	1.00	0.95	7.2	6.9	6.8	1.31	1.32	1.31
0500007115	5500	5770	3.51	1.40	1.55	1.70	7.2	7.0	6.7	2.07	1.94	2.07
0500007120	5160	4730	3.92	†	1.88	1.90	†	6.7	6.2	†	2.35	2.48
0500007122	5500		3.63	1.45	1.57	1.75	7.2	7.0	6.6	2.10	1.95	2.10
0500007209	4440	4900	1.77	†	1.27	0.96	†	6.4	6.1	†	2.15	2.25
0500007252	4000	4540	2.49	†	0.72	†	†	5.9	†	†	2.88	†
0500007315	3750	4060	1.10	0.90	0.52	†	6.0	5.9	†	2.49	2.32	†
0500007335	4250	3850	1.14	1.37	0.98	0.80	6.6	6.4	6.1	1.97	1.85	1.97
0500007610		3470	0.57	0.57	0.35	†	6.0	6.1	†	2.09	2.07	†
0400007803							S/R insuficiente					
0223980048							S/R insuficiente					
0223959618	5360		1.32	1.10	1.16	1.20	7.5	7.3	7.2	1.33	1.27	1.33

Nota: † Fora dos limites do modelo.



Apesar de haver diferenças entre os modelos, os valores concordam razoavelmente bem. Decidimos usar os valores determinados com o modelo de SDF00 (Tabela 3.4) para calcular os parâmetros do modelo de ocultação de Bouvier et al. (1999) para cada estrela. Além de ser o modelo mais usado na literatura, e ser válido para um número maior de estrelas, os valores de massa encontrados usando este modelo representam, em geral, valores intermediários entre os outros dois modelos (como pode ser visto na Tabela 3.4).

Usando os valores de massa e raio do modelo de SDF00 da Tabela 3.4, junto com os períodos e  $v \text{sen } i$  que determinamos, calculamos a inclinação de cada estrela, usando a fórmula

$$v \text{sen } i = 2\pi R_* \frac{\text{sen } i}{P} \quad (3.3)$$

onde  $R_*$  é o raio da estrela e  $P$  seu período. Também calculamos o raio de corotação para cada disco, usando a terceira lei de Kepler

$$R_{co}^3 = GM_* \left( \frac{P}{2\pi} \right)^2 \quad (3.4)$$

onde  $M_*$  é a massa da estrela. Os valores obtidos estão na tabela 3.5.

Os erros no raio estelar, na massa e no raio de corotação foram determinados pela diferença entre os modelos de Siess, Dufour, & Forestini (2000), Baraffe et al. (1998) e Landin et al. (2006). Vemos que os erros da inclinação são muito grandes (em alguns casos nem foi possível calcular a inclinação, pois o valor de  $\text{sen } i$  encontrado foi maior que 1). Isso provavelmente se deve à qualidade dos espectros e à dificuldade de determinar um valor preciso para  $v \text{sen } i$  com a razão S/R baixa nas linhas fotosféricas. Por isso decidimos tentativamente usar o valor médio de  $(76 \pm 14)^\circ$  como a inclinação para todas as estrelas.

Dentro das margens de erro, quase todas as inclinações medidas são muito altas, o que está de acordo com a suposição de que material circunestelar oculta a fotosfera da estrela e causa sua variabilidade fotométrica. Apenas para a estrela 0500007209 o valor encontrado para inclinação foi muito baixo. Entretanto o espectro desta estrela está entre os que apresentam menor razão S/R, o que torna muito difícil a determinação dos parâmetros necessários para estimar sua inclinação. Por isso esta estrela não foi utilizada na análise a seguir. No entanto, ela não foi descartada como estrela tipo AA Tau, pois o comportamento de ocultação por material circunestelar é muito evidente na sua curva de luz. Será necessário mais informação espectroscópica para comprovar ou descartar esta estrela como tipo AA Tau.

Tabela 3.5: Período, inclinação e raio de corotação das estrelas tipo AA Tau. O erro de  $v_R$  é de 1 km/s e de  $T_{\text{ef}}$  de 250 K.

CoRoT ID	$T_{\text{ef}}$ (K)	$v_R$ (km/s)	$v \text{sen} i$ (km/s)	$P$ (dias)	M ( $M_{\odot}$ )	$R_*$ ( $R_{\odot}$ )	$i$ ( $^{\circ}$ )	$R_{\text{co}}$ ( $R_*$ )
0223964667	4250	6.2	12±3	6.45	1.0 ± 0.2	1.4 ± 0.2	90 ± 49	10.5 ± 1.3
0223976747	5150	7.1	34±3	3.16	1.4 ± 0.1	1.6 ± 0.1	90 ± 15	6.4 ± 0.4
0223977953	4540	Sem espectro		4.96	1.4 ± 0.4	2.1 ± 0.2		6.7 ± 1.0
0223978308	6000	0.0	55±5	5.40	1.7 ± 0.1	2.2 ± 0.2	$\text{sen} i > 1!$	6.5 ± 0.2
0223980264	5230	8.3	31±4	3.46	1.7 ± 0.2	2.0 ± 0.2	90 ± 38	5.6 ± 0.5
0223980688	4330	9.2	13±3	4.16	1.1 ± 0.4	2.0 ± 0.2	32 ± 15	5.7 ± 0.9
0223980693	4750	8.5	22±3	5.25	1.5 ± 0.1	1.8 ± 0.4	90 ± 19	8.0 ± 0.5
0223981023	5000	4.5	16±2	7.05	1.6 ± 0.2	1.9 ± 0.2	90 ± 26	9.6 ± 0.5
0223981811	5280	6.8	25±3	3.73	1.4 ± 0.2	1.6 ± 0.2	90 ± 23	7.0 ± 0.5
0223985987	3900	9.4	22±4	3.31	0.6 ± 0.5	2.5 ± 0.4	35 ± 19	3.2 ± 1.8
0223987178	3850	Sem espectro		4.96*	0.6 ± 0.4	1.7 ± 0.2		5.9 ± 0.7
0223991832	4280	3.0	12±3	8.40	1.0 ± 0.3	1.2 ± 0.2	90 ± 27	14.1 ± 1.1
0500007115	5500	5.5	46±10	2.01	1.6 ± 0.2	1.9 ± 0.3	70 ± 32	4.0 ± 0.4
0500007120	5160	11.1	27±3	4.23	1.9 ± 0.2	2.4 ± 0.2	74 ± 24	5.8 ± 0.3
0500007122	5500	1.5	15±4	12.53	1.6 ± 0.2	2.0 ± 0.2	$\text{sen} i > 1!$	13.5 ± 1.3
0500007209	4440	4.0	12±3	2.51	1.3 ± 0.4	2.2 ± 0.3	17 ± 10	3.9 ± 0.5
0500007252	4000	8.0	18±3	7.06	0.7 ± 0.4	3.2 ± 0.5	52 ± 20	4.8 ± 1.8
0500007315	3750	12.2	15±2	7.80	0.5 ± 0.4	2.2 ± 0.5	85 ± 36	5.7 ± 3.0
0500007335	4250	2.5	12±3	7.36	1.0 ± 0.4	1.9 ± 0.2	71 ± 35	8.5 ± 1.5
0500007610	3470	S/R insuficiente		4.66	0.4 ± 0.2	2.0 ± 0.3		4.0 ± 1.4
0223959618	5360	4.3	21±3	3.87	1.2 ± 0.1	1.3 ± 0.1	90 ± 40	8.6 ± 0.5

Nota: \* Período pode ser o dobro deste - vide o último gráfico da Figura 4.2

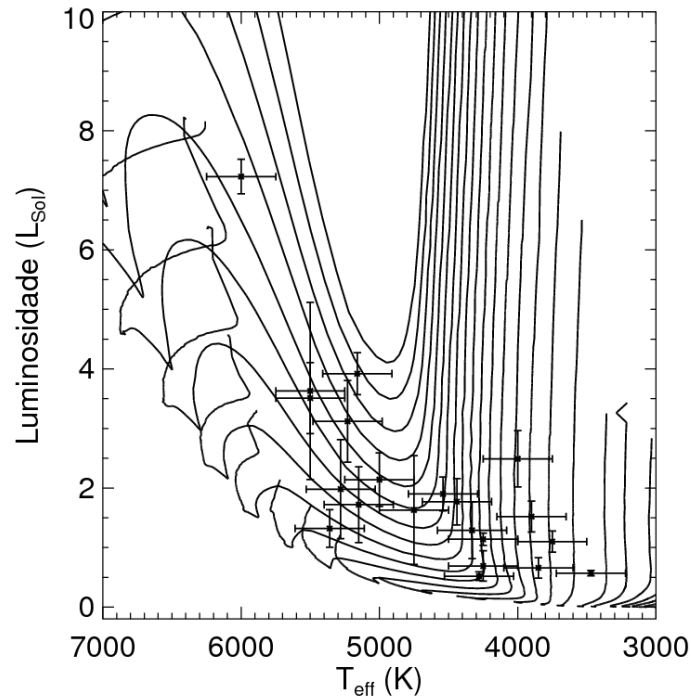


Figura 3.7: Diagrama HR das estrelas com curva de luz tipo AA Tau. As linhas representam estrelas PSP de massas  $M_* = 0.2M_\odot$  a  $M_* = 2M_\odot$ , de acordo com o modelo de SDF00.

A Figura 3.7 mostra um diagrama HR das estrelas com curva de luz tipo AA Tau. As linhas representam estrelas PSP de mesma massa, de acordo com o modelo de SDF00. Vemos que as estrelas deste estudo estão todas na pré-Sequência Principal.

## 3.2 Fotometria

### 3.2.1 Fotometria CoRoT

A fotometria de NGC 2264 obtida com o satélite CoRoT em Março de 2008 passou por uma redução inicial dos dados, explicada detalhadamente em Samadi et al. (2007). Em seguida, a Dra. Suzanne Aigrain da Oxford University processou os dados resultantes para:

- remover efeitos indesejados, como os causados pela entrada ou saída de eclipses da Terra e pixels quentes;
- sinalizar pontos fora da tendência da curva de luz (como aqueles afetados pela Anomalia do Atlântico Sul), tomando cuidado para não remover eclipses ou erupções (Aigrain & Irwin 2004);
- recombinar em 512 segundos as curvas de luz (que estavam originalmente espaçadas em 32 segundos), para diminuir o tamanho dos arquivos que continham uma quantidade de informação além do que poderia ser aproveitado;

- e normalizar a curva de luz pela mediana do fluxo.

Durante a observação foi colocado um prisma antes do detector para separar a luz de algumas estrelas em três cores. No entanto a análise destas cores não foi considerada confiável, por isso as três cores, quando presentes, foram recombinaadas para construir uma curva de luz branca. O resultado é um arquivo `ascii` com o Dia Juliano, fluxo branco normalizado e outras informações sobre cada estrela (posição, magnitude, nível de ruído, etc.).

Com estes arquivos, construímos as curvas de luz de estrelas pertencentes ao aglomerado NGC 2264, excluindo os pontos sinalizados como estando fora da tendência da curva de luz. As estrelas identificadas no capítulo anterior como tipo AA Tau foram separadas para estudar o comportamento individual de cada curva de luz (ver Figura 3.8).

Estas curvas de luz foram usadas para ajustar o modelo de deformação na parte interna do disco, de modo a tentar reproduzi-las. Assim, será possível determinar se a deformação é uma explicação plausível para a variabilidade fotométrica destas estrelas.

### 3.2.2 Fotometria BVRI do Observatório do Pico dos Dias

Imagens nos filtros BVRI de parte do aglomerado foram feitas no Observatório do Pico dos Dias (OPD) do Laboratório Nacional de Astrofísica, em Brazópolis, MG, simultaneamente às observações do satélite CoRoT. A intenção era acompanhar a estrela T Tauri clássica V354 Mon, para o trabalho de Fonseca (2010). Além de V354 Mon, que é uma das 23 estrelas tipo AA Tau da nossa amostra, também estavam no campo da observação outras seis estrelas candidatas a tipo AA Tau. Infelizmente, destas seis, três são muito fracas e uma tem variabilidade com amplitude muito baixa, de modo que foi possível medir precisamente a variação nos filtros BVRI apenas para duas estrelas. Assim, foi possível avaliar a possibilidade de uma mancha quente ou fria na fotosfera destas estrelas ser a principal responsável pelo comportamento que observamos nas suas curvas de luz, ao invés da deformação na parte interna do disco. No caso da estrela V354 Mon, como foi mostrado em Fonseca (2010), esta possibilidade foi descartada.

As imagens passaram por um procedimento de redução de dados, como a correção dos cabeçalhos das imagens e a remoção de problemas causados pelo instrumento durante a aquisição dos dados, como *bias* e *flat*. As magnitudes instrumentais de várias estrelas no campo foram encontradas (para uma descrição detalhada dos procedimentos, ver Fonseca 2010). Não foi feita uma calibração ao sistema padrão, pois estamos interessados apenas na variação fotométrica de cada estrela e não na magnitude absoluta. A fotometria diferencial foi suficiente para realizar o estudo proposto. As estrelas de comparação escolhidas foram aquelas que apresentam variabilidade menor que 10% na curva de luz do CoRoT e que são de tipo espectral K, o mesmo das que queremos analisar.

Ao compararmos as observações feitas no OPD com as curvas de luz obtidas pelo CoRoT, vemos que as observações no OPD quase coincidem com o máximo e mínimo de dois ciclos

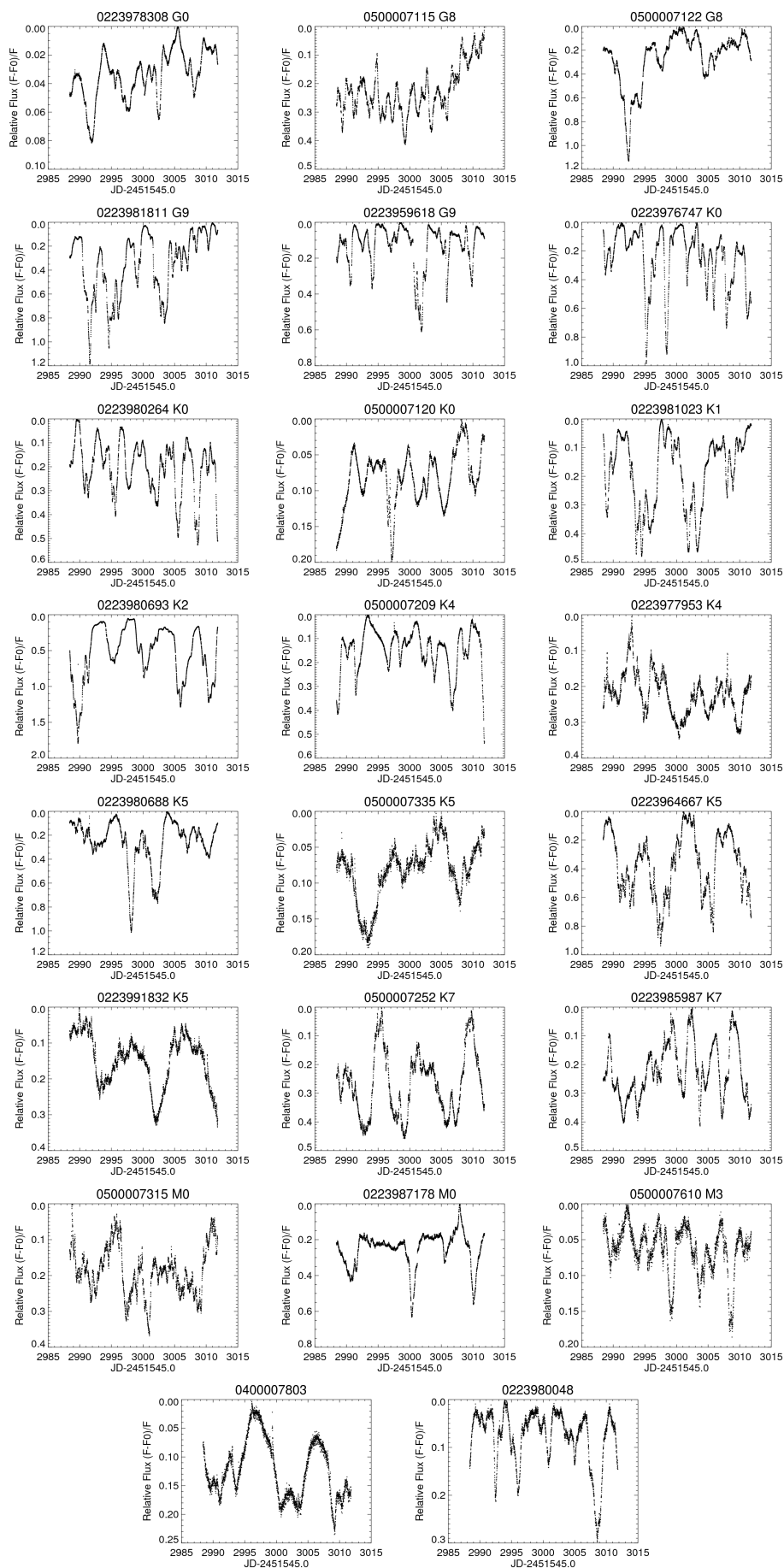


Figura 3.8: Curvas de luz do CoRoT das 23 estrelas identificadas como tipo AA Tau.

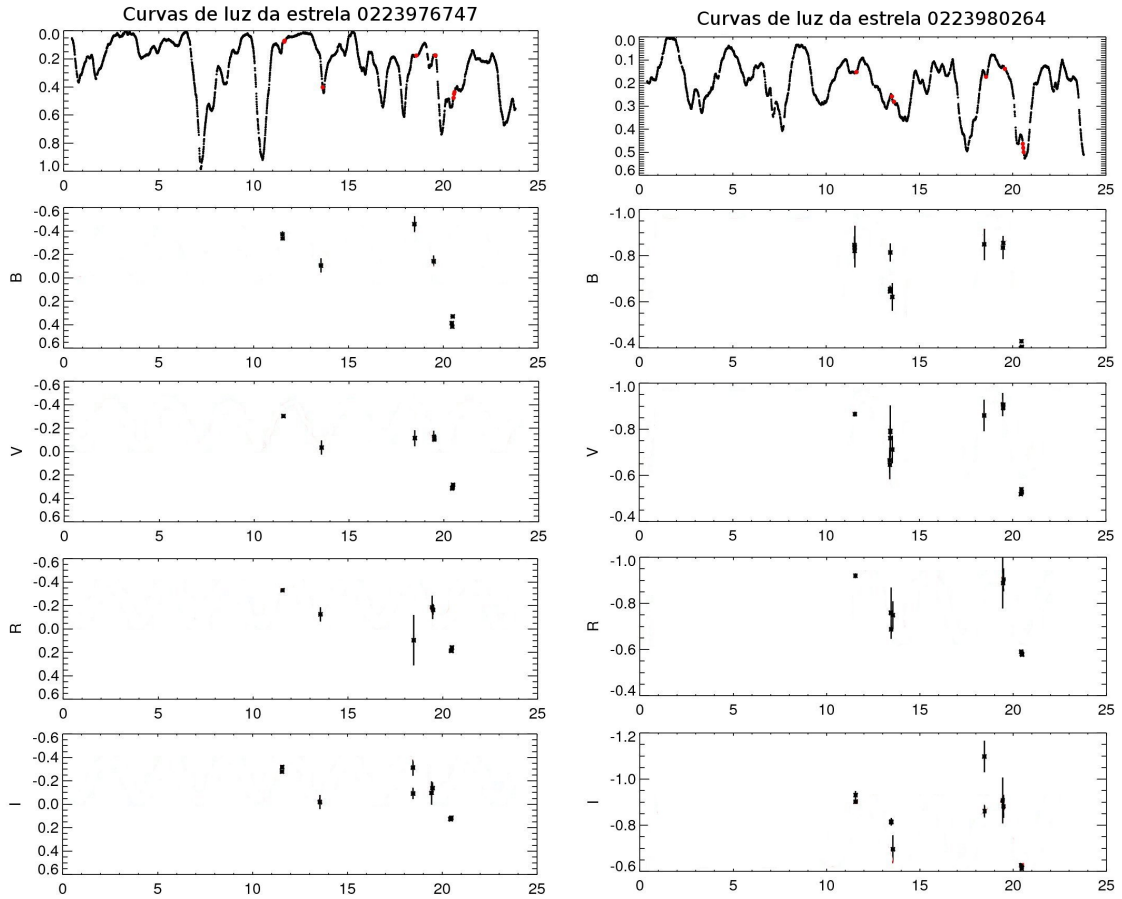


Figura 3.9: Curvas de luz de luz branca do CoRoT e em B, V, R e I do OPD para as estrelas 0223976747 (esquerda) e 0223980264 (direita). Os instantes em que observações no OPD foram feitas estão marcados em vermelho na curva de luz do CoRoT.

de rotação. Isso pode ser visto na Figura 3.9, que mostra a curva de luz de luz branca do CoRoT junto com as curvas de luz em B, V, R e I do OPD. Cada instante em que uma observação no OPD foi feita está marcado em vermelho na curva de luz do CoRoT.

Para tentar reproduzir estas curvas de luz através da modulação de manchas, usamos o modelo descrito em Bouvier et al. (1993) para simular as curvas de luz nos filtro B, V, R e I simultaneamente. Este é um modelo simplificado, em que a estrela e as manchas atuam como corpos negros de temperatura  $T_{\text{ef}}$  e  $T_{\text{mancha}}$ , respectivamente. O modelo não faz nenhuma consideração sobre a quantidade de manchas, ou a localização delas, apenas considera que todas têm a mesma temperatura. Não é encontrada a área exata da superfície que é coberta por manchas, mas um limite inferior para este valor. Assim, os parâmetros do modelo são a temperatura efetiva da estrela, as amplitudes da variação fotométrica em cada filtro, a temperatura das manchas e o limite inferior para a área coberta na superfície da estrela. Para encontrar a configuração de mancha que melhor representa cada estrela, são mantidos fixos a temperatura efetiva da estrela e as amplitudes em cada filtro, mantendo como parâmetros variáveis apenas a temperatura das manchas e a área coberta da superfície estelar. É usado

então um procedimento de minimização de  $\chi^2$  para os quatro filtros simultaneamente.

Os dois ciclos de rotação medidos foram modelados individualmente, ou seja, para ambas as estrelas foram usados dois conjuntos de amplitude em BVRI. Em seguida foi gerada uma curva de luz sintética com a configuração encontrada em cada caso para ser comparada às curvas de luz observadas.

No primeiro mínimo modelado da estrela 0223976747 ( $T_{\text{ef}} = 5150$  K), o melhor ajuste encontrado pelo modelo foi de uma mancha fria de temperatura  $T_{\text{mancha}} = 1000$  K cobrindo uma fração de 15% da fotosfera estelar. Esta configuração está muito próxima do limite mínimo que pode ser gerado pelo modelo. Para certificarmos que uma mancha quente não poderia explicar a variabilidade forçamos o modelo a procurar apenas manchas com temperatura maior que 5150 K. O melhor ajuste foi de  $T_{\text{mancha}} = 5458$  K cobrindo 89% da fotosfera. Esta configuração representa, na realidade, uma estrela de  $T_{\text{ef}} = 5458$  K com uma mancha fria de  $T_{\text{mancha}} = 5150$  K cobrindo 11% da sua fotosfera, o que não corresponde a 0223976747.

No segundo mínimo modelado da mesma estrela, foi encontrada uma mancha quente de temperatura  $T_{\text{mancha}} = 5908$  K cobrindo uma fração de 59% da fotosfera estelar. Isso na realidade representa uma estrela de temperatura efetiva  $T_{\text{ef}} = 5908$  K com uma mancha fria de temperatura  $T_{\text{mancha}} = 5150$  K cobrindo 41% da fotosfera, o que não representa 0223976747. Podemos então descartar a possibilidade de que uma mancha quente seja responsável pela variabilidade fotométrica desta estrela. Para verificarmos se uma mancha fria poderia resultar na variabilidade deste ciclo de rotação, forçamos o modelo a encontrar apenas manchas de temperatura menor que 5150 K. Foi encontrada uma mancha de  $T_{\text{mancha}} = 4634$  K cobrindo 56% da fotosfera estelar. Assim como nos casos anteriores, este caso não representa a realidade da estrela em questão.

A única configuração de mancha possível encontrada foi a primeira, de  $T_{\text{mancha}} = 1000$  K cobrindo 15% da fotosfera estelar (ver Figura 3.10). No entanto, esta mancha não é capaz de explicar o segundo mínimo modelado. Por isso podemos descartar a possibilidade de que ela seja responsável por toda a variabilidade fotométrica da estrela 0223976747. Vemos então que a principal causa da variabilidade fotométrica desta estrela não deve ser uma mancha quente ou fria.

Ao analisarmos o primeiro mínimo medido da outra estrela, 0223980264 ( $T_{\text{ef}} = 5230$  K), foi encontrada uma mancha fria de  $T_{\text{mancha}} = 1000$  K cobrindo uma fração de 14% da fotosfera estelar (ver Figura 3.11). Analisando o segundo mínimo, foi encontrada uma mancha fria de  $T_{\text{mancha}} = 1000$  K cobrindo uma fração de 23% da fotosfera (ver Figura 3.11). São configurações plausíveis, porém estão muito próximas do limite mínimo que o modelo é capaz de gerar. Além disso, uma mancha que cobre 14% da fotosfera estelar passar a cobrir 23% da mesma em apenas sete dias necessitaria de uma reconfiguração significativa do campo magnético da estrela. Estudos recentes de manchas frias em estrelas T Tauri fracas, como o de Grankin et al. (2008), mostram que esta mudança ocorre em intervalos de

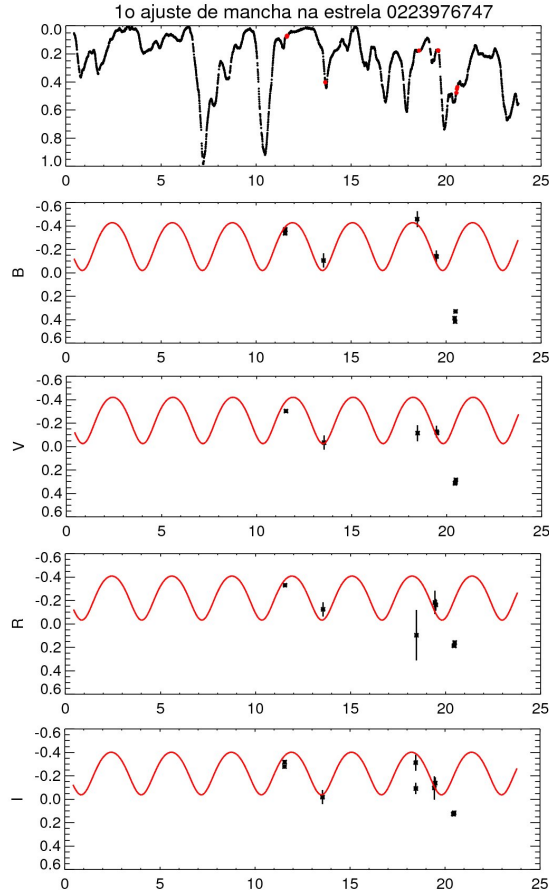


Figura 3.10: Curvas de luz do OPD de 0223976747 modeladas com modelo de mancha. A mancha simulada tem temperatura  $T_{mancha} = 1000$  K e cobre uma fração de 15% da fotosfera estelar.

anos, mas não deve ocorrer em intervalos de dias.

Forçamos então o modelo a encontrar manchas com temperaturas acima de 5230 K, para verificar a possibilidade de uma mancha quente ser responsável pela variabilidade desta estrela. Foi encontrado, no primeiro ciclo medido, uma mancha de  $T_{mancha} = 5433$  K cobrindo 89% da fotosfera estelar e, no segundo, uma de  $T_{mancha} = 5598$  K cobrindo uma fração também de 89% da fotosfera. Vemos que estes dois casos não representam a realidade desta estrela. Portanto uma mancha quente não pode ser a principal responsável pela variabilidade fotométrica que observamos na estrela 0223980264.

Vemos que nenhuma configuração de mancha é capaz de explicar toda a variabilidade fotométrica da estrela 0223980264. Concluimos então que uma das principais causas do comportamento das curvas de luz destas duas estrelas deve ser ocultação por material circunestelar. Isto não exclui a presença de manchas quentes e frias na superfície destas estrelas.

As Figuras 3.10 e 3.11 mostram as curvas de luz sintéticas geradas usando os valores encontrados em cada caso sobrepostas às curvas de luz observadas.



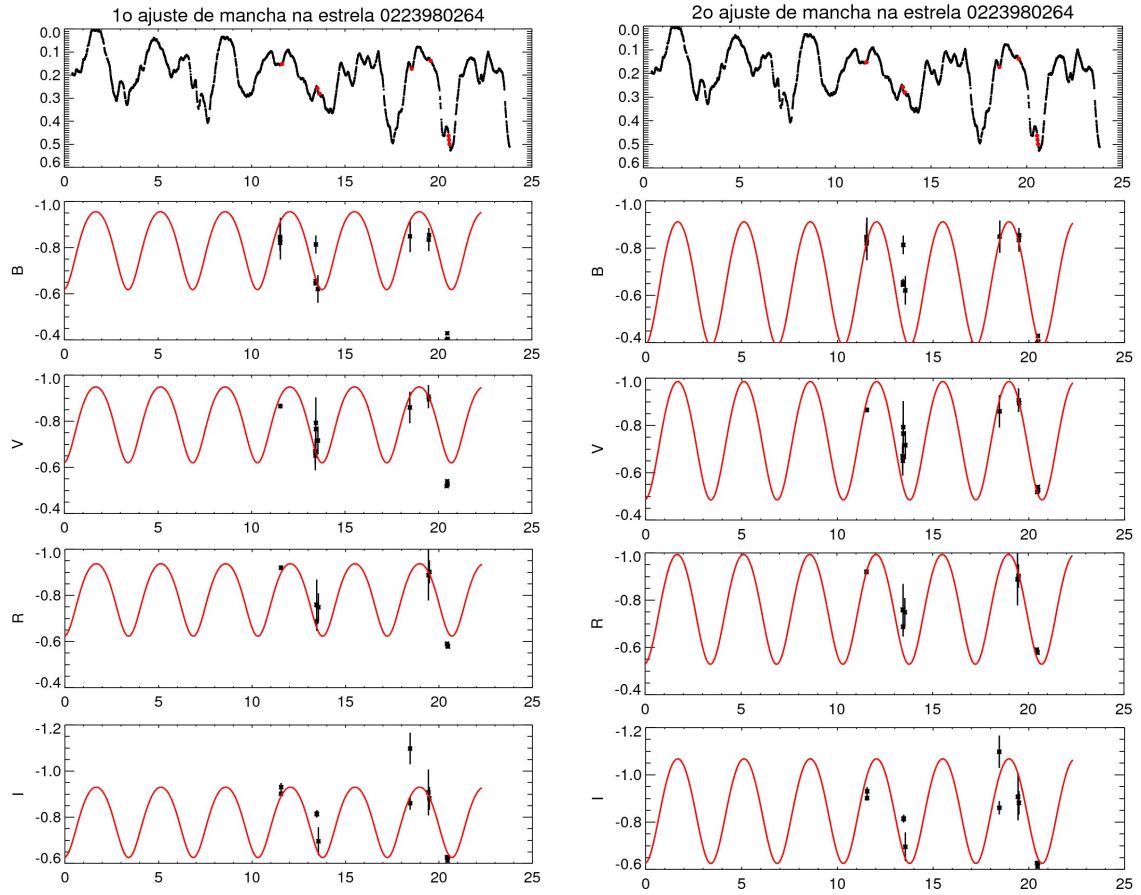


Figura 3.11: Curvas de luz do OPD de 0223980264 modeladas com modelo de mancha. À esquerda, a mancha simulada tem temperatura  $T_{mancha} = 1000$  K e cobre uma fração de 14% da fotosfera estelar. À direita, a mancha simulada tem temperatura  $T_{mancha} = 1000$  K e cobre uma fração de 23% da fotosfera estelar.

### 3.3 O raio interno do disco

#### 3.3.1 Raio de sublimação da poeira

Como foi mostrado no capítulo anterior, a semelhança entre as distribuições de períodos, obtidos para estrelas com e sem evidência de ocultação por material circunstelar, indica que podemos considerar que em média o material que oculta a estrela e causa a variabilidade medida se encontra próximo ao raio de corotação. No entanto, para saber se este cenário é plausível precisamos verificar se existe poeira nessa região do disco. Para isso, foi necessário estimar o raio do disco no qual a poeira sublima e comparar este valor com o raio de corotação, determinado na Seção 3.1.2. Se o raio de corotação for menor que o raio de sublimação da poeira, o material que oculta a estrela não poderia estar localizado no raio de corotação, como foi suposto, pois ali não haveria material opticamente espesso para causar as ocultações.

Para estimar o raio de sublimação da poeira, precisamos encontrar em qual raio a temperatura do disco se iguala à temperatura de sublimação da poeira. Vamos considerar inicialmente o caso mais simples, em que apenas a radiação da estrela esquenta a borda interna do disco, que atua como um corpo negro de temperatura  $T_{sub}$ . Assim, igualamos o fluxo vindo da radiação estelar  $L_*/4\pi R_{sub}^2$  ao fluxo emitido pelo corpo negro  $\sigma T_{sub}^4$  e temos (Dullemond & Monnier 2010)

$$R_{sub} = \sqrt{\frac{L_*}{4\pi\sigma T_{sub}^4}} \quad (3.5)$$

Substituindo  $L_* = 4\pi R_*^2 \sigma T_{ef}^4$  na relação acima, podemos escrevê-la em termos de temperatura efetiva, no lugar de luminosidade.

$$\frac{R_{sub}}{R_*} = \left(\frac{T_{ef}}{T_{sub}}\right)^2 \quad (3.6)$$

Inserindo os valores de temperatura efetiva de cada estrela tipo AA Tau, listados na Tabela 3.5, na equação e tomando o valor da temperatura de sublimação da poeira  $T_{sub} = 1500$  K (valor muito usado na literatura por ser aproximadamente a temperatura de sublimação dos silicatos, Dullemond & Monnier 2010), calculamos o raio de sublimação em cada caso. O valor de temperatura usado foi aquele determinado pela análise do espectro, quando disponível, ou por tipo espectral obtido na literatura. Os valores obtidos para o raio de sublimação encontram-se na Tabela 3.6, junto com os valores de raio de corotação para comparação. Ambos foram escritos em termos de raios estelares  $R_*$  (usando os valores de  $R_*$  listados na Tabela 3.5), para facilitar a comparação.

No entanto, supor que a borda do disco age como um corpo negro, sem levar em consideração os grãos individuais de poeira, é simplificar bastante o problema. Isso pode nos levar a encontrar valores de  $R_{sub}$  que divergem muito dos reais. Para encontrar uma relação mais adequada seguimos o raciocínio de Dullemond & Monnier (2010). Calculamos primeiro a

Tabela 3.6: Raio de sublimação da poeira para estrelas tipo AA Tau, considerando o cenário simplificado de emissão de fluxo pela poeira na borda interna do disco espesso.

CoRoT ID	$R_{sub} (R_*)$	$R_{co} (R_*)$	CoRoT ID	$R_{sub} (R_*)$	$R_{co} (R_*)$
0223964667	$8.0 \pm 0.5$	$10.5 \pm 1.3$	0223991832	$8.1 \pm 0.5$	$14.1 \pm 1.1$
0223976747	$11.8 \pm 0.6$	$6.4 \pm 0.4$	0500007115	$13.4 \pm 0.6$	$4.0 \pm 0.4$
0223977953	$9.2 \pm 0.5$	$6.7 \pm 1.0$	0500007120	$11.8 \pm 0.6$	$5.8 \pm 0.3$
0223978308	$16.0 \pm 0.7$	$6.5 \pm 0.2$	0500007122	$13.4 \pm 0.6$	$13.5 \pm 1.3$
0223980264	$12.2 \pm 0.6$	$5.6 \pm 0.5$	0500007209	$8.8 \pm 0.5$	$3.9 \pm 0.5$
0223980688	$8.3 \pm 0.5$	$5.7 \pm 0.9$	0500007252	$7.1 \pm 0.4$	$4.8 \pm 1.8$
0223980693	$10.0 \pm 0.5$	$8.0 \pm 0.5$	0500007315	$6.2 \pm 0.4$	$5.7 \pm 3.0$
0223981023	$11.1 \pm 0.6$	$9.6 \pm 0.5$	0500007335	$8.0 \pm 0.5$	$8.5 \pm 1.5$
0223981811	$12.4 \pm 0.6$	$7.0 \pm 0.5$	0500007610	$5.4 \pm 0.4$	$4.0 \pm 1.4$
0223985987	$6.8 \pm 0.4$	$3.2 \pm 1.8$	0223959618	$12.8 \pm 0.6$	$8.6 \pm 0.5$
0223987178	$6.6 \pm 0.4$	$5.9 \pm 0.7$			

temperatura de um único grão de poeira localizado no raio  $R_{sub}$ . Supomos um grão esférico de raio  $a$  com opacidade cinza (absorção e emissão independentes do comprimento de onda), que absorve radiação em uma área equivalente ao seu corte transversal,  $\pi a^2$ . A energia absorvida por segundo será  $\pi a^2 L_*/4\pi R_{sub}^2$ . O grão emite radiação de corpo negro em toda a sua superfície equivalente a  $4\pi a^2 \sigma T_{cinza}^4$ . Igualando as duas quantidades, temos

$$L_* = 16\pi\sigma T_{cinza}^4 R_{sub}^2 \quad (3.7)$$

Deixaremos de supor agora um grão cinza e consideraremos uma lei de opacidade  $\kappa_\nu$ . O fluxo da estrela (que supomos ser um corpo negro) é igual a

$$F_{*,\nu} = \frac{L_{*,\nu}}{4\pi R_{sub}^2} = \left(\frac{R_*}{R_{sub}}\right)^2 B_*(\nu), \quad (3.8)$$

pois  $L_{*,\nu} = 4\pi R_*^2 B_*(\nu)$ . Partindo da equação 3.7, podemos escrever que  $L_{*,\nu} = 16\pi B_p(\nu) R_{sub}^2$ , onde  $B_p(\nu)$  é a equação de corpo negro da poeira, e, portanto

$$F_{*,\nu} = \frac{16\pi B_p(\nu) R_{sub}^2}{4\pi R_{sub}^2} = 4B_p(\nu). \quad (3.9)$$

Igualando as Equações 3.8 e 3.9 e integrando em frequência para obter o fluxo total emitido pela estrela,

$$\int_0^\infty \kappa_\nu F_{*,\nu} d\nu = 4 \int_0^\infty \kappa_\nu B_p(\nu) d\nu = \left(\frac{R_*}{R_{sub}}\right)^2 \int_0^\infty \kappa_\nu B_*(\nu) d\nu \quad (3.10)$$

Definindo

$$\epsilon = \frac{\int_0^\infty \kappa_\nu B_p(\nu) d\nu / \sigma T_p^4}{\int_0^\infty \kappa_\nu B_*(\nu) d\nu / \sigma T_*^4}, \quad (3.11)$$

em que  $\epsilon$  é a razão entre a eficiência de emissão no comprimento de onda em que a poeira irradia e a eficiência de absorção da radiação estelar, chegamos à seguinte equação para o raio no qual está localizado o grão de poeira com temperatura  $T_p$ :

$$\frac{R_{sub}}{R_*} = \frac{1}{2\epsilon^{1/2}} \left( \frac{T_*}{T_p} \right)^2 \quad (3.12)$$

Se substituirmos  $T_p$  pela temperatura de sublimação da poeira,  $R_{sub}$  será o raio de sublimação da poeira. Monnier & Millan-Gabet (2002) usam esta relação, com o fator inverso a  $\epsilon$ ,  $Q_R$ , para encontrar este raio:

$$R_{sub}(R_*) = \frac{\sqrt{Q_R}}{2} \left( \frac{T_*}{T_{sub}} \right)^2, \quad Q_R = \frac{1}{\epsilon}. \quad (3.13)$$

De acordo com Millan-Gabet et al. (2007), para temperaturas e tamanhos de grãos típicos de estrelas T Tauri clássicas,  $Q_R \approx 1 - 10$ . Como não temos como determinar este valor para cada estrela tipo AA Tau individualmente, calculamos o raio de sublimação da poeira levando em conta  $Q_R = 1$  e  $Q_R = 10$ . Se o raio de corotação estiver localizado entre estes

Tabela 3.7: Raio de sublimação da poeira para estrelas tipo AA Tau, considerando os casos extremos de  $Q_R = 1$  e  $Q_R = 10$ .

CoRoT ID	$R_{sub, Q_R=1} (R_*)$	$R_{sub, Q_R=10} (R_*)$	$R_{co} (R_*)$
0223964667	4.0 ± 0.2	12.7 ± 0.7	10.5 ± 1.3
0223976747	5.9 ± 0.3	18.6 ± 0.9	6.4 ± 0.4
0223977953	4.6 ± 0.3	14.5 ± 0.8	6.7 ± 1.0
0223978308	8.0 ± 0.3	25.3 ± 1.1	6.5 ± 0.2
0223980264	6.1 ± 0.3	19.2 ± 0.9	5.6 ± 0.5
0223980688	4.2 ± 0.2	13.2 ± 0.8	5.7 ± 0.9
0223980693	5.0 ± 0.3	15.9 ± 0.8	8.0 ± 0.5
0223981023	5.6 ± 0.3	17.6 ± 0.9	9.6 ± 0.5
0223981811	6.2 ± 0.3	19.6 ± 0.9	7.0 ± 0.5
0223985987	3.4 ± 0.2	10.7 ± 0.7	3.2 ± 1.8
0223987178	3.3 ± 0.2	10.4 ± 0.7	5.9 ± 0.7
0223991832	4.1 ± 0.2	12.9 ± 0.8	14.1 ± 1.1
0500007115	6.7 ± 0.3	21.3 ± 1.0	4.0 ± 0.4
0500007120	5.9 ± 0.3	18.7 ± 0.9	5.8 ± 0.3
0500007122	6.7 ± 0.3	21.3 ± 1.0	13.5 ± 1.3
0500007209	4.4 ± 0.2	13.9 ± 0.8	3.9 ± 0.5
0500007252	3.6 ± 0.2	11.2 ± 0.7	4.8 ± 1.8
0500007315	3.1 ± 0.2	9.9 ± 0.7	5.7 ± 3.0
0500007335	4.0 ± 0.2	12.7 ± 0.7	8.5 ± 1.5
0500007610	2.7 ± 0.2	8.5 ± 0.6	4.0 ± 1.4
0223959618	6.4 ± 0.3	20.2 ± 0.9	8.6 ± 0.5

extremos, ou for maior que eles, então é razoável afirmar que existe poeira próximo ao raio de corotação. Vemos na Tabela 3.7 que este é o caso para 90% das estrelas aqui estudadas.

### 3.3.2 Raio de truncamento do disco

O raio de truncamento é o raio do disco circunstelar onde a pressão de arraste do material que está em acreção se iguala à pressão magnética do campo estelar. Supondo um campo dipolar, podemos estimar esse raio usando a relação de Bessolaz et al. (2008),

$$R_{trunc}(R_*) = 2m_s^{2/7} B_*^{4/7} \dot{M}_{acc}^{-2/7} M_*^{-1/7} R_*^{5/7} \quad (3.14)$$

em que o campo magnético estelar  $B_*$  está normalizado em 140 G, a taxa de acreção de massa do disco  $\dot{M}_{acc}$  em  $10^{-8} M_\odot / ano$ , e a massa  $M_*$  e o raio  $R_*$  estelar em  $0.8 M_\odot$  e  $2 R_\odot$ . O número de Mach  $m_s$ , medido no plano médio do disco, é aproximadamente igual a 1.

A acreção ocorre somente quando existe gás na região do disco interna ao raio de corotação  $R_{co}$ , ou seja, quando  $R_{trunc} < R_{co}$ . Para raios maiores que o de corotação, a velocidade angular estelar é maior que a velocidade Kepleriana, por isso o material que ali se encontra sofre uma força centrífuga que o afasta da estrela. Apenas o material que se encontra dentro do raio de corotação pode ser incorporado à estrela. As estrelas apresentadas neste estudo foram classificadas como estrelas T Tauri clássicas, o que significa que elas apresentam acreção (a emissão larga e intensa do perfil de  $H\alpha$  da estrela 0223959618 pode ser vista claramente em seu espectro, na Figura 3.12, resultado da acreção magnetosférica). Portanto, os raios de truncamento dos seus discos devem ser menores que seus raios de corotação. Para determinar se isto realmente ocorre, precisamos encontrar quais valores de taxa de acreção de massa e campo magnético resultam em um raio de truncamento menor ou igual ao de corotação para estas estrelas.

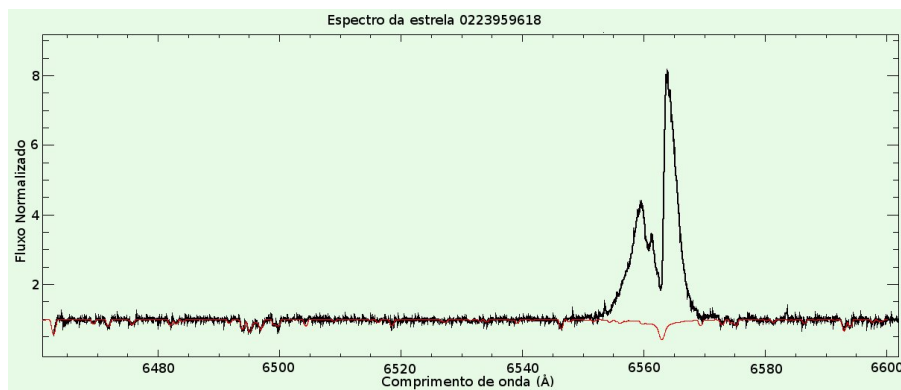


Figura 3.12: Espectro da estrela 0223959618. É possível ver a emissão larga e intensa da linha de  $H\alpha$  em  $\lambda = 6562.8 \text{ \AA}$ , resultante da acreção magnetosférica.

A taxa de acreção de massa ( $\dot{M}_{acc}$ ) de cada estrela com espectro observado foi calculada usando a relação de Natta et al. (2004), entre largura de  $H\alpha$  a 10% da intensidade máxima (em km/s) e taxa de acreção de massa,

$$\log \dot{M}_{acc} = -12.89(\pm 0.3) + 9.7(\pm 0.7) \times 10^{-3} \text{H}\alpha 10\%. \quad (3.15)$$

Esta relação não tem validade para valores de largura de H $\alpha$  a 10% da intensidade máxima menores que aproximadamente 300 km/s, devido ao número baixo de medidas realizadas por Natta et al. (2004) nesta faixa. Por isso, para as estrelas 0223981023 e 0500007610, que apresentam valores de H $\alpha$ 10% = 265km/s e H $\alpha$ 10% = 275km/s, respectivamente, não temos informação de taxa de acreção de massa e, portanto, de raio de truncamento. Este método não é o mais confiável para determinar a taxa de acreção de massa, devido à variabilidade do perfil H $\alpha$  em estrelas T Tauri clássicas. Por isso, os valores encontrados representam apenas uma estimativa.

Inserimos esses valores na Equação 3.14, junto com os valores já conhecidos de massa e raio (Tabela 3.5), para encontrar qual o valor de campo magnético de cada estrela resultaria em um raio de truncamento igual ao raio de corrotação (Tabela 3.8), dentro das margens de erro. Se o valor real do campo magnético destas estrelas estiver abaixo deste valor, então existe gás na região interna ao raio de corrotação e a estrela pode apresentar acreção.

Tabela 3.8: Taxa de acreção de massa e valor máximo de campo magnético de estrelas tipo AA Tau para que  $R_{trunc} < R_{co}$ .

CoRoT ID	$\dot{M}_{acc}$ ( $M_{\odot}$ /ano)	$B_{*,max}$ (kG)	$R_{co}$ ( $R_{*}$ )
0223964667 <sup>†</sup>	$(1.5 \pm 0.3) \times 10^{-07}$	20.2	$10.5 \pm 1.3$
0223976747 <sup>†</sup>	$(2.0 \pm 0.4) \times 10^{-08}$	2.6	$6.4 \pm 0.4$
0223978308 <sup>†</sup>	$(9.8 \pm 2.6) \times 10^{-10}$	0.5	$6.5 \pm 0.2$
0223980264 <sup>†</sup>	$(5.1 \pm 0.9) \times 10^{-07}$	8.3	$5.6 \pm 0.5$
0223980688	$(2.1 \pm 0.6) \times 10^{-10}$	0.5	$5.7 \pm 0.9$
0223980693 <sup>†</sup>	$(1.7 \pm 0.4) \times 10^{-09}$	1.1	$8.0 \pm 0.5$
0223981811 <sup>†</sup>	$(1.6 \pm 0.3) \times 10^{-08}$	2.7	$7.0 \pm 0.5$
0223985987	$(2.1 \pm 0.5) \times 10^{-09}$	0.6	$3.2 \pm 1.8$
0223991832 <sup>†</sup>	$(9.8 \pm 2.6) \times 10^{-10}$	2.9	$14.1 \pm 1.1$
0500007115 <sup>†</sup>	$(9.1 \pm 2.0) \times 10^{-09}$	0.7	$4.0 \pm 0.4$
0500007120 <sup>†</sup>	$(1.4 \pm 0.4) \times 10^{-09}$	0.5	$5.8 \pm 0.3$
0500007122	$(5.7 \pm 0.9) \times 10^{-07}$	42.8	$13.5 \pm 1.3$
0500007209	$(2.7 \pm 0.6) \times 10^{-09}$	0.8	$3.9 \pm 0.5$
0500007252	$(1.1 \pm 0.2) \times 10^{-07}$	2.3	$4.8 \pm 1.8$
0500007315	$(7.3 \pm 1.7) \times 10^{-09}$	0.8	$5.7 \pm 3.0$
0500007335	$(2.3 \pm 0.7) \times 10^{-10}$	1.1	$8.5 \pm 1.5$
0223959618	$(8.2 \pm 1.8) \times 10^{-09}$	3.5	$8.6 \pm 0.5$

Nota: <sup>†</sup> Possui núcleo radiativo.

Para saber se estes valores são plausíveis, podemos compará-los com os valores de campo magnético de outras ETTC conhecidas. Johns-Krull, Valenti & Gafford (2003) mediram

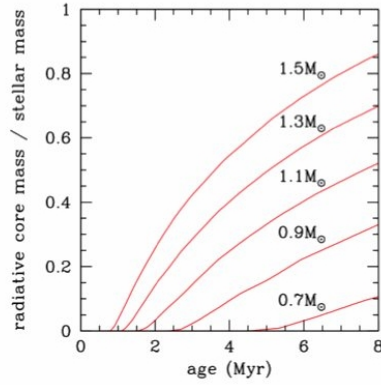


Figura 3.13: Relação entre massa e idade de uma ETTC e a massa relativa de um núcleo radiativo.

o campo magnético de várias estrelas T Tauri clássicas analisando o efeito Zeeman e encontraram valores entre 1.0 kG e 2.8 kG, com a média de 2.1 kG. Alguns outros estudos (como, por exemplo, Donati et al. 2008, 2010) mostram valores semelhantes para estrelas T Tauri clássicas. Contudo, estudos recentes indicam que em estrelas que já começaram a desenvolver um núcleo radiativo, como no caso de V2129 Oph (Donati et al. 2007), o campo se torna cada vez mais complexo. Nestas estrelas, a componente dipolar do campo se torna mais fraca e a octupolar mais forte. Estas estrelas teriam componente dipolar do campo magnético mais próximo de 0.5 kG. O Dr. Scott Gregory (comunicação privada) relacionou idades e massas de estrelas determinadas com o modelo de evolução estelar de SDF00 para indicar quais estrelas já começaram a desenvolver um núcleo radiativo (Figura 3.13). Usando os valores de massa e idade das nossas estrelas tipo AA Tau determinados com o mesmo modelo, encontramos aquelas que devem possuir núcleo radiativo (marcadas na Tabela 3.8).

Analisando os valores da Tabela 3.8, vemos que todas as estrelas que possuem núcleo radiativo devem ter campos magnéticos no mínimo da ordem de 0.5 kG para apresentarem o raio de truncamento menor que o de corotação, como é esperado de estrelas que já desenvolveram um núcleo radiativo. Entre as outras estrelas da amostra, algumas necessitam de campos magnéticos menores que 1.0 kG para satisfazer a condição  $R_{trunc} < R_{co}$ , como é o caso das estrelas 0223980688, 0223985987, 0500007209 e 0500007315. Apesar de serem mais baixos do que a média para estrelas desse tipo em outros estudos, os valores encontrados para estas estrelas ainda são plausíveis para ETTC.

Com valores mais precisos para as taxas de acreção de massa e com as medidas do campo magnético de cada estrela, seria possível estudar melhor o comportamento individual de cada estrela. Contudo, esta estimativa já permite concluir que é perfeitamente plausível os raios de truncamento serem menores que os raios de corotação destas estrelas, o que é coerente com o fato de estarem acretando. Com isto e com as estimativas para raios de sublimação da seção anterior, podemos afirmar que deve haver gás e poeira na região interna do disco próximo ao raio de corotação.

## Capítulo 4

# Aplicação do Modelo

### 4.1 O modelo de ocultação

O modelo usado para simular as curvas de luz de tipo AA Tau do CoRoT é aquele descrito em Bouvier et al. (1999). Este modelo foi criado para descrever o comportamento fotométrico da estrela AA Tau, cuja curva de luz é caracterizada por um brilho máximo relativamente constante interrompido por mínimos periódicos de amplitude e largura variável, que chegam a amplitudes de 1.4 magnitudes. Este comportamento foi atribuído à ocultação da fotosfera estelar por material opticamente espesso distribuído não-uniformemente na parte interna do disco de acreção de AA Tau. Esta distribuição é resultante da interação entre o disco de acreção e o campo magnético estelar que tem uma inclinação  $\beta$  com relação ao eixo de rotação da estrela, como é previsto em simulações de magnetohidrodinâmica (Romanova et al. 2009).

A acreção nas estrelas T Tauri clássicas ocorre através da magnetosfera estelar. O material que se encontra dentro do raio de truncamento do disco segue as linhas do campo magnético em direção à estrela e choca-se com a fotosfera estelar em velocidade de queda livre, provocando manchas quentes na sua superfície. Se houver uma inclinação entre o campo magnético e o eixo de rotação, a acreção será mais favorável na região do disco que estiver mais próxima do pólo magnético da estrela. O modelo de ocultação supõe um campo magnético dipolar (pois na região onde ocorre essa interação o dipolo é dominante) que ao interagir com o disco de acreção provoca um deslocamento do material nesta região do disco,



formando uma deformação que ao passar entre o observador e a estrela, provoca os mínimos observados nas curvas de luz.

Para simplificar, é considerada uma deformação em forma de arco com rotação em velocidade kepleriana, localizada próxima ao raio de corotação do disco. A deformação tem altura máxima acima do plano médio do disco  $h$  responsável pelo mínimo da ocultação na fase  $\phi_d = 0.5$ . A altura da deformação diminui com o ângulo azimutal até se igualar com o plano médio do disco no ângulo correspondente à semi-extensão azimutal da deformação (ver Figura 4.1). A espessura da deformação é considerada muito menor que a sua distância até a estrela, de modo que a rotação diferencial entre um lado e outro possa ser desprezada. O modelo usa princípios geométricos para reproduzir uma curva de luz cuja magnitude varia devido apenas à ocultação da fotosfera estelar, sem considerar o efeito das manchas quentes causadas pelos choques de acreção, ou de eventuais manchas frias.

Os parâmetros usados neste modelo são:

- Raio interno do disco -  $R_d$  (consideramos que ele é igual ao raio de corotação);
- Altura da deformação -  $h$  (escrita em raios estelares);
- Semi-extensão azimutal da deformação -  $\phi_d$ ;
- Inclinação do sistema disco-estrela com relação ao observador -  $i$ .

## 4.2 Análise dos parâmetros do modelo

Os valores de  $R_d$  e  $i$  determinados no capítulo anterior foram inseridos no modelo e curvas de luz sintéticas foram reproduzidas com vários valores de  $h$  e  $\phi_d$  para determinar quais se ajustam melhor às observações. Cada ciclo de rotação de cada estrela foi modelado individualmente, assim é possível estudar como a estrutura que oculta a estrela se modifica de um ciclo de rotação a outro. Os valores encontrados estão na Tabela 4.1. As curvas de luz sintéticas reproduzidas usando estes valores estão mostradas na Figura 4.2 sobrepostas às curvas de luz medidas pelo satélite CoRoT.

A razão entre a altura da deformação  $h$  e o raio onde ela se encontra  $R_d$  varia desde  $h/R_d \approx 0.04$  até  $h/R_d \approx 0.30$ , estando na média em torno de  $h/R_d \approx 0.18$  (ver Tabela 4.1). Em geral a altura de uma mesma deformação varia entre  $0.02 R_d$  e  $0.07 R_d$  no período de um ciclo de rotação ao outro, mas esta mudança pode chegar a mais de  $0.1 R_d$ . No período de 23 dias de observações do CoRoT a altura da deformação chega a dobrar em alguns casos, como nas estrelas 0500007610 e 0223987178, onde a mudança é de  $\Delta h/R_d = 0.1$ . A semi-extensão azimutal também pode variar consideravelmente no período estudado, como pode ser visto na Tabela 4.1. Podemos ver que a estrutura que causa a ocultação, apesar de estável, se modifica bastante em poucos dias, mostrando como é dinâmica a interação entre esta parte do disco circunstelar e a magnetosfera da estrela.

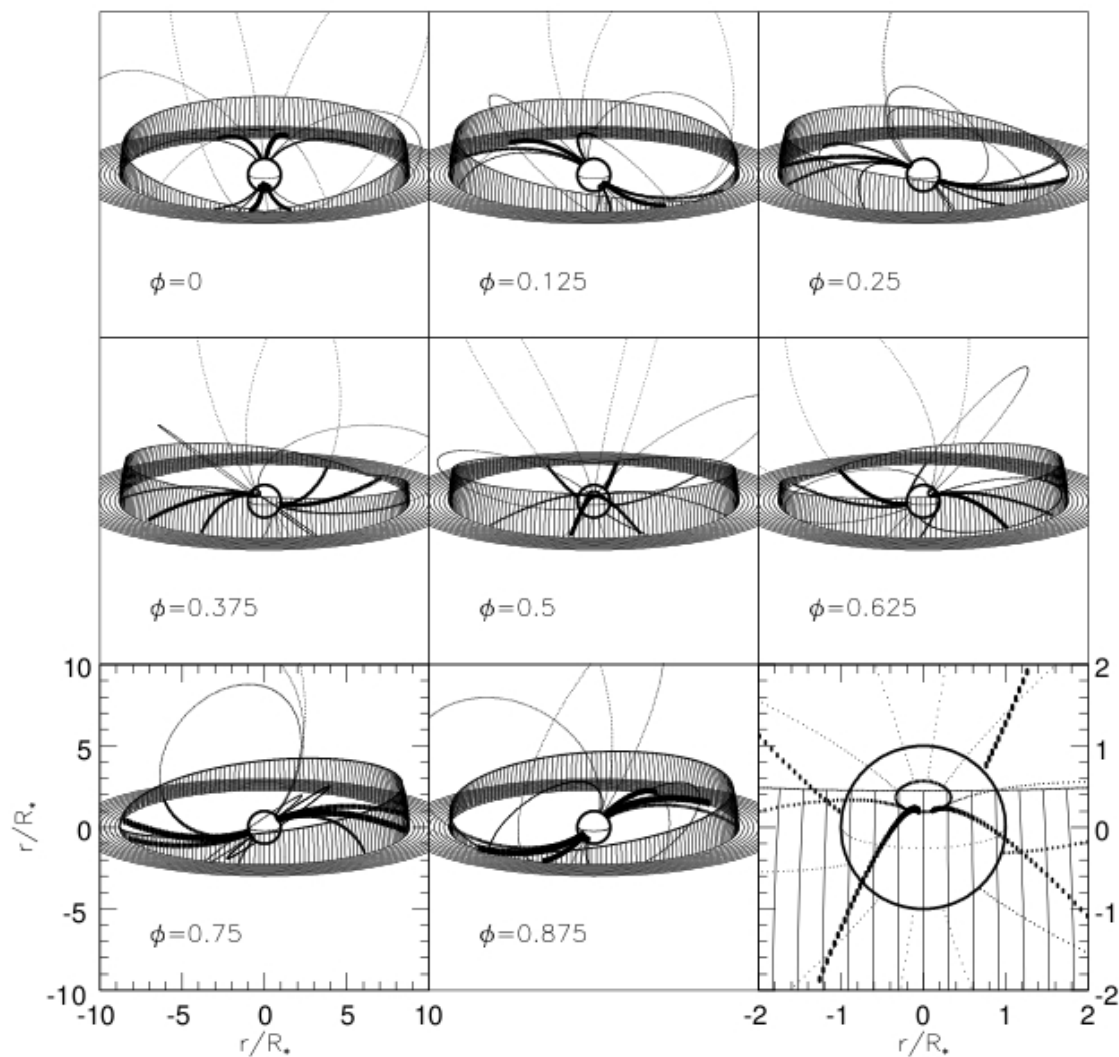


Figura 4.1: O sistema AA Tauri em várias fases de observação. O campo magnético dipolar tem inclinação de  $\beta = 52^\circ$  com relação ao eixo de rotação da estrela, e trunca o disco a  $8.8R_*$  do centro dela. A interação dinâmica entre o campo e o disco resulta na criação de uma “parede” no raio de truncamento, responsável pelas ocultações observadas na fase  $\phi = 0.5$ . Figura de Bouvier et al. (1999).

Tabela 4.1: Parâmetros do modelo encontrados para as estrelas tipo AA Tau.  $R_d$  é o raio no qual a deformação se encontra (em raios estelares  $R_*$ ),  $h$  é a altura máxima da deformação em determinado mínimo modelado (em  $R_*$ ),  $\phi_d$  é a semi-extensão azimutal em determinado mínimo modelado (em graus), e  $i$  é a inclinação do sistema (em graus).

Corot ID	$R_d(R_*)$	$h(R_*)$	$\phi_d(^{\circ})$	$i(^{\circ})$	$h/R_d$
0223964667	10.5	2.44 - 2.61	200 - 320	76	0.23 - 0.25
0223976747	6.4	0.97 - 1.67	90 - 260	76	0.15 - 0.26
0223977953	6.7	0.92 - 1.05	150 - 360	76	0.14 - 0.16
0223978308	6.5	0.72 - 0.80	110 - 340	76	0.11 - 0.12
0223980264	5.6	0.92 - 1.13	140 - 260	76	0.16 - 0.20
0223980688	5.7	1.00 - 1.54	170 - 360	76	0.18 - 0.27
0223980693	8.0	1.84 - 2.41	180 - 220	76	0.23 - 0.30
0223981023	9.6	1.82 - 2.04	120 - 260	76	0.19 - 0.21
0223981811	7.0	1.14 - 1.91	80 - 300	76	0.16 - 0.27
0223985987	3.2	0.31 - 0.48	130 - 170	76	0.09 - 0.15
0223987178	5.9	0.60 - 1.18	80 - 200	76	0.10 - 0.20
0223991832	14.1	2.81 - 2.93	270 - 300	76	0.20 - 0.21
0500007115	4.0	0.29 - 0.44	100 - 180	76	0.07 - 0.11
0500007120	5.8	0.66 - 0.82	160 - 320	76	0.11 - 0.14
0500007122	13.5	2.95 - 3.46	80 - 150	76	0.22 - 0.26
0500007252	4.8	0.82 - 0.86	160 - 210	76	0.17 - 0.18
0500007315	5.7	0.83 - 0.97	240 - 260	76	0.15 - 0.17
0500007335	8.5	1.32 - 1.46	340 - 460	76	0.16 - 0.17
0500007610	4.0	0.16 - 0.35	70 - 220	76	0.04 - 0.09
0223959618	8.6	1.45 - 1.95	100 - 260	76	0.17 - 0.23

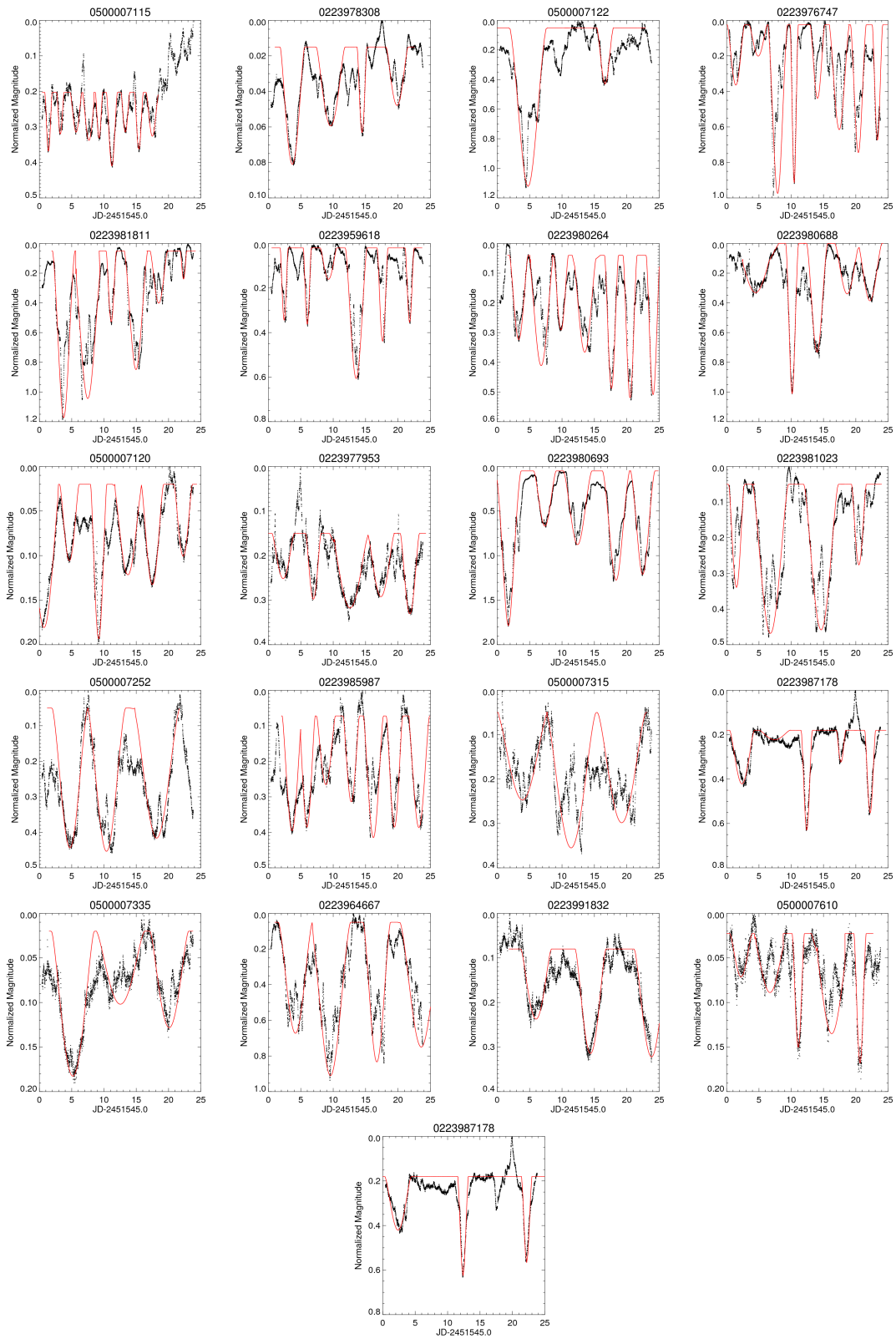


Figura 4.2: Curvas de luz sintéticas de estrelas tipo AA Tau sobrepostas às curvas de luz do CoRoT. A estrela 0223987178 foi modelada duas vezes, pois o seu período é incerto. Podemos ver no último gráfico que existe a possibilidade de que o período real seja o dobro daquele citado na seção anterior e o terceiro mínimo que aparece seja causado por outro fenômeno.

Os valores mostrados na Tabela 4.1 são aqueles que foram capazes de reproduzir as curvas de luz observadas da melhor maneira possível, usando o modelo de ocultação descrito na seção anterior. No entanto, podemos ver que vários valores encontrados para a semi-extensão azimutal são maiores que  $180^\circ$ . Este problema ocorre devido a uma limitação do modelo, que considera que a deformação tem a forma de um arco cuja altura varia uniformemente com o ângulo, desde a altura máxima até um valor mínimo com altura  $h = 0$ , onde não há mais deformação. Esta forma simplificada não representa a realidade. É possível ver nas curvas de luz da Figura 4.2 que a altura da deformação não se anula necessariamente em cada ciclo. Há ciclos onde a curva de luz atinge o seu valor máximo, que supostamente corresponde a  $h = 0$ , mas há vários ciclos onde este valor não é atingido. Para descrever os ciclos onde a altura da deformação nunca se anula, foi necessário usar valores de semi-extensão azimutal maiores que  $180^\circ$ . Entretanto, a forma da deformação e sua extensão azimutal não influenciam na determinação da altura máxima, ou da razão entre a altura máxima e o raio onde está localizada a deformação. Na continuação deste estudo, será feita uma tentativa de modificar o modelo para encontrar uma representação mais realista para a extensão azimutal da deformação.

# Capítulo 5

## Conclusões

Analisamos as curvas de luz, obtidas com o satélite CoRoT, de 83 estrelas T Tauri clássicas que pertencem ao aglomerado jovem NGC 2264 e mostramos que o comportamento fotométrico da estrela AA Tau não é incomum. Vinte e três estrelas apresentam curva de luz semelhante à de AA Tau, com mínimos variáveis porém periódicos que poderiam ser explicados pela ocultação da fotosfera por uma deformação na parte interna do disco de acreção. Para observar este fenômeno é necessário que o sistema tenha inclinação alta, o que é consistente com o fato de apenas 28% das curvas de luz de ETTC apresentarem estas características. Se considerarmos inclinações aleatórias, isto implica em uma razão entre altura da deformação e o raio do disco no qual ela se encontra de  $h/R_d \approx 0.3$ .

Estimamos a inclinação de 18 das 23 estrelas com curva de luz tipo AA Tau, a partir de espectros da literatura. Apenas uma estrela apresentou inclinação muito baixa, porém esta estava entre as estrelas com o espectro de pior qualidade, e por isso foi desconsiderada para o estudo. No entanto, para descartá-la completamente como tipo AA Tau é necessário obter espectros de melhor qualidade para calcular sua inclinação mais precisamente. Entre as outras 17 ETTC, 15 apresentam inclinações muito altas, enquanto duas se encontram, dentro das margens de erro, no limite do que é esperado para observar este fenômeno. Entretanto, devido à baixa razão sinal/ruído nas linhas fotosféricas dos espectros usados, os valores encontrados são apenas indicativos. Por isso, na aplicação do modelo de ocultação foi usado o valor médio de inclinação  $i \approx 76^\circ$  para todas as estrelas. A obtenção de espectros com melhor razão S/R é indispensável para uma avaliação mais precisa da variabilidade fotométrica destas estrelas.

Entre as 23 curvas de luz, foi impossível estimar a massa, o raio e a inclinação de duas, por falta de informações sobre as suas temperaturas, e uma foi descartada por apresentar inclinação muito baixa. Para as outras 20 estrelas, foi possível simular suas curvas de luz usando o modelo de ocultação de Bouvier et al. (1999). Os valores encontrados para a altura e a semi-extensão azimutal da deformação de várias destas estrelas são semelhantes aos valores que haviam sido encontrados para a estrela AA Tau (Bouvier et al. 1999, 2003, 2007). O valor médio para a altura da deformação encontrada foi de  $0.18 R_d$ , mas os mínimos individuais mostram alturas desde  $0.04 R_d$  até  $0.30 R_d$ , variando em até  $0.11 R_d$  de um ciclo de rotação a outro, no período de poucos dias.

No caso de duas estrelas, foram testadas configurações de mancha para tentar reproduzir as curvas de luz, supondo que o principal responsável pelo comportamento fotométrico fosse uma ou várias manchas quentes ou frias na superfície da estrela. Esta possibilidade foi descartada para os dois casos, dando força ao cenário de ocultação.

A análise dos raios de corrotação, sublimação e truncamento de cada disco circunstelar mostrou que é viável supor que existe gás e poeira no raio de corrotação para estas estrelas. Assim, é possível que a deformação responsável pela ocultação observada se encontre nesta região do disco. Em apenas dois casos o raio de sublimação encontrado foi maior que o de corrotação, indicando que a poeira que oculta a fotosfera está localizada em uma região um pouco mais distante que a considerada no estudo.

Concluimos que o cenário de ocultação da fotosfera por uma deformação na parte interna do disco de acreção de ETTC, proposto para explicar a curva de luz de AA Tau, é capaz de explicar o comportamento fotométrico de várias outras ETTC. Vemos que a interação entre a parte interna do disco de acreção destas estrelas e suas magnetosferas inclinadas em relação ao eixo de rotação é extremamente dinâmica. Esta interação deve ser responsável pela formação de uma estrutura na parte interna do disco que oculta a fotosfera da estrela, quando observada em inclinação alta. Esta estrutura é estável, produzindo eclipses periódicos na curva de luz da estrela que se mantêm durante anos, porém é extremamente variável em tamanho e forma.

## 5.1 Perspectivas

No mês de dezembro de 2011, o aglomerado estelar jovem NGC 2264 será observado novamente pelo telescópio espacial CoRoT, simultaneamente com os telescópios espaciais Spitzer, Chandra e MOST. Além disso o aglomerado será observado simultaneamente com vários instrumentos no solo, medindo fotometria UJHK e espectroscopia de alta resolução do espectrógrafo multi-objetos FLAMES, no telescópio VLT, situado no Cerro Paranal, Chile. Com estes dados será possível obter informações mais precisas e detalhadas sobre as estrelas com curva de luz tipo AA Tau, além de aumentar a amostra delas. Será feita uma nova análise espectroscópica, para obter valores mais precisos de massa, raio e inclinação para es-

tas estrelas, e um estudo mais aprofundado de cada uma, como foi feito com AA Tau e V354 Mon. Esta campanha de observação possibilitará o melhor entendimento sobre a interação individual da parte interna do disco de acreção de cada estrela com sua magnetosfera. Será possível aprimorar a amostra de estrelas tipo AA Tau, descartando aquelas com inclinação baixa ou que apresentam outra fonte responsável pelo comportamento fotométrico.





# Referências Bibliográficas

- Aigrain, S. & Irwin, M. 2004, MNRAS, 350, 331
- Alencar, S.H.P., Teixeira, P.S., Guimarães, M.M., McGinnis, P.T. et al., 2010, A&A, 519, A88
- Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P.H., 1998, A&A, 337, 403
- Baxter, E. et al., 2009, AJ, 138, 963
- Bessolaz, N. et al., 2008, A&A, 478, 155
- Bouvier, J. et al., 1993, A&A, 272, 176
- Bouvier, J. et al., 1999, A&A, 349, 619
- Bouvier, J. et al., 2003, A&A, 409, 169
- Bouvier, J. et al., 2007, A&A, 463, 1017
- Camenzind M., 1990, RMAA, 3, 234
- Castelli F., Kurucz. R.L., New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres. In: *IAU Symposium No 210*, Ed: N. Piskunov, W.W. Weiss, D.F. Gray, 2003, p. A20
- Dahm, S. E., The Young Cluster and Star Forming Region NGC 2264. In: *Handbook of Star Forming Regions*, V. I, Ed: Bo Reipurth, 2008, p.966
- Dahm, S. E., & Simon, T. 2005, AJ, 129, 829
- Donati, J.-F. et al. 2007, MNRAS., 380, 1297
- Donati, J.-F. et al. 2008, MNRAS, 386, 1234
- Donati, J.-F. et al. 2010, MNRAS, 409, 1347
- Dullemond, C.P., & Monnier, J.D. 2010, ARA&A, 48, 205
- Fallscheer, C., & Herbst, W. 2006, ApJ, 647, L155
- Flaccomio, E., Micela, G., & Sciortino, S. 2006, A&A, 455, 903

- Fonseca, N.N.J., Estudo da Dinâmica de Acréscimo e Perda de Massa na Estrela T Tauri Clássica V354 Mon, 2010, Dissertação de Mestrado, UFMG
- Fűrész G. et al. 2006, ApJ, 648, 1090
- Gomez, M. et al., 1992, AJ, 104, 762
- Grankin, K.N. et al., 2008, A&A, 479, 827
- Hartmann, L., *Accretion Processes in Star Formation*, Ed: Cambridge University Press, 1998
- Herbig, G. H., 1954, ApJ, 119, 483
- Herbig, G. H., 1960, ApJS, 4, 337
- Horne, J.H. & Baliunas, S.L., 1986, ApJ, 302, 757
- Iben, I., Jr., 1965, ApJ, 141, 993
- Johns-Krull, C., Valenti, J., & Gafford, A., 2003, RMAA, 18, 38
- Joy, A.H., 1945, ApJ, 102, 168
- Kenyon, S. & Hartmann, L., 1990, ApJ, 349, 197
- Kenyon, S. & Hartmann, L., 1995, ApJS, 101, 117
- Kochukhov, O., Spectrum synthesis for magnetic, chemically stratified stellar atmospheres. In *Physics of Magnetic Stars*, Eds: I. I. Romanyuk, D. O. Kudryavtsev, 2007, p. 109-118
- Kulkarni, A.K. & Romanova, M. M., MHD instabilities at the disk-magnetosphere boundary: 3D simulations. In: *IAU Symposium No 243*, 2007, p. 291
- Kurucz R.L., 1993, ATLAS9 model atmosphere code
- Lada, C.J., The Formation of Low Mass Stars: An Observational Overview. In: *The Origin of Stars and Planetary Systems*, Ed: Charles J. Lada, Nikolaos D. Kylafis. Kluwer Academic Publishers, 1999, p.143
- Lada, C.J. et al. 2006, AJ, 131, 1574
- Landin, N.R. et al., 2006, A&A, 456, 269
- Lamm, M.H. et al., 2004, A&A, 417, 557
- Lamm, M.H., Mundt, R., Bailer-Jones, C.A.L., & Herbst, W., 2005, A&A, 430, 1005

- Millan-Gabet, R. et al., The Circumstellar Environments of Young Stars at AU Scales. In: *Protostars and Planets V*, Ed: B. Reipurth, D. Jewitt, K. Keil, University of Arizona Press, Tucson, 2007., p.539-554
- Monnier, J.D. & Millan-Gabet, R., 2002, ApJ, 579, 694
- Natta, A. et al., 2004, A&A, 424, 603
- Oliver, R. J., Masheder, M. R. W., & Thaddeus, P., 1996, A&A, 315, 578
- Palla, F., & Stahler, S.W., 1993, AJ, 418, 414
- Ramírez, S.V. et al. 2004, AJ, 127, 2659
- Rebull, L. M. et al. 2002, AJ, 123, 1528
- Romanova, M.M., Ustyugova, G.V., Koldoba, A.V., & Lovelace, R.V.E., 2009, MNRAS, 399, 1802
- Samadi, R. et al., Extraction of the photometric information: corrections. In: *The Corot Book: Chap. V.5*, Eds: M. Fridlund, A. Baglin, L. Conroy, J. Lochard, 2007
- Scargle, J. D. 1982, ApJ, 263, 835
- Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M., 2000, A&A, 358, 593
- Sung, H., Bessel, M. S., & Lee, S. W., 1997, AJ, 114, 2644
- Tuthill, P., Monnier, J., & Danchi, W. 2001, Nat., 409, 1012
- Valenti, J.A., & Piskunov, N., 1996, A&AS, 118, 595
- Walker, M. F., 1954, AJ, 59, 333
- Walker, M. F., 1956, ApJS, 2, 365
- White, R.J., & Basri, G., 2003, ApJ, 582, 1109
- Wolf, M. 1924, Astronomische Nachrichten, 221, 379

# Apêndice A

## Exemplo de arquivo de linhas do Vienna Atomic Line Database

```
6531.0000, 6541.0000, 7, 308, 2.0, Wavelength region, lines selected, lines processed, Vmicro
Damping parameters Lande Central
Elm Ion WL(A) Excit(eV) Vmic log(gf) Rad. Stark Waals factor depth Reference
'V 1', 6531.4150, 1.2180, 2.0, -0.840, 7.600,-6.206,-7.620, 1.570, 0.702, ' 1 1 2 1 1 1 3'
'Ni 1', 6532.8710, 1.9350, 2.0, -3.390, 7.634,-6.312,-7.681, 1.760, 0.424, ' 4 4 5 4 4 4 3'
'Fe 1', 6533.9280, 4.5580, 2.0, -1.460, 8.410,-4.470,-7.182, 1.520, 0.329, ' 6 7 7 6 6 6 3'
'Ti 1', 6536.4200, 3.3370, 2.0, -0.700, 8.350,-4.452,-7.616, 1.100, 0.111, ' 8 8 8 9 9 9 9'
'Ca 1', 6537.6190, 5.0450, 2.0, -0.443, 7.933,-4.700,-7.415, 1.000, 0.107, ' 10 11 11 11 11 11 11'
'Cr 1', 6537.9210, 1.0040, 2.0, -4.069, 7.380,-6.180,-7.810, 1.710, 0.560, ' 12 12 12 12 12 12 12'
'Fe 1', 6539.0050, 4.7960, 2.0, -0.843, 8.410,-4.500,-7.520, 1.290, 0.427, ' 6 6 6 6 6 6 6'
'04250G40.KRZ',
'H : 0.92', 'He: -1.11',
'Li:-10.94', 'Be:-10.64', 'B : -9.49', 'C : -3.52', 'N : -4.12', 'O : -3.21',
'F : -7.48', 'Ne: -3.96', 'Na: -5.71', 'Mg: -4.46', 'Al: -5.57', 'Si: -4.49',
'P : -6.59', 'S : -4.71', 'Cl: -6.54', 'Ar: -5.64', 'K : -6.92', 'Ca: -5.68',
'Sc: -8.87', 'Ti: -7.02', 'V : -8.04', 'Cr: -6.37', 'Mn: -6.65', 'Fe: -4.54',
'Co: -7.12', 'Ni: -5.79', 'Cu: -7.83', 'Zn: -7.44', 'Ga: -9.16', 'Ge: -8.63',
'As: -9.67', 'Se: -8.63', 'Br: -9.41', 'Kr: -8.73', 'Rb: -9.44', 'Sr: -9.07',
'Y : -9.80', 'Zr: -9.44', 'Nb:-10.62', 'Mo:-10.12', 'Tc:-20.00', 'Ru:-10.20',
'Rh:-10.92', 'Pd:-10.35', 'Ag:-11.10', 'Cd:-10.27', 'In:-10.38', 'Sn:-10.04',
'Sb:-11.04', 'Te: -9.80', 'I : -10.53', 'Xe: -9.87', 'Cs:-10.91', 'Ba: -9.91',
'La:-10.87', 'Ce:-10.46', 'Pr:-11.33', 'Nd:-10.54', 'Pm:-20.00', 'Sm:-11.03',
'Eu:-11.53', 'Gd:-10.92', 'Tb:-11.69', 'Dy:-10.90', 'Ho:-11.78', 'Er:-11.11',
'Tm:-12.04', 'Yb:-10.96', 'Lu:-11.98', 'Hf:-11.16', 'Ta:-12.17', 'W : -10.93',
'Re:-11.76', 'Os:-10.59', 'Ir:-10.69', 'Pt:-10.24', 'Au:-11.03', 'Hg:-10.91',
'Tl:-11.14', 'Pb:-10.09', 'Bi:-11.33', 'Po:-20.00', 'At:-20.00', 'Rn:-20.00',
'Fr:-20.00', 'Ra:-20.00', 'Ac:-20.00', 'Th:-11.95', 'Pa:-20.00', 'U : -12.54',
'Np:-20.00', 'Pu:-20.00', 'Am:-20.00', 'Cm:-20.00', 'Bk:-20.00', 'Cf:-20.00',
'Es:-20.00', 'END'
References:
```

1. GFIRON obs. energy level: V
2. NBS: Vanadium
3. VALD 2: VanderWaals\\_new\\_corCr
4. GFIRON obs. energy level: Ni
5. NBS: Nickel
6. GFIRON obs. energy level: Fe
7. VALD 2: Fe
8. IC: Ti 2
9. GFIRON obs. energy level: Ti
10. NLTE lines: Ca
11. GFIRON obs. energy level: Ca
12. Kurucz-Murray: Cr 1

## Apêndice B

# Exemplo de arquivo de saída do modelo de atmosfera de Kurucz (1993)

```
TITLE SDSC GRID [+0.0] VTURB 2.0 KM/S L/H 1.25
T EFF= 4500. GRAV= 4.0 MODEL TYPE= 0 WLSTD= 5000.
1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 0 1 0 0 0 0 0 - OPACITY SWITCHES
0.911 -1.05 -10.88 -10.89 -9.44 -3.48 -3.99 -3.11 -7.48 -3.95
-5.71 -4.46 -5.57 -4.49 -6.59 -4.83 -6.54 -5.48 -6.82 -5.68
-8.94 -7.05 -8.04 -6.37 -6.65 -4.37 -7.12 -5.79 -7.83 -7.44
-9.16 -8.63 -9.67 -8.69 -9.41 -8.81 -9.44 -9.14 -9.80 -9.54
-10.62 -10.12 -20.00 -10.20 -10.92 -10.35 -11.10 -10.18 -10.58 -10.04
-11.04 -9.80 -10.53 -9.81 -10.92 -9.91 -10.82 -10.49 -11.33 -10.54
-20.00 -11.04 -11.53 -10.92 -11.94 -10.94 -11.78 -11.11 -12.04 -10.96
-11.28 -11.16 -11.91 -10.93 -11.77 -10.59 -10.69 -10.24 -11.03 -10.95
-11.14 -10.19 -11.33 -20.00 -20.00 -20.00 -20.00 -20.00 -20.00 -11.92
-20.00 -12.51 -20.00 -20.00 -20.00 -20.00 -20.00 -20.00 -20.00 72
3.056168430E-03, 2756.1, 5.80700E+08, 8.03168E+13, 1.73291E-10,
3.981466850E-03, 2786.9, 7.62200E+08, 1.03471E+14, 2.23249E-10,
5.016007500E-03, 2813.6, 9.66800E+08, 1.29135E+14, 2.78621E-10,
6.185182020E-03, 2839.6, 1.20400E+09, 1.57772E+14, 3.40409E-10,
7.513354030E-03, 2865.3, 1.48000E+09, 1.89929E+14, 4.09790E-10,
9.026075410E-03, 2890.9, 1.80400E+09, 2.26157E+14, 4.87956E-10,
1.074975000E-02, 2915.8, 2.18000E+09, 2.67053E+14, 5.76194E-10,
1.271539100E-02, 2940.4, 2.61900E+09, 3.13349E+14, 6.76081E-10,
1.496049650E-02, 2964.9, 3.13300E+09, 3.65484E+14, 7.88569E-10,
1.752781470E-02, 2989.3, 3.73500E+09, 4.24776E+14, 9.16495E-10,
2.046664200E-02, 3013.8, 4.44200E+09, 4.91983E+14, 1.06150E-09,
2.382804260E-02, 3038.6, 5.27400E+09, 5.68064E+14, 1.22565E-09,
2.766994200E-02, 3063.2, 6.24600E+09, 6.54306E+14, 1.41173E-09,
3.206683390E-02, 3087.6, 7.38000E+09, 7.52358E+14, 1.62329E-09,
```

3.710305300E-02, 3111.8, 8.70400E+09, 8.63592E+14, 1.86329E-09,  
 4.287460410E-02, 3135.9, 1.02500E+10, 9.90234E+14, 2.13653E-09,  
 4.949505780E-02, 3160.0, 1.20600E+10, 1.13466E+15, 2.44813E-09,  
 5.708165190E-02, 3184.5, 1.41900E+10, 1.29834E+15, 2.80130E-09,  
 6.577306200E-02, 3208.7, 1.66600E+10, 1.48472E+15, 3.20343E-09,  
 7.574449140E-02, 3232.8, 1.95400E+10, 1.69704E+15, 3.66153E-09,  
 8.719795120E-02, 3256.8, 2.29000E+10, 1.93942E+15, 4.18448E-09,  
 1.003653480E-01, 3280.9, 2.68100E+10, 2.21660E+15, 4.78252E-09,  
 1.155030010E-01, 3305.1, 3.13900E+10, 2.53130E+15, 5.46152E-09,  
 1.328788410E-01, 3329.7, 3.67600E+10, 2.89111E+15, 6.23787E-09,  
 1.528082020E-01, 3354.4, 4.30200E+10, 3.29954E+15, 7.11909E-09,  
 1.756938180E-01, 3379.0, 5.02800E+10, 3.76642E+15, 8.12642E-09,  
 2.020092760E-01, 3403.4, 5.87100E+10, 4.29916E+15, 9.27586E-09,  
 2.323039090E-01, 3427.7, 6.85000E+10, 4.90898E+15, 1.05916E-08,  
 2.672225480E-01, 3451.9, 7.98400E+10, 5.60690E+15, 1.20974E-08,  
 3.074991830E-01, 3475.9, 9.30000E+10, 6.40800E+15, 1.38259E-08,  
 3.539244140E-01, 3500.2, 1.08300E+11, 7.32373E+15, 1.58017E-08,  
 4.074437780E-01, 3523.9, 1.25900E+11, 8.37417E+15, 1.80681E-08,  
 4.692424660E-01, 3547.5, 1.46300E+11, 9.58032E+15, 2.06705E-08,  
 5.407071550E-01, 3570.7, 1.69700E+11, 1.09685E+16, 2.36656E-08,  
 6.234530690E-01, 3593.8, 1.96800E+11, 1.25669E+16, 2.71142E-08,  
 7.193467810E-01, 3616.7, 2.28000E+11, 1.44059E+16, 3.10822E-08,  
 8.304899420E-01, 3640.0, 2.64300E+11, 1.65266E+16, 3.56577E-08,  
 9.592137550E-01, 3663.6, 3.06600E+11, 1.89647E+16, 4.09181E-08,  
 1.108106300E+00, 3688.2, 3.56300E+11, 2.17605E+16, 4.69505E-08,  
 1.280058760E+00, 3713.8, 4.14600E+11, 2.49652E+16, 5.38649E-08,  
 1.478342700E+00, 3740.8, 4.83500E+11, 2.86189E+16, 6.17482E-08,  
 1.706509460E+00, 3769.4, 5.65400E+11, 3.28023E+16, 7.07743E-08,  
 1.968273590E+00, 3800.6, 6.64000E+11, 3.75073E+16, 8.09258E-08,  
 2.267107630E+00, 3835.2, 7.84000E+11, 4.28160E+16, 9.23798E-08,  
 2.606241940E+00, 3873.8, 9.31600E+11, 4.87281E+16, 1.05136E-07,  
 2.988650190E+00, 3917.6, 1.11600E+12, 5.52647E+16, 1.19239E-07,  
 3.416609830E+00, 3967.7, 1.34800E+12, 6.23803E+16, 1.34592E-07,  
 3.891164770E+00, 4025.7, 1.64800E+12, 7.00101E+16, 1.51054E-07,  
 4.412324350E+00, 4092.6, 2.03600E+12, 7.80865E+16, 1.68479E-07,  
 4.979601070E+00, 4169.9, 2.54500E+12, 8.65051E+16, 1.86643E-07,  
 5.592434930E+00, 4259.2, 3.21500E+12, 9.50989E+16, 2.05185E-07,  
 6.250747810E+00, 4362.3, 4.09800E+12, 1.03793E+17, 2.23944E-07,  
 6.957345320E+00, 4481.0, 5.24900E+12, 1.12455E+17, 2.42632E-07,  
 7.719705360E+00, 4617.1, 6.72100E+12, 1.21109E+17, 2.61304E-07,  
 8.552544210E+00, 4774.3, 8.56300E+12, 1.29742E+17, 2.79931E-07,  
 9.481149650E+00, 4955.0, 1.08000E+13, 1.38589E+17, 2.99019E-07,  
 1.054637030E+01, 5161.5, 1.35100E+13, 1.48043E+17, 3.19417E-07,  
 1.178011710E+01, 5411.8, 1.73100E+13, 1.57655E+17, 3.40156E-07,  
 1.317261440E+01, 5682.4, 2.37600E+13, 1.67859E+17, 3.62171E-07,  
 1.463770240E+01, 5932.3, 3.46600E+13, 1.78725E+17, 3.85616E-07,  
 1.605769330E+01, 6210.1, 5.56100E+13, 1.87270E+17, 4.04054E-07,  
 1.736825120E+01, 6476.8, 8.95500E+13, 1.94174E+17, 4.18949E-07,



1.852421060E+01, 6791.8, 1.54500E+14, 1.97364E+17, 4.25832E-07,  
1.952907680E+01, 7087.1, 2.51800E+14, 1.99359E+17, 4.30138E-07,  
2.045301570E+01, 7338.4, 3.74200E+14, 2.01482E+17, 4.34719E-07,  
2.134769190E+01, 7567.0, 5.27600E+14, 2.03846E+17, 4.39819E-07,  
2.224569100E+01, 7774.6, 7.11500E+14, 2.06497E+17, 4.45538E-07,  
2.317032240E+01, 7970.3, 9.32700E+14, 2.09640E+17, 4.52320E-07,  
2.413936630E+01, 8158.1, 1.19800E+15, 2.13140E+17, 4.59872E-07,  
2.516994410E+01, 8336.6, 1.50800E+15, 2.17190E+17, 4.68611E-07,  
2.627389280E+01, 8516.1, 1.88500E+15, 2.21560E+17, 4.78039E-07,  
2.747136290E+01, 8681.6, 2.30500E+15, 2.26893E+17, 4.89545E-07,