

**Estudo da Dinâmica de Acréscimo e Perda de
Massa na Estrela T Tauri Clássica V354 Mon**

Nathalia Nazareth Junqueira Fonseca

Agosto 2010

Nathalia Nazareth Junqueira Fonseca

**Estudo da Dinâmica de Acréscimo e Perda de
Massa na Estrela T Tauri Clássica V354 Mon**

Dissertação submetida à UNIVERSIDADE FEDERAL DE
MINAS GERAIS como requisito parcial para a obtenção do
grau de MESTRE EM FÍSICA.

Área de Concentração: ASTROFÍSICA

Orientadora: Profa. Dra. Silvia Helena Paixão Alencar (UFMG)

Departamento de Física - ICEX - UFMG

2010

Agradecimentos

Agradeço à Silvia pela paciência, perseverança, excelente orientação e pelo conhecimento que adquiri com sua vasta experiência durante esse estudo. Ao Dr. Jérôme Bouvier pelas discussões, sugestões e por gentilmente fornecer seus programas, contribuindo muito para a realização desse trabalho. Agradeço também à Natália Landin por calcular os parâmetros da estrela com seu modelo. Ao Marcelo Guimarães, Pauline McGinnis e Francisco Maia, agradeço por disponibilizarem seu tempo para ir ao LNA obter dados para essa análise.

Gostaria de agradecer aos meus pais, Dalva e Roberto, pelo apoio e esforço constante para sempre me proporcionar uma educação de qualidade, sem a qual eu jamais conseguiria chegar até aqui. Ao Rodolfo por apoiar minha carreira acadêmica desde a graduação. Ao Hélio pelo enorme incentivo, carinho e compreensão, por sempre estar ao meu lado e me escutar nos momentos de empolgação e de insegurança; obrigada por me ajudar tanto e por acreditar em mim.

Aos professores, em especial ao Waguinho, e colegas do grupo de astrofísica, agradeço pelo imprescindível auxílio nos momentos de dúvida e dificuldade, e por fazerem do laboratório um excelente local de trabalho, sempre com um cheiro delicioso de café.

Por fim, agradeço ao CNPq pelo financiamento de minha bolsa de pesquisa.

Sumário

1	Introdução	2
1.1	Objetivos	9
2	Observações	11
3	Redução dos dados	14
3.1	Fotometria do CoRoT	14
3.2	Fotometria do OPD	15
3.2.1	Correção dos cabeçalhos das imagens	16
3.2.2	Correção do perfil instrumental	16
3.2.3	Obtenção das magnitudes	17
3.3	Espectroscopia do SOPHIE	21
4	Análise dos dados	29
4.1	Fotometria	29
4.2	Espectroscopia	32
4.3	Origem das variações	41
4.3.1	Manchas frias e quentes	41
4.3.2	Ocultação por material circunstelar	49
5	Conclusões	57
5.1	Perspectivas	58
A	Rotinas IRAF utilizadas na redução dos dados do OPD	63
A.1	Rotina para correção dos efeitos instrumentais nas observações de 25 de Março de 2008	63
A.2	Rotina para obtenção das magnitudes nas observações de 25 de Março de 2008	66

Lista de Figuras

1.1	Diagrama HR para objetos estelares jovens pertencentes ao aglomerado aberto NG 2264	3
1.2	Ilustração do modelo de acreção magnetosférica em uma estrela T Tauri clássica	4
1.3	Ilustração do mecanismo de oscilação da configuração do campo magnético em uma estrela T Tauri clássica	5
1.4	Ilustração de um sistema disco-estrela visto em diferentes inclinações	6
1.5	Evidências observacionais do fenômeno de inflação e reconexão das linhas de campo magnético em AA Tau	7
1.6	Imagem do aglomerado estelar jovem NGC 2264	9
2.1	Exemplo de espectro obtido com o espectrógrafo SOPHIE	13
3.1	Curva de luz dos dados do CoRoT processados.	15
3.2	Curvas de crescimento para duas estrelas.	18
3.3	Imagem no filtro I do campo de NGC 2264 e curvas de luz da fotometria diferencial dos dados obtidos no OPD.	19
3.4	Curvas de luz da estrela de comparação observada pelo CoRoT e da fotometria diferencial dos dados obtidos no OPD.	20
3.5	Linhas de emissão nebulares presentes no espectro de V354 Mon.	22
3.6	Comparação entre os espectros em $H\alpha$ antes e depois da aplicação do procedimento de suavização	24
3.7	Espectros circunstelares em $H\alpha$	25
3.8	Espectros circunstelares em $H\beta$	26
3.9	Espectros circunstelares em NaID.	27
3.10	Espectros circunstelares em LiI.	28
4.1	Curva de luz de V354 Mon contínua e em fase	29
4.2	Periodograma de potência da curva de luz de V354 Mon	30
4.3	Comparação da fotometria $BV(RI)_C$ de V354 Mon obtida no OPD com a curva de luz do CoRoT	31
4.4	Comparação das variações em cor de V354 Mon obtidas no OPD com a curva de luz do CoRoT	32
4.5	Perfil médio e variância da linha de $H\alpha$	33
4.6	Análise da variação da largura equivalente de $H\alpha$	34
4.7	Periodograma bidimensional do fluxo e matriz de correlação para $H\alpha$	35
4.8	Decomposição do perfil de $H\alpha$ em Gaussianas	36

4.9	Perfil médio e variância da região de NaID	37
4.10	Comparação entre a curva de luz e as variações das larguras equivalentes de $H\alpha$ e NaID.	38
4.11	Perfis de $H\alpha$ e NaID em função da fase rotacional	40
4.12	Curva de luz de uma estrela com manchas frias	41
4.13	Correlação entre a modulação fotométrica e a presença de uma mancha na fotosfera da estrela.	42
4.14	Curva de corpo negro convoluída com as funções de resposta das bandas $BV(RI)_C$	43
4.15	Espectro de V354 Mon com sobreposição do espectro da estrela padrão.	45
4.16	Comparação entre os espectros em LiI observados no máximo e mínimo fotométrico	46
4.17	Comparação entre os espectros circunstelares em $H\alpha$ e $H\beta$ observados no máximo e mínimo fotométrico	47
4.18	Resultado de simulação numérica 3D de magneto-hidrodinâmica com eixo magnético não coincidindo com o eixo de rotação	49
4.19	Aparência em várias fases de um sistema com uma deformação na parte interna do disco circunstellar de acordo com o modelo de ocultação	51
4.20	Melhor ajuste do modelo de ocultação por material circunstellar à curva de luz de V354 Mon	53
4.21	Ajuste individual do modelo de ocultação por material circunstellar aos máximos e mínimos da curva de luz	54
4.22	Resultado de uma simulação numérica 3D de magneto-hidrodinâmica mostrando a aparência do sistema à medida que a estrela gira	55
4.23	Comparação entre os espectros circunstelares em NaID observados no máximo e mínimo fotométrico	56

Lista de Tabelas

2.1	Características de V354 Mon na literatura	12
2.2	Registro das observações espectroscópicas e fotométricas de V354 Mon . . .	13
3.1	Comparação entre os valores fornecidos e calculados do ruído de leitura e ganho do CCD	16
3.2	Razões entre as intensidades das linhas de emissão nebulares nos espectros do céu e de V354 Mon.	21
4.1	Comparação entre as magnitudes e cores correspondentes às observações dos dias 25 e 27 de Março de 2008	31
4.2	Resultados do ajuste de um modelo simples de mancha às amplitudes de variação fotométrica nos filtros $BV(RI)_C$	44
4.3	Fração de área da superfície estelar ocupada por uma mancha quente de temperatura T_m que produz um velamento de 0,3	48
4.4	Amplitudes de variabilidade fotométrica nos filtros BVRI geradas por manchas quentes que produzem velamento de 0,3	48
4.5	Comparação entre os parâmetros de V354 Mon obtidos a partir de dois modelos evolutivos de pré-sequência principal.	52
4.6	Parâmetros do modelo de ocultação por material circunstelar aplicados no ajuste individual dos máximos e mínimos da curva de luz de V354 Mon . .	54

Resumo

O objetivo principal desse trabalho é caracterizar os processos de acreção e ejeção de massa da estrela T Tauri clássica V354 Mon, membro do aglomerado estelar jovem NGC 2264. Em Março de 2008, observações fotométricas e espectroscópicas desse objeto foram simultaneamente realizadas com o satélite CoRoT, o espectrógrafo échelle SOPHIE do Observatoire de Haute-Provence (CNRS - França) e o telescópio de 60 cm do Observatório do Pico dos Dias (LNA - Brasil) equipado com uma câmera CCD e filtros BV(RI)_C de Johnson/Cousins.

A curva de luz de V354 Mon apresenta mínimos periódicos ($p = 5,26 \pm 0,50$ dias) que variam em profundidade e largura a cada ciclo de rotação. As observações nos filtros BV(RI)_C indicam que o sistema fica um pouco mais azul à medida que o fluxo aumenta. O espectro desta estrela T Tauri mostra linhas de emissão variáveis, com componentes em absorção desviadas para o azul, associadas ao vento de disco, e para o vermelho, associadas ao processo de acreção, confirmando o cenário de acreção magnetosférica. A partir da análise conjunta dos dados fotométricos e espectroscópicos, é possível identificar correlações entre a variabilidade das linhas de emissão e a modulação da curva de luz desse objeto jovem, como, por exemplo, a ocorrência de pronunciadas absorções desviadas para o vermelho nas linhas de H α e H β nos instantes de fluxo mínimo. Essa é uma evidência de que durante o mínimo fotométrico vemos o funil de acreção projetado na fotosfera estelar ao longo de nossa linha de visada, indicando que a mancha quente principal coincide com os mínimos da curva de luz.

Usamos modelos de manchas frias e quentes e de ocultação por material circunestelar para investigar a origem das variações fotométricas observadas. Concluímos que material distribuído de maneira não uniforme na parte interna do disco circunestelar é a principal causa da modulação fotométrica, o que não descarta a presença de manchas quentes e frias na fotosfera da estrela. Acredita-se que a deformação na parte interna do disco decorre da interação dinâmica entre a magnetosfera estelar, inclinada em relação ao eixo de rotação, e o disco circunestelar, como também observado na estrela T Tauri clássica AA Tau e previsto pelas simulações numéricas de magneto-hidrodinâmica.

Abstract

The main goal of this work is to characterize the mass accretion and ejection processes of the classical T Tauri star V354 Mon, a member of the young stellar cluster NGC 2264. In March 2008, photometric and spectroscopic observations of this object were obtained simultaneously with the CoRoT satellite, the SOPHIE échelle spectrograph at the Observatoire de Haute-Provence (CNRS - France) and the 60 cm telescope at the Observatório Pico dos Dias (LNA - Brazil) equipped with a CCD camera and Johnson/Cousins $BV(RI)_C$ filters.

The light curve of V354 Mon shows periodical minima ($p = 5,26 \pm 0,50$ days) that vary in depth and width at each rotational cycle. The $BV(RI)_C$ observations indicate that the system becomes slightly bluer as the flux increases. The spectra of this T Tauri star exhibit variable emission lines, with blueshifted and redshifted absorption components associated with a disk wind and with the accretion process, respectively, confirming the magnetospheric accretion scenario. From the analysis of the photometric and spectroscopic data, it is possible to identify correlations between the emission line variability and the light curve modulation of the young system, like, for example, the occurrence of pronounced redshifted absorptions in the $H\alpha$ and $H\beta$ lines at the moments of minimum flux. This is an evidence that during photometric minima we see the accretion funnel projected on the stellar photosphere in our line of sight, implying that the hot spot coincides with the light curve minima.

We applied models of cold and hot spots and a model of occultation by circumstellar material to investigate the source of the observed photometric variations. We conclude that material non-uniformly distributed in the inner part of the circumstellar disk is the main cause of the photometric modulation, which does not discard the presence of hot and cold spots at the stellar surface. It is believed that the distortion in the inner part of the disk is created by the dynamical interaction between the stellar magnetosphere, inclined with respect to the rotation axis, and the circumstellar disk, as also observed in the classical T Tauri star AA Tau and predicted by magneto-hydrodynamical numerical simulations.

Capítulo 1

Introdução

A formação estelar se inicia com o colapso gravitacional de um núcleo de gás denso dentro de uma nuvem molecular. No centro da região em colapso é criado um objeto gasoso em equilíbrio hidrostático, a proto-estrela. Esse objeto aumenta sua massa através do acúmulo de gás da região a sua volta. Uma vez que o núcleo primordial possui um momento angular inicial, a maior parte do material em queda não irá diretamente para a proto-estrela, mas formará um disco em torno dela. Assim, material cai do envelope circunvizinho no disco, enquanto a estrela acreta gás através do disco. Ao mesmo tempo, o sistema em formação perde massa através de ventos e jatos colimados em alta velocidade. Nesse estágio, a proto-estrela possui apenas uma pequena fração de sua massa e continua a acretar matéria, processo que dura aproximadamente 10^5 anos para uma estrela que eventualmente terá massa final de $1 M_{\odot}$. Durante essa fase embebida, a proto-estrela fica completamente ocultada pelo envelope circunestelar denso em comprimentos de onda visíveis. Esse envelope é gradativamente dissipado através dos *outflows* moleculares gerados pela interação do seu material com os ventos e jatos estelares. Quando a nuvem ao seu redor é dispersada, a estrela se torna opticamente visível, começando então o período de pré-sequência principal (PSP). Neste momento, a maior parte da massa final da estrela já foi acretaada, mas ela continua a ganhar matéria em taxas médias de $10^{-8} M_{\odot}/\text{ano}$ através do disco, que permanece em seu entorno por alguns milhões de anos, podendo originar um sistema planetário.

Ao longo da fase PSP, estrelas de baixa massa possuem raios moderadamente grandes, indicando que as temperaturas centrais são muito baixas para realizar a fusão do hidrogênio em hélio. Portanto, localizam-se acima da sequência principal de idade zero em um diagrama Hertzsprung-Russell (HR), como pode ser observado na Figura 1.1. Sem liberação de energia de fusão, a estrela jovem contrai, convertendo energia potencial gravitacional para repor a energia perdida por radiação através da fotosfera e aquecer o interior estelar. Essa contração só cessa quando a estrela adquire uma temperatura em seu centro suficiente para iniciar a queima de hidrogênio, atingindo então a sequência principal de idade zero.

O gás e a poeira do disco e do envelope circunestelar absorvem e reprocessam uma fração substancial da energia radiante emitida pela estrela jovem embebida, alterando

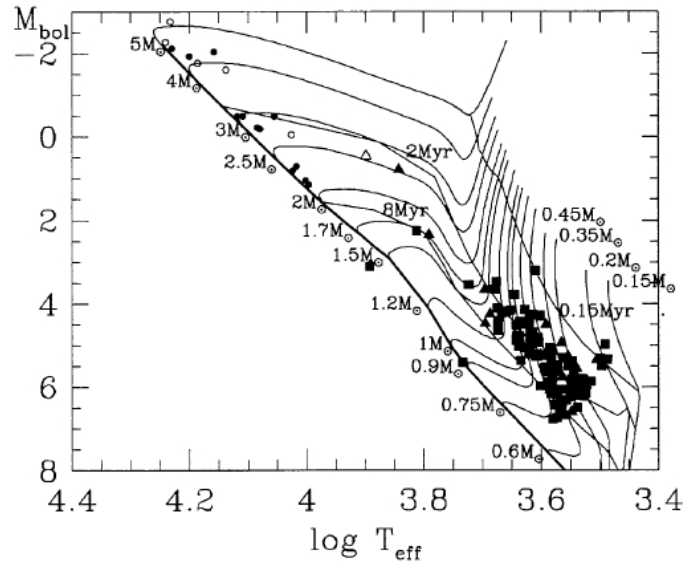


Figura 1.1: Diagrama HR para objetos estelares jovens pertencentes ao aglomerado aberto NGC 2264. A linha espessa representa a sequência principal de idade zero e as linhas finas são caminhos evolutivos de PSP, ambas de Swenson et al. (1994), e isócronas. Os círculos, quadrados e triângulos representam membros, membros PSP e candidatas, respectivamente. Símbolos abertos representam binárias conhecidas ou estrelas com velocidade radial variável. Figura retirada de Sung et al. (1997).

suas características espectrais, sobretudo no infravermelho. Assim, ao medir a energia luminosa de um objeto estelar jovem, estamos na verdade observando uma combinação da emissão da fotosfera estelar com o reprocessamento pelo disco e envelope, além da energia liberada pela interação estrela-disco através dos ventos e jatos.

Alguns argumentos são usados para inferir o status de PSP de uma estrela jovem de tipo solar: associação com nuvens moleculares ou com associações OB; localização acima da sequência principal em um diagrama HR; presença no espectro da linha de LiI, em 6708 Å, uma vez que esse elemento é destruído no início da formação estelar de baixa massa. A queima desse elemento ocorre a uma temperatura em torno de $2,5 \times 10^6$ K, atingida no centro da estrela ainda em contração na PSP. Como o interior estelar é totalmente convectivo nessa fase, o LiI é levado facilmente para as regiões centrais e rapidamente consumido (Palla, 1999).

Uma estrela PSP é identificada como T Tauri se seu tipo espectral é mais tardio que F, o que corresponde a temperaturas efetivas entre 3000 e 7000 K. São objetos de baixa massa, com menos de $2 M_{\odot}$, tipicamente associados a regiões de nebulosidade. Emitem raio-X e possuem campos magnéticos fortes, da ordem de ~ 2 kG. A presença de absorção em LiI confirma a juventude desses objetos, com idades em torno de alguns milhões de anos. Com base na largura equivalente da emissão em $H\alpha$, são classificadas em estrelas T Tauri clássicas (ETTC) ou fracas (ETTF). Ambas apresentam excesso de emissão no infravermelho, mas este é mais intenso nas ETTCs. O excesso nas ETTFs pode ser explicado em termos de uma atividade magnética cromosférica de tipo solar intensificada. Porém os níveis extremos de excesso de emissão de ETTCs em comprimentos de onda não

somente no infravermelho, mas também no óptico e ultravioleta, requerem uma fonte de energia externa, possivelmente circunstelar.

Além do excesso de emissão em relação ao fluxo fotosférico, as ETTCs exibem variabilidade irregular fotométrica e espectroscópica. Seus espectros apresentam linhas de emissão largas, forte emissão em $H\alpha$ e linhas de emissão proibidas, como as de [OI], [SII] e [NII]. À medida que essas características foram descobertas, vários modelos foram propostos para interpretar o fenômeno. Atualmente modelos de acreção magnetosférica (Shu et al., 1994; Hartmann et al., 1994; Muzerolle et al., 2001; Lima et al., 2010) conseguem esclarecer as propriedades observacionais gerais das ETTCs citadas acima.

A ideia principal dos modelos é a de acreção de matéria a partir de um disco circunstelar em uma estrela jovem magnetizada, representada na Figura 1.2. Considera-se que o campo magnético estelar é predominantemente dipolar em grande escala, axissimétrico em relação ao eixo de rotação da estrela, sendo estável ou sobrevivendo o tempo necessário para que a acreção se estabeleça. De acordo com as observações, o campo é da ordem de 1-3 kG (Johns-Krull et al., 2001; Yang et al., 2005), forte o suficiente para romper o disco circunstelar no raio de truncamento ou magnetopausa (R_{in} na Figura 1.2), tipicamente em torno de alguns raios estelares de distância da estrela. Nessa região, a pressão magnética é maior que a pressão causada pela acreção, criando uma cavidade magnetosférica ao redor da estrela. Dessa maneira, o material que vai espiralando no disco em direção a estrela em algum momento atinge essa região e, se está suficientemente ionizado, seu movimento é então controlado pelo campo magnético estelar. Mas a acreção só ocorre se o raio de truncamento for menor que o raio de corotação, onde a velocidade angular kepleriana do disco é igual à velocidade angular da estrela. A força total atuando no

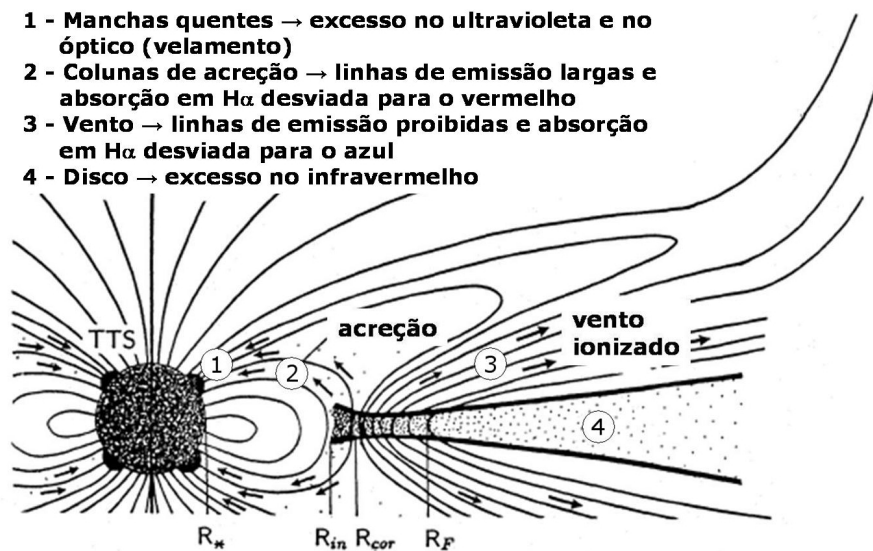


Figura 1.2: Ilustração da interação entre a magnetosfera estelar e o disco de acreção em ETTCs. Vemos que o disco está truncado próximo à estrela e o material é acretado através das linhas de campo, gerando manchas quentes na superfície estelar. Um forte vento é iniciado ao longo das linhas de campo abertas emanando do disco, através do qual matéria é ejetada do sistema. R_* indica o raio da estrela, R_{in} o raio interno do disco, R_{cor} o raio de corotação e R_F o ponto base de uma linha de campo magnético. A legenda identifica as regiões do sistema que produzem as características observadas em ETTCs. Baseada na figura de Paatz & Camenzind (1996).

material circunestelar permite que somente o gás e poeira na região interna ao raio de corotação seja acretado. Externamente a ele, uma força centrífuga atua no sentido de ejetar material para fora do sistema, gerando um vento de disco. O material acretado pela estrela segue as linhas do campo dipolar, criando colunas de acreção. Manchas quentes são produzidas na superfície estelar devido ao forte choque com a fotosfera do material em queda livre.

Várias características observadas em ETTCs são explicadas e reproduzidas com base nesse modelo, como indicado na Figura 1.2. As manchas quentes na superfície estelar são responsáveis pelo excesso de contínuo em relação à fotosfera da estrela no ultravioleta e no óptico, causando o velamento espectroscópico, isto é, a redução da profundidade das linhas fotosféricas observadas, além das variações de luminosidade da ordem de várias magnitudes. O velamento é definido como a razão entre o excesso de fluxo no contínuo devido ao choque de acreção e o fluxo fotosférico. As linhas espectrais de emissão largas, geralmente exibindo absorções desviadas para o vermelho, são produzidas pelo material acelerado nas colunas de acreção. As absorções desviadas para o azul e as linhas de emissão proibidas são originadas no vento de baixa densidade. Já o excesso no infravermelho vem do reprocessamento pelo disco da radiação gerada no sistema e da dissipação viscosa no mesmo. Além disso, o disco e o campo magnético podem desempenhar papéis importantes na remoção de momento angular durante a fase PSP através da perda de massa nos ventos e do ancoramento das linhas de campo com o disco, diminuindo a rotação da estrela. ETTCs ainda estão em contração e ganham mais momento angular através da acreção de massa do disco, portanto deveriam apresentar velocidades de rotação próximas à de rompimento. Todavia, observa-se que elas giram a baixas velocidades, de $v \sin i \sim 10\text{-}20$ km/s (Ménard & Bertout, 1999).

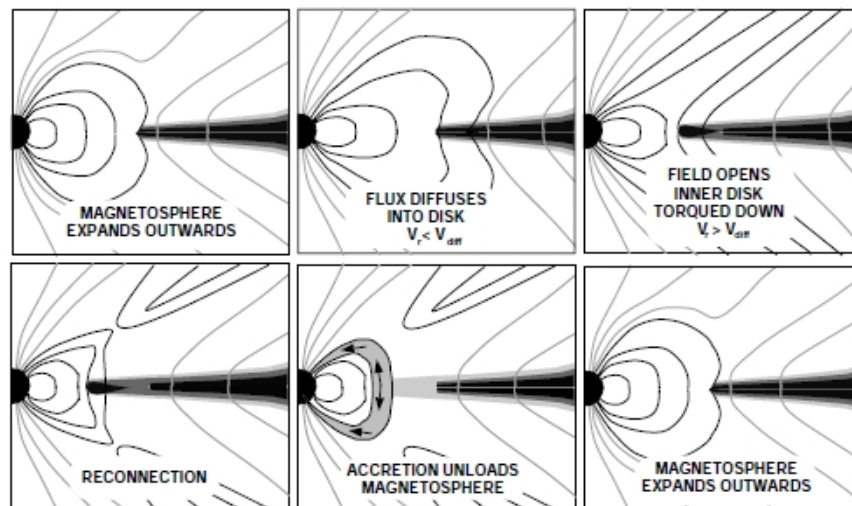


Figura 1.3: Ilustração do mecanismo de oscilação da configuração do campo magnético em uma ETTC, de acordo com a simulação MHD de Goodson & Winglee (1999). *Painel superior, da esquerda para direita:* a magnetosfera expande e o fluxo magnetosférico é misturado difusivamente no disco. Torques na parte interna do disco desaceleram o mesmo, levando a um deslocamento do disco em direção a estrela. *Painel inferior, da esquerda para direita:* ocorre o evento de reconexão, produzindo uma topologia magnética que favorece a acreção através das linhas de campo. A magnetosfera é atenuada pela acreção e sua expansão radial recomeça. Figura retirada de Goodson & Winglee (1999).

Apesar de descrever em geral as propriedades das ETTCs, alguns resultados observacionais indicam que os modelos de acreção magnetosférica dipolar axisimétrica e estável não estão completamente corretos (Bouvier et al., 2007b). Alguns perfis de linhas de emissão permitidas em ETTCs com alta taxa de acreção de massa não se assemelham aos calculados a partir dos modelos padrões. A acreção está intimamente ligada à perda de massa, pois fenômenos como jatos e ventos só são observados em objetos jovens com alguma evidência de discos de acreção. Modelos híbridos (Kurosawa et al., 2006) combinando um fluxo de acreção dipolar padrão com ejeção de matéria são capazes de reproduzir a grande variedade dos perfis de $H\alpha$ observados. Há indícios de que próximo à superfície estelar a geometria do campo magnético é provavelmente mais complexa do que a configuração dipolar considerada, com a presença de muitas componentes de multipolo, pelas quais a acreção poderia ocorrer (Johns-Krull, 2007). Porém a componente dipolar ainda deve dominar na parte interna do disco e governar a acreção, enquanto que as outras componentes multipolares afetam a formação de manchas quentes na fotosfera estelar, de acordo com o resultado de simulações numéricas de magneto-hidrodinâmica (MHD) de Long et al. (2008). A interação entre a magnetosfera estelar e o disco deve ser muito dinâmica, como revelado nas simulações MHD de Goodson & Winglee (1999) e Romanova et al. (2002). Em consequência da diferença de rotação entre a estrela e a parte interna do disco, de onde se origina o fluxo de acreção, as linhas de campo podem ficar distorcidas depois de alguns períodos de rotação, eventualmente reconectando-se e restaurando a configuração inicial do campo (Figura 1.3). Esse processo se repete à medida que a estrela gira. Além disso, um desalinhamento entre os eixos de rotação e magnético gera deformações na parte interna do disco e leva a formação de regiões não axisimétricas onde a acreção é favorecida (Romanova et al., 2003).

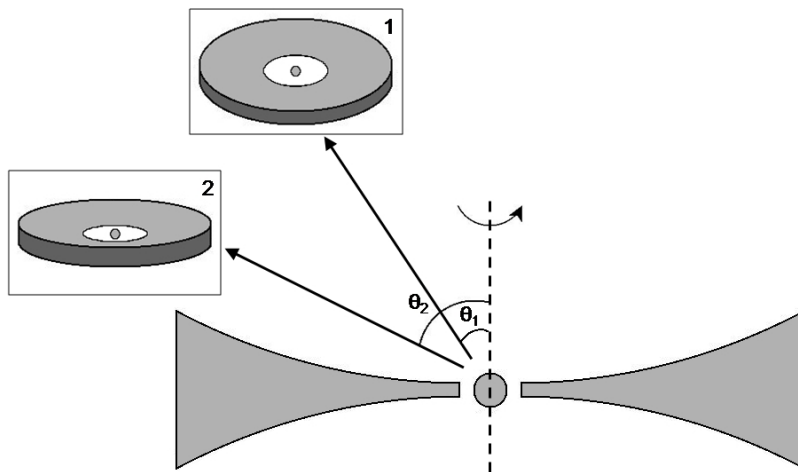


Figura 1.4: Ilustração de um sistema disco-estrela visto em diferentes inclinações. O disco apresenta um formato *flared*, ou seja, sua altura aumenta rapidamente com o aumento do raio. Se a linha de visada (seta apontando na direção do observador) faz um ângulo θ_1 com eixo de rotação da estrela (linha tracejada), o sistema é visto em baixa inclinação, quase de cima, conforme mostra o detalhe 1. Para um ângulo maior (θ_2), o sistema é observado em alta inclinação, sendo quase visto de lado (detalhe 2).

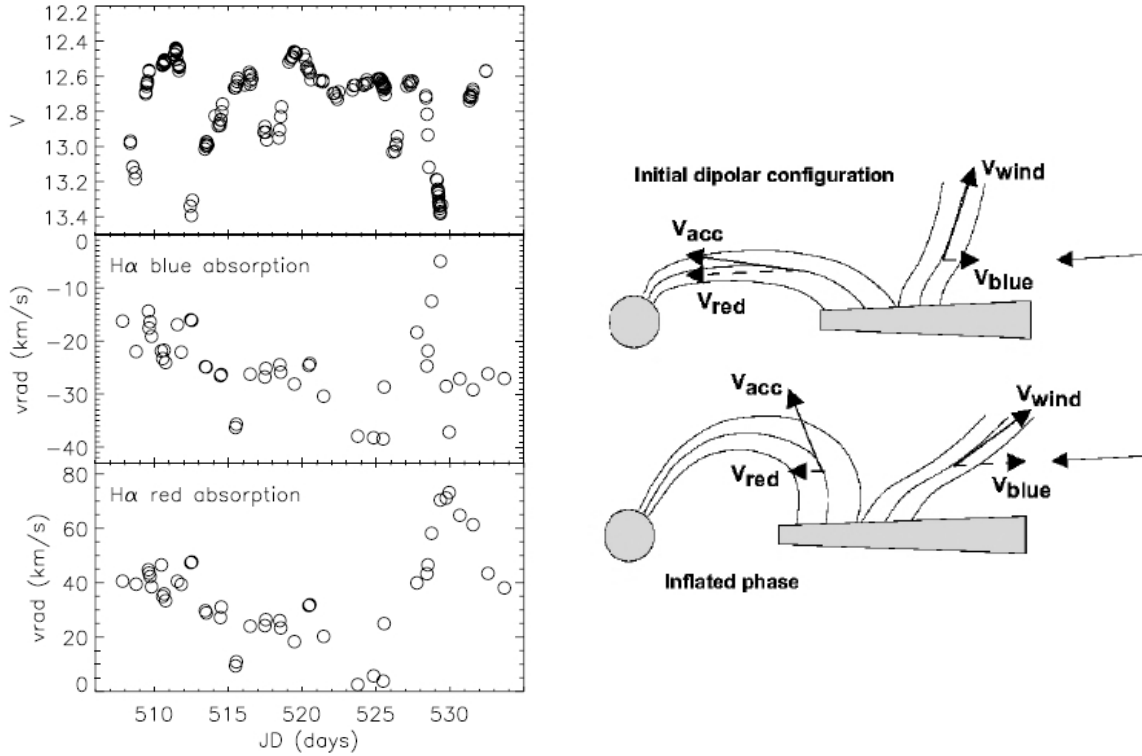


Figura 1.5: Evidências observacionais do fenômeno de inflação e reconexão das linhas de campo magnético em AA Tau. Nos gráficos à esquerda, a variação da magnitude em V é comparada com a mudança nas velocidades radiais das componentes de absorção desviadas para o azul e para o vermelho no perfil de $H\alpha$. Um esquema da evolução dinâmica da magnetosfera estelar interagindo com o disco de acreção é apresentado na ilustração à direita, mostrando a configuração dipolar inicial (superior) e a magnetosfera inflada devido a distorção das linhas de campo (inferior). As velocidades radiais no funil de acreção, v_{acc} , e no vento, v_{wind} , estão indicadas, assim como suas projeções em nossa linha de visada, v_{red} e v_{blue} . Figuras retiradas de Bouvier et al. (2003).

Por causa da falta de monitoramento intenso de ETTCs em escalas de tempo apropriadas, evidência observacional de uma interação variável entre a parte interna do disco e a magnetosfera estelar é bastante limitada. Uma exceção notável foi o estudo de AA Tau, observada por um mês durante três campanhas diferentes (Bouvier et al., 1999, 2003, 2007a). Essa estrela apresenta uma variação fotométrica peculiar, com brilho praticamente constante interrompido por episódios quasi-cíclicos e irregulares de atenuação. Devido à ausência de variação significativa em cor e ao aumento do nível de polarização com a diminuição de brilho, interpretou-se a modulação fotométrica como sendo causada pela ocultação da fotosfera por material circunstelar opaco. Como AA Tau é um sistema visto em alta inclinação (veja explicação na Figura 1.4), com seu eixo de rotação inclinado 75° em relação à linha de visada, os eclipses são produzidos por uma deformação na parte interna do disco gerada pela interação entre o disco e o campo magnético estelar, desalinhado em relação ao eixo de rotação, prevista pelas simulações MHD. Espectroscopia simultânea de alta resolução exibiu sinais de acreção e ejeção de massa correlacionados nas linhas de $H\alpha$ e $H\beta$, além de um velamento variável, ligado à modulação rotacional de duas manchas quentes. Durante a segunda campanha de observação, a variabilidade

fotométrica e espectroscópica foi drasticamente reduzida durante alguns dias, revelando um episódio de ruptura da configuração magnética na borda interna do disco que suprimiu temporariamente a acreção. Como pode ser visto na Figura 1.5, as mudanças no fluxo e na velocidade radial das componentes de absorção em $H\alpha$ evidenciaram o processo cíclico de inflação e reconexão das linhas de campo devido à rotação diferencial entre a estrela e a parte interna do disco, mais uma vez de acordo com as simulações MHD. Os mesmos sinais dessa interação dinâmica foram observados novamente na terceira campanha, cinco anos após a segunda.

Embora a curva de luz de AA Tau fosse até então atípica, as características da estrutura de sua zona de acreção poderiam ser as mesmas presentes em outras ETTCs, apenas mais evidentes nesse caso devido à alta inclinação do sistema. A fim de confirmar essa hipótese, seria necessário obter fotometria de boa precisão para um grande número de ETTCs durante vários períodos rotacionais. Isso corresponde a uma observação contínua por pelo menos um mês, já que as ETTCs em Touro apresentam períodos de rotação típicos de 8 dias. Tal monitoramento em solo é complicado por motivos de alocação de tempo em telescópios e condições climáticas. Um programa adicional do satélite CoRoT para observação da região de formação estelar NGC 2264 durante 23 dias ininterruptos possibilitou essa análise.

NGC 2264 é um aglomerado estelar jovem e principal componente da associação Mon OB1, localizado a 760 pc de distância na constelação de Monoceros (Figura 1.6). Estimativas da população estelar total do aglomerado chegam a ~ 1000 membros, dominada pelo sistema múltiplo O7V, S Mon, e várias dezenas de estrelas de tipo B na sequência principal de idade zero. O aglomerado é visto diante de um complexo de nuvens moleculares, ao qual está associado e cuja massa total presente nos núcleos densos é estimada em $\sim 3,7 \times 10^4 M_{\odot}$. A formação estelar ativa em NGC 2264 é evidenciada pela presença de inúmeras proto-estrelas embebidas e associações de estrelas, assim como *outflows* moleculares e objetos Herbig-Haro. A idade média do aglomerado é avaliada em ~ 3 milhões de anos. NGC 2264 é alvo de estudos de formação estelar há mais de 50 anos, iniciados com a pesquisa em $H\alpha$ de Herbig (1954). O aglomerado e as nuvens moleculares associadas têm sido examinados extensivamente em todos os comprimentos de onda, do centímetro ao raio-X (Dahm, 2008). Devido a sua relativa proximidade, população estelar bem definida e baixa extinção, NGC 2264 é uma das regiões de formação estelar da Galáxia mais acessíveis e observadas, juntamente com a Nebulosa de Órion e as nuvens moleculares de Touro-Auriga.

A partir das curvas de luz de 83 ETTCs identificadas entre as 301 estrelas membros observadas em NGC 2264 pelo CoRoT, 23 foram classificadas como exibindo o mesmo tipo de variabilidade de AA Tau, enquanto 28 exibem curvas de luz estáveis de ciclo a ciclo, associadas à presença de manchas duradouras, e 32 são irregulares, provavelmente devido à ocultação por material circumstelar distribuído de maneira não uniforme ou à acreção instável (Alencar et al., 2010). Assim, mostrou-se que o comportamento fotométrico de AA Tau é comum em objetos estelares jovens, estando presente em $28\% \pm 6\%$ das ETTCs em NGC 2264 observadas com o CoRoT, apesar de somente algumas configurações geométricas, como alta inclinação, propiciarem as observações desses fenômenos. Esse resultado é muito importante, pois esses sistemas são essenciais para testar as previsões das simulações MHD de objetos estelares jovens.



Figura 1.6: Imagem do aglomerado estelar jovem NGC 2264 obtida no WIYN Observatory, Kitt Peak, Arizona (EUA). A estrela brilhante logo acima do centro da imagem é S Mon. Os arcos suaves em laranja e azul próximos ao centro da imagem são objetos Herbig-Haro, formados através da interação entre o gás ejetado pelas proto-estrelas embebidas e o material da nebulosa. O azul claro indica oxigênio [OIII], o vermelho alaranjado $H\alpha$ e o azul violeta enxofre [SII]. A imagem tem dimensões de $55,5' \times 57'$. O norte está para cima e o leste para esquerda.

1.1 Objetivos

Caracterizar objetos estelares jovens, assim como seus discos e *outflows*, é essencial para a compreensão dos fenômenos que ocorrem na formação estelar e planetária. Os processos de acreção e ejeção de massa em ETTCs podem ser bastante dinâmicos em várias escalas de tempo, de horas para acreção instável, de semanas para modulação rotacional e de meses para instabilidades globais da estrutura magnetosférica. Assim, o estudo aprofundado de uma estrela desse tipo demanda observação intensa em vários comprimentos de onda utilizando técnicas diferentes, a fim de identificar os diversos aspectos do sistema e associá-los às previsões dos modelos.

Pretendemos neste trabalho analisar os processos de acreção e ejeção de massa da ETTC V354 Mon, membro do aglomerado estelar jovem NGC 2264, a partir de observações fotométricas e espectroscópicas simultâneas de alta resolução. V354 Mon é uma das 23 estrelas cujas curvas de luz foram classificadas como sendo do tipo de AA Tau no aglomerado. Assim, os dados desse objeto serão examinados em conjunto com o intuito de identificar correlações entre a variabilidade das linhas de emissão e a modulação da curva de luz, com base no estudo de AA Tau (Bouvier et al., 1999, 2003, 2007a). Dessa forma,

será possível estudar os processos dinâmicos de ganho e perda de massa que ocorrem nesse sistema, além da interação entre o campo magnético da estrela e o disco circunestelar. Testaremos as previsões dos modelos de acreção magnetosférica e simulações MHD, construindo cenários plausíveis para os fenômenos observados nesse objeto jovem.

Capítulo 2

Observações

O Brasil é um dos países participantes da missão espacial CoRoT, juntamente com a França, Holanda, Alemanha, Áustria, Bélgica, Espanha e Itália. O satélite, que faz parte do programa de pequenos satélites da agência espacial francesa CNES, foi lançado com sucesso em 27 de Dezembro de 2006 e é composto de um telescópio afocal de 270 mm, uma câmera de grande campo ($\sim 10^\circ$ de raio no céu) equipada com quatro detectores CCD (2048×2048 pixels) e eletrônica de controle, processamento e transmissão de dados, medindo $4,20 \times 2,00$ m aproximadamente. Foi colocado numa órbita inercial polar, que permite a observação de zonas do céu livres de eclipses pela Terra por cerca de 150 dias ininterruptos. Assim, o projeto está apto a fazer fotometria de grande campo com longos períodos de observação nas direções do centro e anti-centro Galácticos. O CoRoT é dedicado à sismologia estelar (análise de pulsações não-radiais das estrelas) e à procura de planetas extra-solares, além de possuir programas adicionais envolvendo variabilidade fotométrica. Para isso, o experimento faz fotometria estelar de altíssima precisão, que aliada a longos períodos de medidas em cada região do céu, permite atingir-se alta resolução nas medidas¹. Por exemplo, o nível de ruído na observação de uma estrela de magnitude V igual a 15, durante um tempo de integração de 512 s e utilizando o CCD EXO, é de $1,4 \times 10^{-3}$ em magnitude.

Um dos programas adicionais aprovados pela equipe do CoRoT foi a observação de pelo menos ~ 300 estrelas membros conhecidas da região de formação estelar NGC 2264, com o objetivo de estudar os seguintes processos: acreção em ETTCs; atividade cromosférica, rotação e *flaring*; astrossismologia de estrelas de massa intermediária; trânsitos planetários e de anãs marrons. NGC 2264 é um aglomerado aberto jovem bastante conhecido, localizado na associação Mon OB1. Os trabalhos pioneiros de Herbig (1954), Walker (1956) e outros estabeleceram essa região como um importante laboratório para estudos de formação estelar e evolução de estrelas PSP.

A região de NGC 2264 foi observada pelo satélite no período de 7 a 30 de Março de 2008. Algumas estrelas apresentam fotometria em luz branca, sem filtro, e outras

¹As informações sobre o CoRoT apresentadas nesse parágrafo foram obtidas em <http://www.astro.iag.usp.br/~corot/index.html>

possuem alguma informação de cores vermelha, azul e verde, mas esses filtros não têm correlação com os sistemas fotométricos comumente usados em observações astronômicas. Os dados obtidos consistem em uma série contínua de exposições durante 23 dias, cada uma composta por 16 sub-exposições de 32 s, num total de 512 s por exposição. As datas são fornecidas em Dias Julianos do CoRoT (CoRoT JD), equivalente a JD-2 451 545, com origem em 1 de Janeiro de 2000, às 12:00:00 horas. Os instantes de observação listados nos arquivos do CoRoT correspondem ao início da última sub-exposição de 32 s.

Para V354 Mon, uma estrela membro do aglomerado presente no programa observacional do CoRoT, espectroscopia échelle de alta resolução e fotometria BV(RI)_C foram feitas simultaneamente com o espectrógrafo SOPHIE no Observatoire de Haute-Provence (OHP - CNRS, França) e com o telescópio de 60 cm equipado com uma câmera CCD e filtros de Johnson/Cousins no Observatório do Pico dos Dias (OPD - LNA/MCT, Brasil), respectivamente. V354 Mon é uma ETTC e foi selecionada por ter período fotométrico bem determinado, o que aumenta as chances de ser um sistema visto de perfil, e por apresentar largura equivalente da linha de H α relativamente grande, o que facilita o estudo de sua variabilidade espectroscópica, pelo menos nessa linha, com boa relação sinal/ruído. Informações obtidas na literatura sobre V354 Mon estão agrupadas na Tabela 2.1.

Tabela 2.1: Características de V354 Mon na literatura

Dado	Referência
V = 14,45 mag	Dahm & Simon (2005)
tipo espectral: K4V	Lamm et al. (2004)
período fotométrico = $5,22 \pm 0,87$ dias	Lamm et al. (2004)
largura equivalente de H α = 16,60 Å	Dahm & Simon (2005)
largura de H α a 10% > 270 km/s	Fűrész et al. (2006)
$\log(T_{\text{eff}}/K) = 3,66$	Flaccomio et al. (2006)
massa = 1,50 M $_{\odot}$	Flaccomio et al. (2006)
$\log(\text{idade/anos}) = 6,42$	Flaccomio et al. (2006)
velocidade radial heliocêntrica (Dez 2004): 19,42 km/s	Fűrész et al. (2006)

SOPHIE² é um espectrógrafo échelle de dispersão cruzada acoplado a um telescópio de 1,93 m. É alimentado a partir do foco Cassegrain através de um dos dois conjuntos distintos de fibras ópticas, com diferentes resoluções espectrais: modos Alta-Eficiência (AE), R=40 000, e Alta-Resolução (AR), R=75 000. O espectro, projetado em um detetor CCD e2V 44-82 (4096 \times 2048 pixels), produz 41 ordens espectrais, das quais 39 são realmente extraídas, cobrindo a gama de comprimentos de onda de 3872 a 6943 Å. O instrumento é totalmente controlado por computador e um procedimento padrão de redução automaticamente processa os dados da leitura do CCD. Para estrelas de tipo tardio (F, G, K, M) isso inclui o cálculo de velocidades radiais a partir de técnicas numéricas de correlação cruzada, que podem obter velocidades muito precisas (até 2-3 m/s usando calibração simultânea de Th), dependendo da razão sinal/ruído. A Figura 2.1 mostra um exemplo de espectro obtido com o SOPHIE.

Cada conjunto de fibras é composto de duas aberturas de entrada circulares, com 3'' de largura, separadas por 1,86' no plano focal, nominalmente na direção L-O. Passando por essas aberturas, a luz chega ao espectrógrafo através de fibras ópticas de 100 μ m de diâmetro. A fibra A é normalmente usada para o objeto alvo, enquanto que a fibra B

²<http://www.obs-hp.fr/www/guide/sophie/sophie-eng.html>

pode ser usada para obter o espectro do céu ou para calibração através de uma exposição simultânea de uma lâmpada de Tório. Ambas as fibras A e B podem ser simultaneamente iluminadas por uma das lâmpadas de calibração ou pelo céu. O par de fibras ópticas do modo AR incorporam uma fenda de saída de $40\ \mu\text{m}$ para alcançar a alta resolução espectral. O outro par de fibras é usado quando se deseja uma alta taxa de obtenção de dados, particularmente no caso de objetos fracos. O adaptador especial contendo as extremidades das fibras ópticas também inclui uma câmera CCD *autoguider*, lâmpadas de calibração e corretores de refração atmosférica. O campo de visão do *autoguider* é de $4,6'$.

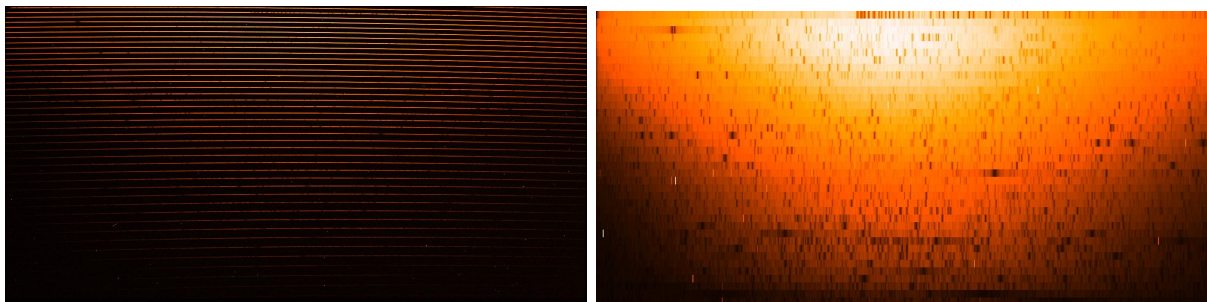


Figura 2.1: Exemplos de espectro bruto (à esquerda), com 41 ordens utilizáveis, e espectro extraído (à direita), cobrindo 39 ordens, de HD 209458, uma estrela de tipo G0V com um planeta extra-solar. O espectro extraído foi ampliado verticalmente por um fator de 50 para melhor visualização. As finas bandas telúricas de vapor d’água são claramente evidentes na ordem superior do espectro extraído.

A fotometria em solo foi obtida utilizando-se o telescópio de 60 cm do OPD com o sistema de filtros $BV(RI)_C$ de Johnson/Cousins e câmera CCD #106 (SITe SI003AB) de 1024×1024 pixels, ruído de leitura $4,1\ e^-$ e fator de conversão (ganho) $5,0\ e^-/ADU$. A Tabela 2.2 apresenta um registro das observações fotométricas e espectroscópicas.

Tabela 2.2: Registro das observações. Nos dias 14 e 18 de Março foram obtidos dois espectros de V354 Mon, referidos como 14-1, 14-2 e 18-1, 18-2.

Datas (Março de 2008)	Instrumento	Tempo de exposição (s)	Nº de observações
Espectroscopia			
12, 14-1, 14-2, 18-1, 18-2, 20, 23, 25, 27 e 28	SOPHIE - OHP	3600	10
Fotometria			
7 a 30	CoRoT	512	contínua
19, 20, 25, 26 e 27	60 cm - OPD	B 400 V 300 R 200 I 200	B 10 V 8 R 8 I 10

A partir da análise conjunta dos dados obtidos, pretendemos atingir os objetivos propostos na seção 1.1 dessa dissertação.

Capítulo 3

Redução dos dados

3.1 Fotometria do CoRoT

V354 Mon foi um dos objetos observados pelo CoRoT sem filtro. Os dados são previamente reduzidos por um procedimento padrão (Samadi et al., 2007; Auvergne et al., 2009) e estão prontos para análise na forma de curva de luz, em um arquivo no formato *fits* que pode ser lido por *softwares* padrões destinados a astronomia, como IRAF e IDL, sem a necessidade de um conhecimento a priori do instrumento. Porém algumas correções adicionais indispensáveis foram identificadas. Usamos a fotometria em luz branca processada pelo *software* feito pela Dra. Suzanne Aigrain (Oxford University) que:

- retira ou corrige pontos afetados pela entrada/saída de eclipses da Terra;
- sinaliza pontos fora da tendência da curva de luz, principalmente causados pela Anomalia do Atlântico Sul¹, usando filtro não-linear iterativo com linha de base pequena de Aigrain & Irwin (2004) e nunca sinalizando mais do que 4 pontos consecutivos para evitar a remoção de *flares* e eclipses;
- remove pixels quentes;
- normaliza a curva de luz dividindo pela mediana do fluxo.

¹A Anomalia do Atlântico Sul é uma região com altos níveis de radiação localizada sobre o Oceano Atlântico Sul e grande parte da América do Sul. É causada pelo fato do eixo magnético da Terra ser inclinado cerca de 11° em relação ao eixo de rotação. Satélites e outras espaçonaves que passam por essa região do espaço são bombardeados por prótons com energia superior a 10⁷ eV a uma taxa de 3000 impactos/cm²s. Isso pode produzir 'falhas' em dados astronômicos, problemas com o funcionamento dos sistemas eletrônicos a bordo e envelhecimento precoce do computador, detectores e outros componentes. Fontes: <http://image.gsfc.nasa.gov/poetry/ask/q525.html>, <http://srag-nt.jsc.nasa.gov/SpaceRadiation/What/What.cfm>

Apenas os dados que são medidas de fluxo válidas, sinalizados pelo processo de redução do CoRoT, e bons pontos, sinalizados pelo *software* de Aigrain, foram utilizados no presente estudo. A Figura 3.1 mostra a curva de luz depois de ser processada, indicando os pontos removidos. Os dados em fluxo normalizado foram transformados em magnitude, empregando o fluxo máximo como magnitude zero.

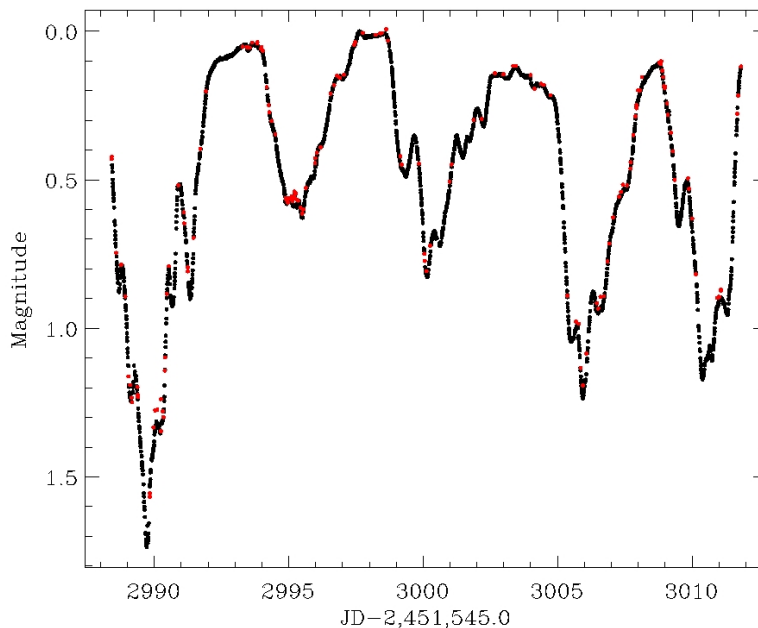


Figura 3.1: Curva de luz de V354 Mon processada pelo *software* de Aigrain, onde os pontos vermelhos sinalizam as medidas removidas. Nota-se que não houve nenhuma alteração em seu formato geral. Os dados foram transformados de fluxo normalizado para magnitude, considerando o fluxo máximo como magnitude zero.

3.2 Fotometria do OPD

As imagens obtidas no OPD necessitam ser corrigidas do perfil instrumental e dos efeitos de extinção atmosférica para que se possam extrair as magnitudes. Utilizamos o pacote de tratamento de dados *Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF - Tody 1986) em todo o processo de tratamento das imagens, seguindo os procedimentos descritos nos Capítulos 3, 4 e 5 de Maia (2007). Os passos de redução retratados nessa seção estão bem detalhados nessa referência, sendo redundante pormenorizá-los aqui. Exemplos das rotinas IRAF construídas para redução dos dados encontram-se no Apêndice A para eventuais consultas às tarefas e valores dos parâmetros utilizados. Qualquer informação adicional, recomendamos a consulta a Maia (2007).

3.2.1 Correção dos cabeçalhos das imagens

As imagens são do formato *fits* e possuem um cabeçalho contendo informações sobre a observação, como sítio observacional, tempo de exposição, massa de ar, coordenadas do objeto e outras. As tarefas do IRAF utilizam essas informações durante o processo de redução, assim todos os dados do cabeçalho devem estar corretos. Para isso,

- criamos arquivos contendo informações sobre os instrumentos e filtros utilizados na observação que modificam os parâmetros do pacote *ccdproc*, relacionando informações dos cabeçalhos com parâmetros usados durante o processo de redução pelas tarefas, como filtro (BVRI) ou tipo de imagem (*bias*, *flat-field*);
- corrigimos os cabeçalhos das imagens, utilizando a tarefa *hselect* para listar as informações e *hedit* para alterar os valores incorretos ou ausentes;
- corrigimos o tempo sideral para o meio da exposição através da tarefa *asthedit*, já que o tempo anotado no cabeçalho corresponde ao seu início;
- corrigimos o valor da massa de ar para o meio da exposição, chamada de massa de ar efetiva, usando a tarefa *setairmass*;
- calculamos os valores médios do ruído de leitura e ganho do CCD usando a tarefa *findgain* em várias regiões das imagens de *bias* e *flat-field* não processadas; os valores encontrados ficaram próximos dos fornecidos pelo observatório (Tabela 3.1), que foram adotados por serem obtidos com mais medidas.

Tabela 3.1: Comparação entre os valores do ruído de leitura e ganho fornecidos pelo observatório e calculados pela tarefa do IRAF.

Data de observação	Ganho (e^-/ADU)	Ruído de leitura (e^-)
19	$5,41 \pm 0,06$	$4,45 \pm 0,05$
20	$5,36 \pm 0,05$	$4,42 \pm 0,04$
25	$5,38 \pm 0,05$	$4,38 \pm 0,06$
26	$5,39 \pm 0,04$	$4,44 \pm 0,05$
27	$5,32 \pm 0,08$	$4,43 \pm 0,08$
OPD	5,0	4,1

3.2.2 Correção do perfil instrumental

O detector CCD não é um dispositivo perfeito, pois os pixels que o constituem não apresentam a mesma sensibilidade e eficiência de detecção. O próprio processo de leitura do CCD também pode adicionar contagens à imagem observada. Esses e outros problemas causados pelos instrumentos durante a aquisição dos dados podem produzir defeitos e contagens espúrias nas imagens. Para removê-los, utilizamos as imagens de *bias* e *flat-field* obtidas no início e fim da noite de cada observação. As imagens de *bias* são geradas através de exposições curtas com o obturador fechado, apresentando os níveis de *overscan* e tendências na imagem causadas pela leitura do CCD. A região de *overscan* é composta

por algumas linhas e colunas na borda da imagem de *bias* e define o nível zero das contagens de cada imagem ao acrescentar um sinal eletrônico com o objetivo de impedir contagens negativas. Ao subtrair o *overscan* das imagens de *bias*, apenas o padrão bidimensional causado pelo processo de leitura do CCD permanece. As imagens de *flat-field* são geralmente obtidas medindo-se a luz refletida por uma tela branca iluminada por uma lâmpada de características espectrais similares a dos filtros usados, identificando as diferenças de eficiência e sensibilidade dos pixels do CCD.

Antes da remoção dos efeitos do perfil instrumental, as imagens de *bias* devem ser combinadas, assim como as imagens de *flat-field*, obtendo deste modo um menor ruído nas imagens médias. Para isso, utilizamos a tarefa *combine*, configurada com o ganho e ruído de leitura fornecidos pelo observatório e com o algoritmo de rejeição de pixels *ccdclip*, o mais eficiente quando os valores de ganho e ruído do CCD são bem conhecidos. Dessa maneira, a sequência de passos para corrigir as imagens de NGC 2264 foram:

- combinação das imagens de *bias*, usando a média dos valores em cada pixel (parâmetro *combine=average*);
- as imagens de *flat-field* foram subtraídas pela imagem combinada de *bias* e corrigidas de *overscan*, usando a rotina *ccdproc*;
- combinação por filtro das imagens de *flat-field*, usando a mediana dos valores em cada pixel (parâmetro *combine=median*) e escalonando cada imagem pela moda de sua distribuição de pixels (parâmetro *scale=mode*); a lâmpada usada na obtenção das imagens de *flat-field* pode ter variado sua iluminação durante a série de exposições e o escalonamento evita que imagens com contagens muito diferentes das demais afetem a imagem combinada de *flat-field*;
- normalização das imagens combinadas de *flat-field*, usando a tarefa *normalize*;
- as imagens de NGC 2264 foram subtraídas pela imagem combinada de *bias*, corrigidas de *overscan* e divididas pelas imagens combinadas e normalizadas de *flat-field*, usando a rotina *ccdproc*.

3.2.3 Obtenção das magnitudes

Após a correção das imagens pelo perfil instrumental, damos início à obtenção das magnitudes instrumentais de todos os objetos presentes no campo observado, para um possível estudo posterior de outras estrelas do aglomerado observadas simultaneamente pelo CoRoT e no OPD. Inicialmente verificamos se as imagens estão alinhadas, com o propósito de que uma estrela tenha a mesma posição (x,y) em todas elas, possibilitando a criação de um arquivo único que liste as coordenadas de todos os objetos identificados. Utilizamos as imagens mais nítidas no filtro I como referência, já que essas apresentam um maior número de estrelas visíveis. As outras imagens foram comparadas com a imagem de referência e alinhadas em relação à ela através da tarefa *xregister*, que desloca as imagens até que as estrelas tenham as mesmas coordenadas da referência.

A magnitude instrumental é obtida através da fotometria de abertura, um procedimento análogo ao utilizado na fotometria fotoelétrica, onde um diafragma determina uma região centrada na estrela na qual todas as contagens medidas serão integradas para

calcular a magnitude. Devemos definir qual o tamanho ideal da região para que a magnitude seja bem determinada e, para isso, contruímos a curva de crescimento. Escolhemos uma estrela brilhante, não saturada, com contagem máxima próxima à metade do valor de saturação do CCD e medimos sua magnitude para aberturas concêntricas de vários tamanhos. A abertura ideal é aquela a partir da qual a magnitude da estrela não sofre variações significativas com o aumento da região.

No processo de construção da curva de crescimento, usamos a tarefa *phot* e os arquivos de parâmetros: *datapars*, onde especificamos todos os parâmetros relacionados ao processo de redução fotométrica; *centerpars*, que comanda os algoritmos de centralização para localizar as estrelas; *fitskypars*, que inclui parâmetros de ajuste e cálculo estatístico do valor do céu; e *photpars*, contendo o raio das aberturas para o cálculo das magnitudes. Utilizamos aberturas de 2 a 25 pixels de raio, com incrementos de 0,5 pixel, para algumas estrelas brilhantes isoladas. Porém, como a região apresenta algumas estrelas fracas que aparecem muito próximas de outras (vide Figura 3.3), determinamos a curva de crescimento para alguns desses casos com aberturas de 1 a 10 pixels. Para estimar o valor do céu, usamos uma região anular que começa a 25 pixels do centro da estrela e se estende por mais 5 pixels. A Figura 3.2 mostra dois resultados dessa análise, onde os gráficos da diferença de magnitude em função do raio de abertura média nos permitiu identificar o raio para o qual não há uma variação grande na magnitude. No caso de uma estrela brilhante isolada, um raio de 15 pixels é suficiente, enquanto que para uma estrela fraca podemos utilizar aberturas a partir de 6 pixels, de forma que não haja contaminação por outra estrela próxima.

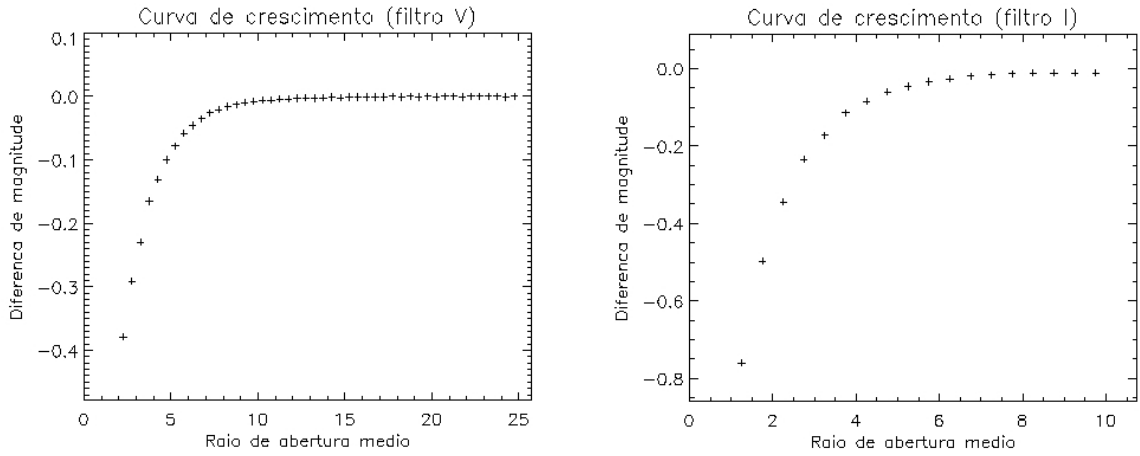


Figura 3.2: Curvas de crescimento para uma estrela brilhante isolada (à esquerda) e para uma estrela fraca (à direita). Vemos que uma abertura de 15 pixels é ideal para o objeto brilhante, enquanto que para o objeto fraco em questão podemos utilizar um valor de 8 pixels.

O próximo passo é a criação do arquivo de coordenadas, no qual estarão reunidas as posições de todas as estrelas para as quais queremos determinar a magnitude. Construímos um arquivo único em cada noite de observação, que foi usado na realização da fotometria em várias imagens, já que elas foram previamente alinhadas. Executamos a tarefa *daofind*, configurada com um limite de detecção que depende da qualidade da ima-

gem, definido no parâmetro *findpars.threshold*, utilizando a mesma imagem de referência do alinhamento, no filtro I. Se algum objeto não foi identificado automaticamente pela rotina ou se um pixel ruim foi adicionado ao arquivo de coordenadas, é possível modificá-lo de maneira iterativa através da tarefa *tvmark*, que sinaliza em uma imagem todas as estrelas identificadas e permite a adição ou remoção de objetos. Em casos mais extremos, foi necessário modificar algum parâmetro da tarefa *daofind* e executá-la novamente.

Como citado anteriormente, o campo observado apresenta alguns objetos muito próximos a outros. Portanto, foi necessário dividir o arquivo de coordenadas em três partes, dependendo do tamanho da abertura a ser utilizado na fotometria, a fim de excluir a contaminação do fluxo de estrelas adjacentes na determinação da magnitude do objeto. Usamos aberturas de 5, 10 e 15 pixels, com a maioria das estrelas classificadas de acordo com o último valor.

De posse do arquivo de coordenadas, podemos finalmente obter as magnitudes instrumentais. A tarefa *phot* foi empregada nesse procedimento, com seus parâmetros *photpars* e outros necessários, como *fitskypars* e *datapars*, devidamente configurados de acordo com as características fotométricas gerais das imagens. Dependendo da classificação prévia da estrela, usamos uma abertura de 5, 10 ou 15 pixels e a região para o cálculo do céu ficou definida começando no término da abertura para medida do objeto e se estendendo por 5 pixels. O arquivo de saída da tarefa lista todos os parâmetros utilizados e um conjunto de informações sobre todos os objetos processados. Com a tarefa *txdump*, selecionamos apenas as informações relevantes para o estudo e as escrevemos em outro arquivo, facilitando assim a leitura dos dados para a análise posterior.

No presente estudo não foi feita uma calibração ao sistema padrão das magnitudes instrumentais obtidas. Estamos interessados na variação fotométrica de uma estrela e essa análise pode ser feita através da fotometria diferencial, comparando seu brilho em

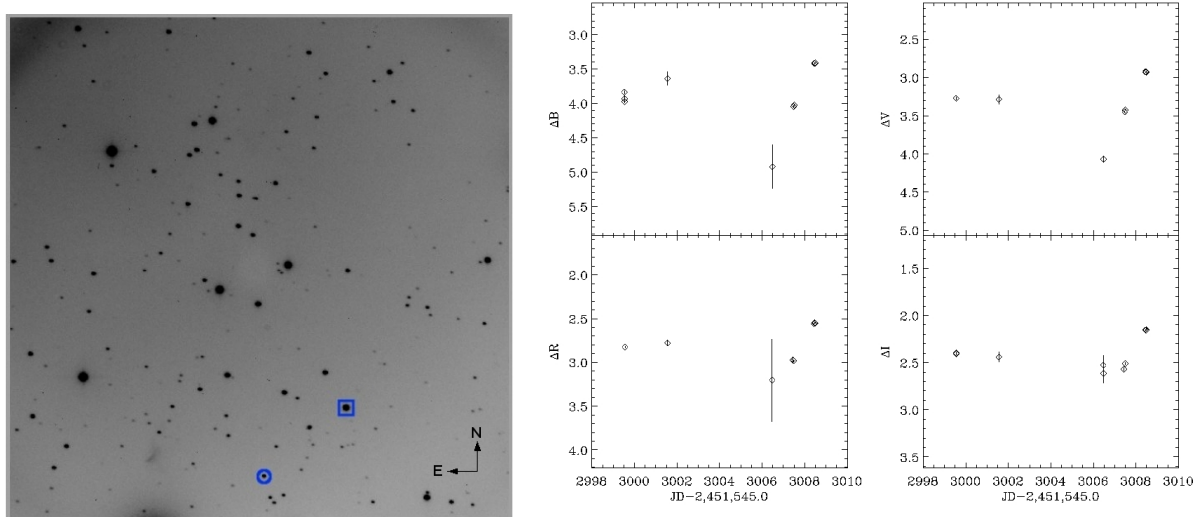


Figura 3.3: Imagem no filtro I do campo de NGC 2264 (à esquerda), obtida em 26 de Março de 2008 no OPD. V354 Mon e a estrela de comparação TYC 750-1637-1 estão identificadas por um círculo e um quadrado, respectivamente. O campo observado tem aproximadamente $10' \times 10'$. Curvas de luz da fotometria diferencial nos filtros $BV(RI)_C$ (à direita). As barras verticais indicam os erros em cada medida.

cada observação à de uma estrela de comparação, não-variável e de tipo espectral similar ao do objeto alvo. Anteriormente às observações no OPD, selecionamos TYC 750-1637-1 como estrela de comparação, pois está bem próxima a V354 Mon (vide Figura 3.3), de forma que ambas foram observadas simultaneamente no mesmo campo. Assim, a correção de extinção pôde ser desprezada, já que as condições de observação foram iguais. TYC 750-1637-1 é de tipo espectral F7V e tem magnitude $V = 11,609$ (Sung et al., 1997). Os resultados da fotometria diferencial, usando a mesma abertura para as duas estrelas, são apresentados nos gráficos da Figura 3.3.

A partir das curvas de luz obtidas com o CoRoT, selecionamos uma segunda estrela de comparação de tipo espectral mais próximo ao de V354 Mon, com variabilidade fotométrica pequena e que estivesse presente no campo de NGC 2264 observado no OPD. O objeto escolhido (CoRoT ID 223978921) é de tipo espectral K1 (Dahm & Simon, 2005) e apresenta amplitude de variabilidade fotométrica de ~ 0.005 magnitude (Figura 3.4, gráfico à esquerda), que é muito baixa em relação à variabilidade de V354 Mon (vide Figura 3.1). Notamos que os resultados da fotometria diferencial são similares para os dois objetos de comparação (Figuras 3.3 e 3.4, gráficos à direita). Como TYC 750-1637-1 está mais próxima de V354 Mon no plano do céu, o que minimiza a influência de possíveis flutuações atmosféricas na fotometria diferencial, a análise subsequente será feita utilizando os resultados obtidos com TYC 750-1637-1 como comparação.

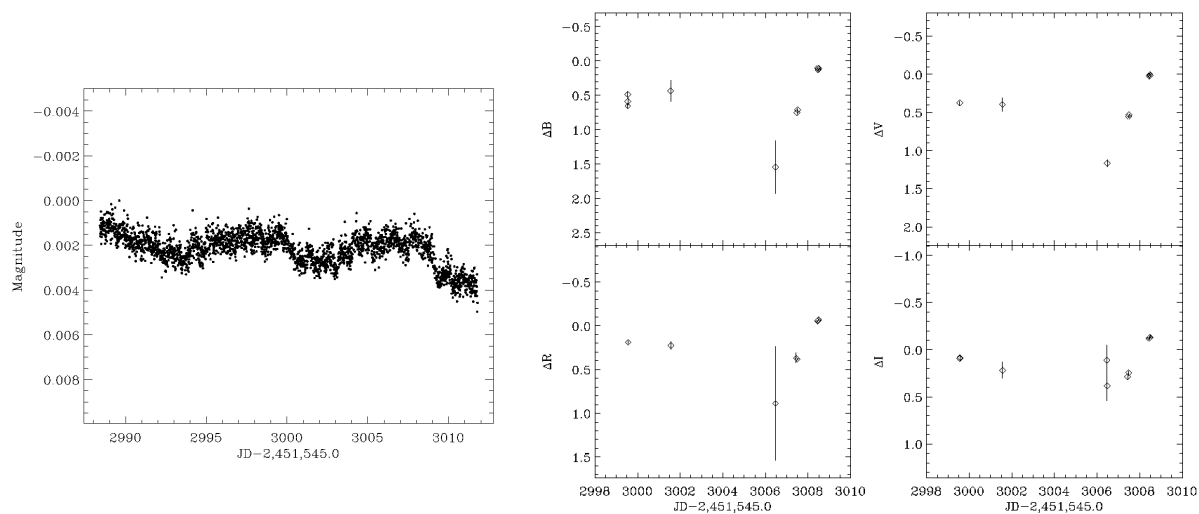


Figura 3.4: Curva de luz da estrela de tipo espectral K1 (à esquerda) observada pelo CoRoT (CoRoT ID 223978921). Curvas de luz da fotometria diferencial nos filtros $BV(RI)_C$ (à direita) utilizando essa estrela como comparação. As barras verticais indicam os erros em cada medida. Para cada filtro, a amplitude da escala em magnitude no eixo vertical é a mesma do gráfico correspondente na Figura 3.3.

3.3 Espectroscopia do SOPHIE

A redução de dados do espectrógrafo SOPHIE é automaticamente feita através de um procedimento padrão, adaptado do *software* usado com o espectrógrafo HARPS projetado pelo Observatório de Genebra. Para uma dada observação, essa redução inclui subtração de *bias*, localização e extração ótima das ordens, remoção de raios cósmicos, correção de *flat-field*, calibração em comprimento de onda, correlação cruzada com uma máscara numérica adequada e reconexão das ordens espectrais com correção baricêntrica. Duas lâmpadas acopladas ao adaptador Cassegrain são utilizadas na redução do espectro: uma lâmpada de Tungstênio para calibração de fluxo relativo (*flat-field*) e uma lâmpada de Tório para calibração de comprimento de onda. Os espectros reduzidos são fornecidos na forma de um arquivo *fits*, que contém um cabeçalho com informações sobre a observação e os dados e uma tabela com o fluxo em função do comprimento de onda. Utilizamos rotinas IDL para o tratamento subsequente dos espectros.

As fibras ópticas no modo AR foram apontadas para o objeto de interesse, V354 Mon, e o céu próximo a ele. Como o objeto está em uma região nebulosa, seu espectro é contaminado pela emissão do gás e poeira em muitas linhas relevantes para esse estudo, como H α e H β (Reiners et al., 2007). Para remover essa contribuição, os espectros do céu e da estrela foram normalizados separadamente e o espectro do céu foi subtraído diretamente do espectro estelar. Mas isso gerou contagens de fluxo negativas no espectro final, indicando que as emissões nebulares no espectro do céu e da estrela não eram equivalentes. Uma possível causa para esse efeito seria uma diferença de resposta das fibras ópticas utilizadas.

Para verificar essa hipótese, identificamos no espectro algumas emissões apenas nebulares, listadas em Carramiñana et al. (2000) e García-Díaz et al. (2008): as linhas proibidas de [NII] em 6548 Å e 6584 Å e de [SII] em 6716 Å e 6731 Å, mostradas na Figura 3.5. Seguindo um procedimento semelhante ao descrito em Martayan et al. (2006) e utilizando as três observações com menor ruído, determinamos a intensidade máxima em relação ao contínuo dessas linhas nos espectros do céu e da estrela através do ajuste de uma função gaussiana. Calculamos as razões entre as intensidades $[NII]_{\text{ceu}}/[NII]_{\text{estrela}}$ e $[SII]_{\text{ceu}}/[SII]_{\text{estrela}}$ e os resultados são apresentados na Tabela 3.2. As razões seriam iguais a 1 se as emissões em ambos os espectros fossem equivalentes, mas encontramos em geral valores maiores do que esse.

Tabela 3.2: Razões entre as intensidades das linhas de emissão proibidas nos espectros do céu e da estrela.

linha de emissão	razão por observação (dia)			valor médio por linha
	12	14-1	14-2	
[NII] 6548 Å	1,187	0,986	1,065	$1,08 \pm 0,07$
[NII] 6584 Å	0,988	0,985	1,019	$1,00 \pm 0,01$
[SII] 6716 Å	1,232	1,188	1,184	$1,20 \pm 0,02$
[SII] 6731 Å	1,148	1,190	1,250	$1,20 \pm 0,04$
valor médio por observação	$1,14 \pm 0,08$	$1,1 \pm 0,1$	$1,13 \pm 0,09$	

De fato as fibras não respondem de maneira igual a uma mesma fonte de luz. Um estudo sobre esse problema para o cálculo de velocidades radiais foi feito por Benoît Loeillet (comunicação privada), que determinou os fatores multiplicativos de correção

para cada ordem espectral. Seus resultados são da mesma ordem de grandeza dos obtidos através da razão das linhas de emissão: para as linhas de [NII] e [SII], o valor é de $\sim 1,23$. Dessa maneira, aplicamos ao espectro do céu os fatores de correção fornecidos por Loeillet, subtraímos diretamente do espectro estelar esse espectro corrigido e então normalizamos o resultado. Porém obtivemos novamente contagens de fluxo negativas no espectro final, apontando que outro fator também estaria contribuindo para esse problema.

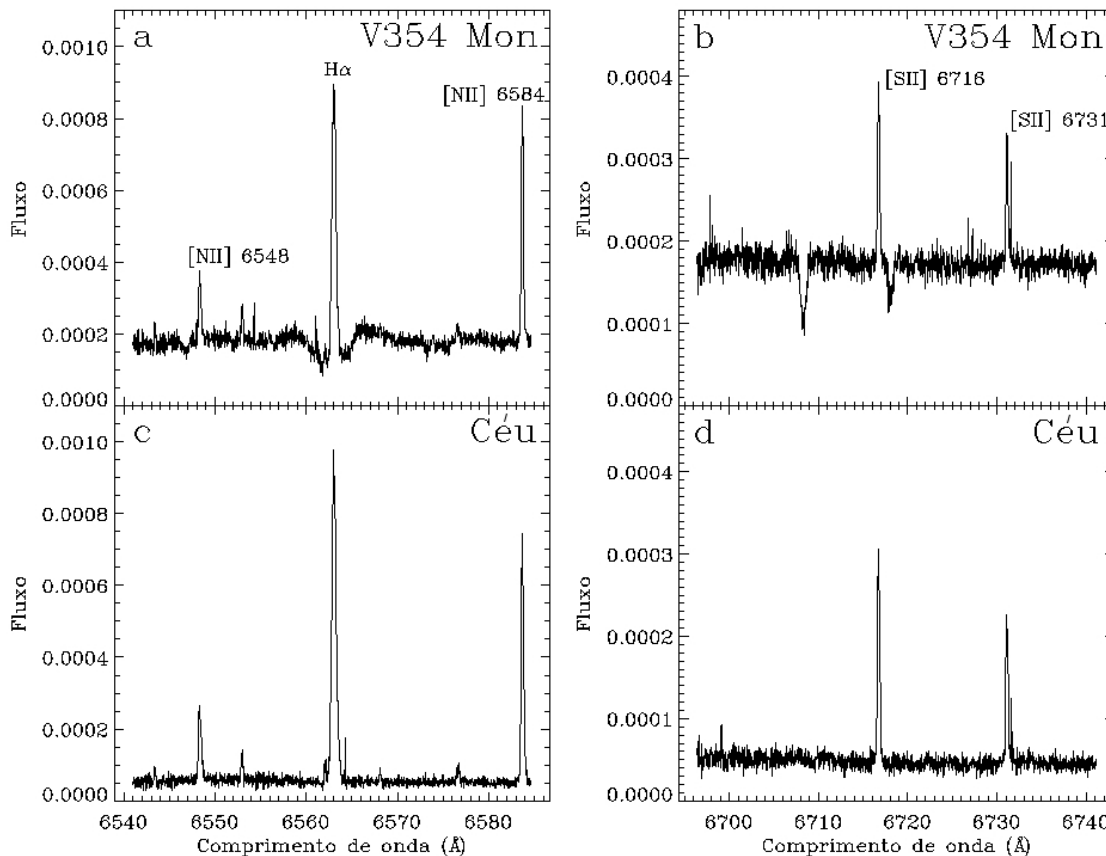


Figura 3.5: Linhas de emissão nebulares de [NII] (a e c) e de [SII] (b e d) presentes nos espectros de V354 Mon (a e b) e do céu (c e d). Note como a emissão nebulare em H α (6563 Å), evidente na parte central dos gráficos à esquerda (a e c), é muito mais intensa do que a contribuição estelar. No gráfico b é possível identificar a absorção em LiI (6708 Å), uma característica dos objetos PSP. Esses gráficos se referem aos espectros diretamente produzidos pelo procedimento de redução automático do espectrógrafo.

Há na literatura alguns estudos de regiões HII, como a de Órion, que afirmam ser bastante difícil remover as emissões nebulares presentes nos espectros dos objetos, uma vez que são geralmente mais intensas que as emissões do espectro alvo e a nebulosidade é não homogênea, apresentando variabilidade significativa em escalas de segundos de arco ou menos (Henney & O'Dell, 1999; McCollum et al., 2004). Dessa maneira, qualquer variação espacial na emissão da nebulosa de NGC 2264 criaria uma desigualdade na contribuição

do céu observada por cada fibra, uma vez que elas estão separadas por $1,86'$. Como não é possível determinar essa variação, abandonamos a idéia de extrair totalmente a contribuição nebular do céu. Essa componente é de fácil identificação no espectro estelar e permanece constante durante as observações, diferente do comportamento da componente estelar. Mas a emissão em contínuo do céu poderia produzir um falso velamento no espectro da estrela e sua remoção é importante. Os passos do tratamento dos dados espectroscópicos de V354 Mon foram:

- seleção e extração das regiões espectrais de interesse, como $H\alpha$, $H\beta$ e outras;
- remoção de pixel ruim ou raio cósmico dos espectros da estrela e do céu através de interpolação linear, utilizando uma rotina que retira a região selecionada e a substitui por uma linha reta definida a partir do valor de suas extremidades;
- medida do nível de contínuo no espectro do céu através do ajuste de uma função polinomial; a ordem do polinômio variou um pouco dependendo do formato do contínuo, mas na maioria dos casos foi de primeira ordem;
- aplicação do fator multiplicativo de diferença de resposta das fibras ao nível de contínuo do céu;
- o espectro de V354 Mon foi subtraído pelo nível de contínuo do céu corrigido;
- normalização do espectro estelar;
- correção do espectro estelar pela velocidade radial de V354 Mon, $v_r = (21,8 \pm 0,6)$ km/s, para que as linhas de emissão e absorção fiquem no referencial da estrela; o valor da velocidade radial é a média obtida a partir das correlações cruzadas de cada espectro com uma máscara K5, automaticamente calculadas pelo procedimento de redução padrão do espectrógrafo;
- seleção de uma estrela padrão com mesmo tipo espectral de V354 Mon, HD190007; o espectro da padrão utilizado foi obtido com o mesmo espectrógrafo no modo AR, com relação sinal/ruído de 109 e se encontra disponível em uma base de dados online do SOPHIE; HD190007 não apresenta absorção em LiI e, provavelmente, não é uma estrela PSP; sua velocidade rotacional é $v \sin i = (4,3 \pm 1,1)$ km/s (Tokovinin, 1992);
- normalização do espectro da padrão;
- aplicação da velocidade rotacional de V354 Mon ao espectro da padrão, $v \sin i = (22,4 \pm 1,2)$ km/s, com o propósito de alargar as linhas espectrais da padrão da mesma maneira que são observadas em V354 Mon; o valor da velocidade rotacional também é a média obtida a partir das correlações cruzadas de cada espectro com uma máscara K5, automaticamente calculadas pelo procedimento de redução padrão do espectrógrafo;
- correção do espectro da padrão por sua velocidade radial, $v_r = (-28,90 \pm 1,20)$ km/s (Kharchenko et al., 2007);
- interpolação do espectro da padrão na escala de comprimento de onda do espectro de V354 Mon, de forma que seus espectros possam ser diretamente comparados;

- o espectro de V354 Mon foi subtraído pelo espectro final da padrão, eliminando assim as linhas fotosféricas;
- mudança no espectro de fluxo normalizado em função do comprimento de onda para fluxo normalizado em função da velocidade relativa ao centro da linha analisada;
- cálculo do perfil médio dos espectros obtidos no mesmo dia, ou seja, 14-1, 14-2 e 18-1, 18-2, uma vez que não há variação significativa entre eles, resultando em um espectro por noite de observação com melhor relação sinal/ruído;
- aplicação do procedimento do IDL *smooth* (parâmetro *width*=5) em todos os espectros com o objetivo de reduzir o ruído em algumas observações sem alterar muito os perfis das linhas (Figura 3.6).

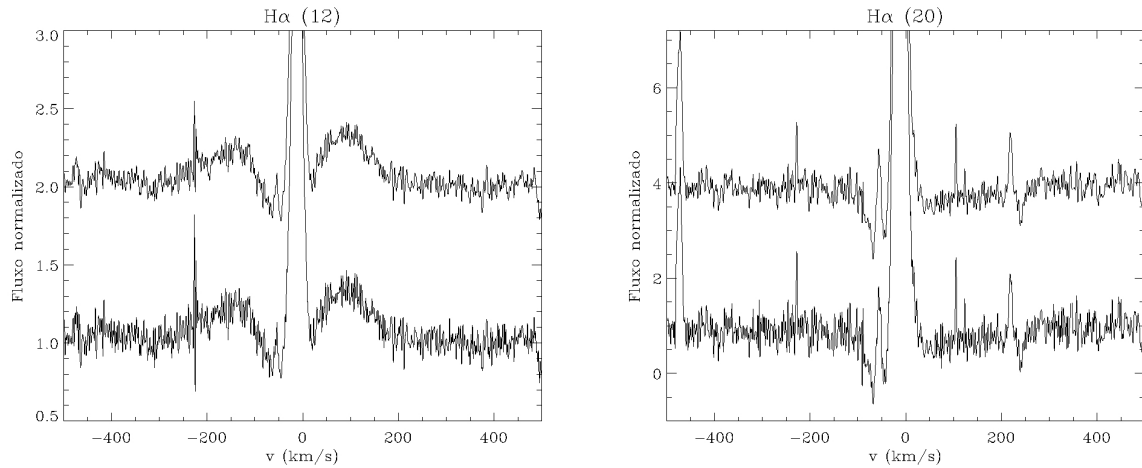


Figura 3.6: Comparação entre os espectros em $H\alpha$, obtidos nos dias 12 e 20 de Março, antes (curva inferior) e depois (curva superior) da aplicação do procedimento de suavização. O espectro suavizado foi deslocado verticalmente para uma melhor visualização. Note que houve uma redução significativa no ruído, mas sem modificar as características do perfil espectral observado.

Dessa maneira, os perfis espectrais residuais correspondentes à parte circunestelar de V354 Mon foram obtidos. Nas Figuras 3.7, 3.8, 3.9 e 3.10 a seguir apresentamos os espectros finais para as regiões de $H\alpha$, $H\beta$, dupletto de NaI (NaID) e LiI, respectivamente. Observe que o espectro obtido no dia 20 de Março é o mais ruidoso, portanto sua determinação do contínuo e análise não foram consideradas confiáveis.

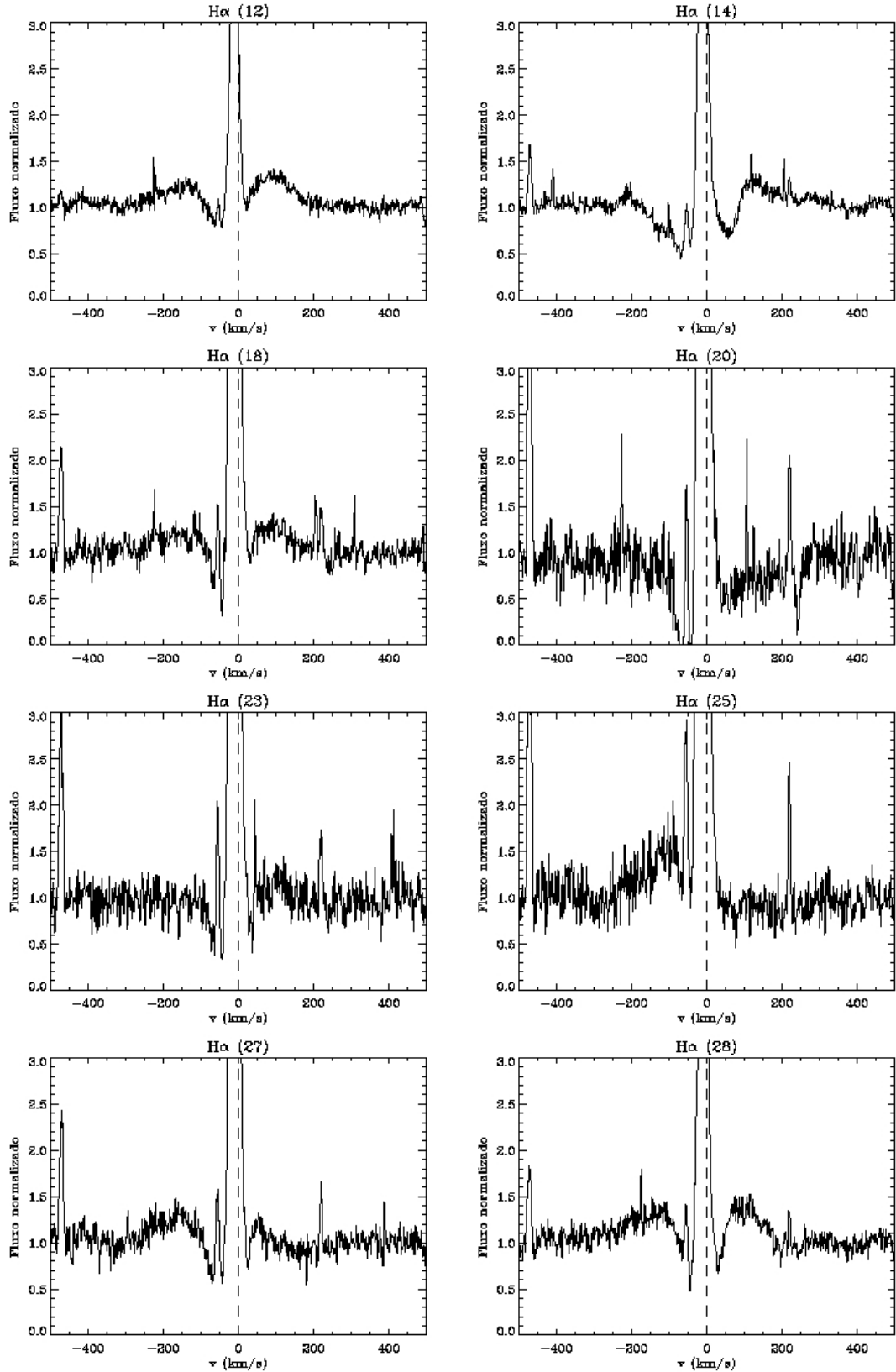


Figura 3.7: Espectros circunstelares na região de $H\alpha$ para cada noite de observação, indicada entre parênteses nos títulos dos gráficos. A linha vertical tracejada marca a posição central da linha $H\alpha$ de repouso, correspondente a $6562,85 \text{ \AA}$. Note que a emissão nebulosa é bem distinguível na parte central dos gráficos e não varia muito entre as observações, diferentemente do comportamento da componente circunstellar.

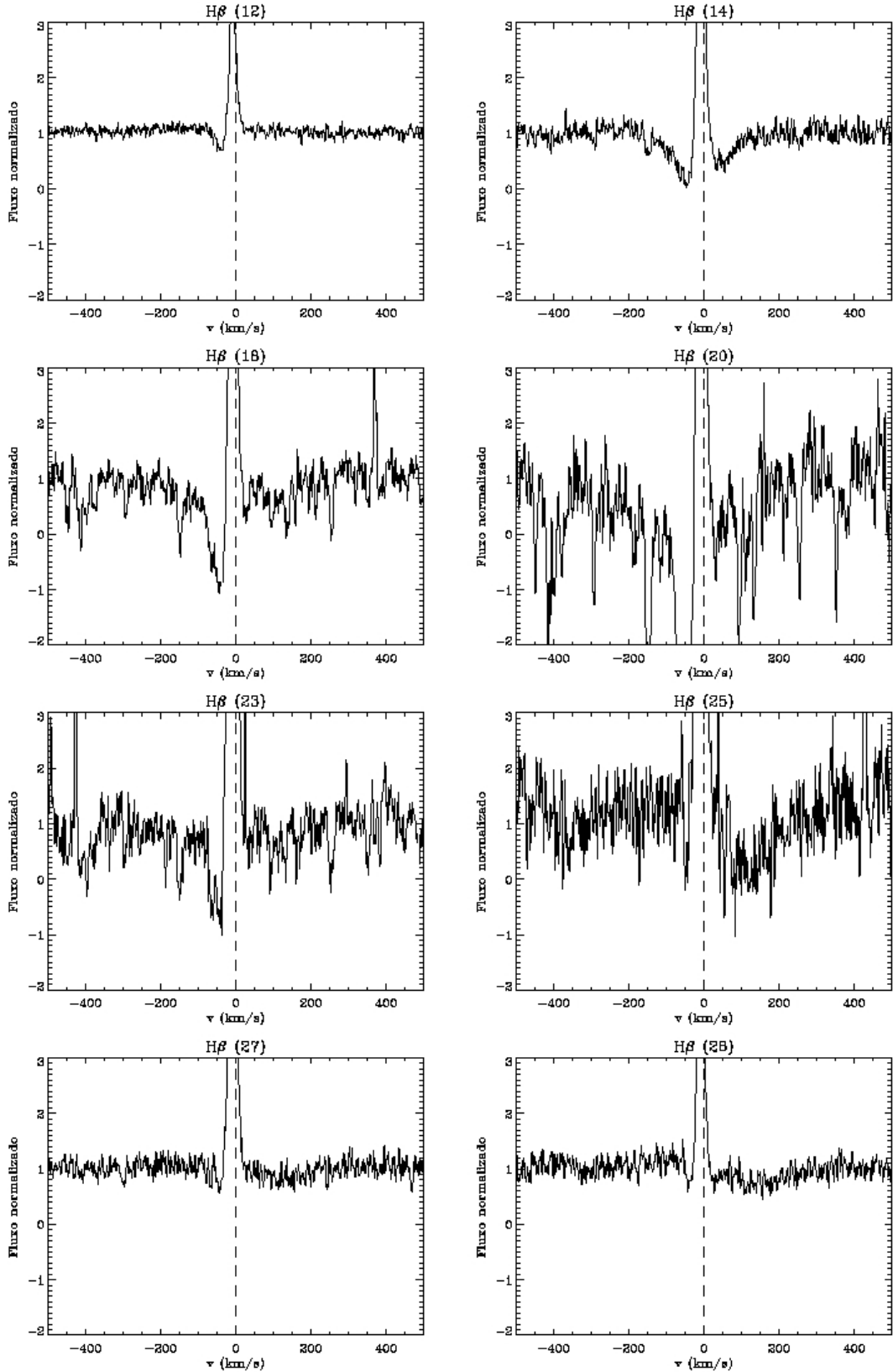


Figura 3.8: Espectros circunstelares na região de H β para cada noite de observação, indicada entre parênteses nos títulos dos gráficos. A linha vertical tracejada marca a posição central da linha H β de repouso, correspondente a 4861,33 Å. A estabilidade da contribuição nebulosa também é observada. Note que há contagens negativas de fluxo nos espectros mais ruidosos, provavelmente causadas pela dificuldade em determinar o nível do contínuo. Portanto não serão considerados na análise posterior.

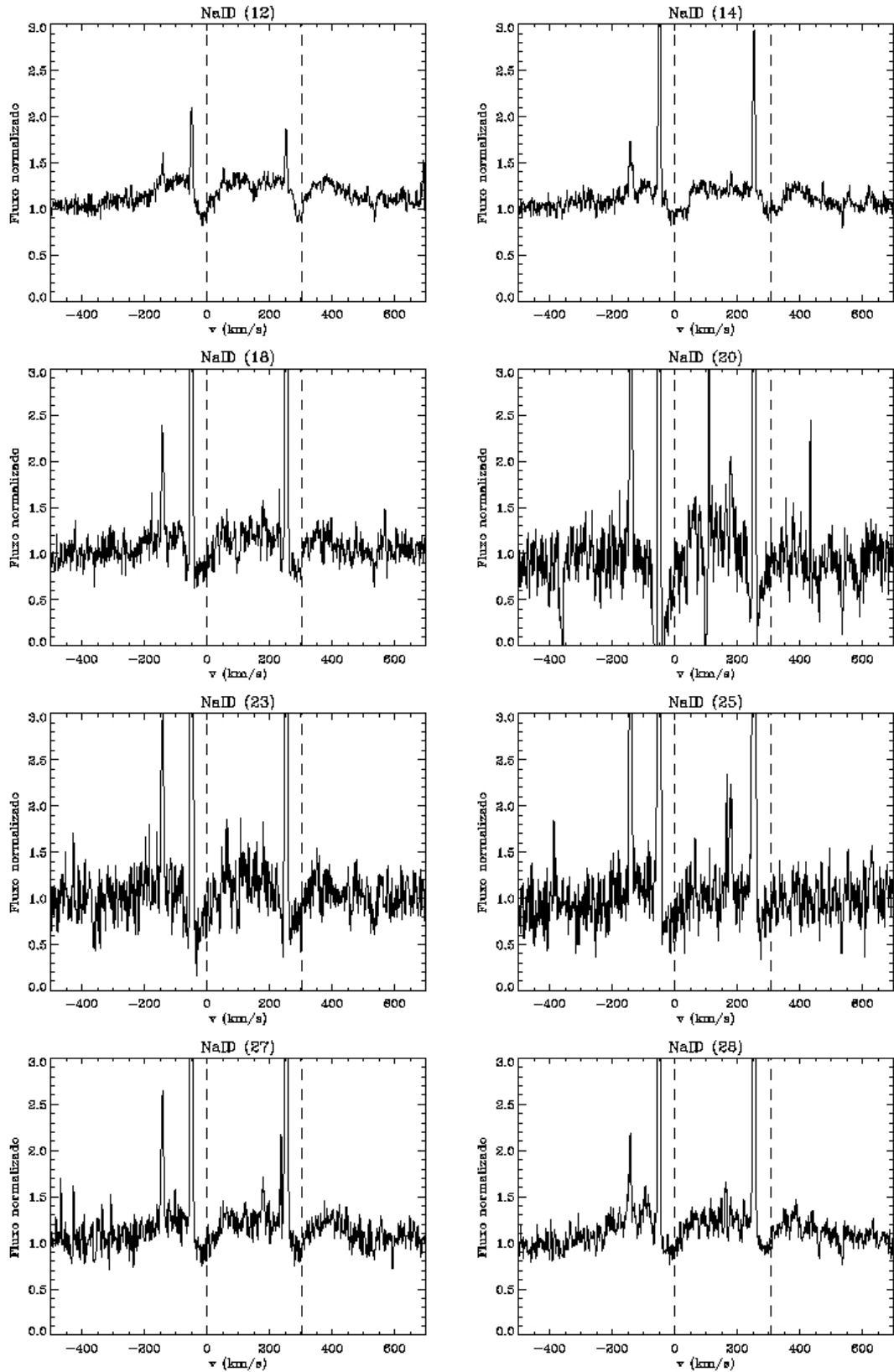


Figura 3.9: Espectros circunstelares na região de NaID para cada noite de observação, indicada entre parênteses nos títulos dos gráficos. As linhas verticais tracejadas marcam as posições centrais das linhas NaID de repouso, correspondentes a 5889,95 Å e 5895,92 Å. As três emissões finas e intensas presentes nos espectros são produzidas pela nebulosa.

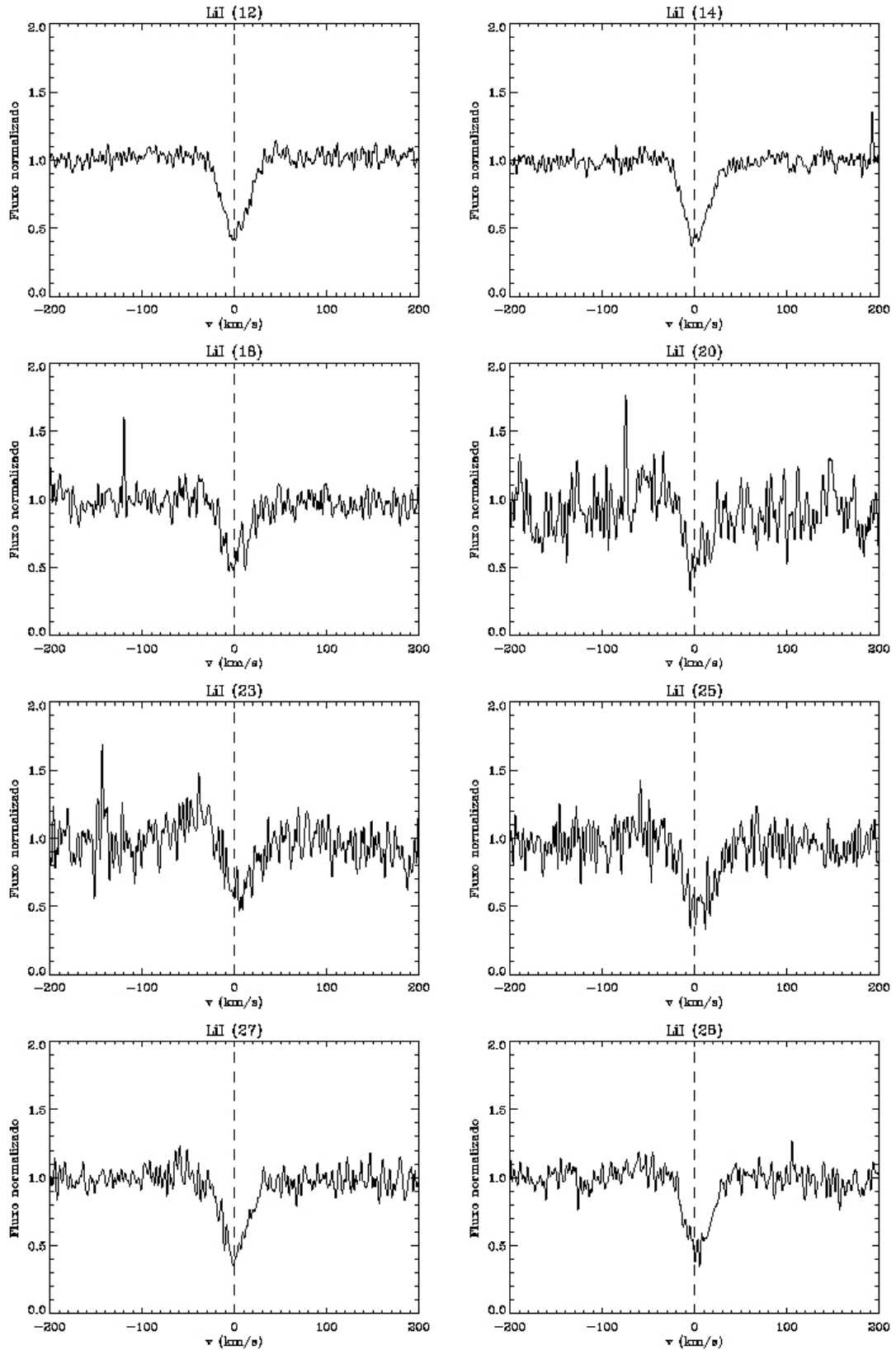


Figura 3.10: Espectros circunstelares na região de LiI para cada noite de observação, indicada entre parênteses nos títulos dos gráficos. A boa centralização da absorção em relação à linha LiI de repouso (linha vertical tracejada), correspondente a $6707,8 \text{ \AA}$, mostra que a correção do espectro estelar pela velocidade radial de V354 Mon foi bem sucedida.

Capítulo 4

Análise dos dados

4.1 Fotometria

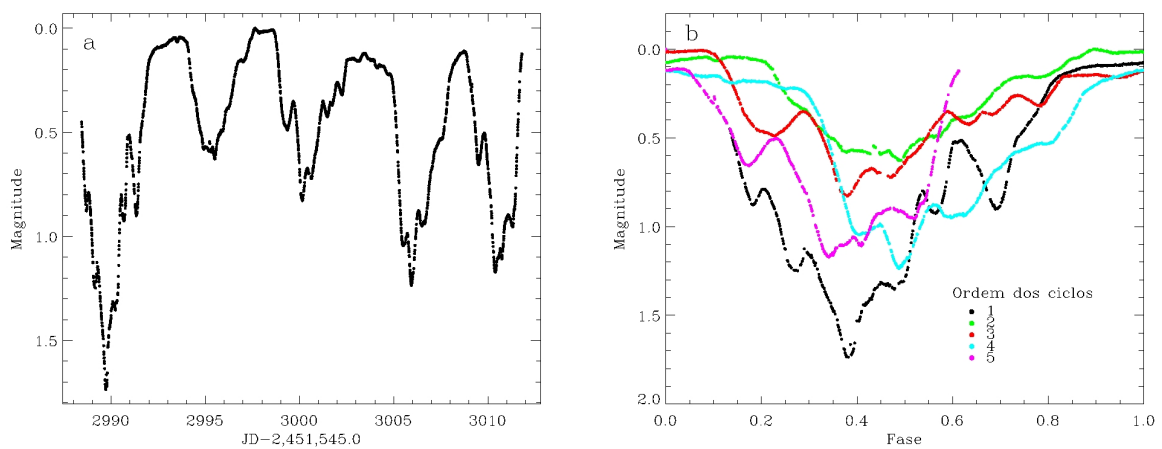


Figura 4.1: Curva de luz do CoRoT contínua (**a**) e em fase (**b**) com o período de Lamm et al. (2004). Cores diferentes representam ciclos diferentes, ordenados de acordo com a indicação abaixo à direita no gráfico **b**.

A curva de luz acromática de V354 Mon obtida com o CoRoT (Figura 4.1a) exibe um perfil típico de uma ETTC, visivelmente periódico, com regiões de máximos e mínimos bem definidas, mas com formatos e durações diferentes. A periodicidade fotométrica irregular fica mais evidente quando a curva de luz é mostrada em fase (Figura 4.1b), utilizando

o período de $(5,22 \pm 0,87)$ dias calculado por Lamm et al. (2004)¹. Observamos que a largura e profundidade dos mínimos variam muito fase a fase, assim como a localização do ponto de mínimo.

A fim de comparar quantitativamente a variabilidade dos objetos observados pelo CoRoT, foi calculada a porcentagem de mudança em fluxo na curva de luz de cada estrela, definida como $[(fluxo_{max} - fluxo_{min})/fluxo_{mediana}] \times 100$. Obtivemos 115% para V354 Mon, uma das maiores variações fotométricas entre as ETTCs identificadas, que estão entre 3% e 137% (Alencar et al., 2010).

Calculamos o período da curva de luz através de uma análise de periodograma (Scargle, 1982). Esse método é amplamente utilizado na busca por períodos e análise de frequências de séries temporais, sendo equivalente ao ajuste por mínimos quadrados de senóides da forma $y = a \cos wt + b \sin wt$ à amostra de dados. Enquanto outros procedimentos padrões de ajuste necessitam da solução de um conjunto de equações lineares para cada frequência de amostragem, esse método fornece uma solução analítica e por isso é tanto eficiente quanto conveniente para o uso. Possíveis períodos dentro de um intervalo de valores definido são examinados e qualificados de acordo com a diferença entre a função senoidal modelo e o conjunto de dados em análise. Quanto melhor a concordância entre ambos, mais alto o valor no periodograma. Assim, o período mais significativo será representado por um pico estreito distinto centrado nesse valor. Como pode ser visto no gráfico da Figura 4.2, o periodograma da curva de luz de V354 Mon apontou um período de $(5,26 \pm 0,50)$ dias, muito próximo do valor computado por Lamm et al. (2004). Isso indica que a principal causa da variação fotométrica não sofreu modificações significativas ao longo de uma escala de tempo de alguns anos.

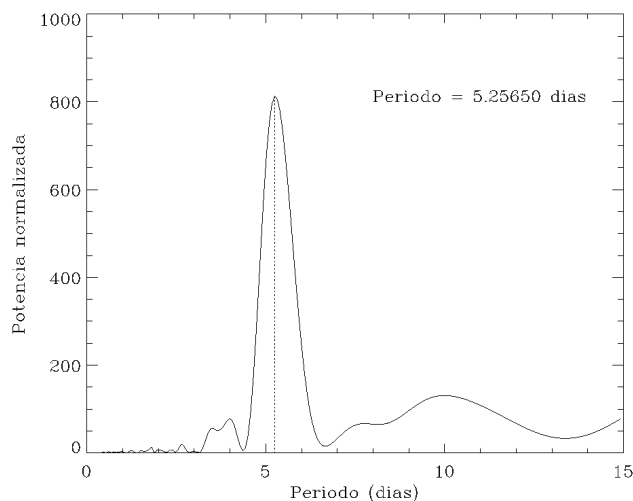


Figura 4.2: Periodograma de potência da curva de luz de V354 Mon. O pico estreito distinto centrado em 5,26 dias indica que esse é o período característico do conjunto de dados obtido com o CoRoT.

¹Lamm et al. (2004) monitoraram fotometricamente no filtro I aproximadamente 10 600 estrelas da região de NGC 2264 com o *Wide Field Imager* (WFI) no telescópio de 2,2 m do MPG/ESO em La Silla, Chile, durante 44 noites entre Dezembro de 2000 e Março de 2001. Obtiveram períodos para as estrelas variáveis através de duas técnicas diferentes de análise de séries temporais, Scargle (Scargle, 1982; Horne & Baliunas, 1986) e CLEAN (Roberts et al., 1987).

Os dados obtidos no OPD são consistentes com a fotometria do CoRoT, como podemos ver na comparação do gráfico na Figura 4.3. O sistema parece ser mais variável em B e V do que em R e I, o que fica evidente ao calcularmos a diferença de magnitude entre as observações dos dias 25 e 27, listadas na Tabela 4.1. Analisando a variação em cor (Figura 4.4), notamos que o sistema fica um pouco mais azul à medida que o fluxo aumenta (vide Tabela 4.1).

Tabela 4.1: Comparação entre as magnitudes e cores correspondentes às observações dos dias 25 e 27 de Março.

Dia	ΔB	ΔV	ΔR	ΔI	$\Delta B - \Delta V$	$\Delta V - \Delta R$	$\Delta V - \Delta I$
25	$4,9 \pm 0,3$	$4,07 \pm 0,04$	$3,2 \pm 0,5$	$2,57 \pm 0,1$	$0,8 \pm 0,3$	$0,9 \pm 0,5$	$1,5 \pm 0,1$
27	$3,416 \pm 0,007$	$2,925 \pm 0,005$	$2,553 \pm 0,003$	$2,153 \pm 0,007$	$0,49 \pm 0,01$	$0,372 \pm 0,008$	$0,77 \pm 0,01$
25-27	$1,5 \pm 0,3$	$1,15 \pm 0,05$	$0,6 \pm 0,5$	$0,4 \pm 0,1$	$0,3 \pm 0,3$	$0,5 \pm 0,5$	$0,7 \pm 0,1$

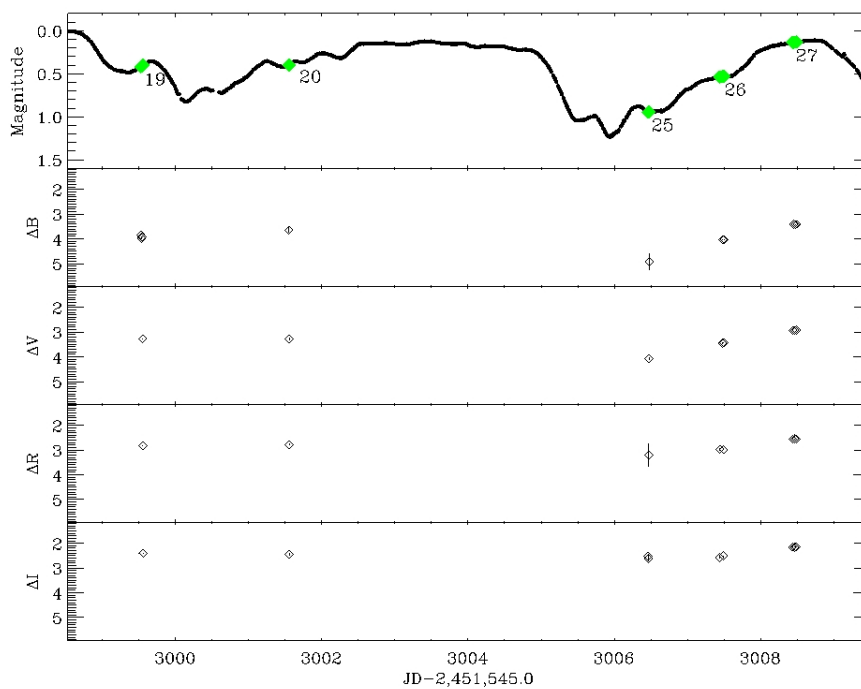


Figura 4.3: Curva de luz do CoRoT, assinalada com as datas de observação no OPD, comparada com a fotometria $BV(RI)_C$ de V354 Mon. As barras verticais indicam os erros de cada medida. A escala em magnitude no eixo vertical é a mesma para cada filtro. Assim, observamos que o sistema é mais variável em B e V do que em R e I.

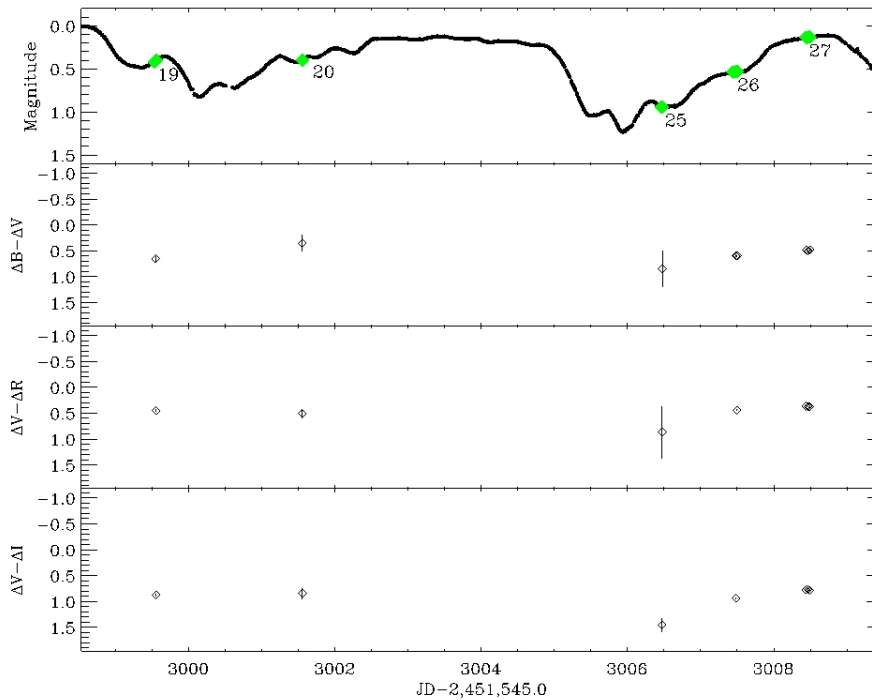


Figura 4.4: Curva de luz do CoRoT, assinalada com as datas de observação no OPD, comparada com as variações em cor de V354 Mon. As barras verticais indicam os erros de cada medida. A escala em magnitude no eixo vertical é a mesma para cada cor.

4.2 Espectroscopia

O objetivo dessa seção é estudar a variação temporal do espectro e investigar uma possível relação com a variabilidade fotométrica do objeto. Iniciamos a análise com a região de $H\alpha$. Determinamos os limites da região onde se encontra a emissão nebulare através dos espectros do céu, a fim de excluí-la dos cálculos ou identificar sua contribuição nos resultados.

Os perfis residuais apresentam uma variabilidade notável. Para quantificar essa característica, calculamos a variância temporal da linha (Johns & Basri, 1995), que mede o quão diferentes são os perfis observados em relação ao perfil médio. Isso é feito através do cálculo do desvio padrão em cada faixa de velocidade do perfil, mostrando assim o nível de variabilidade ao longo da linha espectral. O perfil de variância normalizado é obtido dividindo o perfil de variância pelo perfil médio. Na Figura 4.5 apresentamos o perfil médio e a variância normalizada da linha de $H\alpha$, onde notamos que a parte da linha desviada para o azul é mais variável que a desviada para o vermelho. A absorção no lado azul do perfil médio é geralmente considerada como uma indicação da presença de ventos na estrela, como discutido no Capítulo 1 dessa dissertação.

Analisamos a variação da largura equivalente de $H\alpha$. Eliminando a região de emissão nebulare dos cálculos, a área sob o perfil da linha foi integrada separadamente para a região total, a parte desviada para o azul e a parte desviada para o vermelho. Observe que as partes definidas aqui correspondem aos lados desviados para o azul e para o vermelho da linha e, portanto, ambas devem ter contribuição tanto da emissão quanto das absorções normalmente presentes na região espectral de $H\alpha$ de ETTCs.

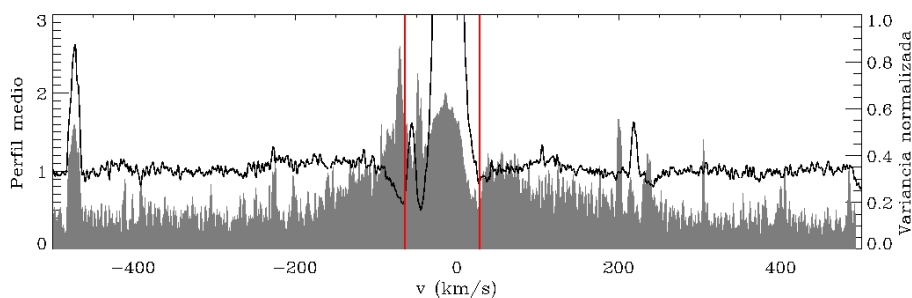


Figura 4.5: Perfil médio (linha sólida) e variância normalizada (área sombreada cinza) da linha de $H\alpha$. As linhas contínuas vermelhas delimitam a região dominada pela emissão nebular.

As partes desviadas para o azul e para o vermelho apresentam variações similares (Figura 4.6, gráfico **a**), embora em quantidades diferentes, exceto em torno de $JD-2\ 451\ 545 \sim 3006,4$, onde exibem comportamentos opostos. Notamos que inicialmente a largura equivalente da parte desviada para o vermelho era maior do que a desviada para o azul e esse comportamento foi invertido depois do acentuado declínio em $JD-2\ 451\ 545 \sim 3001,3$. Esse ponto corresponde ao espectro obtido no dia 20 de Março e, como ressaltado no fim do Capítulo 3, é o mais ruidoso e sua análise não é confiável. Também é possível observar que a variação da largura equivalente total é mais influenciada pelo comportamento da parte desviada para o azul.

Utilizando o mesmo método aplicado no cálculo do período da curva de luz, discutido na seção anterior, uma análise de periodogramas (Figura 4.6, gráficos inferiores) indicou um período de 3,01 dias para a variação da largura equivalente da parte desviada para o azul e de 5,26 dias para a da parte desviada para o vermelho. A probabilidade de alarme falso é de $PAF=0,13$ e de $PAF=0,38$, respectivamente, indicando um nível de confiança dos resultados de 87% e de 62%. Apesar do período obtido para a largura equivalente da parte desviada para o vermelho ser igual ao período fotométrico de $(5,26 \pm 0,50)$ dias, o período encontrado para a largura equivalente total, 3,16 dias ($PAF=0,28$), é bem diferente. Porém, isso era esperado, uma vez que as partes desviadas para o azul e para o vermelho exibem períodos distintos, e a largura equivalente total é uma combinação de ambas. Por essa mesma razão as larguras equivalentes das partes desviadas para o azul e para o vermelho correlacionam um pouco com a largura equivalente total, como visto nos gráficos **b** e **c** da Figura 4.6. Mas não há correlação entre as larguras equivalentes das partes (Figura 4.6, gráfico **d**). O ponto isolado abaixo e à esquerda nos gráficos **b**, **c** e **d** corresponde à observação de 20 de Março.

Investigamos a periodicidade do fluxo normalizado de $H\alpha$ através de uma análise de periodogramas da série temporal observada, feita independentemente em cada faixa de velocidade de 0,5 km/s ao longo do perfil. Para cada uma delas, obtivemos um gráfico do mesmo tipo dos da largura equivalente (Figura 4.6, gráficos inferiores) e os resultados foram dispostos lado a lado no espaço de velocidade para formar uma imagem. O gráfico bidimensional à esquerda na Figura 4.7 representa a potência normalizada em escala de intensidade, que varia de zero (branco) ao valor máximo (preto), como uma função da posição em velocidade no perfil da linha e do período. Como o perfil foi dividido em várias centenas de faixas de velocidade, espera-se que em média duas ou mais faixas apresentem máximos de potência aleatórios com $PAF=0,01$. Esses picos não devem necessariamente

estar no mesmo período ou pertencer a faixas vizinhas. Assim, picos com uma ou duas faixas de largura não são considerados significativos, mas picos largos em velocidade, apontando para um mesmo período, são bons indicadores de um resultado verdadeiro. Dessa forma, notamos que a parte desviada para o vermelho exibe periodicidade em uma faixa larga centralizada em 5,3 dias, valor bem próximo do período fotométrico, enquanto

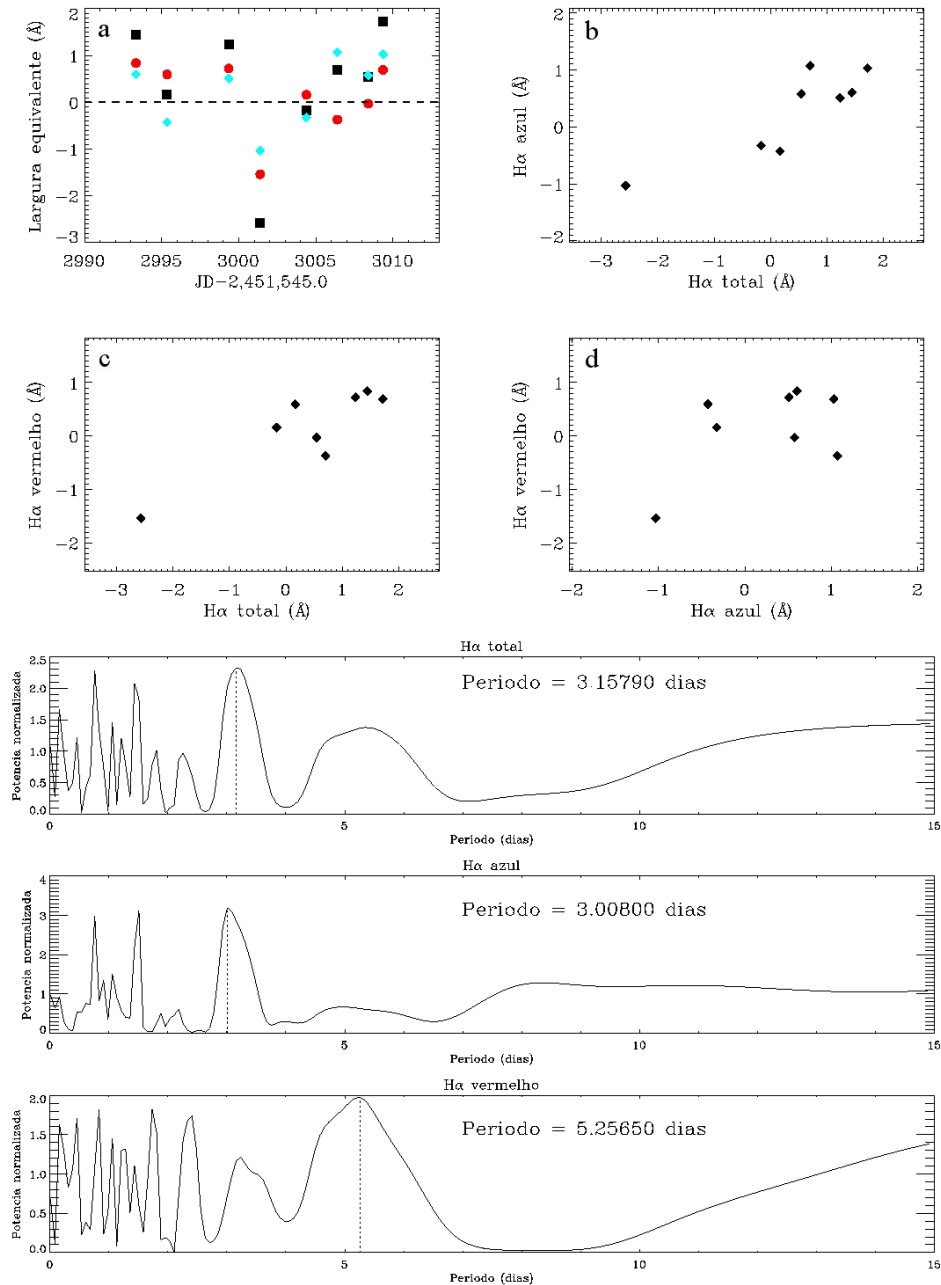


Figura 4.6: Variação da largura equivalente de H α (gráfico a). Os quadrados pretos, círculos vermelhos e losangos azuis correspondem a largura equivalente total, da parte desviada para o vermelho e da parte desviada para o azul, respectivamente. Relações entre as variações das larguras equivalentes total, da parte desviada para o vermelho e da parte desviada para o azul (gráficos b, c e d). Periodogramas das larguras equivalentes total e das partes (gráficos inferiores).

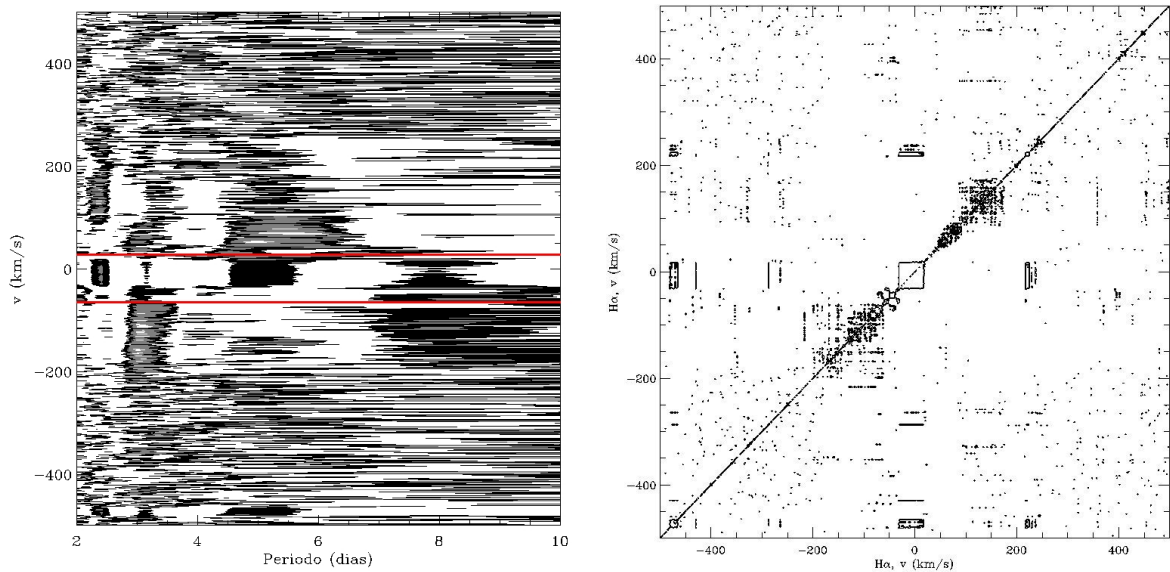


Figura 4.7: Periodograma bidimensional do fluxo da linha de $H\alpha$ (à esquerda). A escala de potência varia de zero (branco) ao valor máximo (preto). As linhas contínuas vermelhas delimitam a região dominada pela emissão nebular. Mapa de contorno da matriz de correlação para $H\alpha$ (à direita). O quadrado central corresponde a emissão nebular.

que a parte desviada para o azul é variável em torno de 3,1 dias. Esses resultados estão em concordância com os valores observados nos periodogramas das larguras equivalentes das partes desviadas para o azul e para o vermelho (Figura 4.6, gráficos inferiores).

O período obtido para a variação da parte desviada para o vermelho em $H\alpha$ é bem próximo do período fotométrico, o que seria interessante do ponto de vista de acreção magnetosférica com a direção do campo inclinada em relação ao eixo de rotação. Nesse cenário, material da parte interna do disco é mais facilmente levado pelas linhas de campo mais curtas conectando o disco à estrela. Dessa forma, temos uma região preferencial de acreção, fazendo com que a absorção desviada para o vermelho em $H\alpha$ varie com o período de rotação da estrela, sendo mais pronunciada e a velocidades maiores quando vemos essa região projetada na fotosfera estelar ao longo de nossa linha de visada. Mas esperaríamos também a mesma modulação da parte desviada para o azul, pois no lado oposto à região preferencial de acreção as linhas de campo são mais longas e é mais fácil ejetar material através de um vento de disco, gerando uma absorção em $H\alpha$ desviada para o azul mais acentuada quando a absorção desviada para o vermelho estiver em seu mínimo. Logo, a variação da parte desviada para o azul estaria em anti-fase com a variação da parte desviada para o vermelho, o que não é observado em V354 Mon.

A modulação da parte desviada para o azul exibe um período menor que o período fotométrico. Nesse caso a existência de apenas uma região preferencial de ejeção de material a partir do disco não é fisicamente aceitável, pois a geração do vento se localiza logo após a região de acreção, a uma distância da estrela um pouco maior, o que corresponde a um período kepleriano também um pouco maior. O período de ~ 3 dias pode indicar que vemos na verdade duas contribuições principais do vento, em lados opostos. Assim, a região de formação dessas componentes está relacionada a um período kepleriano de ~ 6 dias, um pouco maior do que o período da variação da parte de $H\alpha$ desviada para o vermelho, que é ligada ao processo de acreção.

Outra questão interessante é em que medida as variações do perfil estão correlacionadas através de uma determinada linha do espectro. Para isso, calculamos o coeficiente de correlação entre cada faixa de velocidade de 1,5 km/s no perfil de H α , obtendo uma matriz dos coeficientes de correlação, $r(i,j)$, que dá o valor de correlação entre a intensidade do i -ésimo intervalo de velocidade com a do j -ésimo (Johns & Basri, 1995). Quando $i = j$ temos, é claro, $r(i,j) = 1$, além de $r(i,j) = r(j,i)$, fazendo com que a matriz seja simétrica em relação à diagonal principal. A melhor maneira de visualizar esses dados é através de um mapa de contorno da matriz de correlação (Figura 4.7, gráfico à direita). O menor contorno mostrado corresponde a uma correlação real com um nível de confiança de 99,9% e a matriz apresenta regiões com formatos quadrados quando suas faixas de velocidade variam de forma coerente. Assim, notamos que não há sinal claro de correlação em H α . O quadrado central corresponde a emissão nebular. Aplicamos também a técnica da função de correlação cruzada, discutida em Oliveira et al. (2000), mas o resultado obtido foi o mesmo encontrado com a matriz de correlação. Não foi possível analisar correlações com atraso temporal entre os dados, pois a cobertura temporal é muito pobre para atingir resultados úteis.

A linha de H α apresenta mais de uma componente com diferentes características e variabilidade. Podemos decompor seu perfil usando três Gaussianas, correspondendo a uma emissão centralizada e duas absorções, uma desviada para o azul e outra para o vermelho, com o objetivo de investigar o comportamento de cada componente separadamente. Porém esse não é um processo direto e fácil, pois há duas absorções de baixa velocidade sobrepostas a uma emissão e todas devem ser ajustadas simultaneamente. Além disso, no presente estudo existem duas emissões nebulares adicionais na mesma região, resultando num total de cinco Gaussianas a serem adaptadas ao perfil residual. A largura a meia

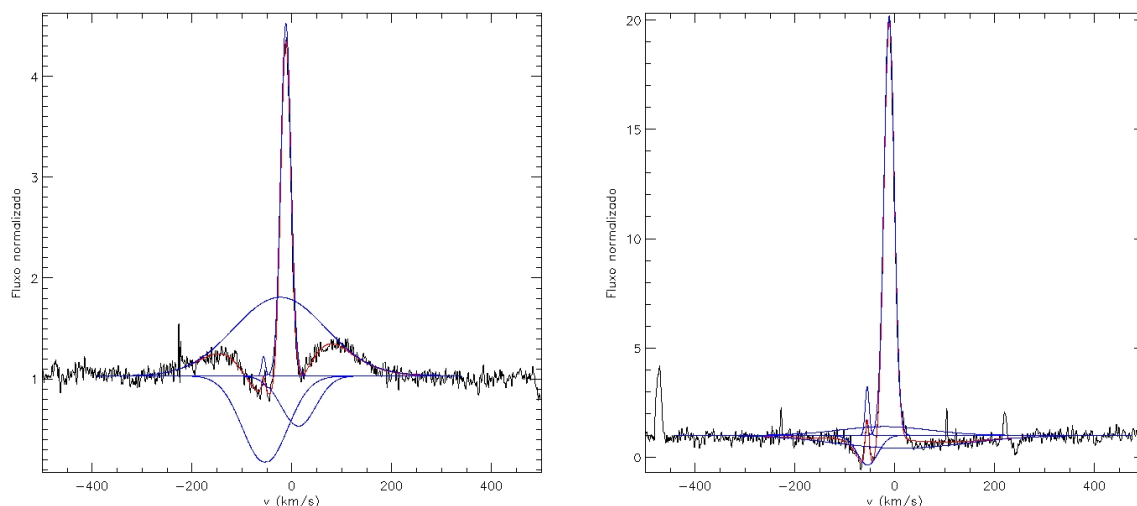


Figura 4.8: Decomposição do perfil de H α em Gaussianas para os espectros dos dias 12 (gráfico à esquerda) e 20 de Março (gráfico à direita). As linhas azuis correspondem às componentes individuais e a linha vermelha mostra a soma de todas as componentes, concordando muito bem com o perfil da linha. Note que as asas da emissão no espectro do dia 12 estão muito bem determinadas, permitindo estabelecer facilmente os parâmetros das absorções. Já no espectro do dia 20 não é possível identificar a emissão, o que resulta em uma decomposição na qual gera-se uma absorção que elimina completamente a emissão.

altura e a posição do máximo das emissões nebulares foram bem definidas a partir do ajuste ao perfil no espectro do céu e usadas como parâmetros fixos para auxiliar na determinação das componentes de $H\alpha$. Mas os valores de amplitude obtidos nesse processo não puderam ser utilizados, já que a emissão nebulare no espectro do céu é mais intensa que no espectro da estrela, mesmo corrigida da diferença de resposta das fibras ópticas.

Em alguns perfis, as asas da emissão circunstelar estão muito bem definidas, como no espectro do dia 12 de Março (Figura 4.8, gráfico à esquerda), e fixando apenas sua amplitude foi possível determinar todos os outros parâmetros da emissão e das absorções. Mas na maioria dos casos, o ajuste automático não gerou resultados verossímeis do ponto de vista dos modelos de acreção magnetosférica. Para que fosse possível chegar a uma decomposição que fosse fisicamente coerente nesse cenário, foi necessário fixar quase todos os parâmetros da emissão e das absorções. No pior deles, a observação do dia 20 de Março, não foi possível fazer o ajuste, pois, como pode ser observado no gráfico à direita da Figura 4.8, não há informação suficiente no perfil, sem nenhum indício da emissão circunstelar. Dessa maneira, não obtivemos sucesso com a decomposição do perfil de $H\alpha$ e análise do comportamento dos parâmetros das Gaussianas.

Os mesmos procedimentos de análise do perfil de $H\alpha$ foram aplicados no estudo da região de NaID. Nesse caso foi necessário delimitar três regiões de emissão nebulare presentes na linha para excluí-las dos cálculos. O perfil médio de NaID (Figura 4.9) mostra a presença de absorções desviadas para o vermelho. Já a variância normalizada indica que essa região não é muito variável, diferente do comportamento de $H\alpha$. Por esse motivo, os periodogramas de fluxo e a matriz de correlação para NaID não apresentaram resultados significativos.

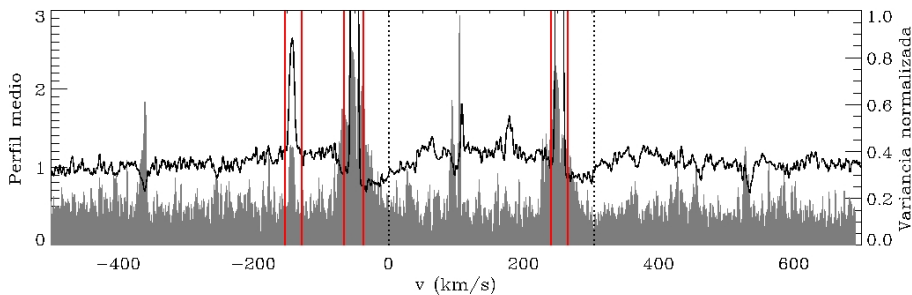


Figura 4.9: Perfil médio (linha sólida) e variância normalizada (área sombreada cinza) da região de NaID. As linhas contínuas vermelhas delimitam as regiões das emissões nebulares e as linhas tracejadas indicam as posições centrais das linhas do duplete de repouso.

A largura equivalente de NaID foi calculada eliminando as três regiões de emissão nebulare identificadas no espectro. O periodograma de sua variação apontou um período de 1,06 dias ($PAF=0,18$), mas como essa região do espectro não é muito variável, esse resultado não é válido e pode ser apenas um viés da distribuição temporal das observações, uma por noite.

Não foi possível analisar outras linhas espectrais de interesse, pois os espectros nessas regiões apresentaram alguns problemas. Cerca de metade das observações na região de

$H\beta$ são muito ruidosas (vide Figura 3.8), impossibilitando seu estudo. As linhas proibidas de [SII] e [OI] são totalmente dominadas pela emissão nebular e não há indícios de uma contribuição estelar (vide gráficos **b** e **d** na Figura 3.5). Tanto na região de $H\beta$ como na de HeI, alguns espectros do céu exibiram absorções e emissões significativas que não parecem estar relacionadas à nebulosa de NGC 2264. Seria necessário refazer todos os passos da redução, realizados automaticamente pelo *software* do espectrógrafo SOPHIE, para identificar se a origem de alguns desses problemas está nesse procedimento. Não houve tempo hábil para isso nesse estudo, mas será feito posteriormente.

Numa tentativa de examinar uma possível relação entre a variação dos perfis de $H\alpha$ e de NaID e a variabilidade fotométrica de V354 Mon, a curva de luz foi comparada com a mudança nas larguras equivalentes dessas linhas. Devido à grande diferença entre a quantidade de observações fotométricas, praticamente contínua num intervalo de 22 dias, e espectroscópicas, 8 espectros, sendo um muito ruidoso, essa comparação não gerou conclusões relevantes ao estudo. Mas há evidência direta de que existe alguma correlação entre elas, pois o período obtido para a largura equivalente da parte de $H\alpha$ desviada para o vermelho é muito próximo do valor da modulação fotométrica. Assim, ajustamos às larguras equivalentes de $H\alpha$ e NaID senóides com período fotométrico. Um processo automático não funcionou bem, então tivemos de tentar todas as possibilidades de parâmetros e procurar pelo melhor ajuste. O resultado é apresentado no gráfico da Figura 4.10. Alguns pontos estão mais distantes da curva do que outros, mas todos seguem a tendência da senóide. É interessante notar que as senóides ajustadas às larguras equivalentes de $H\alpha$ e de NaID não estão em fase, enquanto que as curvas senoidais das larguras equivalentes das partes de $H\alpha$ estão praticamente em fase. Observamos também que a senóide da largura equivalente de NaID quase coincide com a modulação fotométrica, estando apenas um pouco atrasada.

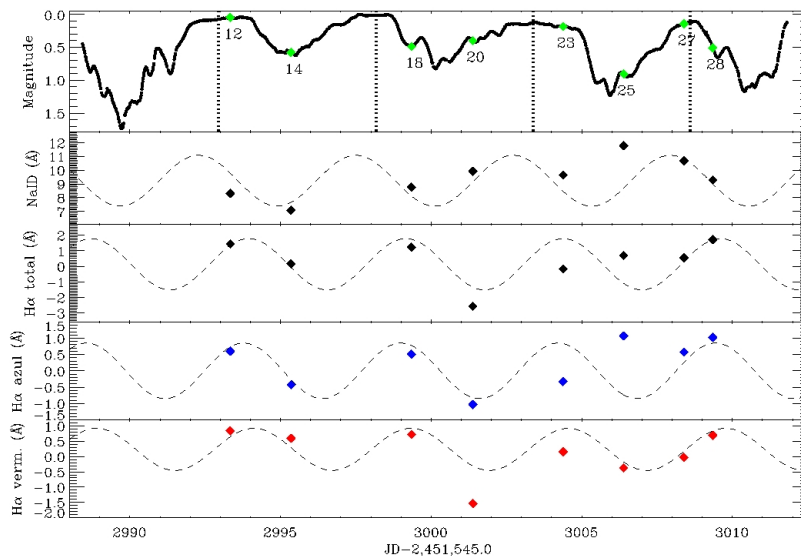


Figura 4.10: Comparação entre a curva de luz e as variações das larguras equivalentes de $H\alpha$ e NaID com ajuste de senóide com período fotométrico. Os símbolos verdes na curva de luz indicam as datas das observações espectroscópicas e as linhas verticais tracejadas delimitam as fases mostradas na Figura 4.1b.

O sódio neutro possui um potencial de ionização muito mais baixo que o hidrogênio, 5,1 eV e 13,6 eV, respectivamente. Assim, é facilmente ionizado e sua emissão ocorre somente na parte externa do fluxo de acreção e próximo ao disco, onde a densidade é alta e a temperatura é mais baixa, intensificando a abundância de NaI. Também pode ocorrer emissão de NaID na base do vento de disco. Já a linha de $H\alpha$ apresenta contribuições de várias regiões da estrela, mas pelo menos parte de suas absorções desviadas para o vermelho e para o azul devem ter origem na absorção de fótons, gerados no choque de acreção, ao longo do funil e do vento, respectivamente. O modelo de acreção magnetosférica de Muzerolle et al. (2001) mostra que embora as linhas sejam formadas na maioria dos casos nas mesmas regiões, seja no funil ou no vento, elas são produzidas preferencialmente em partes distintas do fluxo e apresentam opacidades diferentes. Portanto, correlações evidentes em variabilidade não são necessariamente esperadas. Já uma possível explicação para a correlação entre a largura equivalente de NaID e a curva de luz será apresentada na próxima seção em um contexto mais propício à discussão.

Na Figura 4.11 os perfis de $H\alpha$ e NaID são mostrados em função da fase rotacional com período fotométrico, a fim de identificarmos similaridades e diferenças entre os espectros que estão na mesma posição em fase. O gráfico superior auxilia na localização das observações espectroscópicas na curva de luz e na identificação de uma correlação entre elas. Notamos que o perfil de $H\alpha$ do dia 28 de Março assemelha-se ao perfil do dia 18, além de estarem próximos um ao outro em fase, 0,14 e 0,22, respectivamente, e em pontos similares no perfil da curva de luz, onde há um decréscimo no fluxo antes de um pequeno pico. Do mesmo modo, observamos que os espectros dos dias 12, 28, 23 e 18 são semelhantes, principalmente em $H\alpha$, onde o perfil é assimétrico, sendo mais intenso na parte desviada para o vermelho. Todos eles se localizam na primeira metade do ciclo fotométrico, onde há a redução de brilho da estrela. Por outro lado, os espectros dos dias 25, 20 e 27 também são parecidos entre si, onde o perfil de $H\alpha$ é novamente assimétrico, mas agora mais intenso no lado desviado para o azul. Essas observações se localizam no aumento de fluxo na curva de luz. O espectro do dia 14 parece ser uma transição entre as duas situações descritas, situado no mínimo fotométrico. Então concluímos que há uma correlação entre a modulação da curva de luz e a variabilidade das linhas espectrais fase a fase e que o fenômeno que produz tais variações não é simétrico, já que o aumento do brilho na curva de luz parece ser mais lento do que a diminuição e os perfis das linhas de emissão observados nessas duas ocasiões apresentam características diferentes.

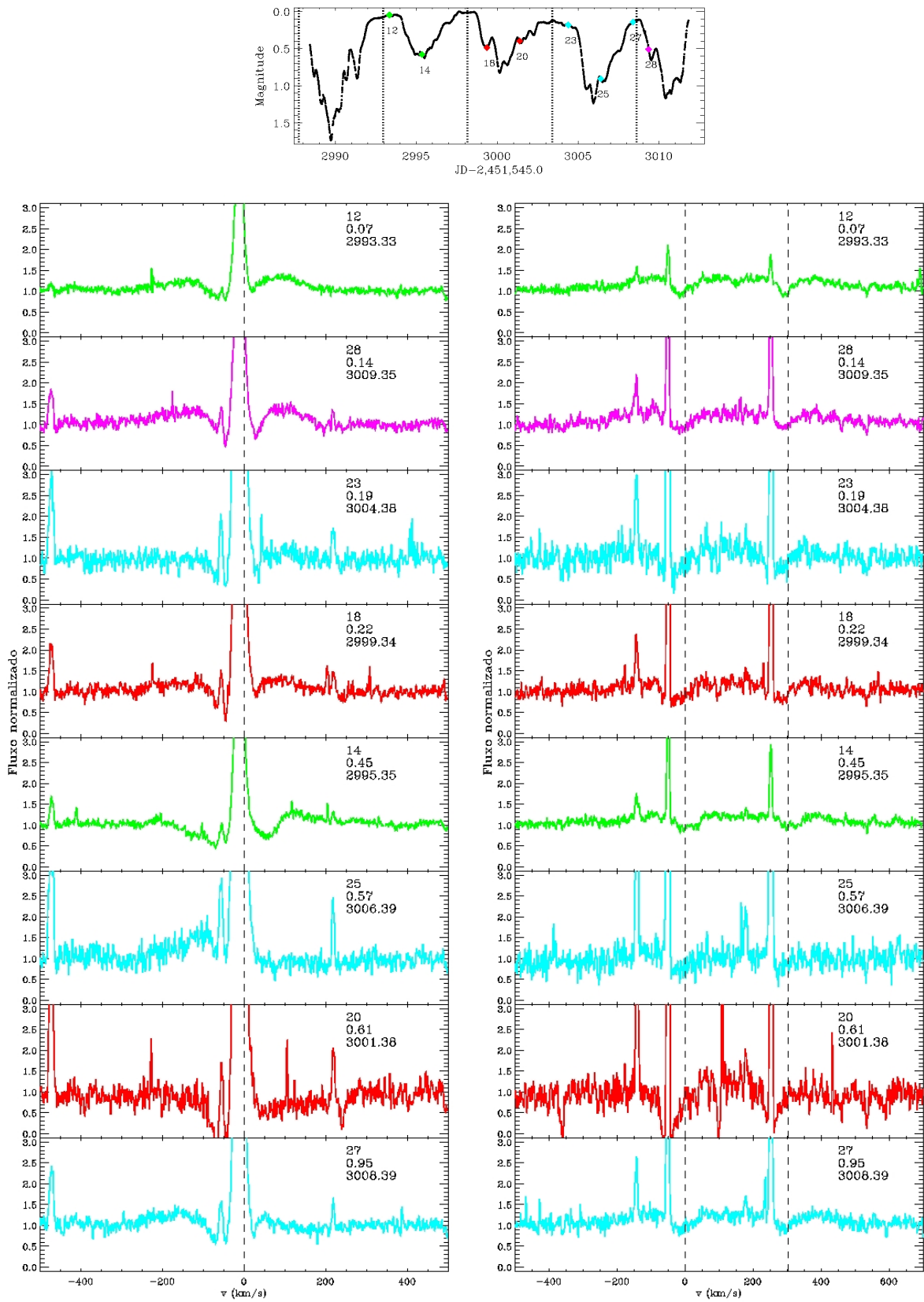


Figura 4.11: Perfis de $H\alpha$ (à esquerda) e de NaID (à direita) ordenados de acordo com a posição em fase (número do meio no painel). A data de observação e CoRoT JD também são apresentados (números superior e inferior, respectivamente). O código de cores é o mesmo da Figura 4.1b.

4.3 Origem das variações

As causas das variações fotométricas em estrelas jovens mais frequentemente discutidas são: manchas frias geradas por atividade magnética, manchas quentes formadas pelo choque do fluxo de acreção na fotosfera estelar, ocultação parcial da estrela por material circunestelar não homogêneo ou variação na emissão do disco irradiado pela estrela (Scholz et al., 2009). Dentre elas, apenas o fenômeno de manchas frias não está associado à presença de um disco de acreção. Analisaremos a variabilidade fotométrica e espectroscópica esperada em cada um desses cenários, fazendo uma comparação com as características observadas de V354 Mon, na tentativa de identificar o fenômeno dominante nesse sistema.

A poeira do disco circunestelar absorve a radiação vinda da estrela e a re-irradia em comprimentos de onda maiores, fazendo com que a estrela fique mais vermelha com o aumento do brilho. Mas, como discutido no final da seção 4.1, V354 Mon fica um pouco mais azul à medida que seu fluxo aumenta, o que descarta a emissão do disco como possível causa da variação fotométrica desse objeto.

4.3.1 Manchas frias e quentes

Manchas frias são uma das fontes mais comuns de variabilidade fotométrica em estrelas de baixa massa de todas as idades. São boas indicadoras de atividade magnética, já que são produzidas pela interação do campo magnético estelar com o gás fotosférico. Se a distribuição de manchas não é totalmente simétrica, o fluxo da estrela é modulado de maneira periódica à medida que as manchas rodam com a estrela. Por serem estruturas estáveis durante várias semanas ou até mesmo vários anos (Petrov et al., 1994), não causam uma mudança no formato fase a fase em médio e longo prazo, como visto na Figura 4.12. Tipicamente a mancha ocupa de 2% até 50% do disco estelar projetado e tem temperatura de 500 K a 1500 K mais baixa que a da fotosfera (Bouvier et al., 1995).

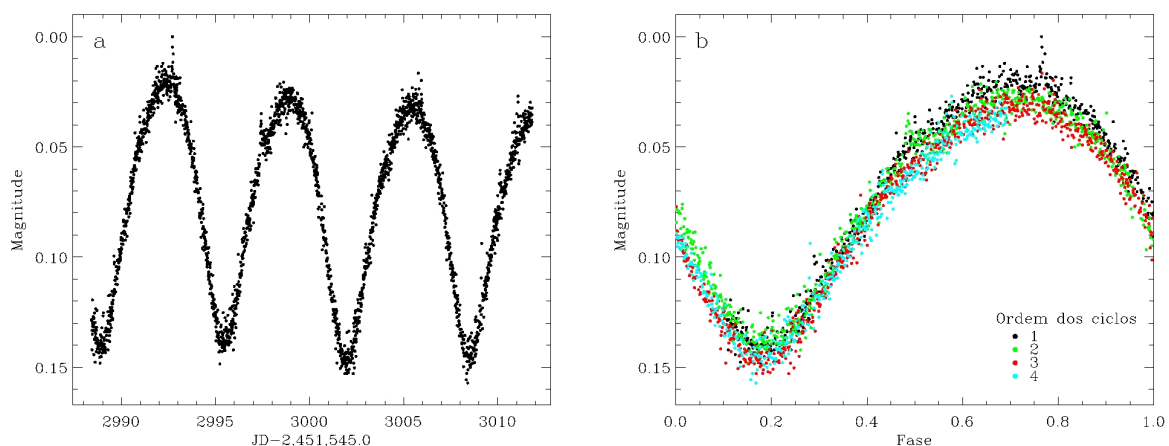


Figura 4.12: Curva de luz contínua (a) e em fase (b) de uma estrela observada pelo CoRoT (CoRoT ID 223989989), cujo período é 6,53 dias. Cores diferentes representam ciclos diferentes, ordenados de acordo com a indicação abaixo à direita no gráfico b. A modulação é causada por manchas frias, devido a periodicidade e a estabilidade do formato. A variabilidade fotométrica é de 14%.

Manchas quentes em estrelas jovens são causadas pela queda de gás na fotosfera estelar, sendo uma consequência direta da acreção. Assim como as manchas frias, rodam com a estrela e produzem variabilidade periódica em escalas de tempo do período de rotação do objeto. Mudanças na geometria ou na taxa de acreção podem produzir modulações irregulares no brilho da estrela que podem durar de horas a anos, fazendo com que a curva de luz em geral apresente um comportamento complexo. Manchas quentes apresentam uma ampla faixa de temperatura, de algumas centenas a alguns milhares de K mais quente que a fotosfera, e de tamanhos projetados, entre 0,5% a 40% do hemisfério estelar (Bouvier et al., 1995). Mas em geral ocupam frações muito pequenas da superfície, sendo em média menos extensas que as manchas frias.

Se a mancha fria for a principal fonte de variabilidade fotométrica, ela é totalmente visível para o observador no mínimo da curva de luz, enquanto que a mancha quente aparece totalmente no máximo, se esta for a causadora principal da variação (Figura 4.13). Ambas geram uma modulação na amplitude de variabilidade que aumenta na direção de comprimentos de onda menores devido à diferença de temperatura entre a mancha e a fotosfera, provocando um azulamento da estrela com o aumento do fluxo. Mas esse azulamento é mais acentuado para manchas quentes do que frias. A emissão característica de uma temperatura maior que a da fotosfera estelar apresenta um pico em comprimento de onda mais azul que o da emissão correspondente à temperatura da estrela, ao passo que uma temperatura menor exhibe um pico de emissão mais vermelho. Dessa maneira é possível estimar a temperatura e o tamanho da mancha comparando a amplitude total em diferentes comprimentos de onda.

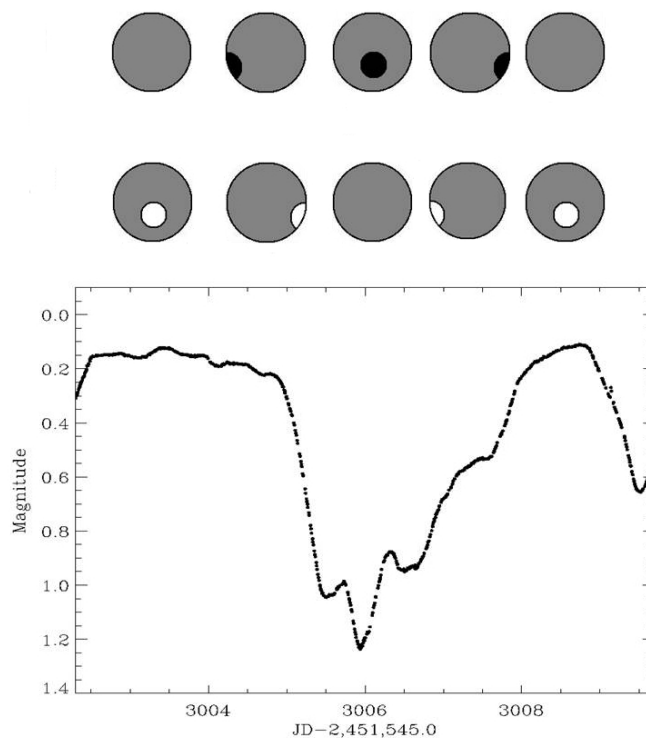


Figura 4.13: Correlação entre a modulação fotométrica e a presença de uma mancha na fotosfera estelar, à medida que a estrela gira. A mancha fria (em preto) está visível para o observador nos mínimos e oculta nos máximos da curva de luz. O contrário ocorre se a mancha é quente (em branco), sendo totalmente visível nos máximos e oculta nos mínimos.

Inicialmente construímos um modelo simples de uma estrela com uma única mancha confinada a um hemisfério, considerando que ambas emitem como corpos negros com temperaturas T_* e T_m , respectivamente. A mancha cobre uma fração f da área do hemisfério estelar visível A_* , assim sua área é dada por $A_m = fA_*$, com $0 \leq f \leq 1$. Sendo o fluxo $F = \sigma T^4$, a luminosidade observada L varia, conforme a estrela gira, entre a luminosidade da fotosfera estelar, $L_* = A_* F_*$, e a luminosidade da estrela mais a mancha, $L_{*m} = (A_* - A_m)F_* + A_m F_m$. Por simplicidade, consideramos $A_* = 1$. Essas duas situações correspondem aos instantes de máximo e mínimo da curva de luz, mas a identificação depende se a mancha é quente ou fria (vide Figura 4.13). Para obter os fluxos nos filtros BV(RI)_C, integramos as curvas de corpo negro convoluídas com as funções de resposta das bandas definidas em Bessell (1983) (Figura 4.14). Dessa forma, calculamos a amplitude de variação em magnitude $\Delta M = -2,5 \log(L_*/L_{*m})$. Esse modelo não leva em consideração efeitos de escurecimento de borda, inclinação e diferença de opacidade em função do comprimento de onda entre a mancha e a fotosfera estelar.

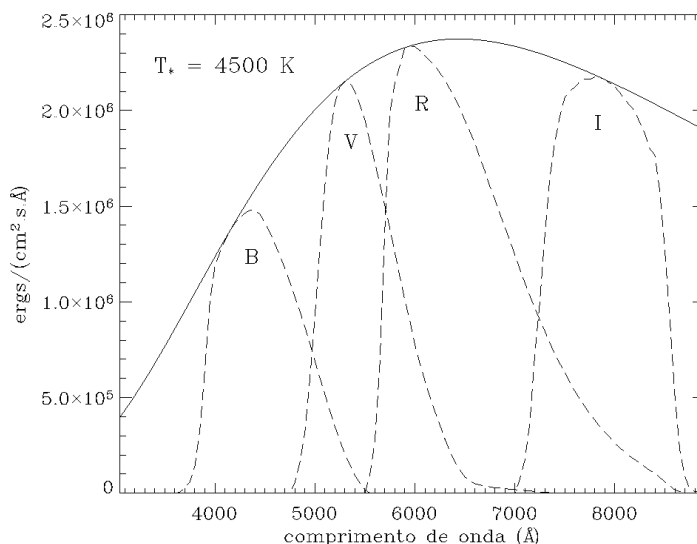


Figura 4.14: Curva de corpo negro convoluída com as funções de resposta das bandas BV(RI)_C definidas em Bessell (1983) (linhas tracejadas). A linha sólida representa a função de corpo negro para uma temperatura de 4500 K.

Supomos uma temperatura estelar efetiva de 4500 K (Flaccomio et al., 2006), correspondendo a um tipo espectral K6 (Gray, 2005). Variando a temperatura da mancha até um contraste máximo de 60% em relação à fotosfera da estrela ², que corresponde a valores entre 1800 K e 7200 K, e cobrindo uma fração de 1%, 2%, 5%, 10%, 20%, 30%, 40%, 50% e 60% do hemisfério observado, tentamos reproduzir as amplitudes das variações em magnitude observadas no OPD entre os dias 25 e 27 (vide Tabela 4.1), dentro dos intervalos de erro. Como o erro no filtro R é muito grande, a modelagem foi feita independentemente para as magnitudes em B, V e I. A amplitude em I foi reproduzida para quase todas as temperaturas de mancha T_m aplicadas, com fração de área f entre

²Valor sugerido na literatura.

10% e 60%, enquanto que as amplitudes em B e V foram reproduzidas somente para T_m maior que 5660 K, com $20\% \leq f \leq 60\%$. Os melhores ajustes para cada banda estão listados na Tabela 4.2.

Tabela 4.2: Resultados do ajuste de um modelo simples de mancha às amplitudes de variação.

	Amplitude observada	Melhor ajuste para B	Melhor ajuste para V	Melhor ajuste para I
T_m		6710 K	6130 K	3310 K
f		30%	50%	40%
ΔB	$1,5 \pm 0,3$	1,4995	1,49	1
ΔV	$1,15 \pm 0,05$	1,11	1,1503	0,5
ΔR	$0,6 \pm 0,5$	0,9	1,0	0,4
ΔI	$0,4 \pm 0,1$	0,7	0,8	0,4001

Observamos que o melhor ajuste em I não reproduz bem os valores observados de ΔB e ΔV . Considerando que o erro na medida da variação em V é o menor de todos, os parâmetros dados pelo melhor ajuste em V devem ser os mais confiáveis. É interessante notar que as variações em B e V não são modeladas para o caso de uma mancha fria, apenas para uma mancha quente que cobre uma área significativa do hemisfério estelar. Além disso, a variação em I deveria ser quase o dobro do observado para ser reproduzida pelos parâmetros obtidos com B e V. Dessa maneira, esse modelo simples não consegue explicar a amplitude de variação em todas as bandas ao mesmo tempo, mas dá fortes indícios de que uma mancha fria não é a principal causa da variabilidade fotométrica.

A temperatura e o tamanho mínimo das manchas possivelmente responsáveis pela modulação do brilho da estrela também foram derivados pelo ajuste da amplitude de variabilidade em função do comprimento de onda através do modelo feito pelo Dr. Jérôme Bouvier, discutido em Bouvier et al. (1993). Esse modelo procura pela melhor configuração de mancha que reproduza as amplitudes observadas usando um método χ^2 , levando em consideração efeitos de escurecimento de borda e ajustando simultaneamente as amplitudes em todos os filtros. Nenhuma suposição sobre o número e forma das manchas na superfície da estrela é feita, mas supõe-se que todas possuam a mesma temperatura. Assim, o modelo não obtém a localização das manchas na estrela e fornece apenas um limite inferior para a fração da área da superfície estelar coberta pelas manchas.

Consideramos novamente que a estrela apresenta uma temperatura efetiva de 4500 K (Flaccomio et al., 2006), com coeficientes de escurecimento de borda consistentes com essa temperatura dados por Claret (2000) para $\log g \sim 4,0$ e $[M/H] \sim 0$. Avaliando manchas com temperaturas $3,0 \leq \log(T_m/K) \leq 4,0$ e frações de área f entre 0,1% e 90%, o modelo encontrou uma mancha de $T_m = 10\,000$ K e $f = 5\%$ como a melhor configuração que reflete as amplitudes observadas em V354 Mon. Note que essa solução está no limite do domínio dos parâmetros, já que apresenta a maior temperatura possível do modelo. Contudo, esse resultado é factível, pois está de acordo com os parâmetros de manchas quentes obtidos para outras estrelas T Tauri, como discutido no início dessa subseção.

Embora o modelo indique que manchas quentes reproduzem melhor as amplitudes de variação do que manchas frias, restringimos o ajuste à manchas com $T_m < 4500$ K para confirmar que manchas frias não devem ser a principal causa da variação fotométrica. Foram obtidos $T_m = 3981$ K e $f = 89\%$ como melhor configuração, também estando no limite do domínio dos parâmetros, uma vez que o tamanho da mancha é quase o maior

possível. Porém esse resultado não é fisicamente viável, extrapolando muito o tamanho de manchas frias normalmente observadas em estrelas T Tauri. Na verdade ele corresponde a uma estrela com temperatura efetiva de 3981 K com uma mancha quente de 4500 K e $f = 11\%$, o que não representa a estrela em estudo. Concluimos então que manchas frias provavelmente existem na superfície de V354 Mon, pois pertence a uma classe onde o campo magnético estelar é intenso, mas não são a principal causa da variabilidade fase a fase da curva de luz. Além disso, manchas frias em geral são estruturas estáveis na escala de tempo das observações do CoRoT e suas contribuições são praticamente as mesmas em todas as fases, o que não condiz com a curva de luz irregular de V354 Mon.

Verificamos em seguida a possibilidade de uma mancha quente ser a causa principal da variabilidade fotométrica observada, pois ela influencia não só a curva de luz da estrela como também seu espectro. O choque de acreção gera um excesso de fluxo no contínuo em relação à fotosfera estelar em comprimentos de onda do óptico e ultravioleta, diminuindo a profundidade das linhas fotosféricas observadas. Esse efeito é conhecido por velamento, medido através da comparação com as linhas fotosféricas de uma estrela padrão de mesmo tipo espectral. Essa comparação foi feita para V354 Mon durante o processo de redução e não observamos nenhum indício de velamento das linhas, como pode ser visto na Figura 4.15, que mostra um espectro correspondente a um máximo da curva de luz. Devemos investigar se o resultado do modelo de manchas é compatível com as observações espectroscópicas através do cálculo do velamento produzido por uma mancha quente de $T_m = 10\,000$ K e $f = 5\%$.

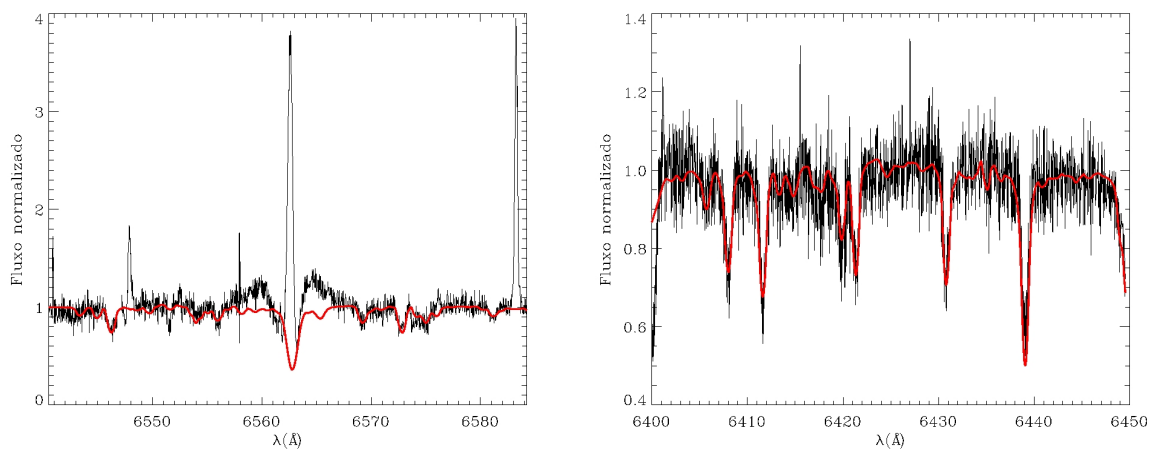


Figura 4.15: Regiões do espectro de V354 Mon correspondente ao máximo fotométrico, obtido no dia 12 de Março, com sobreposição do espectro da estrela padrão (linha vermelha) corrigido de sua velocidade radial e com aplicação da velocidade rotacional de V354 Mon. Note a boa conformidade entre as absorções fotosféricas de ambas, indicando que não há velamento mensurável. No gráfico à esquerda, que representa a região de $H\alpha$, também observamos a contribuição fotosférica referente a essa linha.

O velamento é definido como a razão entre o excesso de fluxo no contínuo e o fluxo fotosférico, sendo então igual a 1 quando a contribuição do contínuo devido ao choque de acreção é igual à contribuição do contínuo da estrela. Computamos o fluxo dessa mancha escalonado pela área nos filtros $BV(RI)_C$ através da integração da curva de corpo negro

para 10 000 K convoluída com as funções de resposta das bandas (Bessell, 1983). A razão entre os valores obtidos e o fluxo de corpo negro da estrela sem mancha, a 4500 K, foi de 2,84 no filtro B, 1,34 no filtro V, 0,86 no filtro R e 0,55 no filtro I, indicando a produção de um velamento considerável que seria perceptível ao compararmos linhas de absorção observadas no máximo e no mínimo fotométrico. Mas como podemos ver no gráfico à esquerda na Figura 4.16, a linha de LiI, uma das absorções mais bem definidas no espectro, não apresenta nenhuma diferença em profundidade nessas duas ocasiões. Para exemplificar como o fluxo de uma mancha de 10 000 K e $f = 5\%$ causaria um efeito visível, adicionamos o velamento calculado ao espectro em LiI observado no máximo fotométrico, onde a mancha quente estaria totalmente visível. Usamos os valores obtidos nos filtros R e I, já que estes possuem comprimentos de onda característicos de 5925 Å e 7900 Å, respectivamente, e a linha de LiI se localiza em 6707,8 Å. Como o fluxo está normalizado, computamos o espectro velado S' da maneira apresentada em Basri & Batalha (1990), através da relação

$$S' = \frac{S + r}{1 + r}, \quad (4.1)$$

onde S é o espectro normalizado sem velamento e r é o velamento (vide Figura 7.1 de Alencar (2000)). O resultado é mostrado no gráfico à direita na Figura 4.16, no qual observamos uma diminuição notável na profundidade da linha. O fato disso não ocorrer no espectro de V354 Mon contesta uma mancha quente como a principal causadora da variabilidade fotométrica.

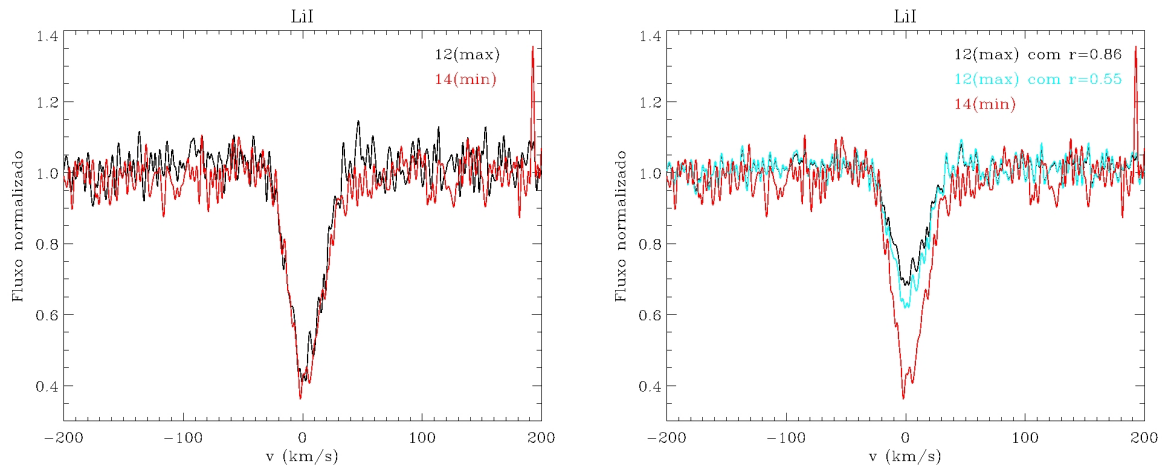


Figura 4.16: Comparação entre os espectros em LiI observados nos dias 12 e 14 de Março, correspondentes ao máximo e mínimo fotométrico, respectivamente. No gráfico à esquerda, note que não há nenhuma diferença em profundidade da linha, evidenciando que não ocorre velamento com o aumento do brilho. No gráfico à direita, adicionamos velamento ao espectro de máximo para mostrar como seria a influência de uma mancha com temperatura de 10 000 K e $f = 5\%$ se ela fosse a principal causa da variação fotométrica.

Se a mancha quente fosse a responsável pelas variações fotométricas observadas, isso significaria que o máximo da curva de luz corresponderia ao instante em que a mancha quente está totalmente visível para o observador e o mínimo da curva de luz corresponderia

à situação oposta, na qual ela está totalmente oculta. O material em queda livre no funil de acreção absorve os fótons emitidos pela mancha quente. Dessa forma, as absorções desviadas para o vermelho em $H\alpha$ e $H\beta$ devem ocorrer no máximo da curva de luz, já que a mancha estaria em nossa linha de visada nesse instante. Porém o contrário é observado nos espectros de V354 Mon. As absorções desviadas para o vermelho em $H\alpha$ e $H\beta$ aparecem na observação do dia 14, localizada em um mínimo da curva de luz, mas não estão presentes no espectro do dia 12, correspondente a um máximo, como visto na Figura 4.17. De acordo com as absorções no espectro, a mancha quente estaria visível nos mínimos da curva de luz, o que não favorece esse fenômeno como principal causador da variabilidade fotométrica de V354 Mon. Essa correlação entre a presença das absorções e a modulação da curva de luz também é observada nos espectros de $H\alpha$ e $H\beta$ dos dias 25 e 27, mas com um pouco mais de ruído.

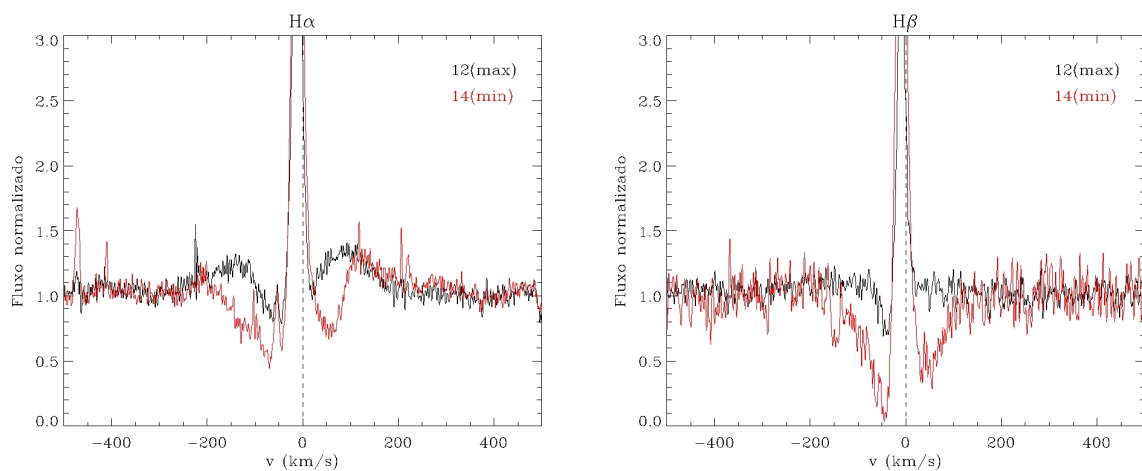


Figura 4.17: Comparação entre os espectros circunstelares em $H\alpha$ e $H\beta$ observados nos dias 12 e 14 de Março, correspondentes ao máximo e mínimo fotométrico, respectivamente. A linha vertical tracejada indica a posição central da linha $H\alpha$ ($H\beta$) de repouso. O aparecimento de uma absorção desviada para o vermelho durante o brilho mínimo da estrela é evidente em ambos os gráficos.

Como discutido ao longo desta subseção, não há evidência de que uma mancha quente seja o processo dominante na modulação fotométrica. Mas sua existência é confirmada pelas absorções desviadas para o vermelho presentes no espectro, pois indicam que há material em alta velocidade caindo na estrela e se chocando com a fotosfera, o que certamente gera manchas quentes na superfície estelar. Além disso, modelos de choque de acreção reproduzem, a partir de uma região emissora com área menor do que 1% da fotosfera estelar, o excesso de emissão no ultravioleta observado em ETTCs que não apresentam velamento no óptico (Gullbring et al., 2000).

De acordo com as observações espectroscópicas, a mancha quente gerada no choque de acreção deve produzir uma quantidade pequena de velamento de forma a não afetar a profundidade das linhas, pelo menos dentro da faixa de incerteza proveniente do ruído das medidas. Assim, podemos inferir as características dessa mancha adicionando gradualmente velamento ao espectro da padrão e comparando o resultado com o espectro de

V354 Mon, observando a partir de qual valor seria possível diferenciar a profundidade das linhas fotosféricas em ambas. Aplicando esse procedimento a várias regiões do espectro, notamos que a partir de um velamento de 0,3 já seria possível identificá-lo em todas elas. O excesso de fluxo nos filtros $BV(RI)_C$ correspondente a esse valor, que nada mais é do que o fluxo da mancha, foi computado para uma estrela com temperatura efetiva de 4500 K integrando a referente curva de corpo negro convoluída com as funções de resposta das bandas (Bessell, 1983) e multiplicando o resultado por 0,3, o valor do velamento. Para obter o tamanho da mancha, dividimos o excesso de fluxo encontrado no passo anterior pelo fluxo em $BV(RI)_C$ para temperaturas de 6000 K, 8000 K e 10 000 K. Os resultados são apresentados na Tabela 4.3.

Tabela 4.3: Fração de área ocupada por uma mancha quente de temperatura T_m que produz um velamento de 0,3.

T_m (K)	B	V	R	I
6000	4,9%	6,9%	8,5%	10,5%
8000	1,2%	2,2%	3,2%	4,6%
10 000	0,5%	1,1%	1,7%	2,7%

A presença de uma mancha quente com uma temperatura entre 6000 K e 10 000 K e fração de área menor do que as listadas na Tabela acima não poderia ser inferida a partir do espectro, mas ainda poderia causar uma variação fotométrica significativa. Com o objetivo de analisar a possibilidade de uma mancha com essas características originar as amplitudes de variabilidade observadas em V354 Mon, utilizamos um modelo de mancha, desenvolvido pelo Dr. Jérôme Bouvier baseado em Dorren (1987), para obter curvas de luz sintéticas nos filtros BVRI moduladas pela presença de uma mancha quente em uma estrela de 4500 K. Novamente usamos coeficientes de escurecimento de borda consistentes com essa temperatura dados por Claret (2000) para $\log g \sim 4,0$ e $[M/H] \sim 0$, enquanto que para a mancha consideramos coeficientes nulos. Como a maior parte das regiões espectrais analisadas está dentro das faixas compreendidas pelos filtros V e R, empregamos a fração de área em R para cada temperatura. Para maximizar a influência fotométrica da mancha, supomos que a estrela é vista de lado e o centro da mancha está localizado no equador, apesar de sabermos que manchas quentes geralmente ocorrem em latitudes maiores. Ao compararmos as amplitudes de variabilidade obtidas através do modelo com as medidas em V354 Mon (Tabela 4.4), vemos que nenhuma das configurações reproduz o observado. Então concluímos que uma mancha quente que não produz um velamento perceptível no óptico em nossos espectros também não produz excesso de fluxo suficiente para ser a principal responsável pela modulação fotométrica observada.

Tabela 4.4: Amplitudes de variabilidade fotométrica geradas por manchas quentes que produzem velamento de 0,3.

T_m (K)	f	ΔB	ΔV	ΔR	ΔI
6000	8,5%	0,52	0,41	0,32	0,23
8000	3,2%	0,79	0,46	0,37	0,24
10 000	1,7%	0,93	0,50	0,38	0,23
Amplitude observada		$1,5 \pm 0,3$	$1,15 \pm 0,05$	$0,6 \pm 0,5$	$0,4 \pm 0,1$

4.3.2 Ocultação por material circunstelar

Para estrelas jovens nas quais o disco de acreção é visto em alta inclinação em relação à linha de visada, o material do disco absorve parte do fluxo observado da estrela. Se o material está distribuído de maneira não uniforme, a curva de luz é modulada de acordo com a estrutura do disco. Essa não homogeneidade pode ser causada por assimetrias azimutais, um disco com a parte externa parcialmente expandida (*flared*) ou com a parte interna distorcida (*warped*), ou até mesmo por poeira em um vento de disco não homogêneo. A escala de tempo das variações nesse caso depende da velocidade rotacional do disco no ponto onde se localiza a estrutura que a gera, indo de horas a anos dependendo da distância radial até a estrela. Analogamente às manchas, a ocultação pelo disco circunstelar faz com que o sistema fique mais azul à medida que o fluxo aumenta. Mas se o material do disco for totalmente opaco, não ocorre variação de cor com a modulação do brilho, como observado em AA Tau (Bouvier et al., 1999, 2003, 2007a).

Simulações numéricas 3D de magneto-hidrodinâmica (MHD) de Romanova et al. (2004) naturalmente produzem deformações na parte interna do disco quando o eixo magnético não coincide com o eixo de rotação, criando regiões onde a acreção é favorecida, como mostra a Figura 4.18. A assimetria do fluxo de acreção magnetosférica é quebrada visto que material da parte interna do disco é mais facilmente levado através das linhas de campo magnético mais curtas que conectam o disco à estrela. Esse resultado já foi corroborado pelo estudo de AA Tau, no qual foi possível inclusive observar evidências da interação dinâmica entre o campo magnético estelar e a parte interna do disco.

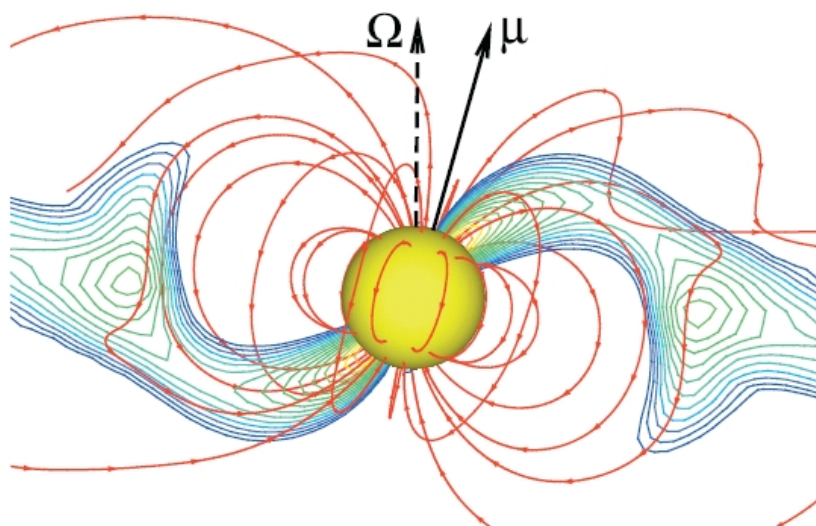


Figura 4.18: Resultado de uma simulação numérica 3D de magneto-hidrodinâmica exibindo as distorções geradas na parte interna do disco circunstelar quando o eixo magnético μ não coincide com o eixo de rotação Ω , criando duas regiões principais de acreção. As linhas de contorno indicam a distribuição de densidade do fluxo no corte X-Z, variando exponencialmente de $\rho = 0,2$ (azul) a $\rho = 2,0$ (vermelho) bem próximo à superfície da estrela. As linhas vermelhas com setas representam as linhas de campo magnético escolhidas. A diferença de inclinação entre μ e Ω é de 15° . Figura retirada de Romanova et al. (2004).

A presença de material em torno de V354 Mon é confirmada por observações com o *InfraRed Array Camera* (IRAC) do satélite Spitzer (Teixeira, 2008), utilizado para identificar excesso de emissão no infravermelho proveniente de poeira circunestelar aquecida. O índice α_{IRAC} representa a inclinação da distribuição de energia espectral entre $3,6 \mu\text{m}$ e $8 \mu\text{m}$, sendo aplicado na classificação da estrutura da parte interna do disco, seguindo o critério proposto por Lada et al. (2006). V354 Mon apresenta um $\alpha_{\text{IRAC}} = -1,72$, indicando que essa estrela possui um disco circunestelar com a parte interna opticamente espessa. As formas assimétricas dos mínimos e máximos observados na curva de luz de V354 Mon obtida com o CoRoT favorecem a idéia de que uma estrutura irregular obscurece a luz emitida pela estrela, provavelmente um disco circunestelar com material distribuído de maneira não uniforme, onde uma região mais densa periodicamente intercepta a estrela em nossa linha de visada. Mas para que isso ocorra, o disco deve ser observado em alta inclinação. Esse parâmetro é calculado através da relação

$$\sin i = \frac{P(v \sin i)}{2\pi R_*}, \quad (4.2)$$

onde P é o período de rotação, $v \sin i$ é a velocidade rotacional e R_* é o raio da estrela. Utilizando a temperatura efetiva e a luminosidade de V354 Mon dadas por Flaccomio et al. (2006) e as trilhas evolutivas teóricas de PSP com metalicidade solar computadas por Siess et al. (2000), inferimos um raio de $2,389 R_\odot$, uma massa de $1,49 M_\odot$ e uma idade de $2,442 \times 10^6$ anos. Juntamente com a velocidade rotacional média derivada dos espectros observados, $v \sin i = (22,4 \pm 1,2) \text{ km/s}$ (vide seção 3.3), e o período de rotação fornecido por Lamm et al. (2004), $P = (5,22 \pm 0,87)$ dias, obtivemos $75,4^\circ$ para a inclinação i do eixo de rotação da estrela em relação à linha de visada. Portanto, o sistema apresenta alta inclinação, favorecendo a possibilidade de ocultação da estrela por material circunestelar.

O raio, massa e idade de V354 Mon também foram estimados a partir dos modelos de Landin et al. (2006), usando um modelo para PSP com atmosfera não-cinza, metalicidade solar, inicialmente sem rotação e aplicando a teoria do comprimento de mistura com $\alpha = 2$ para tratar o transporte de energia convectivo. Os valores encontrados foram $M_* = 1,12 M_\odot$, $R_* = 2,346 R_\odot$ e idade de $1,2 \times 10^6$ anos. Uma comparação entre as trilhas evolutivas com e sem rotação de corpo rígido não exibiu nenhuma diferença, pois nessa faixa de massa a rotação influencia muito pouco a evolução da estrela. O resultado é um pouco diferente do obtido com o modelo de Siess et al. (2000), principalmente em massa e idade, mas os valores apresentam as mesmas ordens de grandeza. O cálculo desses parâmetros através de modelos está sujeito a muitas incertezas, principalmente em estrelas isoladas. Para um sistema binário eclipsante, além da luminosidade e temperatura, temos determinações precisas, por outros métodos, de massas e raios para as duas componentes, que têm supostamente a mesma idade. Portanto existem menos graus de liberdade a serem ajustados pelos modelos, o que não acontece para estrelas isoladas, fazendo com que nesse caso várias soluções sejam possíveis. Dessa maneira, os valores dos parâmetros obtidos ficam muito dependentes do modelo utilizado.

Como os valores do raio dados pelos dois modelos teóricos são muito próximos, empregamos a diferença entre ambos como o erro na determinação do raio obtido com Siess et al. (2000). Assim, considerando os erros no período, velocidade de rotação e raio, calculamos o erro na inclinação do sistema, $\Delta i = 0,9^\circ$.

A fim de investigar a possibilidade de ocultação por material circunestelar como principal causadora da variabilidade fotométrica, utilizamos o modelo criado pelo Dr. Jérôme

Bouvier, discutido na análise de AA Tau em Bouvier et al. (1999). A região eclipsante é identificada como um *warp*, uma deformação na direção vertical na parte interna do disco circunstelar gerada pela interação com o campo magnético dipolar da estrela inclinado em relação ao eixo de rotação. O modelo de ocultação gera uma curva de luz sintética supondo que a altura da parte interna do disco varia com o azimute de acordo com

$$h(\phi) = h_{max} \left| \cos \frac{(\phi - \phi_0)}{2} \right|, \quad (4.3)$$

onde ϕ_0 é o azimute da altura máxima do disco, correspondendo ao centro do eclipse na fase fotométrica (vide Figura 4.1b). Assim, a altura da parte interna do disco decresce suavemente de h_{max} em ϕ_0 a zero no azimute oposto. A Figura 4.19 mostra a aparência de um sistema em várias fases de acordo com esse modelo.

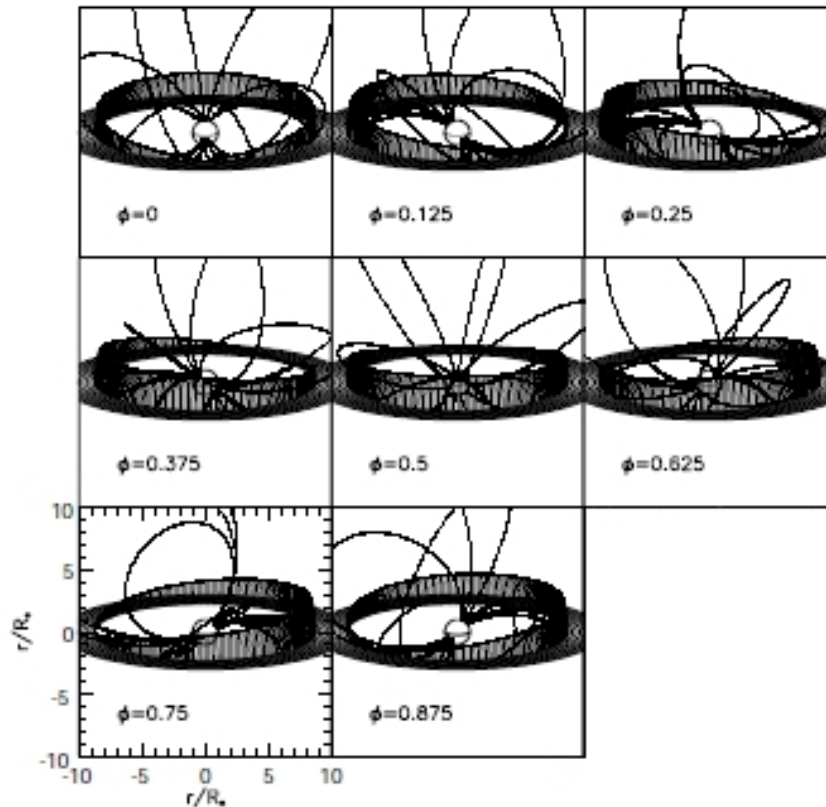


Figura 4.19: Aparência em várias fases de um sistema com uma deformação na parte interna do disco circunstelar de acordo com o modelo de ocultação. O objeto em questão é AA Tau, que apresenta um campo magnético inclinado 52° em relação ao eixo de rotação e forte o suficiente para truncar o disco a uma distância de $8,8 R_*$. Somente a parte superior da deformação acima do plano médio do disco é mostrada para maior clareza. Figura retirada de Bouvier et al. (1999).

Considerando que o material circunstelar orbita a estrela com movimento kepleriano, o período fotométrico observado de $(5,26 \pm 0,50)$ dias localizaria o *warp* a uma distância radial da estrela de

$$r_c = \left(\frac{P}{2\pi}\right)^{2/3} (GM_*)^{1/3} = 6,1 R_*, \quad (4.4)$$

com M_* e R_* obtidos a partir de Siess et al. (2000). A essa distância da estrela, o campo magnético passa a afetar a dinâmica de acreção e o disco é truncado. Internamente a esse raio, o fluxo de matéria é direcionado até a estrela seguindo as linhas de campo. A inclinação do eixo magnético em relação à linha de visada pode ser quantificada a partir das absorções desviadas para o vermelho presentes nos perfis das linhas de emissão, pois são formadas pelo material do funil de acreção caindo a velocidade de queda livre na fotosfera estelar. No espectro de V354 Mon obtido em 14 de Março, localizado no mínimo fotométrico, observamos que a absorção desviada para o vermelho em $H\alpha$ apresenta uma velocidade máxima projetada na linha de visada de ~ 125 km/s. Conforme Bouvier et al. (1999), a velocidade de queda do livre do material no fluxo de acreção para um raio de truncamento de $6,1 R_*$ é

$$v_{ql} = \left[\frac{2GM_*}{R_*} \left(1 - \frac{R_*}{r_c}\right)\right]^{1/2} \simeq 450 \text{ km/s}, \quad (4.5)$$

com M_* e R_* obtidos a partir de Siess et al. (2000). Assim, temos que $\cos i_m = v_{max}/v_{ql} \simeq 0,28$, ou seja, a inclinação i_m do eixo magnético em relação à linha de visada é 74° . Como a inclinação do eixo de rotação é $\sim 76^\circ$, temos que a diferença entre esse e o eixo magnético é de 2° . Simulações MHD tridimensionais de Romanova et al. (2003) mostram que a partir de ângulos muito pequenos de desalinhamento entre o eixo de rotação e o eixo magnético, entre 2° e 5° , os funis de acreção já deixam de ser axissimétricos.

Recalculamos a inclinação do eixo de rotação, o raio de truncamento, a velocidade de queda livre do material no fluxo de acreção e a inclinação do eixo magnético aplicando os valores de massa e raio obtidos através de Landin et al. (2006), a fim de mostrar a dependência dos resultados com o modelo teórico evolutivo adotado. Apesar dos valores do raio dados pelos dois modelos serem muito próximos, a inclinação do sistema é afetada pela pequena diferença entre eles. Obtivemos $i = (80 \pm 1)^\circ$ para $R_* = 2,346 R_\odot$, onde Δi foi calculado considerando novamente que o erro na determinação do raio corresponde à diferença entre os valores desse parâmetro dados pelos dois modelos. O raio de truncamento ficou um pouco menor, $r_c = 5,6 R_*$, assim como a velocidade de queda livre, $v_{ql} \simeq 390$ km/s. Nesse caso, a inclinação do eixo magnético em relação à linha de visada é $i_m = 71^\circ$ e o desalinhamento entre ele e o eixo de rotação é de 9° . Vemos que os parâmetros do sistema obtidos através dos dois modelos teóricos são diferentes (Tabela 4.5), como esperado, mas os resultados encontrados são da mesma ordem de grandeza, confirmando que o sistema é visto em alta inclinação e o eixo magnético está um pouco desalinhado em relação ao eixo de rotação.

Tabela 4.5: Comparação entre os parâmetros de V354 Mon obtidos a partir de dois modelos evolutivos de PSP.

Modelo	R_* (R_\odot)	M_* (M_\odot)	Idade (anos)	i	r_c (R_*)	v_{ql} (km/s)	i_m
Siess et al. (2000)	2,389	1,49	$2,442 \times 10^6$	$(75,4 \pm 0,9)^\circ$	6,1	450	74°
Landin et al. (2006)	2,346	1,12	$1,2 \times 10^6$	$(80 \pm 1)^\circ$	5,6	390	71°

Para reproduzir a partir do modelo de ocultação a variação fotométrica de V354 Mon observada pelo CoRoT, consideramos que $M_* = 1,49 M_\odot$, $R_* = 2,389 R_\odot$, a inclinação dos eixos de rotação e magnético são 76° e 74° , respectivamente, e que o *warp* está localizado a uma distância $r_c = 6,1 R_*$ da estrela. Os parâmetros livres do modelo são a altura máxima e a extensão azimutal do *warp*, que influenciam na amplitude de variabilidade e na duração em fase da ocultação, respectivamente. O melhor ajuste foi obtido com $h_{max} = 0,3 r_c$ e extensão de 360° , representado no gráfico da Figura 4.20. A curva sintética acompanha bem a variação em grande escala da curva de luz e reproduz as amplitudes fotométricas máximas observadas, mas não é capaz de modelar a mudança no formato assimétrico dos máximos e mínimos fase a fase. Porém isso era esperado, já que o modelo de ocultação supõe que o *warp* apresenta uma estrutura uniforme e simétrica, o que provavelmente não é verdade. É interessante notar que os parâmetros do *warp* são os mesmos obtidos no ajuste do modelo à variabilidade de AA Tau, sendo a altura máxima um pouco maior que o valor tradicionalmente usado em modelos de disco, $\sim 0,05 - 0,1 r_c$ (Bertout et al., 1988; Duchêne et al., 2010).

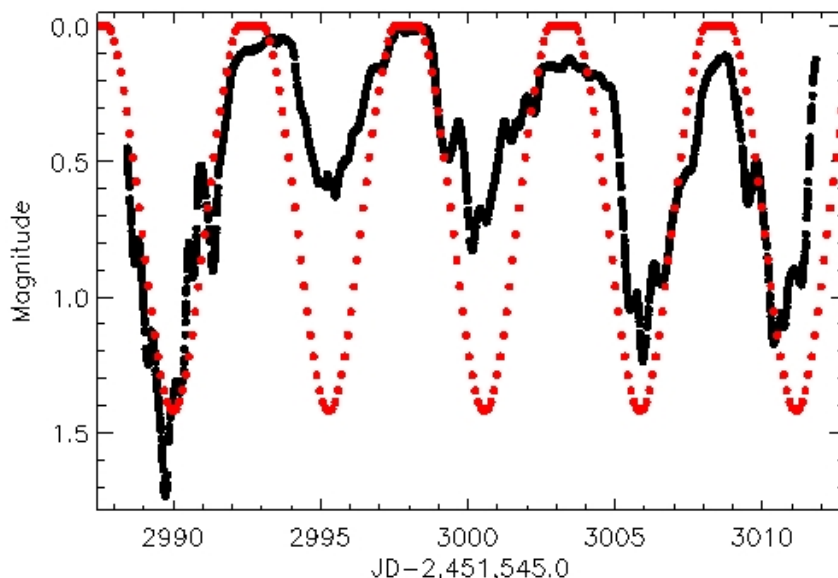


Figura 4.20: Melhor ajuste do modelo de ocultação por material circunstelar à curva de luz de V354 Mon, correspondente a um *warp* de altura máxima igual a $0,3 r_c$ e extensão azimutal de 360° .

A análise da variabilidade fotométrica e espectroscópica de AA Tau identificou evidências de que a configuração em grande escala da magnetosfera estelar mudou em um intervalo de um mês devido à rotação diferencial entre a estrela e o disco, mostrando que o disco circunstelar e o campo magnético desalinhado interagem de uma maneira dinâmica. Dessa forma, a deformação na parte interna do disco, resultado dessa interação, também pode mudar suas características em uma escala de tempo pequena. Baseado nisso e no fato de que a largura e profundidade dos mínimos fotométricos de V354 Mon variam muito fase a fase, modelamos individualmente os máximos e mínimos da curva de luz. As ca-

racterísticas do *warp* para cada um dos ajustes são apresentadas na Tabela 4.6 e as curvas de luz sintéticas correspondentes são mostradas na Figura 4.21. Observe que apesar da irregularidade da curva de luz, os parâmetros da deformação interna do disco para cada ajuste não são muito discrepantes, indicando que o *warp* é uma estrutura permanente.

Tabela 4.6: Parâmetros do modelo de ocultação aplicados no ajuste individual dos máximos e mínimos da curva de luz.

Máximos	altura máxima (r_c)	extensão azimutal ($^\circ$)	Mínimos	altura máxima (r_c)	extensão azimutal ($^\circ$)
1 $^\circ$	0,26	340	1 $^\circ$	0,31	320
2 $^\circ$	0,26	320	2 $^\circ$	0,23	320
3 $^\circ$	0,26	200	3 $^\circ$	0,25	240
4 $^\circ$	0,30	360	4 $^\circ$	0,28	320
			5 $^\circ$	0,28	280

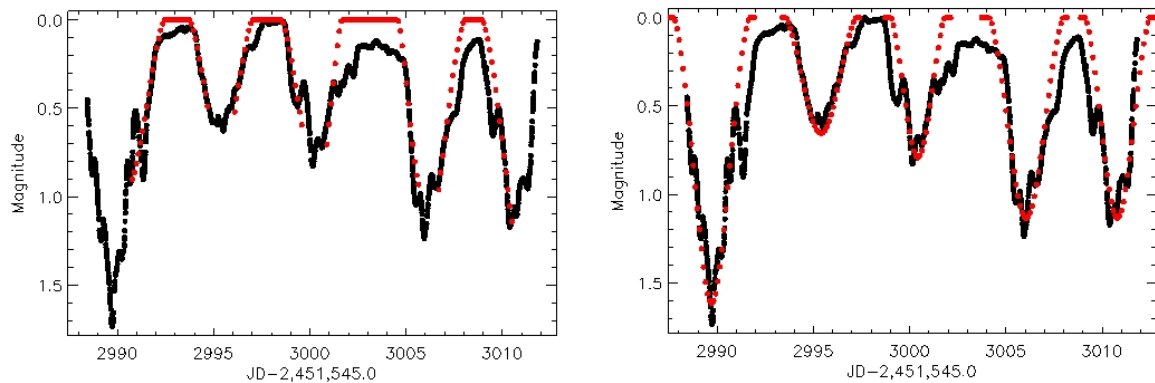


Figura 4.21: Ajuste individual do modelo de ocultação aos máximos (gráfico à esquerda) e mínimos (gráfico à direita) da curva de luz. As características do *warp* correspondentes estão listadas na Tabela 4.6.

Conforme os resultados obtidos acima, ocultação por material circunstelar pode ser a principal causa da variabilidade fotométrica observada em V354 Mon. Mas há também evidências espectroscópicas que favorecem essa suposição. Fótons emitidos pelo choque de acreção são absorvidos pelo material em queda livre no funil, gerando absorções desviadas para o vermelho em $H\alpha$ e $H\beta$. Como visto na Figura 4.17, essas absorções estão presentes nos espectros correspondentes aos mínimos fotométricos, mas não aparecem nos espectros obtidos nos máximos. Assim, temos indício de uma correlação entre a presença do funil de acreção e a diminuição do brilho da estrela. Simulações MHD tridimensionais de Romanova et al. (2003) indicam que para um desalinhamento entre o eixo magnético e o eixo de rotação menor do que 30° , as regiões mais densas do fluxo de matéria até a estrela se localizam em dois funis principais, seguindo as linhas de campo até o pólo magnético mais próximo. Uma região se localiza acima do disco e a outra abaixo, conforme a ilustração da Figura 4.18. Essas regiões mais densas tipicamente rodam junto com a estrela, fazendo com que a região localizada na parte superior do disco oculte periodicamente a luz da

mesma para um observador que vê o sistema de média a alta inclinação (Figura 4.22). Portanto, as observações espectroscópicas e a fotometria do CoRoT, juntamente com as previsões das simulações numéricas, corroboram a suposição de ocultação da estrela por material circunstelar.

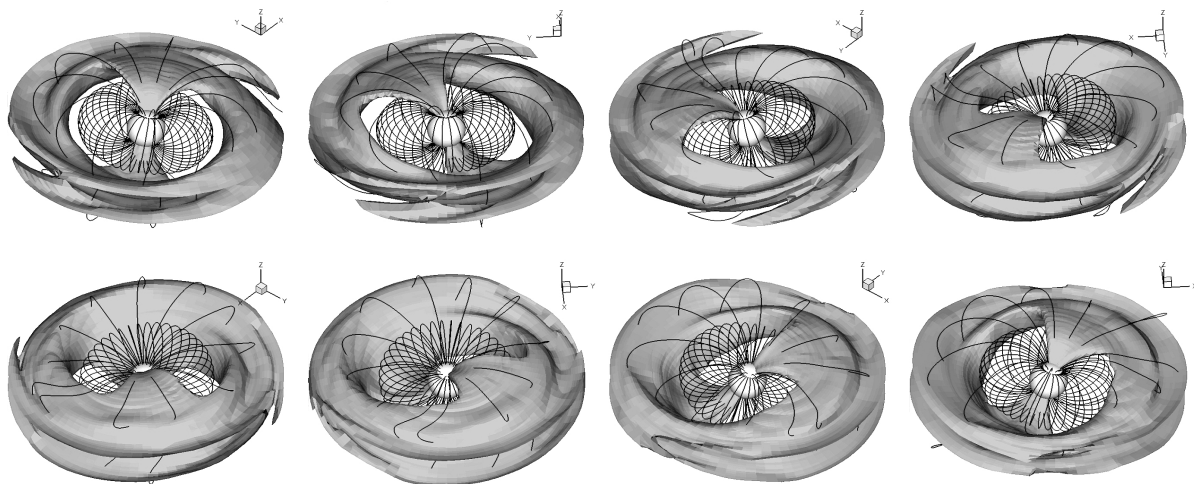


Figura 4.22: Resultado de uma simulação numérica 3D de magneto-hidrodinâmica mostrando a aparência do sistema à medida que a estrela gira. O desalinhamento entre os eixos de rotação e magnético é de 15° . A inclinação do eixo de rotação é de 45° em relação à linha de visada. As linhas escuras representam as linhas de campo magnético do modelo. Figura baseada nos resultados apresentados em Romanova et al. (2003).

O surgimento de absorções desviadas para o vermelho durante o mínimo fotométrico também é observado na linha de NaID (Figura 4.23). Na seção 4.2, notamos no gráfico da Figura 4.10 que a senóide com período fotométrico ajustada à largura equivalente de NaID quase coincide com a modulação da curva de luz, estando apenas um pouco atrasada. Como o NaID tem origem na base do funil de acreção, esperaríamos que sua emissão fosse maior no mínimo fotométrico se a ocultação ocorre por material circunstelar em uma região onde a acreção é favorecida. Dessa maneira, veríamos a variação da largura equivalente de NaID em anti-fase com a curva de luz. Porém o contrário é observado. Considerando que a parte interna do disco é deformada, o *warp* pode estar ocultando a base do funil de acreção onde o NaID é formado, absorvendo parte da emissão.

A variação em cores observada na fotometria $BV(RI)_C$ de V354 Mon não pode ser analisada a partir da ocultação por material circunstelar. Se o material do disco é opaco, como observado em AA Tau, não deve ocorrer uma mudança na cor com a modulação do fluxo da estrela. Mas a ocultação parcial de uma mancha quente presente na fotosfera estelar pode explicar o azulamento de V354 Mon com o aumento de seu brilho. No presente caso, o pequeno desalinhamento entre os eixos de rotação e magnético originam duas regiões onde a acreção é favorecida. Cada uma dessas regiões produz uma mancha quente, resultante do choque do material acretado em queda livre. Essas manchas geralmente se localizam em altas latitudes, uma no hemisfério norte e outra no hemisfério sul da estrela. A mancha no hemisfério norte ficará visível para o observador juntamente com a região

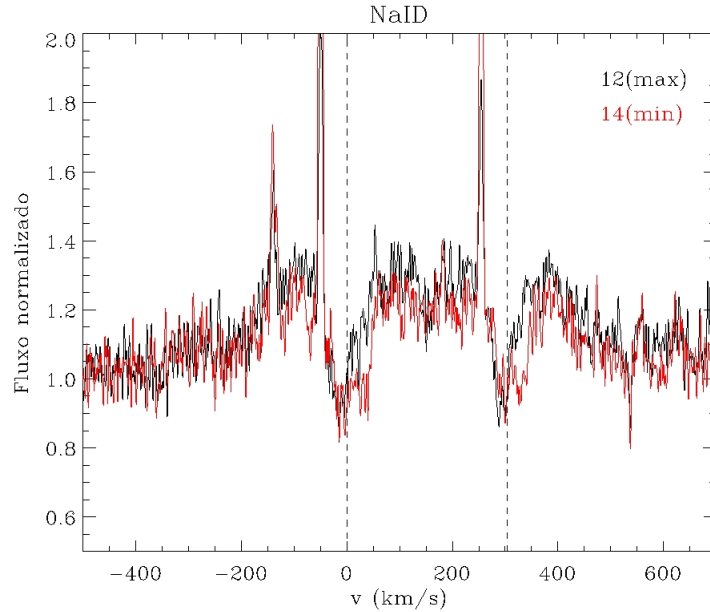


Figura 4.23: Comparação entre os espectros circunstelares em NaID observados nos dias 12 e 14 de Março, correspondentes ao máximo e mínimo fotométrico, respectivamente. As linhas verticais tracejadas indicam as posições centrais das linhas do dupletto. O aparecimento de absorções desviadas para o vermelho durante o brilho mínimo da estrela é visível.

mais densa de acreção à medida que o sistema roda. Dessa maneira, o *warp* oculta não somente a fotosfera estelar como também parte da mancha quente. Porém como a mancha geralmente ocupa latitudes maiores, a fração de sua área ocultada é menor que a fração da fotosfera estelar eclipsada, podendo assim gerar a variação em cor observada. Se o raio de truncamento for suficientemente grande, a mancha no hemisfério sul também pode ficar visível para o observador conforme a estrela gira. Além disso, a configuração magnética na superfície da estrela provavelmente é mais complicada que a geometria dipolar, como já observado em outras ETTCs (Johns-Krull, 2007). Apesar de não influenciarem o processo de acreção, as componentes multipolares afetam diretamente a formação de manchas quentes na fotosfera estelar, de acordo com as previsões das simulações MHD de Long et al. (2008). Assim, a distribuição das manchas quentes na superfície da estrela pode ser complexa e produzir a variação em cor observada em V354 Mon. Mas essas são apenas possibilidades, sendo necessária uma análise mais aprofundada para que sejam confirmadas, que não pode ser feita somente a partir dos dados utilizados nesse estudo.

Capítulo 5

Conclusões

A partir das observações fotométricas e espectroscópicas simultâneas de alta resolução, avaliamos e discutimos as características da ETTC V354 Mon. Essa estrela exibe uma grande variação em brilho, periódica, com mínimos que mudam muito em formato fase a fase. Uma análise de periodograma da curva de luz obtida com o CoRoT forneceu um período fotométrico de $(5,26 \pm 0,50)$ dias, muito próximo do valor calculado por Lamm et al. (2004), $(5,22 \pm 0,87)$ dias, indicando que a estrutura principal que gera a modulação fotométrica não se modificou de maneira significativa ao longo de alguns anos. As observações nos filtros $BV(RI)_C$ mostraram que também ocorre uma pequena variação em cor e o sistema se torna um pouco mais azul à medida que o fluxo aumenta.

O espectro de V354 Mon é igualmente variável em escala de alguns dias. A periodicidade das partes de $H\alpha$ desviadas para o vermelho e para o azul dá suporte ao cenário de acreção magnetosférica, no qual a estrela acumula material da parte interna de um disco circunstelar ao mesmo tempo que ejeta massa em um vento de disco originado próximo à região de acreção.

Investigamos a possibilidade de manchas na fotosfera estelar serem a origem principal da variação fotométrica. Um modelo determinou que uma mancha com temperatura de 10 000 K e ocupando 5% do hemisfério estelar é a configuração que melhor reproduz as amplitudes de variabilidade observadas nos filtros $BV(RI)_C$, descartando a possibilidade de manchas frias. Porém essa mancha quente produziria um velamento significativo nas linhas fotosféricas, o que não é observado. Além disso, a ocorrência de absorções proeminentes desviadas para o vermelho em $H\alpha$ e $H\beta$ somente nos mínimos da curva de luz indicam que o funil de acreção e, conseqüentemente, a mancha quente estão visíveis nesses instantes, desfavorecendo esse fenômeno como a principal causa da modulação fotométrica.

Encontramos evidências de que as linhas de emissão mudam de maneira cíclica conforme a modulação fotométrica. O formato assimétrico dos mínimos da curva de luz, assim como a diferença no perfil das linhas espectrais nas situações de aumento e diminuição do brilho, indicam que uma estrutura irregular está provocando essas variações, provavelmente um disco circunstelar com material distribuído de maneira não uniforme, apoiado

pelo fato do sistema ser visto em alta inclinação. De acordo com simulações MHD (Romanova et al., 2004), o pequeno desalinhamento entre o eixo magnético e o eixo de rotação observado nessa estrela deforma a parte interna do disco, produzindo um *warp* que eclipsa periodicamente parte da fotosfera estelar. Um modelo de ocultação foi utilizado para determinar os parâmetros gerais dessa estrutura, que apresenta uma escala de altura máxima de 0,3 localizada próxima ao ponto de corotação no disco, com extensão azimutal de 360°. Essas características são as mesmas obtidas no ajuste do modelo à variabilidade de AA Tau (Bouvier et al., 1999). O *warp* no disco de V354 Mon parece modificar sua forma em cada ciclo, revelando uma interação dinâmica entre a magnetosfera estelar e a parte interna do disco, como previsto por simulações MHD (Goodson & Winglee, 1999; Romanova et al., 2002). Apesar disso, os parâmetros obtidos a partir do ajuste individual do modelo aos máximos e mínimos da curva de luz não são muito diferentes, mostrando que essa estrutura é permanente. A presença de uma componente em absorção desviada para o vermelho nas linhas de $H\alpha$ e $H\beta$ mais pronunciada somente no mínimo fotométrico aponta uma conexão entre o funil de acreção e a diminuição do fluxo da estrela, confirmando a ocultação por material circunestelar como principal causa da modulação fotométrica de V354 Mon.

5.1 Perspectivas

Como a existência de uma mancha quente na fotosfera de V354 Mon é corroborada pela evidência de material em alta velocidade se chocando com a fotosfera estelar, ela certamente deve influenciar a variação fotométrica observada. Pretendemos modelar a curva de luz obtida com o CoRoT combinando o efeito da ocultação por material circunestelar com a presença de uma mancha quente, que provavelmente também é parcialmente eclipsada pelo *warp*. Avaliaremos se a variação em cor do sistema que ocorre nesse cenário é compatível com o observado.

Simultaneamente à observação do CoRoT, foram realizadas com o satélite Chandra duas observações curtas de NGC 2264 separadas por um intervalo de 16 dias. Para estrelas T Tauri clássicas, a variação no fluxo em raio-X entre essas duas observações foi comparada com a diferença de fluxo no óptico nos mesmos instantes. Flaccomio et al. (2010) identificaram uma correlação clara entre a variabilidade de ETTCs no óptico e nas bandas de raio-X mole, porém não existe conexão aparente com as bandas de raio-X duro. Tal correlação parece ter origem na ocultação da região de emissão no óptico, a fotosfera, e da região de emissão no raio-X, a coroa, pelo mesmo material circunestelar. Nenhuma correlação foi identificada nas duas bandas de raio-X no caso de ETTFs. V354 Mon foi um dos objetos observados pelos dois satélites e analisaremos as duas curvas de luz em conjunto com o intuito de investigar se as modulações no óptico e raio-X são semelhantes, procurando por uma possível conexão entre os mecanismos que as produzem.

O aglomerado estelar jovem NGC 2264 possui um objeto bastante peculiar que vem sendo intensamente estudado a pouco mais de uma década. KH 15D é um sistema binário eclipsante ainda na PSP com uma órbita muito excêntrica. O plano orbital é inclinado em relação a um disco ou anel circumbinário opaco visto em alta inclinação que precessa e progressivamente oculta as órbitas das estrelas (Herbst et al., 2010). Uma campanha internacional de monitoramento intensivo desse sistema foi organizada com o objetivo de caracterizar a evolução de sua variabilidade fotométrica a longo prazo. Observações cons-

tantes de KH 15D durante aproximadamente 10 anos foram realizadas no Observatório do Monte Maidanak, Uzbequistão. V354 Mon, que está a $\sim 2,5'$ de distância de KH 15D, foi também observada por acaso durante esse monitoramento, do qual temos acesso aos dados. Portanto essa é uma oportunidade sem precedentes de analisar a mudança em longa escala de tempo no comportamento da curva de luz dessa ETTC, investigando a estabilidade da estrutura de ocultação e os efeitos da interação dinâmica entre a magnetosfera estelar e o disco circunstelar. Pretendemos realizar a submissão de um artigo sobre V354 Mon com os resultados obtidos no presente estudo, acrescentando as análises descritas nessa seção.

Outra estrela membro de NGC 2264, LU Mon, também foi observada simultaneamente com o CoRoT, o espectrógrafo SOPHIE e o telescópio de 60 cm do OPD equipado com uma câmera CCD e filtros BV(RI)_C. Realizaremos a mesma análise feita para V354 Mon nesse objeto, mas a nítida irregularidade da curva de luz de LU Mon já indica que o fenômeno principal que governa a variabilidade fotométrica pode ser diferente e que os dados deverão ser examinados com outras técnicas. Suspeitamos que esse sistema seja visto em baixa inclinação e que acreção instável seja a principal causa da modulação fotométrica, mas somente um estudo aprofundado das observações poderá confirmar essa hipótese.

Referências Bibliográficas

- Aigrain, S. & Irwin, M. 2004, MNRAS, 350, 331
- Alencar, S. H. P. 2000, Aspects of stellar atmospheres and star formation, tese de Doutorado
- Alencar, S. H. P., Teixeira, P. S., Guimarães, M. M., et al. 2010, A&A, 519, 88
- Auvergne, M., Bodin, P., Boissard, L., et al. 2009, A&A, 506, 411
- Basri, G. & Batalha, C. 1990, ApJ, 363, 654
- Bertout, C., Basri, G., & Bouvier, J. 1988, ApJ, 330, 350
- Bessell, M. S. 1983, PASP, 95, 480
- Bouvier, J., Alencar, S. H. P., Bouvier, T., et al. 2007a, A&A, 463, 1017
- Bouvier, J., Alencar, S. H. P., Harries, T. J., Johns-Krull, C. M., & Romanova, M. M. 2007b, Protostars and Planets V, 479
- Bouvier, J., Cabrit, S., Fernandez, M., Martin, E. L., & Matthews, J. M. 1993, A&A, 272, 176
- Bouvier, J., Chelli, A., Allain, S., et al. 1999, A&A, 349, 619
- Bouvier, J., Covino, E., Kovo, O., et al. 1995, A&A, 299, 89
- Bouvier, J., Grankin, K. N., Alencar, S. H. P., et al. 2003, A&A, 409, 169
- Carramiñana, A., Čadež, A., & Zwitter, T. 2000, ApJ, 542, 974
- Claret, A. 2000, A&A, 363, 1081
- Dahm, S. E. 2008, The Young Cluster and Star Forming Region NGC 2264, ed. Reipurth, B., 966
- Dahm, S. E. & Simon, T. 2005, AJ, 129, 829
- Dorren, J. D. 1987, ApJ, 320, 756
- Duchêne, G., McCabe, C., Pinte, C., et al. 2010, ApJ, 712, 112
- Fűrész, G., Hartmann, L. W., Szentgyorgyi, A. H., et al. 2006, ApJ, 648, 1090

- Flaccomio, E., Micela, G., Favata, F., & Alencar, S. P. H. 2010, *A&A*, 516, 8
- Flaccomio, E., Micela, G., & Sciortino, S. 2006, *A&A*, 455, 903
- García-Díaz, M. T., Henney, W. J., López, J. A., & Doi, T. 2008, *RMxAA*, 44, 181
- Goodson, A. P. & Winglee, R. M. 1999, *ApJ*, 524, 159
- Gray, D. F. 2005, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*, 3rd edn. (Cambridge University Press)
- Gullbring, E., Calvet, N., Muzerolle, J., & Hartmann, L. 2000, *ApJ*, 544, 927
- Hartmann, L., Hewett, R., & Calvet, N. 1994, *ApJ*, 426, 669
- Henney, W. J. & O'Dell, C. R. 1999, *AJ*, 118, 2350
- Herbig, G. H. 1954, *ApJ*, 119, 483
- Herbst, W., LeDuc, K., Hamilton, C. M., et al. 2010, *AJ*, 140, 2025
- Horne, J. H. & Baliunas, S. L. 1986, *ApJ*, 302, 757
- Johns, C. M. & Basri, G. 1995, *AJ*, 109, 2800
- Johns-Krull, C. M. 2007, *ApJ*, 664, 975
- Johns-Krull, C. M., Valenti, J. A., Piskunov, N. E., Saar, S. H., & Hatzes, A. P. 2001, in *ASP Conference Series*, Vol. 248, *Magnetic Fields Across the Hertzsprung-Russell Diagram*, ed. G. Mathys, S. K. Solanki, & D. T. Wickramasinghe, 527
- Kharchenko, N. V., Scholz, R., Piskunov, A. E., Röser, S., & Schilbach, E. 2007, *Astronomische Nachrichten*, 328, 889
- Kurosawa, R., Harries, T. J., & Symington, N. H. 2006, *MNRAS*, 370, 580
- Lada, C. J., Muench, A. A., Luhman, K. L., et al. 2006, *AJ*, 131, 1574
- Lamm, M. H., Bailer-Jones, C. A. L., Mundt, R., Herbst, W., & Scholz, A. 2004, *A&A*, 417, 557
- Landin, N. R., Ventura, P., D'Antona, F., Mendes, L. T. S., & Vaz, L. P. R. 2006, *A&A*, 456, 269
- Lima, G. H. R. A., Alencar, S. H. P., Calvet, N., Hartmann, L., & Muzerolle, J. 2010, *A&A*, 522, 104
- Long, M., Romanova, M. M., & Lovelace, R. V. E. 2008, *MNRAS*, 386, 1274
- Maia, F. F. S. 2007, *Caracterização dos aglomerados abertos NGC1981 e Dolidze-Dzim1*, dissertação de Mestrado
- Martayan, C., Hubert, A. M., Floquet, M., et al. 2006, *A&A*, 445, 931

- McCollum, B., Bruhweiler, F., Castelaz, M. W., et al. 2004, in BAAS, Vol. 36, Bulletin of the American Astronomical Society, 1519
- Ménard, F. & Bertout, C. 1999, in NATO ASIC Proc. 540: The Origin of Stars and Planetary Systems, ed. C. J. Lada & N. D. Kylafis, 341
- Muzerolle, J., Calvet, N., & Hartmann, L. 2001, ApJ, 550, 944
- Oliveira, J. M., Foing, B. H., van Loon, J. T., & Unruh, Y. C. 2000, A&A, 362, 615
- Paatz, G. & Camenzind, M. 1996, A&A, 308, 77
- Palla, F. 1999, in NATO ASIC Proc. 540: The Origin of Stars and Planetary Systems, ed. C. J. Lada & N. D. Kylafis, 375
- Petrov, P. P., Shcherbakov, V. A., Berdyugina, S. V., et al. 1994, A&AS, 107, 9
- Reiners, A., Seifahrt, A., Stassun, K. G., Melo, C., & Mathieu, R. D. 2007, ApJ, 671, 149
- Roberts, D. H., Lehar, J., & Dreher, J. W. 1987, AJ, 93, 968
- Romanova, M. M., Ustyugova, G. V., Koldoba, A. V., & Lovelace, R. V. E. 2002, ApJ, 578, 420
- Romanova, M. M., Ustyugova, G. V., Koldoba, A. V., & Lovelace, R. V. E. 2004, ApJ, 610, 920
- Romanova, M. M., Ustyugova, G. V., Koldoba, A. V., Wick, J. V., & Lovelace, R. V. E. 2003, ApJ, 595, 1009
- Samadi, R., Fialho, F., Costa, J. E. S., et al. 2007, arXiv:astro-ph/0703354
- Scargle, J. D. 1982, ApJ, 263, 835
- Scholz, A., Xu, X., Jayawardhana, R., et al. 2009, MNRAS, 398, 873
- Shu, F., Najita, J., Ostriker, E., et al. 1994, ApJ, 429, 781
- Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, A&A, 358, 593
- Sung, H., Bessell, M. S., & Lee, S. 1997, AJ, 114, 2644
- Swenson, F. J., Faulkner, J., Rogers, F. J., & Iglesias, C. A. 1994, ApJ, 425, 286
- Teixeira, P. S. 2008, From dust to light: a study of star formation in NGC2264, tese de Doutorado
- Tody, D. 1986, in SPIE Conference, Vol. 627, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers Conference Series, ed. D. L. Crawford, 733
- Tokovinin, A. A. 1992, A&A, 256, 121
- Walker, M. F. 1956, ApJS, 2, 365
- Yang, H., Johns-Krull, C. M., & Valenti, J. A. 2005, ApJ, 635, 466

Apêndice A

Rotinas IRAF utilizadas na redução dos dados do OPD

A.1 Rotina para correção dos efeitos instrumentais nas observações de 25 de Março de 2008

```
#####
#Task do iraf para reduzir as observacoes de ngc2264 em 25mar08
#Local: Telescopio B&C de 60cm (IAG), LNA
#####

#####
#Definicao dos arquivos de instrumentos, filtros e log
#####

cd home$
delete home$08mar25/log.08mar25 ver-
ccdred.instrument="task_dir$iagUBVRI.dat"
ccdred.ssfile="task_dir$subsets.iagUBVRI"
ccdred.logfile="home$08mar25/log.08mar25"

#####
#Correcao dos cabecalhos das imagens
#####

#####
#Correcao dos campos: observat

cd home$08mar25
hedit *.fits observat value="LNA" ver- upd+ show+

#####
#Correcao dos campos: imagetyp, observat, object

cd home$08mar25/ngc2264
hedit *.fits observat value="LNA" ver- upd+ show+
hedit ngc*.fits imagetyp value="object" ver- upd+ show+
hedit ngc*.fits object value="ngc2264" ver- upd+ show+

#####
#Correcao do tempo sidereal para o meio da exposicao

cd home$08mar25/ngc2264
```

```

asthedit ngc*.fits cmds.dat verbose+

#####
#Correcao das massas de ar para o meio da exposicao (massa de ar efetiva)

cd home$08mar25/ngc2264
setairmass ngc*.fits upd+

#####
#Calculo do ruido de leitura e ganho usando findgain
#Lembrar de nao alterar ou combinar imagens antes do calculo do ganho e ruido

cd home$08mar25
delete rg.08mar25* ver-
delete sgi* ver-

findgain flatB0001.fits flatB0003.fits bias0010.fits bias0008.fits section=[300:470,400:580] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatB0002.fits flatB0005.fits bias0003.fits bias0001.fits section=[300:470,400:580] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatB0003.fits flatB0004.fits bias0002.fits bias0005.fits section=[530:660,310:450] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatB0001.fits flatB0005.fits bias0006.fits bias0009.fits section=[530:660,310:450] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatB0002.fits flatB0004.fits bias0004.fits bias0007.fits section=[740:870,830:950] verbose- >> rg.08mar25

findgain flatV0001.fits flatV0003.fits bias0010.fits bias0008.fits section=[300:470,400:580] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatV0002.fits flatV0005.fits bias0003.fits bias0001.fits section=[300:470,400:580] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatV0003.fits flatV0004.fits bias0002.fits bias0005.fits section=[530:660,310:450] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatV0001.fits flatV0005.fits bias0006.fits bias0009.fits section=[530:660,310:450] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatV0002.fits flatV0004.fits bias0004.fits bias0007.fits section=[740:870,830:950] verbose- >> rg.08mar25

findgain flatR0001.fits flatR0003.fits bias0010.fits bias0008.fits section=[300:470,400:580] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatR0002.fits flatR0005.fits bias0003.fits bias0001.fits section=[300:470,400:580] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatR0003.fits flatR0004.fits bias0002.fits bias0005.fits section=[530:660,310:450] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatR0001.fits flatR0005.fits bias0006.fits bias0009.fits section=[530:660,310:450] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatR0002.fits flatR0004.fits bias0004.fits bias0007.fits section=[740:870,830:950] verbose- >> rg.08mar25

findgain flatI0001.fits flatI0003.fits bias0010.fits bias0008.fits section=[300:470,400:580] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatI0002.fits flatI0005.fits bias0003.fits bias0001.fits section=[300:470,400:580] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatI0003.fits flatI0004.fits bias0002.fits bias0005.fits section=[530:660,310:450] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatI0001.fits flatI0005.fits bias0006.fits bias0009.fits section=[530:660,310:450] verbose- >> rg.08mar25
findgain flatI0002.fits flatI0004.fits bias0004.fits bias0007.fits section=[740:870,830:950] verbose- >> rg.08mar25

#####
#Visualizacao grafica do ganho e ruido

graph rg.08mar25 point+ title="Ruido vs. Ganho (08mar25)" \
xlabel="Ganho (e/ADU)" ylabel="Ruido de Leitura (ADU)" round+ device=epsf
gflush
rename sgi* rg.08mar25.eps

#####
#Corrigir cabecalhos com o novo valor de ganho e ruido caso seja necessario (NAO)

#cd home$08mar25
#hedit *.fits gain value="5.38" ver- upd+ show+
#hedit *.fits rdnoise value="4.38" ver- upd+ show+

#cd home$08mar25/ngc2264
#hedit *.fits gain value="5.38" ver- upd+ show+
#hedit *.fits rdnoise value="4.38" ver- upd+ show+

#####
#Listar e salvar em arquivo os novos valores nos cabecalhos das imagens

cd home$08mar25
delete bias_final ver-
hselect bias*.fits $I,object,ra,dec,epoch,ut,st,ha,airmass,filters,filterno,exptime,date-obs,imagetyp,observat \
>> bias_final
delete flat_final ver-
hselect flat*.fits $I,object,ra,dec,epoch,ut,st,ha,airmass,filters,filterno,exptime,date-obs,imagetyp,observat \
>> flat_final

cd home$08mar25/ngc2264

```

```

delete ngc_final ver-
hselect ngc*.fits $I,object,ra,dec,epoch,ut,st,ha,airmass,filters,filterno,exptime,date-obs,imagetyp,observat \
>> ngc_final

#####
#Processamento das imagens de bias e flat
#####

cd home$08mar25

#####
#Combinando bias

delete statbias* ver-
imdel combbias*.fits ver-
zerocombine.gain="gain"
zerocombine.rdnoise="rdnoise"
zerocombine bias*.fits output="combbias_av1" combine=average reject=ccdclip \
statsec=[300:700,300:700]
zerocombine bias*.fits output="combbias_av2" combine=average reject=avsigclip \
statsec=[300:700,300:700]
zerocombine bias*.fits output="combbias_m1" combine=median reject=ccdclip \
statsec=[300:700,300:700]
zerocombine bias*.fits output="combbias_m2" combine=median reject=avsigclip \
statsec=[300:700,300:700]

imstat combbias*[300:700,300:700] >> statbias
imstat bias*.fits[300:700,300:700] >> statbias
imrename combbias_av1.fits combbias.fits

#####
#Corrigindo as imagens de flat de bias e overscan

ccdproc.noproc=no
ccdproc.biassec="[3:15,1:1050]" #secao de overscan da imagem
ccdproc.fuction="chebyshev"
ccdproc.interac=no
ccdproc.trimsec="[20:1040,3:1020]"

ccdproc images="flat*.fits" ccdtype="flat" fixpix- overscan+ trim+ zerocor+ \
darkcor- flatcor- zero="home$08mar25/combbias.fits"

ccdproc images="combbias.fits" ccdtype="zero" fixpix- overscan- trim+ \
zerocor- darkcor- flatcor-

#####
#Combinando e normalizando as imagens de flat por filtro

delete statflat* ver-
imdel combflat*.fits ver-
imdel comb2flat*.fits ver-
flatcombine.gain="gain"
flatcombine.rdnoise="rdnoise"
flatcombine flat*.fits output="combflat1" combine=median scale=mode \
reject=ccdclip subsets+ process- statsec=[300:700,300:700]
flatcombine flat*.fits output="combflat2" combine=median scale=mode \
reject=crreject subsets+ process- statsec=[300:700,300:700]

imstat combflat*[300:700,300:700] >> statflat
imstat flat*.fits[300:700,300:700] >> statflat
imrename combflat1B.fits combflatB.fits
imrename combflat1V.fits combflatV.fits
imrename combflat1R.fits combflatR.fits
imrename combflat1I.fits combflatI.fits
imrename combflat2B.fits comb2flatB.fits
imrename combflat2V.fits comb2flatV.fits
imrename combflat2R.fits comb2flatR.fits
imrename combflat2I.fits comb2flatI.fits
normalize combflatB sample=[300:700,300:700]
normalize combflatV sample=[300:700,300:700]
normalize combflatR sample=[300:700,300:700]

```

```

normalize combflatI sample=[300:700,300:700]

#####
#Subtracao de bias e divisao por flat das imagens de ngc2264
#####

cd home$08mar25/ngc2264
ccdproc images="ngc*.fits" ccdtype="object" fixpix- overscan+ trim+ zerocor+ \
darkcor- flatcor+ zero="home$08mar25/combbias.fits" \
flat="home$08mar25/combflat*.fits"

#####
#Calculo do tresh (erro aleatorio do nivel do ceu)
#Usar uma regioao da imagem livre de estrelas
#####

cd home$08mar25
delete skysigma.08mar25* ver-

cd home$08mar25/ngc2264
findthresh images="ngc*.fits" section=[530:630,700:780] gain=5.0 readnoise=4.1 \
>> home$08mar25/skysigma.08mar25

#####
#Lista e salva em arquivo as operacoes feitas em cada imagem
#####

cd home$08mar25
delete redlist.08mar25* ver-

cd home$08mar25/ngc2264
ccdlist ngc*.fits lo+ >> home$08mar25/redlist.08mar25

#####
#Apaga imagens de bias e flat desnecessarias
#####

cd home$08mar25
imdel flat*.fits,bias*.fits ver-

```

A.2 Rotina para obtenção das magnitudes nas observações de 25 de Março de 2008

```

#####
#Task do iraf para fazer fotometria das observacoes de ngc2264 em 25mar08
#Local: Telescopio B&C de 60cm (IAG), LNA
#####

#####
#Alinhando as imagens usando filtro I como referencia
#####

#caso seja necessario, repetir a tarefa ou mudar imagem de referencia para
#melhorar o alinhamento
#diferenca grande entre coordenadas: 1 ou 2 pixels
#diferenca de 0.1 pixel e' um bom valor

xregister.regions="[*,*]"
xregister.interp="linear"
xregister.correla="discrete"
xregister.append=yes

cd home$08mar25/ngc2264
xregister.input="ngc*.fits"
xregister.reference="ngc2264I0002"
xregister.shifts="ngcshifts.log"
xregister.output="ngc*.fits"

```

```

xregister                                #verificando qualidade do alinhamento
#repetir tarefa
#repetir tarefa para imagem ngc2264I0001
xregister ngc2264I0001 output=ngc2264I0001
xregister ngc2264I0001

#####
#Curva de crescimento para a estrela mais brilhante no filtro V
#####

datapars.datamin=-75.
datapars.datamax=32000.
datapars.noise="poisson"

datapars.ccdread="rdnoise"                #valores preenchidos com as correspondentes
datapars.gain="gain"                      #palavras-chave no cabeçalho das imagens
datapars.exposure="exptime"
datapars.airmass="airmass"
datapars.filter="filters"
datapars.obstime="utmiddle"
datapars.readnoise=INDEF
datapars.epadu=INDEF
datapars.itime=INDEF

centerpars.calgorithm="centroid"
centerpars.maxshift=5.
centerpars.mkcenter=yes

fitskypars.salgorithm="centroid"
fitskypars.annulus=25.                   #raio inicial anel (termino abertura estr)
fitskypars.dannulus=5.                   #largura do anel

photpars.apertures="2:25:0.5"            #aberturas com raio de 2 a 25 pixels com
photpars.mkapert=yes                     #incrementos de 0.5 pixel

cd home$08mar25/ngc2264
datapars.fwhmpsf=6.01                    #valor obtido da estrela mais brilhante nao
                                          #saturada com imexamine(r)
datapars.sigma=2.0                       #valor obtido das contagens de background
                                          #com imexamine(m) - desvio padrao da contagem do ceu
centerpars.cbox=18.03                    #3x a largura do perfil da estrela

delete curvcresngc.mag ver-
delete tabelangc.mag ver-
display ngc2264V0001 1
phot ngc2264V0001 interac+ verify- verbose+ coords="" \
output="curvcresngc.mag" display=imdg
txdump curvcresngc.mag rapert,mag "yes" >> tabelangc.mag
graph tabelangc.mag

fitskypars.annulus=10.                   #para analise de estrelas mais fracas e
photpars.apertures="1:10:0.5"           #muito proximas uma da outra
photpars.mkapert=no

delete curvcresngc2.mag ver-
delete tabelangc2.mag ver-
display ngc2264I0002 1
phot ngc2264I0002 cbox=5. maxshift=2. interac+ verify- verbose+ \
coords="" output="curvcresngc2.mag" display=imdg
txdump curvcresngc2.mag rapert,mag "yes" >> tabelangc2.mag
graph tabelangc2.mag

#####
#Criacao de um arquivo unico de coordenadas
#####

findpars.threshold=20.
daofind.interactive=no

tvmark.deletions="del"
tvmark.mark="circle"

```

```

tvmark.radii=15
tvmark.nxoffset=5
tvmark.nyoffset=5
tvmark.number=yes
tvmark.tolerance=5

cd home$08mar25/ngc2264
delete ngc.coord ver-
delete daofind_ngc.log ver-
delete ngc.coord.del ver-
daofind ngc2264I0002.fits fwhmpsf=5.3 sigma=7.2 output="ngc.coord" verify- \
verbose+ >> daofind_ngc.log
display ngc2264I0002 1
display ngc2264I0001 2
display ngc2264V0001 3
tvmark 1 ngc.coord color=204 interac+
tvmark 1 ngc.coord15 color=205
tvmark 1 ngc.coord10 color=206 radii=10
tvmark 1 ngc.coord5 color=204 radii=5
txsort ngc.coord15 YCENTER
txrenumber ngc.coord15 id="ID"
txsort ngc.coord10 YCENTER
txrenumber ngc.coord10 id="ID"
txsort ngc.coord5 YCENTER
txrenumber ngc.coord5 id="ID"

#####
#Obtencao das magnitudes das estrelas selecionadas usando fotometria de abertura
#####

centerpars.calgorithm="none"
fitskypars.salgorithm="centroid"
fitskypars.dannulus=5.
phot.interactive=no
phot.verify=no
phot.verbose=yes

cd home$08mar25/ngc2264
delete photngc.log ver-
delete ngc.mag* ver-
delete ngc.erro* ver-
delete ngcfin.mag ver-
datapars.fwhmpsf=5.3
datapars.sigma=7.2
phot.image="ngc*.fits"

photpars.apertures=15.
fitskypars.annulus=15.
phot.coords="ngc.coord15"
phot.output="ngc.mag15"
phot >> photngc.log
txdump ngc.mag15 image,xcenter,ycenter,lid,mag,merr,cier,sier,pier,perror \
"pier!=0 || sier!=0" >> ngc.erro15

photpars.apertures=10.
fitskypars.annulus=10.
phot.coords="ngc.coord10"
phot.output="ngc.mag10"
phot >> photngc.log
txdump ngc.mag10 image,xcenter,ycenter,lid,mag,merr,cier,sier,pier,perror \
"pier!=0 || sier!=0" >> ngc.erro10

photpars.apertures=5.
fitskypars.annulus=5.
phot.coords="ngc.coord5"
phot.output="ngc.mag5"
phot >> photngc.log
txdump ngc.mag5 image,xcenter,ycenter,lid,mag,merr,cier,sier,pier,perror \
"pier!=0 || sier!=0" >> ngc.erro5
txdump ngc.mag* image,otime,lid,xcenter,ycenter,rapert,mag,merr "cier=0 && \
pier!=301 && sier=0" >> ngcfin.mag

```