

**Análise da Interação Disco-Estrela no Sistema
Estelar Jovem V354 Mon**

Nathalia Nazareth Junqueira Fonseca

Junho de 2016

Nathalia Nazareth Junqueira Fonseca

**Análise da Interação Disco-Estrela no Sistema
Estelar Jovem V354 Mon**

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

Área de Concentração: ASTROFÍSICA

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

Departamento de Física - ICEX - UFMG

Junho de 2016

Para Hélio

Diante da vastidão do espaço e da imensidade do tempo,
é uma grande alegria para mim compartilhar um planeta
e uma época com uma pessoa tão especial.

Agradecimentos

Primeiramente, agradeço à Silvia por ser uma orientadora incrível, sempre bem-humorada e disposta a escutar e discutir, dando conselhos importantes e guiando com destreza os pensamentos perdidos de uma pós-graduanda. Estarei satisfeita ser tiver adquirido pelo menos um décimo de todo o seu conhecimento. Agradeço também ao Jérôme por ter me recebido tão bem no IPAG e por todas as ideias e discussões que só fizeram esse trabalho ficar melhor; foi uma grande felicidade poder trabalhar com um pesquisador excepcional. Aos integrantes do CSI 2264, agradeço a oportunidade de participar dessa campanha e analisar um conjunto de dados com tanta qualidade e informação. Gostaria de agradecer à Ann Marie Cody por fornecer dados e ajudar a compreendê-los, e à Laura Venuti por ser tão prestativa e pela companhia divertida em Grenoble.

Aos meus pais, Dalva e Roberto, muito obrigada por todo o empenho e apoio em minha educação. Ao Rodolfo, agradeço por sempre me incentivar em minha caminhada acadêmica. Ao Hélio, por todo o amor, compreensão, auxílio e por estar sempre ao meu lado, das conquistas cotidianas às aventuras além-mar; meus agradecimentos são insuficientes para descrever o quanto você é importante para mim.

O doutorado pode ser um período muito difícil se você não tem ao seu redor pessoas para te ajudar nas dúvidas e dificuldades e, às vezes, te fazer desligar da pesquisa. Por isso, agradeço a todos do grupo de astrofísica, professores e colegas, por proporcionar discussões tão produtivas e interessantes, seja sobre estrelas, política ou filmes, sempre regadas a café. Vocês tornam o laboratório um local de trabalho especial e descontraído. Um obrigado em especial à Alana por compartilhar ideias e conhecimento, além de não se importar em parar o que estava fazendo para me ouvir reclamar que algo estava dando errado ou me ajudar a entender algum conceito.

Gostaria de agradecer ao departamento de Física por me proporcionar uma excelente formação e ao pessoal do IPAG que fez com que minha estadia fosse tão agradável e proveitosa. Agradeço ao CNPq pelo financiamento da bolsa de doutorado e à CAPES pela bolsa de estágio no exterior.

Sumário

| | | |
|----------|---|-----------|
| 1 | Introdução | 2 |
| 1.1 | Objetivos | 10 |
| 2 | Observações e redução dos dados | 13 |
| 2.1 | Fotometria | 13 |
| 2.1.1 | CoRoT | 13 |
| 2.1.2 | Spitzer | 14 |
| 2.1.3 | Chandra | 15 |
| 2.1.4 | MegaCam/CFHT | 15 |
| 2.1.5 | USNO | 16 |
| 2.1.6 | Pairitel | 17 |
| 2.2 | Espectroscopia do Flames/VLT | 18 |
| 3 | Análise dos dados | 23 |
| 3.1 | Fotometria | 23 |
| 3.1.1 | Diagrama cor-magnitude CoRoT- $I \times I$ | 29 |
| 3.1.2 | Excesso de emissão no ultravioleta | 32 |
| 3.1.3 | Variação no óptico e no infravermelho | 34 |
| 3.1.4 | Distribuição de energia espectral | 36 |
| 3.2 | Espectroscopia | 44 |
| 4 | Modelagem da curva de luz do CoRoT | 52 |
| 5 | Fotometria de Maidanak: variabilidade em longa escala temporal | 62 |
| 5.1 | Tratamento dos dados | 62 |
| 5.2 | Análise | 66 |
| 6 | Conclusões | 70 |
| 6.1 | Perspectivas | 72 |
| A | Artigo publicado | 79 |

Lista de Figuras

| | | |
|-----|---|----|
| 1.1 | Diagrama HR para objetos estelares jovens pertencentes ao aglomerado aberto NGC 2264 | 3 |
| 1.2 | Ilustração do modelo de acreção magnetosférica em uma estrela T Tauri clássica | 5 |
| 1.3 | Resultados da simulação tridimensional MHD de uma estrela magnetizada com o dipolo alinhado com o eixo de rotação da estrela | 6 |
| 1.4 | Resultados da simulação tridimensional MHD de uma estrela magnetizada com o dipolo inclinado em relação ao eixo de rotação da estrela | 7 |
| 1.5 | Imagem do aglomerado estelar jovem NGC 2264 | 9 |
| 2.1 | Espectros de H α de V354 Mon em cada noite de observação | 20 |
| 2.2 | Espectros de LiI de V354 Mon em cada noite de observação | 21 |
| 2.3 | Espectros de HeI de V354 Mon em cada noite de observação | 22 |
| 3.1 | Curvas de luz do CoRoT obtidas em 2008 e 2011 | 24 |
| 3.2 | Combinação da curva de luz do CoRoT, banda I do USNO e banda r do CFHT, contínua e em fase | 25 |
| 3.3 | Combinação da curva de luz do CoRoT, banda I do USNO e banda r do CFHT em fase com diferentes períodos | 26 |
| 3.4 | Curvas de luz simultâneas de V354 Mon em diferentes bandas, contínuas e em fase | 27 |
| 3.5 | Diagramas cor-magnitude para os dados obtidos simultaneamente às observações na banda I | 28 |
| 3.6 | Comparação entre as curvas de luz do CoRoT e do Chandra | 29 |
| 3.7 | Variação no diagrama CoRoT- $I \times I$ de acordo com a evolução temporal do brilho de V354 Mon | 30 |
| 3.8 | Curvas de transmissão para os filtros $BVRI$ de Johnson e as bandas de passagem do MOST, CoRoT e Kepler | 31 |
| 3.9 | Diagrama cor-magnitude de BF Ori mostrando o efeito de azulamento | 32 |

| | | |
|------|--|----|
| 3.10 | Diagrama cor-magnitude $u-r \times r$ das estrelas membros de NGC 2264 monitoradas com o CFHT e variação do excesso no ultravioleta medido para V354 Mon | 33 |
| 3.11 | Comparação entre as curvas de luz do Spitzer e do CoRoT | 35 |
| 3.12 | Comparação entre SEDs e modelos de atmosfera estelar | 38 |
| 3.13 | Comparação entre as curvas de luz no infravermelho sem emissão do disco e no óptico | 39 |
| 3.14 | Ajuste das SEDs usando modelos bidimensionais de transferência radiativa | 41 |
| 3.15 | Comparação entre as SEDs no máximo e no mínimo fotométrico | 43 |
| 3.16 | Espectro de V354 Mon com sobreposição do espectro da padrão | 46 |
| 3.17 | Análise da variação do velamento | 47 |
| 3.18 | Decomposição do perfil de $H\alpha$ em Gaussianas | 48 |
| 3.19 | Perfil médio e variância da linha de $H\alpha$ | 48 |
| 3.20 | Matriz de correlação e periodograma bidimensional do fluxo em $H\alpha$ | 49 |
| 3.21 | Perfis de $H\alpha$ em função da fase rotacional | 51 |
| 4.1 | Aparência em várias fases de um sistema com uma deformação na parte interna do disco circunestelar de acordo com o modelo de ocultação | 53 |
| 4.2 | Ajuste do modelo de ocultação por material circunestelar à curva de luz de V354 Mon | 55 |
| 4.3 | Resultados de simulações MHD de ondas geradas no disco por um dipolo inclinado e em rotação | 58 |
| 4.4 | Curvas de luz geradas pelo código de transferência radiativa para duas configurações diferentes | 60 |
| 5.1 | Imagem da região de KH 15D observada e curvas de luz da fotometria diferencial de V354 Mon | 64 |
| 5.2 | Periodogramas das fotometrias de V354 Mon obtidas em diferentes épocas | 66 |
| 5.3 | Comparação da variabilidade em longa escala temporal das curvas de luz de V354 Mon e de AA Tau | 68 |
| 5.4 | Curvas de luz nos filtros $UBVRI$ e variações em cor de V354 Mon | 69 |

Lista de Tabelas

| | | |
|-----|---|----|
| 1.1 | Características de V354 Mon na literatura | 11 |
| 2.1 | Magnitudes para V354 Mon obtidas com as observações do MegaCam/CFHT | 16 |
| 2.2 | Registro das observações espectroscópicas e fotométricas de V354 Mon . . | 21 |
| 3.1 | Características dos diferentes filtros analisados | 34 |
| 3.2 | Magnitudes de V354 Mon em diferentes bandas | 37 |
| 3.3 | Parâmetros do modelo de transferência radiativa que melhor se ajustou à SED de V354 Mon | 40 |
| 4.1 | Parâmetros de V354 Mon usados no modelo de ocultação por material circunstelar | 54 |
| 4.2 | Parâmetros do modelo de ocultação por material circunstelar aplicados no ajuste individual dos mínimos da curva de luz de V354 Mon | 56 |
| 5.1 | Grupos de imagens de KH 15D selecionados | 63 |
| 5.2 | Amplitude de variabilidade na banda I em diferentes épocas | 67 |

Resumo

Apresentamos o estudo da interação disco-estrela na estrela T Tauri clássica V354 Mon, integrante do aglomerado jovem NGC 2264. Como parte de uma campanha internacional de observação de NGC 2264 realizada entre Dezembro de 2011 e Fevereiro de 2012, dados espectroscópicos e fotométricos de alta resolução desse objeto foram obtidos simultaneamente com os satélites Chandra, CoRoT e Spitzer, e com telescópios em solo, como CFHT, VLT/ESO e USNO.

A curva de luz de V354 Mon possui variação em brilho periódica, com mínimos que mudam seu formato a cada ciclo rotacional de 5,21 dias. Essa modulação ocorre simultaneamente desde o filtro u até $4,5 \mu\text{m}$, porém a profundidade do mínimo diminui com o aumento do comprimento de onda observado, e o sistema fica mais azul à medida que o fluxo aumenta.

Encontramos evidência de que o perfil da linha de emissão em $H\alpha$ varia de acordo com o período da modulação fotométrica, indicando que o mesmo processo é responsável por ambas variações. Essa correlação entre a mudança na linha de emissão e a modulação da curva de luz foi também identificada em uma campanha observacional anterior sobre o mesmo objeto, onde verificamos que a absorção desviada para o vermelho em $H\alpha$ era mais pronunciada nos instantes de menor brilho. Portanto durante os mínimos fotométricos o fluxo de acreção estava projetado na fotosfera estelar em relação a nossa linha de visada. Na nova campanha, os espectros com evidência de absorção desviada para o vermelho são observados fora do mínimo fotométrico, o que pode indicar que o funil de acreção está distorcido.

Concluimos que material distribuído de maneira não uniforme na parte interna do disco é a principal causa da variabilidade em brilho de V354 Mon. Essa hipótese é corroborada pelo fato de que o sistema é visto em alta inclinação. Acredita-se que a magnetosfera estelar, inclinada em relação ao eixo de rotação, interage dinamicamente com o material do disco circunestelar, produzindo uma deformação na parte interna do mesmo. Esse fenômeno, previsto por simulações numéricas de magneto-hidrodinâmica, foi também observado na estrela T Tauri clássica AA Tau. Um modelo de ocultação por material circunestelar foi aplicado aos dados fotométricos e, ao comparar os parâmetros da estrutura eclipsante durante as duas campanhas observacionais, notamos que ela permaneceu estável, apesar de sofrer algumas alterações a cada ciclo e de maneira mais drástica ao longo dos anos. Ao remover a contribuição em emissão do disco, as amplitudes de variabilidade no óptico e no infravermelho ficam semelhantes, o que indica que o material na parte interna do disco é opaco.

Abstract

We present the study of star-disk interaction in the classical T Tauri star V354 Mon, a member of the young stellar cluster NGC 2264. As part of an international campaign of observations of NGC 2264 organized from December 2011 to February 2012, high resolution photometric and spectroscopic data of this object were obtained simultaneously with the Chandra, CoRoT, and Spitzer satellites, and ground-based telescopes, such as CFHT, VLT/ESO, and USNO.

The light curve of V354 Mon shows periodic brightness variation, with minima that change their shapes every 5.21 day-rotational cycle. This modulation occurs simultaneously from u band to $4.5 \mu\text{m}$, but the minimum depth decreases as the observed wavelength increases, and the system becomes bluer with increasing flux.

We found evidence that the $\text{H}\alpha$ emission line profile varies according to the period of photometric modulation, indicating that the same phenomenon is responsible for both variations. Such correlation between the changing in the emission line and the light curve modulation was also identified in a previous observational campaign on the same object, where we verified that the $\text{H}\alpha$ redshifted absorption was more pronounced in the moments of lower brightness. Therefore during the photometric minima the accretion flux was projected on the stellar photosphere in our line of sight. In the new campaign, the spectra with evidence of redshifted absorption are observed outside the photometric minima, which would indicate that the accretion funnel is distorted.

We concluded that material non-uniformly distributed in the inner part of the disk is the main cause of V354 Mon brightness variation. This assumption is supported by the fact that the system is seen at high inclination. It is believed that the stellar magnetosphere, inclined with respect to the rotation axis, dynamically interacts with the circumstellar disk material, producing a distortion in its inner part. This phenomenon, predicted by magnetohydrodynamic numerical simulations, was also observed in the classical T Tauri star AA Tau. A model of occultation by circumstellar material was applied to the photometric data and, from comparing the parameters of the obscuring structure during both observational campaigns, we notice that it remained stable, although some changes occur at each cycle and more dramatically over the years. After removing the contribution of the disk emission, the optical and infrared amplitudes become similar, which indicates that the material in the inner part of the disk is opaque.

Capítulo 1

Introdução

Estrelas jovens não estão distribuídas de maneira aleatória em nossa Galáxia, em geral se localizam próximas a ou em nuvens moleculares frias e densas, compostas principalmente por H_2 . Essas nuvens apresentam subestruturas, regiões com maior concentração de gás, que podem evoluir para uma configuração crítica na qual a gravidade supera as forças de resistência da pressão térmica, dos movimentos turbulentos e do campo magnético, entrando então em colapso. No seu centro é formado um objeto gasoso em equilíbrio hidrostático, a proto-estrela. Como a região em colapso possui um momento angular inicial, o material em queda não vai diretamente para o objeto central, mas se acumula em torno dele na forma de um disco achatado em rotação. Dessa maneira, o disco adquire material do envoltório circunvizinho e a proto-estrela acreta gás através do disco. Por ser muito opaco e denso, o envoltório de poeira oculta a proto-estrela, absorvendo grande parte da radiação gerada por ela e reemitindo-a em comprimentos de onda do infravermelho médio e distante. Essa fase embebida dura aproximadamente cem mil anos para uma estrela que eventualmente terá massa final de $1 M_{\odot}$ (Hartmann, 2000). O envoltório é gradativamente dispersado através de *outflows* moleculares produzidos pela interação dos ventos e jatos estelares com o material do envoltório. O disco de poeira ainda emite substancialmente no infravermelho, mas por ter geometria relativamente plana, ele não intercepta a maioria das linhas de visada até a estrela central e ela se torna opticamente visível, iniciando então a fase de pré-Sequência Principal (PSP). Nesse estágio, a estrela já possui grande parte de sua massa final, mas continua a acretar material do disco em taxas médias de $10^{-8} M_{\odot}/\text{ano}$. Eventualmente o disco é dissipado ou coagulado em corpos maiores, podendo gerar um sistema planetário.

Estrelas de baixa massa apresentam raios moderadamente grandes ($\sim 2-3 R_{\odot}$; Hartmann, 2000) durante a fase PSP, indicando que as temperaturas centrais são muito baixas para que ocorra a queima do hidrogênio. Dessa forma, elas se localizam acima da Sequência Principal de Idade Zero em um diagrama Hertzsprung-Russell (HR) (Figura 1.1). A fusão do deutério pode ocorrer a temperaturas mais baixas que a do hidrogênio ($\sim 10^6$ K). Porém sua abundância é relativamente pequena, o que faz com que a luminosidade de estrelas jovens típicas seja mantida pela queima desse elemento por apenas um milhão de anos ou menos. Sob essas circunstâncias, esses objetos devem contrair gravitacionalmente, gerando energia potencial para suprir a perda de radiação através da superfície estelar, o que corresponde a regiões de menor brilho no diagrama HR. Estrelas com massas $\gtrsim 0,8 M_{\odot}$ eventualmente desenvolvem um núcleo radiativo, quando então passam a aumentar lentamente a luminosidade apesar de continuarem a diminuir o raio, o que corresponde a um movimento para regiões de maior temperatura no diagrama HR. A contração gravitacional continua até que a temperatura central atinja um valor suficiente para a fusão do hidrogênio em hélio começar ($\sim 10^7$ K) e a estrela inicia então a fase de Sequência Principal, na qual passa a maior parte de sua vida.

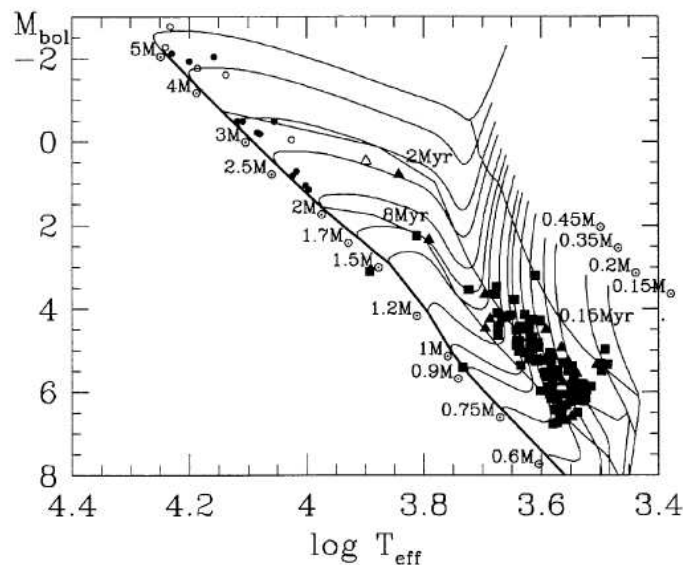


Figura 1.1: Diagrama HR para objetos estelares jovens pertencentes ao aglomerado aberto NGC 2264. A linha espessa representa a Sequência Principal de idade zero e as linhas finas são caminhos evolutivos de PSP, ambas de Swenson et al. (1994), e isócronas de 0,15, 2 e 8 Myr. Os círculos, quadrados e triângulos 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).

Estrelas T Tauri são objetos PSP de baixa massa ($M \leq 2 M_{\odot}$) e tipos espectrais mais tardios que F, que correspondem a temperaturas efetivas entre 3000 e 7000 K. A juventude dessa classe de estrelas é confirmada pela típica associação com nuvens moleculares ou associações OB, localização acima da Sequência Principal em um diagrama HR e presença de uma forte absorção na linha espectral LiI (6708 Å). Esse elemento é destruído no início da formação estelar de baixa massa, quando a temperatura no interior da estrela atinge aproximadamente 3×10^6 K. A estrutura totalmente convectiva desses objetos mistura facilmente as camadas central e superficial, resultando no consumo rápido de Li durante a contração da estrela em direção à Sequência Principal (White & Hillenbrand, 2005). Outros aspectos presentes em estrelas T Tauri são a atividade magnética cromosférica de tipo solar muito intensa, evidenciada pela forte emissão em raios-X, e emissão na linha espectral H α (6563 Å). A partir da largura equivalente dessa linha, esses objetos são classificados em estrelas T Tauri clássicas (ETTC) ou fracas (ETTF). Essa separação revela uma diferença no processo responsável pela emissão em H α em cada um desses grupos. Enquanto ela pode ser explicada com base em atividade cromosférica elevada nas ETTFs, é necessária uma fonte de energia externa, possivelmente circunstelar, para justificar a forte emissão observada em ETTCs nesse comprimento de onda. Além disso, ETTCs exibem características não observadas em ETTFs, como excesso de emissão em relação ao fluxo fotosférico no óptico e no ultravioleta, excesso de emissão no infravermelho e variabilidade irregular tanto fotométrica quanto espectroscópica. Os espectros das ETTCs são compostos por linhas de emissão largas, com absorções desviadas para o vermelho e para o azul, e linhas de emissão proibidas, como as de [OI], [SII] e [NII].

As características gerais observadas em ETTCs são explicadas com base em modelos de acreção magnetosférica (Shu et al., 1994; Hartmann et al., 1994; Muzerolle et al., 2001; Lima et al., 2010), nos quais uma estrela jovem magnetizada incorpora gás proveniente de um disco circunstelar (Figura 1.2). O campo magnético estelar é dipolar em grande escala e seu eixo é alinhado com o eixo de rotação da estrela. De acordo com observações, sua intensidade é da ordem de 0,1-3 kG (Johns-Krull, 2007; Gregory et al., 2012). O material do disco vai espiralando em direção a estrela e em algum momento chega a uma região onde a pressão magnética é maior que a pressão exercida pela acreção. Dessa forma, o campo magnético interrompe o disco no raio de truncamento, tipicamente em torno de alguns raios estelares de distância da estrela, criando uma cavidade magnetosférica em torno dela. Nessa região, a temperatura deve ser alta o suficiente (≥ 1000 K) para assegurar que os átomos estejam ionizados. Assim, o material é conduzido até a superfície estelar através das linhas de campo, criando fluxos de acreção. Por estar em queda livre, o material colide com a fotosfera, produzindo machas quentes. Porém, devido à força total que age no material circunstelar, a acreção do gás ocorre somente na região interna ao raio de corotação, onde a velocidade angular Kepleriana do disco é igual à

velocidade angular da estrela. Externamente a ele, uma força centrífuga atua no sentido de ejetar material para fora do sistema, gerando um vento de disco. De acordo com esse cenário, as manchas quentes são responsáveis pelo excesso de contínuo em relação à fotosfera estelar no ultravioleta e no óptico, causando o velamento espectroscópico, isto é, a diminuição da profundidade das linhas fotosféricas observadas. As linhas espectrais de emissão largas, geralmente exibindo absorções desviadas para o vermelho, são geradas pelo material acelerado nas colunas de acreção, enquanto que absorções desviadas para o azul e as linhas de emissão proibidas são produzidas no vento ionizado 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 a magnetosfera estelar ajudam a controlar o momento angular de estrelas jovens através da perda de material nos ventos e da interação entre as linhas de campo e a parte interna do disco, diminuindo a rotação da estrela. Como ETTCs ainda estão em contração e ganham mais momento angular por meio da acreção de matéria do disco, deveriam apresentar velocidades de rotação próximas à de rompimento. No entanto, observações indicam velocidades baixas, da ordem de $v \sin i \sim 10\text{-}20 \text{ km/s}$ (Ménard & Bertout, 1999).

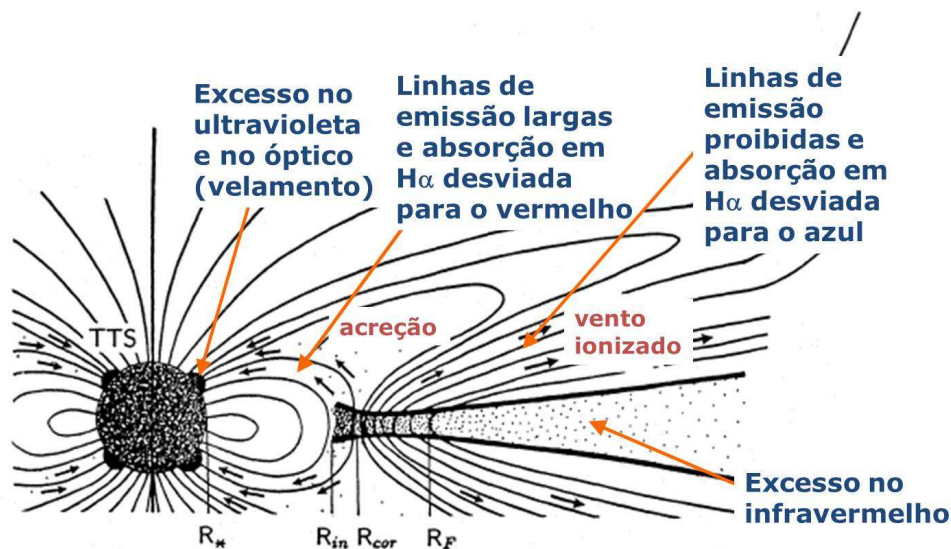


Figura 1.2: Ilustração da interação entre a magnetosfera estelar e o disco de acreção em ETTCs. Vemos que o disco está truncado próximo à estrela e o material é acretado através das linhas de campo, gerando manchas quentes na superfície estelar. Um forte vento é iniciado ao longo das linhas de campo 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 (raio de truncamento), R_{cor} o raio de corotação e R_F o raio mais externo do vento de disco. As regiões do sistema que produzem as características observadas em ETTCs estão identificadas. Baseada na figura de Paatz & Camenzind (1996).

Com base no modelo de acreção magnetosférica, Romanova et al. (2003) realizaram uma simulação numérica tridimensional de magneto-hidrodinâmica (MHD) composta por um disco de acreção em torno de uma estrela jovem magnetizada com o dipolo alinhado com o eixo de rotação da estrela, a fim de investigar o padrão do fluxo magnetosférico e a interação disco-estrela produzidos nesse contexto. O resultado é mostrado na Figura 1.3, na qual verificamos que o fluxo de acreção é cilindricamente simétrico e permanece dessa forma à medida que o sistema gira e a simulação evolui. Porém esse modelo completamente axissimétrico não é capaz de reproduzir a modulação de brilho observada em ETTCs, característica dessa classe conhecida desde o trabalho pioneiro de Joy (1945). Assim, Romanova et al. (2003) também implementaram simulações MHD para o caso de desalinhamento entre os eixos do campo magnético e de rotação da estrela utilizando diferentes ângulos entre 2° e 75° . Mesmo para inclinações muito pequenas (2° - 5°), a axisimetria inicial do sistema já é destruída e matéria flui para a estrela através de funis (veja o caso para 15° na Figura 1.4). A acreção nessas regiões é favorecida, uma vez que material na parte interna do disco é mais facilmente levado através das linhas de campo magnético mais curtas que conectam o disco à estrela. Outra estrutura gerada na simulação MHD é uma deformação na parte interna do disco, causada pela tendência do material em acreção rodar juntamente com a magnetosfera, fazendo com que o eixo normal à parte deformada do disco se alinhe com o eixo magnético. Portanto a configuração não-axissimétrica da acreção e a formação de funis, produzidas na simulação com desalinhamento entre os eixos do campo magnético e de rotação da estrela, fornecem uma base para compreender a variabilidade fotométrica e espectroscópica observada em ETTCs. Esse cenário foi utilizado inclusive para interpretar a anti-fase entre as componentes do vento e da acreção

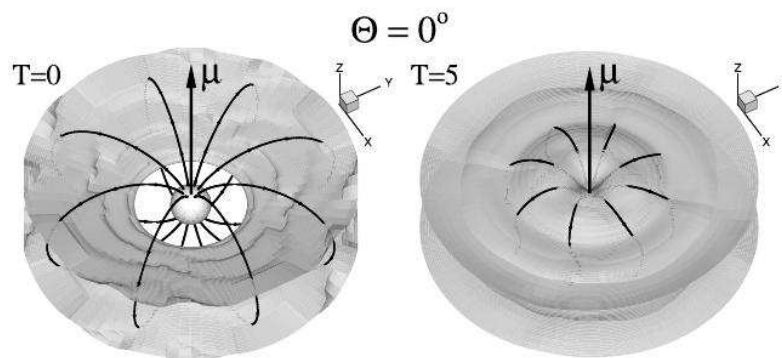


Figura 1.3: Resultados da simulação tridimensional MHD de uma estrela magnetizada acreando material de um disco, na qual o dipolo μ é alinhado com o eixo de rotação da estrela, no instante inicial $T = 0$ e em $T = 5$. O tempo T é medido em unidades de período de rotação Kepleriano no raio interno do disco. A escala de cinza do fundo representa a densidade $\rho = 0,15$ em uma unidade arbitrária. As linhas sólidas retratam as linhas de campo magnético. Figura de retirada de Romanova et al. (2003).

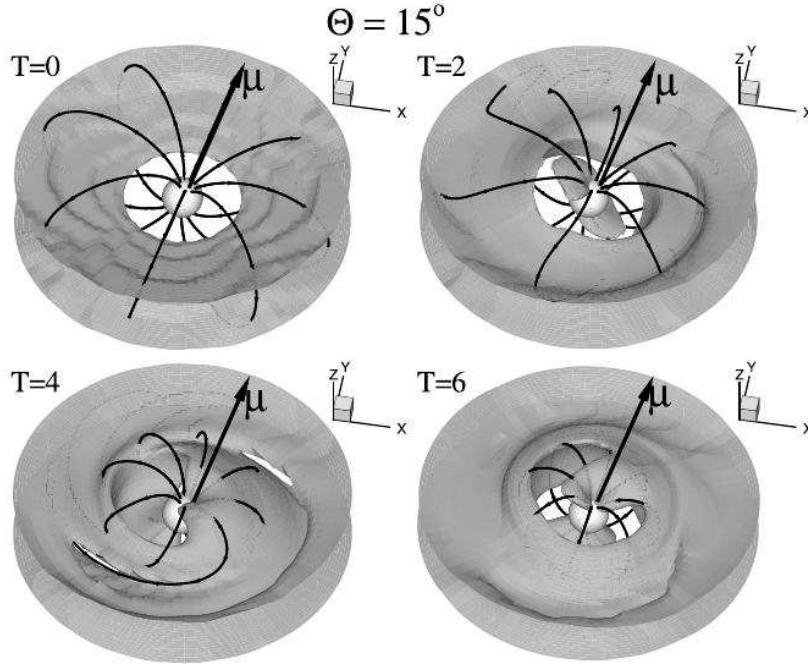


Figura 1.4: Resultados da simulação tridimensional MHD de uma estrela magnetizada acreando material de um disco, na qual o dipolo μ está inclinado 15° em relação ao eixo de rotação da estrela, em diferentes instantes entre $T = 0$ e $T = 6$. O tempo T é medido em unidades de período de rotação Kepleriano no raio interno do disco. A escala de cinza do fundo representa a densidade $\rho = 0,35$ em uma unidade arbitrária. As linhas sólidas retratam as linhas de campo magnético. Figura adaptada de Romanova et al. (2003).

nos espectros de SU Aur (Johns & Basri, 1995b) e a origem da modulação de brilho de AA Tau (Bouvier et al., 1999), na qual a inclinação do eixo magnético em relação ao eixo de rotação foi confirmada através da reconstrução de mapas do campo magnético estelar (Donati et al., 2010).

O estudo da ETTC AA Tau foi essencial para a compreensão da geometria e dinâmica do processo de acreção em estrelas jovens e, por isso, tem sido monitorada por mais de 20 anos desde 1987. Durante esse período, sua curva de luz exibiu um nível máximo praticamente constante, interrompido por atenuações periódicas e irregulares de até 1,5 mag a cada 8,2 dias. Campanhas de monitoramento espectroscópico e fotométrico desse objeto (Bouvier et al., 1999, 2003, 2007) identificaram que uma deformação na parte interna do disco oculta regularmente a estrela, em virtude da alta inclinação do sistema em relação à linha de visada (70° - 75°). Simulações MHD preveem que essa deformação seja causada pela interação do disco com o dipolo magnético estelar inclinado em relação ao eixo de rotação da estrela. Medidas diretas de campo magnético determinaram que a componente dominante em AA Tau é um dipolo de 2-3 kG inclinado em 20° (Donati et al., 2010) e a geometria deformada na parte interna do disco desse objeto foi confirmada diretamente por imagens (Cox et al., 2013), corroborando o cenário proposto anteriormente. É interes-

sante notar que em 2011 repentinamente a estrela se tornou 2 mag mais fraca na banda V e tem permanecido nesse estado desde então, pelo menos até a publicação em Março de 2013 desse acontecimento. A partir da análise de dados fotométricos e espectroscópicos obtidos durante esse decréscimo drástico de brilho, Bouvier et al. (2013) observaram que o período fotométrico de 8,2 dias presente por mais de 20 anos desapareceu e a extinção visual aumentou em torno de 3-4 mag, mas a taxa de acreção de massa não se modificou. Concluiu-se que a diminuição do fluxo observado em AA Tau foi consequência do aumento brusco da extinção na linha de visada causada por poeira no disco. Provavelmente uma região não-axissimétrica de densidade maior no disco, localizada a uma distância $\geq 7,7$ UA da estrela, entrou em nossa linha de visada devido ao seu movimento Kepleriano ao redor de AA Tau.

A estrutura na parte interna do disco de AA Tau que eclipsa periodicamente sua fotosfera poderia estar presente em outras ETTCs, sendo apenas mais evidente em objetos vistos em alta inclinação. A investigação dessa hipótese foi possível através de um programa adicional do satélite CoRoT para observação da região de formação estelar NGC 2264 durante 23 dias ininterruptos.

NGC 2264 é um aglomerado estelar jovem e principal componente da associação Mon OB1, localizado a 760 pc de distância (Sung et al., 1997; Gillen et al., 2014) na constelação de Monoceros (Figura 1.5). 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 (Sung et al., 1997; Rebull et al., 2002). 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 aos raios-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.

Nas observações de NGC 2264 feitas com o satélite CoRoT em 2008, 301 estrelas membros do aglomerado foram identificadas, entre elas 83 ETTCs. A partir da análise da morfologia das curvas de luz das ETTCs, 23 apresentaram o mesmo tipo de variabilidade de AA Tau, enquanto 28 exibiram curvas de luz estáveis de ciclo a ciclo, devido à presença de manchas duradouras, e 32 foram classificadas como irregulares, provavelmente devido



Figura 1.5: Imagem do aglomerado estelar jovem NGC 2264, popularmente conhecido com Aglomerado da Árvore de Natal, obtida com o telescópio de 0,9 m do observatório em Kitt Peak, Arizona (EUA). Também é possível identificar duas regiões de formação estelar. No centro inferior da imagem está a Nebulosa do Cone, cujo formato foi esculpido pelos fortes ventos emitidos por estrelas próximas. V354 Mon se localiza um pouco acima dessa região. Na parte superior esquerda temos a Nebulosa da Pele de Raposa, com uma rica aparência texturizada. Ao lado dela, logo acima do centro da imagem, está a estrela brilhante 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]. As dimensões da imagem são $55,5' \times 57'$. O norte está para cima e o leste para direita. Créditos: T.A. Rector (NRAO/AUI/NSF e NOAO/AURA/NSF) e B.A. Wolpa (NOAO/AURA/NSF).

à ocultação por material circunstelar distribuído de maneira não uniforme ou à acreção instável (Alencar et al., 2010). O comportamento fotométrico de AA Tau ocorre em $28\% \pm 6\%$ das ETTCs em NGC 2264 observadas com o CoRoT, sendo então comum em objetos estelares jovens, apesar de somente algumas configurações geométricas, como alta inclinação, possibilitarem 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.

V354 Mon é uma ETTC membro do aglomerado NGC 2264 presente no programa observacional do CoRoT em Março de 2008, classificada como sendo do tipo de AA Tau. Para essa estrela, 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. A partir dessas observações simultâneas, as características desse objeto foram avaliadas e discutidas (Fonseca et al., 2014a). Essa estrela exibe uma grande variação em brilho, periódica, com mínimos que mudam muito em formato ciclo a ciclo. Encontraram-se 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, indicaram 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, cujas características foram as mesmas obtidas no ajuste do modelo à variabilidade de AA Tau (Bouvier et al., 1999). Concluiu-se que 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 $H\alpha$ mais pronunciada somente no mínimo fotométrico apontou uma conexão entre o funil de acreção e a diminuição do fluxo da estrela, confirmando a ocultação por material circunstelar como principal causa da modulação fotométrica de V354 Mon.

1.1 Objetivos

De Dezembro de 2011 a Janeiro de 2012, uma campanha internacional foi organizada para observar NGC 2264 simultaneamente com vários satélites: Chandra (raios-X) durante 3,5 dias, CoRoT e MOST (óptico) durante 39 dias, e Spitzer (infravermelho) durante 29 dias. Também foram obtidas observações com telescópios em solo: bandas *ur* com o MegaCam/CFHT durante 15 noites em Fevereiro de 2012, espectroscopia com o FLAMES no VLT/ESO durante 20 noites, banda *I* com o USNO por aproximadamente 70 noites de Novembro de 2011 a Março de 2012, e outros. Portanto, essa campanha, intitulada *Coordinated Synoptic Investigation of NGC 2264* (CSI 2264), permite uma análise ampla nunca antes vista dos fenômenos que ocorrem em estrelas jovens, já que é a primeira a cobrir simultaneamente uma ampla faixa em comprimentos de onda, de raios-X até o infravermelho, em longa escala temporal.

A ETTC V354 Mon fez parte do programa observacional dessa nova campanha, identificada no catálogo como CSI Mon-000660. Com base nas observações espectroscópicas e fotométricas simultâneas de alta resolução e com ampla cobertura espectral, pretendemos analisar os processos de acreção e ejeção de massa que ocorrem nesse sistema. Examinaremos de maneira conjunta os dados obtidos a fim de confirmar as correlações anteriormente observadas entre a variabilidade das linhas de emissão e a modulação da curva de luz. Assim, será possível estudar de maneira mais profunda os processos dinâmicos de ganho e perda de massa que ocorrem nesse sistema, além de investigar a estabilidade da estrutura de ocultação e os efeitos da interação entre a magnetosfera da estrela e o disco circunstelar. As previsões dos modelos de acreção magnetosférica e simulações MHD serão avaliadas a partir dos dados de V354 Mon com o objetivo de construir possíveis cenários para os fenômenos físicos observados nesse objeto jovem. Informações obtidas na literatura sobre V354 Mon estão agrupadas na Tabela 1.1.

Tabela 1.1: Características de V354 Mon na literatura

| Dado | | Referência |
|--|--------------------------|-------------------------|
| magnitude média na banda V | 14,45 mag | Dahm & Simon (2005) |
| tipo espectral | K4V | Lamm et al. (2004) |
| período fotométrico | 5,22 ± 0,87 dias | Lamm et al. (2004) |
| | 5,26 ± 0,50 dias | Fonseca et al. (2014a) |
| largura equivalente de H α | 1,9 ± 1,0 Å | Sousa et al. (2016) |
| largura de H α a 10% | 484 km/s | Sousa et al. (2016) |
| log(T _{eff} /K) | 3,66 | Flaccomio et al. (2006) |
| luminosidade bolométrica | 1,36 L _⊙ | Venuti et al. (2014) |
| luminosidade de acreção em H α | 0,019 L _⊙ | Sousa (2016) |
| massa | 1,4 ± 0,1 M _⊙ | Venuti et al. (2014) |
| raio | 1,9 ± 0,2 R _⊙ | Venuti et al. (2014) |
| log(idade/anos) | 6,68 | Venuti et al. (2014) |
| velocidade radial heliocêntrica (Dez 2004) | 19,42 km/s | Fűrész et al. (2006) |

Essa tese está organizada em seis capítulos. No Capítulo 1 descrevemos o processo de formação estelar, as características de ETTCs, o modelo de acreção magnetosférica e as campanhas de observação de objetos jovens de NGC 2264, juntamente com os objetivos desse estudo. As observações e tratamento dos dados fotométricos e espectroscópicos de V354 Mon obtidos na campanha internacional estão descritos no Capítulo 2, sendo analisados no Capítulo 3 através de diferentes técnicas, como periodogramas e diagramas cor-magnitude. Apresentamos no Capítulo 4 o ajuste de um modelo de ocultação por material circunstelar à curva de luz de V354 Mon obtida com o CoRoT. No Capítulo 5 investigamos a variabilidade desse objeto em longa escala temporal a partir de dados fotométricos obtidos em diferentes anos. Por fim, as conclusões e perspectivas desse trabalho estão reunidas no Capítulo 6. No Apêndice A apresentamos o artigo publicado na revista internacional *Astronomy & Astrophysics*. Esse artigo, que sintetiza os resultados obtidos para V354 Mon na primeira campanha de observação do aglomerado NGC

2264, foi desenvolvido durante o doutorado, inclusive ao longo do período de doutorado sanduíche, realizado no *Institut de Planétologie et d'Astrophysique de Grenoble* (IPAG - França) sob a supervisão do Dr. Jérôme Bouvier. Um segundo artigo sobre as observações de V354 Mon na segunda campanha está em fase de finalização e será em breve submetido para publicação. Resultados preliminares foram publicados na forma de resumos estendidos de dois congressos internacionais: *Physics at the Magnetospheric Boundary* - Suíça, Junho de 2013 (Fonseca et al., 2014b), e *Magnetic Fields Throughout Stellar Evolution, IAU Symposium n° 302* - França, Agosto de 2013 (Fonseca et al., 2014c).

Capítulo 2

Observações e redução dos dados

2.1 Fotometria

2.1.1 CoRoT

O Brasil foi um dos países participantes da missão espacial CoRoT (*CO*nvection *RO*ttation and *pl*anetary *T*ransits, Baglin (2003)), juntamente com a França, Holanda, Alemanha, Áustria, Bélgica, Espanha e Itália. O satélite, que fez parte do programa de pequenos satélites da agência espacial francesa CNES, foi lançado com sucesso em 27 de Dezembro de 2006 e chegou ao fim de sua missão em 17 de Junho de 2014. Composto de um telescópio afocal de 270 mm, uma câmera de grande campo equipada com quatro detectores CCD (2048×2048 pixels) e eletrônica de controle, processamento e transmissão de dados, o CoRoT era 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 fez fotometria estelar de altíssima precisão, que aliada a longos períodos de medidas em cada região do céu, permitiu atingir alta resolução nas medidas. Devido à bem sucedida primeira campanha de observação da região de formação estelar NGC 2264 em 2008 (Alencar et al., 2010; Affer et al., 2013; Zwintz et al., 2013), um novo programa foi aprovado pela equipe do CoRoT para observar novamente várias estrelas membros dessa região, com o objetivo de estudar os seguintes processos: acreção em ETTCs; atividade cromosférica, rotação e detecção de *flares*; astrossismologia de estrelas de massa intermediária; trânsitos planetários e de anãs marrons.

A região de NGC 2264 foi observada pelo CoRoT no período de 1 de Dezembro de 2011 a 9 de Janeiro de 2012. Os dados obtidos consistem de uma série contínua de exposições durante 39 dias, cada uma composta por 16 sub-exposições de 32 s, num total de 512 s por exposição. Os instantes de observação listados nos arquivos do CoRoT correspondem ao início da última sub-exposição de 32 s. As estrelas apresentam fotometria em luz branca, sem filtro, e algumas delas possuem informação de cores vermelha, azul e verde, mas esses filtros não têm correlação com os sistemas fotométricos comumente usados em observações astronômicas. Para a maioria dos alvos, os dados destas três bandas foram combinados para gerar uma curva de luz branca.

Os dados do CoRoT 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. Porém algumas correções adicionais indispensáveis foram identificadas. Usamos a fotometria em luz branca processada pelo *software* feito pela Dra. Suzanne Aigrain (University of Oxford) 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 Sul, 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.

O fluxo do CoRoT foi convertido para escala de magnitude baseado na comparação do logaritmo do fluxo médio com a fotometria na banda R_C de Johnson-Cousins disponível na literatura para vários objetos do aglomerado, resultando em um valor de ponto zero na banda R_C de 26,74 mag. Cody et al. (2014) descrevem detalhadamente os processos de aquisição e redução dos dados obtidos com o CoRoT.

2.1.2 Spitzer

O telescópio espacial Spitzer foi projetado pela NASA para detectar radiação no infravermelho. Lançado em 25 de Agosto de 2003, possui um espelho de 85 cm de diâmetro e sua cobertura em comprimento de onda vai de 3 a 180 μm . Um de seus instrumentos, a *InfraRed Array Camera* (IRAC), é uma câmera imageadora que operava simultaneamente em quatro comprimentos de onda: 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm . Ela é composta por quatro detectores, cada um com 256×256 pixels. O Spitzer tem sido operado no modo *Warm*

Mission desde a exaustão do criogênio em meados de 2009 e agora observa exclusivamente nos filtros de 3,6 e 4,5 μm .

A região de NGC 2264 foi observada pelo Spitzer no período de 4 de Dezembro de 2011 a 1 de Janeiro de 2012, com uma boa interseção com o período de observação do CoRoT. As imagens foram feitas durante 29 dias com a câmera IRAC utilizando os filtros 1 e 2, nos comprimentos de onda de 3,6 e 4,5 μm , respectivamente. Durante o início das observações, o Spitzer foi programado para operar no modo *staring* por 4 blocos de ~ 20 horas cada, com o objetivo de detectar variações nas curvas de luz em escalas temporais muito pequenas. Enquanto que no modo padrão *mapping* uma observação foi feita a cada ~ 101 minutos, no modo *staring* esse intervalo foi de ~ 15 s, da mesma ordem da cadência das observações com o CoRoT. Os dados obtidos com o Spitzer foram reduzidos e calibrados através de procedimentos padrões, descritos em Cody et al. (2014) juntamente com uma visão geral da estratégia de observação.

2.1.3 Chandra

Lançado em 23 de Julho de 1999 pela NASA, o telescópio espacial Chandra foi desenvolvido para obter imagens em raios-X. Seu sistema possui quatro pares de espelhos e quatro instrumentos. Os raios-X são focados pelos espelhos para um ponto muito pequeno no plano focal, onde se localizam dois instrumentos de ciência. Um deles, ACIS (*Advanced CCD Imaging Spectrometer*), é composto por um conjunto de 10 CCDs (1024×1024 pixels) que detectam raios-X no intervalo de energia entre 0,2 e 10 keV. Esse instrumento obtém imagens ao mesmo tempo em que mede a energia, posição e tempo de chegada de cada fóton, permitindo imageamento de alta resolução e estudos de variabilidade temporal.

O Chandra observou a região de NGC 2264 simultaneamente com o CoRoT e o Spitzer. Foram quatro exposições utilizando o instrumento ACIS, totalizando 300 ks (3,5 dias). Os dados obtidos foram reduzidos e calibrados através de procedimentos padrões, feito pelo grupo de pesquisadores liderado pela Dra. Giusi Micela (Osservatorio Astronomico di Palermo), que concebeu e propôs a realização dessas observações.

2.1.4 MegaCam/CFHT

Localizado no Monte Mauna Kea, a 4200 m de altura em uma ilha do Havaí, o CFHT (*Canada-France-Hawaii Telescope*) é um telescópio de 3,6 m de diâmetro que opera no óptico e infravermelho. Três instrumentos estão disponíveis para observação: MegaCam, um imageador de grande campo; WIRCam, uma câmera infravermelha de grande campo; e ESPaDOnS, um espectropolarímetro Échelle para espectroscopia e polarimetria de alta resolução. O imageador MegaCam é formado por 36 CCDs, cada um com 2048×4612

pixels, totalizando 340 Mpixels. O campo de visão cobre $1^\circ \times 1^\circ$ com uma resolução de $0,187''/\text{pixel}$.

A fotometria do aglomerado NGC 2264 obtida com o MegaCam/CFHT foi feita nas bandas *ugri* em Dezembro de 2010 e Fevereiro de 2012. Os dados obtidos foram reduzidos através de procedimentos padrões e as magnitudes calibradas no sistema fotométrico do SDSS (*Sloan Digital Sky Survey*). Informações detalhadas sobre as observações feitas com o MegaCam/CFHT, assim como o processo de redução, estão especificados em Venuti et al. (2014).

Magnitudes nas bandas *ugr* foram derivadas de observações feitas em uma única noite em Dezembro de 2010. As imagens nas bandas *u* e *g* foram obtidas a partir de cinco exposições consecutivas de 60 s, usando um padrão de *dithering*, enquanto que na banda *r* foram obtidas cinco exposições consecutivas de 10 s. Todas as exposições foram feitas durante uma sequência temporal contínua. Na banda *i*, a magnitude foi obtida a partir de três exposições consecutivas de 5 s feitas em uma única noite em Fevereiro de 2012. Os resultados obtidos por Venuti et al. (2014) para V354 Mon encontram-se na Tabela 2.1.

Tabela 2.1: Magnitudes para V354 Mon obtidas com as observações do MegaCam/CFHT.

| | u | g | r | i |
|-----------|-------|-------|-------|-------|
| Magnitude | 17,21 | 14,97 | 13,99 | 13,74 |

Entre 14 e 28 de Fevereiro de 2012, foi realizado um monitoramento contínuo nas bandas *u* e *r*. Em cada noite com boas condições de observação, várias sequências de imagens, em média três, foram obtidas com uma distância temporal entre elas de 20 a 90 minutos. Cada sequência de observação compreendeu em média cinco exposições de 3 s na banda *r* e cinco exposições de 60 s na banda *u*, todas feitas durante uma sequência temporal contínua usando um padrão de *dithering*.

2.1.5 USNO

Partes do aglomerado NGC 2264 foram observadas de 23 de Novembro de 2011 a 8 de Março de 2012 com o telescópio USNO (*United States Naval Observatory*) de 1 m de diâmetro, localizado no *Flagstaff Observing Station*, Estados Unidos. O CCD “*new2K*” de 2048×2048 pixels produz imagens com dimensão de $\sim 23,1'$ de lado, correspondendo a $0,68''/\text{pixel}$. Com um ganho de $9,4 e^-/ADU$ e ruído de leitura de $7,3 e^-$, esse detetor é muito linear. Todas as observações foram realizadas na banda *I* de Cousins. Não foram obtidos dados em todas as noites, mas tipicamente de 5 a 20 imagens foram adquiridas em cada noite de observação. Quatro campos foram observados em NGC 2264, sendo o que

inclui V354 Mon centrado em A.R.= $6^h41^m31.7^s$, Dec= $+09^\circ31'53''$. Tempos de exposição foram da ordem de 300 s, embora algumas exposições curtas de 30 s e longas de 900 s também foram obtidas. O *seeing* variou entre $1,5''$ e $8''$.

A redução dos dados iniciou-se com a subtração das imagens de *bias* e divisão pelas imagens de *flat-field* de cúpula. Um conjunto de estrelas de referência foi selecionado com base na magnitude, i.e., estrelas tão ou mais brilhantes que V354 Mon. Estrelas variáveis foram excluídas ao se exigir que todas as referências não fossem membros do aglomerado, ou que pelo menos faltasse qualquer evidência disso. Fotometria de abertura foi então realizada para os objetos de referência. Iniciando com um conjunto de ~ 13 estrelas, foram criadas curvas de luz diferenciais para cada uma ao subtrair o fluxo médio das outras 12 estrelas. Avaliando os resultados, foram removidos seis objetos com sinais de variabilidade e a fotometria de abertura foi realizada novamente. Assim, o conjunto final de referência consistiu de sete estrelas com curvas de luz constantes em 1% ou melhor. Essa referência média foi utilizada na fotometria diferencial de todos os membros de NGC 2264 presentes no campo observado. Deslocamentos de ponto zero foram estimados através do deslocamento das curvas de luz até que concordasse com a curva de luz do CoRoT para o mesmo objeto. O processo de redução descrito nesse parágrafo foi realizado pela Dra. Ann Marie Cody (NASA Ames Research Center).

2.1.6 Pairitel

Dados nas bandas JHK_S foram coletados entre 22 de Outubro de 2011 e 1 de Março de 2012 com o PAIRITEL (*Peters Automated Infrared Imaging Telescope*), um telescópio robótico de 1,3 m localizado no Monte Hopkins, Estados Unidos, e operado pelo *Smithsonian Astrophysical Observatory* (Bloom et al., 2006). Em cada noite, observações foram realizadas com um tempo efetivo total de exposição de 351 s. O pacote de *software* Pyraf, uma interface em linguagem Python para o IRAF, foi utilizado na redução dos dados, com base nas ferramentas do pacote DAOPHOT (Stetson, 1987). Os efeitos do perfil instrumental foram removidos dos campos observados através das imagens de *bias* e *flat-field*. A tarefa *mscmatch* foi usada para igualar o sistema de coordenadas das observações com o catálogo 2MASS. Depois, fotometria PSF foi realizada para todas as fontes detectadas no campo observado. As magnitudes instrumentais extraídas foram corrigidas da extinção em cada noite através da correlação entre as fontes detectadas e fontes 2MASS conhecidas dentro de uma área com raio de $1''$ e ajustando linearmente as magnitudes instrumentais às magnitudes 2MASS. Um conjunto inicial de curvas de luz das fontes no campo observado foi obtido dessa maneira. Em seguida, fontes que apresentaram alta variabilidade em suas curvas de luz foram identificadas e uma segunda rodada de calibração entre as magnitudes instrumentais e 2MASS foi realizada, excluindo essas fontes variáveis. Erros

fotométricos dos dados finais calibrados para uma dada noite foram estimados a partir do desvio padrão da diferença entre as magnitudes PAIRITEL calibradas e as magnitudes 2MASS de fontes não variáveis. O processo de redução descrito nesse parágrafo foi realizado pela Dra. Katja Poppenhaeger (Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics).

2.2 Espectroscopia do Flames/VLT

O VLT (*Very Large Telescope*) é um complexo observacional do ESO (*European Southern Observatory*) localizado no Cerro Paranal, Chile, composto por quatro telescópios unitários com espelhos principais de 8,2 m de diâmetro e quatro telescópios auxiliares móveis de 1,8 m de diâmetro. Instalado no telescópio unitário UT2/Kueyen, FLAMES (*Fibre Large Array Multi Element Spectrograph*) é o espectrógrafo multi-objeto de média-alta resolução do VLT. Possuindo um campo de visão de 25' de diâmetro, o FLAMES alimenta dois espectrógrafos diferentes cobrindo toda a faixa do espectro no visível: GIRAFFE e UVES. GIRAFFE permite a observação de até 132 alvos por vez ou para fazer espectroscopia de campo integral, com resolução intermediária. UVES oferece a máxima resolução possível ($R=47\,000$), mas apenas consegue medir até 8 objetos por vez.

GIRAFFE é um espectrógrafo de média-alta resolução ($R=7\,500-30\,000$) para a faixa do visível entre 370 e 900 nm. Ele é equipado com um CCD $2K \times 4K$ (pixels de 15 μm), com uma escala de 0,3"/pixel, e duas grades. Vários filtros estão disponíveis para selecionar o intervalo espectral necessário. Cinco fibras adicionais permitem a calibração simultânea de comprimento de onda de cada exposição. O conjunto de fibras MEDUSA, que faz parte do sistema de alimentação de fibras do GIRAFFE, permite a observação simultânea de até 132 objetos isolados, incluindo fibras do céu. Cada fibra tem uma abertura de 1,2".

Foram observadas mais de 120 estrelas de NGC 2264 utilizando o espectrógrafo multi-objeto FLAMES/GIRAFFE. Essas estrelas foram divididas em dois campos, que foram observados durante 40 h distribuídas em aproximadamente 20 noites entre Dezembro de 2011 e Fevereiro de 2012. Os dados cobrem o intervalo espectral de 6440 a 6820Å, com uma resolução $R=17\,000$, e foram inicialmente tratados através de procedimentos padrões usando o pacote de redução GASGANO do ESO. Em seguida, o espectro de cada estrela foi extraído, calibrado em comprimento de onda e aplicada a correção para o baricentro do Sistema Solar.

No caso de V354 Mon, 22 espectros foram obtidos entre os dias 4 de Dezembro de 2011 e 24 de Fevereiro de 2012. Após a redução inicial dos dados, realizamos os seguintes passos:

- removemos pixels ruins ou raios cósmicos dos espectros 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;
- normalizamos os espectros, ou seja, medimos o nível de contínuo em cada espectro através do ajuste de uma função polinomial e dividimos o espectro por essa função;
- selecionamos como estrela padrão uma ETTF (CoRoT ID 500007227) de mesmo tipo espectral que V354 Mon e com baixa velocidade rotacional;
- normalizamos os espectros da padrão e calculamos o espectro médio;
- a partir de várias linhas de absorção, calculamos a velocidade radial do espectro médio padrão, $v_r = (20,5 \pm 0,4)$ km/s;
- interpolamos o espectro médio padrão na escala de comprimento de onda dos espectros de V354 Mon, de forma que seus espectros possam ser diretamente comparados;
- estimamos a velocidade rotacional e calculamos a velocidade radial e o velamento de V354 Mon a partir do espectro médio padrão, sendo todos esses parâmetros relativos ao espectro padrão adotado; como ambas as estrelas apresentam diferentes excessos de emissão em $H\alpha$, essa região não foi considerada nos cálculos;
- os valores de velocidade rotacional, velocidade radial e velamento foram aplicados ao espectro médio padrão e o resultado foi subtraído dos espectros de V354 Mon, excluindo algumas regiões com linhas espectrais de interesse; dessa maneira, exceto para essas regiões, as linhas fotosféricas foram removidas;
- mudança nos espectros de fluxo normalizado em função do comprimento de onda para fluxo normalizado em função da velocidade relativa ao centro da linha espectral de interesse;
- a partir da velocidade radial da estrela padrão e dos valores relativos obtidos anteriormente, cada espectro de V354 Mon foi corrigido da velocidade radial, para que as linhas de emissão e absorção fiquem no referencial da estrela; o valor médio calculado foi $v_r = (22,6 \pm 0,2)$ km/s.

O resultado final do tratamento dos espectros de V354 Mon na região de $H\alpha$ é mostrado na Figura 2.1. O pico estreito na parte central de $H\alpha$ que aparece em todos os espectros corresponde à emissão do gás ionizado presente na região de NGC 2264. Estudos de regiões III mostram que a emissão nebulosa é muito variável em escalas de segundos de arco ou menores (Henney & O'Dell, 1999; McCollum et al., 2004). Assim, mesmo com

alguns espectros do céu obtidos simultaneamente com o FLAMES, a alta variabilidade espacial da emissão nebulare dificulta a remoção adequada de sua contribuição ao espectro final. No caso de V354 Mon, a contribuição nebulare na região de $H\alpha$ é muito estreita e fácil de identificar. Portanto, definimos a região do espectro contaminada e a excluimos da análise dos dados. Os limites dessa região são 6561,4 e 6563,6 Å, que correspondem às velocidades -67,3 e 35,6 km/s, respectivamente, relativas ao centro da linha espectral no referencial da estrela.

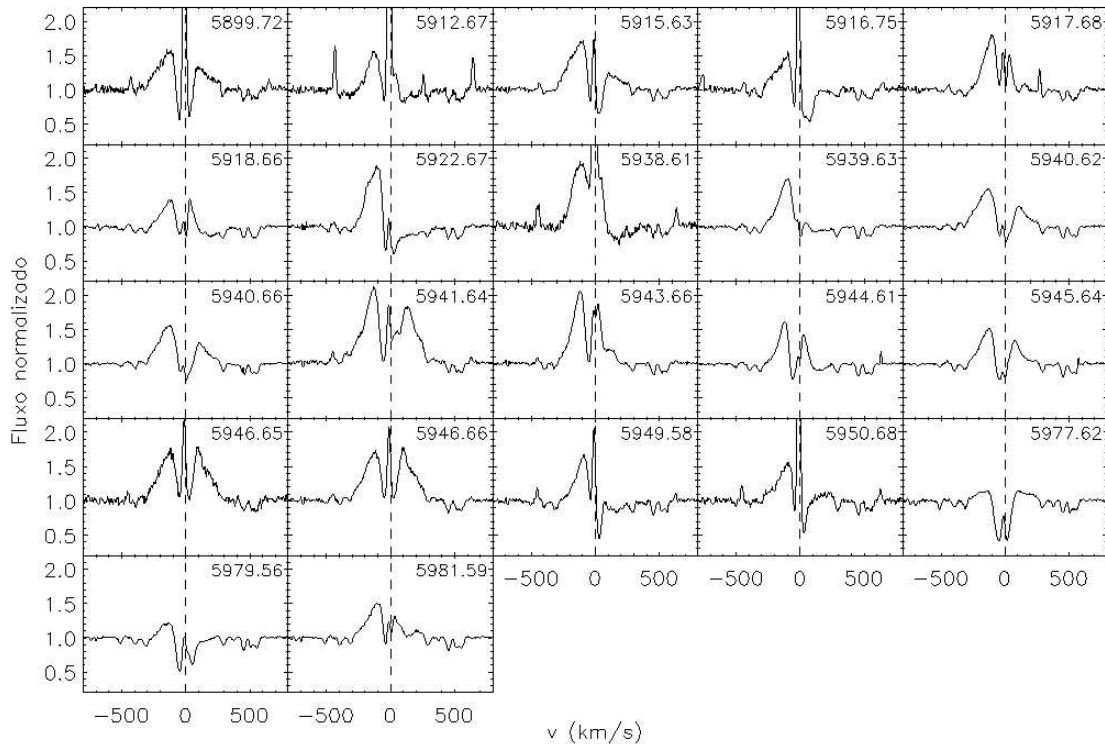


Figura 2.1: Espectros da região de $H\alpha$ para cada noite de observação, indicada em DJ-2 450 000 no painel. A linha vertical tracejada marca a posição central da linha de $H\alpha$ de repouso, correspondendo a 6562,85 Å.

As Figuras 2.2 e 2.3 mostram os espectros finais para as regiões de LiI (6707,8 Å) e HeI (6678,15 Å), respectivamente. Notamos que V354 Mon não apresenta emissão em HeI e a absorção localizada próxima a essa linha corresponde a absorção em FeI gerada na fotosfera estelar.

A Tabela 2.2 apresenta um registro das observações fotométricas e espectroscópicas. A partir da análise conjunta desses dados, pretendemos atingir os objetivos propostos na Seção 1.1 dessa tese.

Tabela 2.2: Registro das observações.

| Instrumento | Datas | Filtros | Comprimento de onda central (μm) | N_{obs} |
|-----------------------|-------------------------|--------------------------------|---|-----------|
| Fotometria | | | | |
| Chandra | 03/09-Dez-2011 | ACIS-I | 0,5 - 8 keV | |
| MegaCam/CFHT | 15/29-Fev-2012 | u | 0,36 | 186 |
| | | r | 0,62 | 214 |
| CoRoT | 01-Dez-2011/09-Jan-2012 | $\sim R$ | 0,65 | cont. |
| USNO | 23-Nov-2011/08-Mar-2012 | I | 0,8 | 883 |
| Pairitel | 22-Out-2011/01-Mar-2012 | J | 1,25 | 31 |
| | | H | 1,65 | 39 |
| | | K_S | 2,15 | 33 |
| Spitzer | 04-Dez-2011/01-Jan-2012 | IRAC 1 | 3,6 | 316 |
| | | IRAC 2 (<i>mapping mode</i>) | 4,5 | 362 |
| | | IRAC 2 (<i>staring mode</i>) | 4,5 | 1862 |
| Espectroscopia | | | | |
| Flames/VLT | 04-Dez-2011/24-Fev-2012 | | 6440-6820 \AA | 22 |

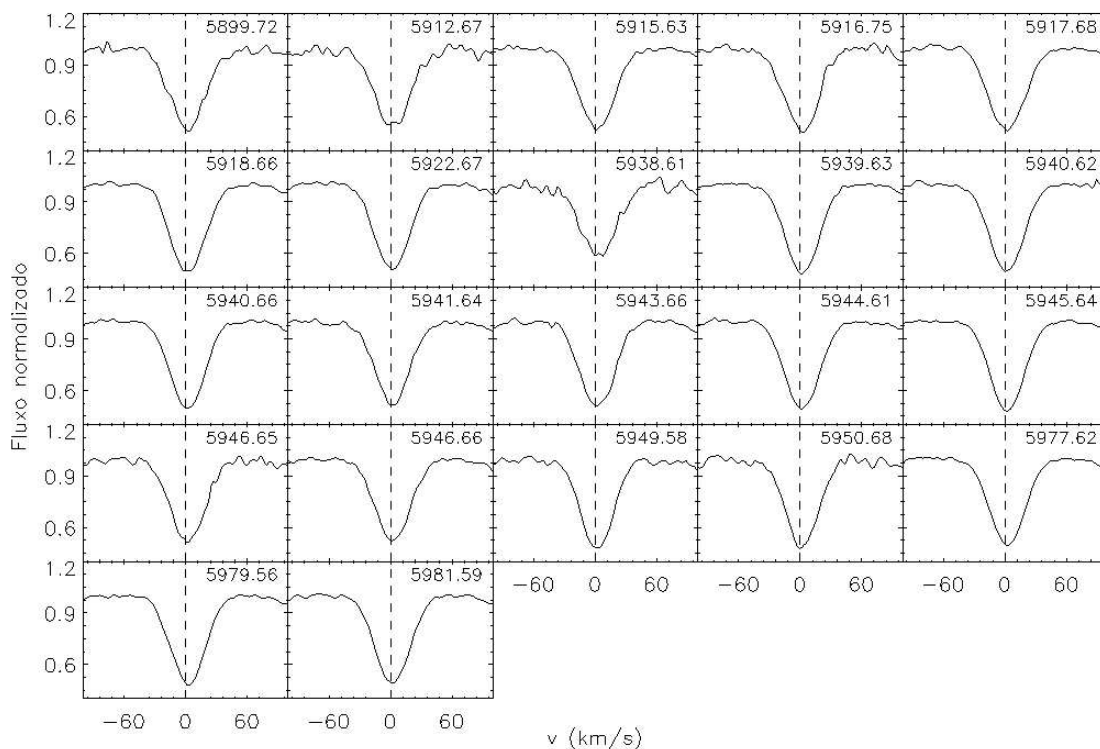


Figura 2.2: Espectros da região de LiI para cada noite de observação, indicada em DJ-2 450 000 no painel. A linha vertical tracejada marca a posição central da linha de LiI de repouso, correspondendo a 6707,8 \AA . A boa centralização da absorção em relação à linha tracejada mostra que a correção do espectro estelar pela velocidade radial de V354 Mon foi bem sucedida.

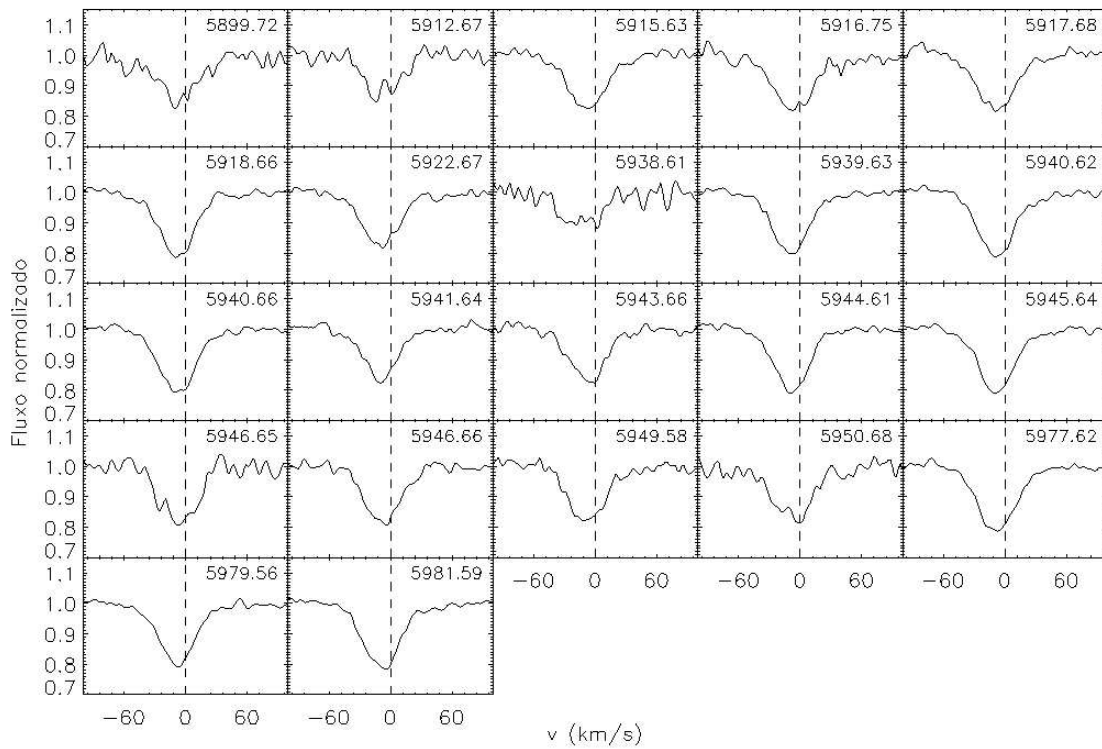


Figura 2.3: Espectros da região de He I para cada noite de observação, indicada em DJ-2450 000 no painel. A linha vertical tracejada marca a posição central da linha de He I de repouso, correspondendo a $6678,15 \text{ \AA}$. A absorção levemente deslocada para a esquerda em relação à linha tracejada corresponde a absorção fotosférica de Fe I ($6677,99 \text{ \AA}$).

Capítulo 3

Análise dos dados

3.1 Fotometria

A curva de luz de V354 Mon continua com as mesmas características morfológicas observadas na campanha de 2008 (Figura 3.1, gráficos superior e intermediário). O perfil é visivelmente periódico, com regiões de máximos e mínimos bem definidas, mas com formatos e durações diferentes a cada ciclo. O período se modificou um pouco, de $5,26 \pm 0,50$ dias em 2008 para $5,11 \pm 0,30$ dias em 2011, mas ambos estão em acordo, dentro das barras de erro. Esses valores foram obtidos através de uma análise de periodograma (Scargle, 1982), método equivalente ao ajuste por mínimos quadrados de senóides da forma $y = a \cos wt + b \sin wt$ à amostra de dados, sendo extensivamente aplicado na busca por períodos e análise de frequências de séries temporais. A análise de periodograma fornece uma solução analítica, sendo portanto eficiente e conveniente para o uso, enquanto que outros procedimentos padrões de ajuste necessitam da solução de um conjunto de equações lineares para cada frequência de amostragem. Um intervalo de possíveis períodos a serem investigados é definido e cada valor é examinado e qualificado 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 de classificação daquele período. Dessa forma, determinamos o melhor período como aquele melhor classificado nesse processo, ou seja, que melhor se ajusta ao conjunto de dados.

Ao plotarmos as curvas de luz em fase com seus respectivos períodos (Figura 3.1, gráficos inferiores), outra característica em comum às duas observações se torna mais evidente: a assimetria dos mínimos, ou seja, o aumento do brilho parece ser mais lento do que a diminuição. Porém notamos que a dispersão entre os ciclos é maior na curva de luz

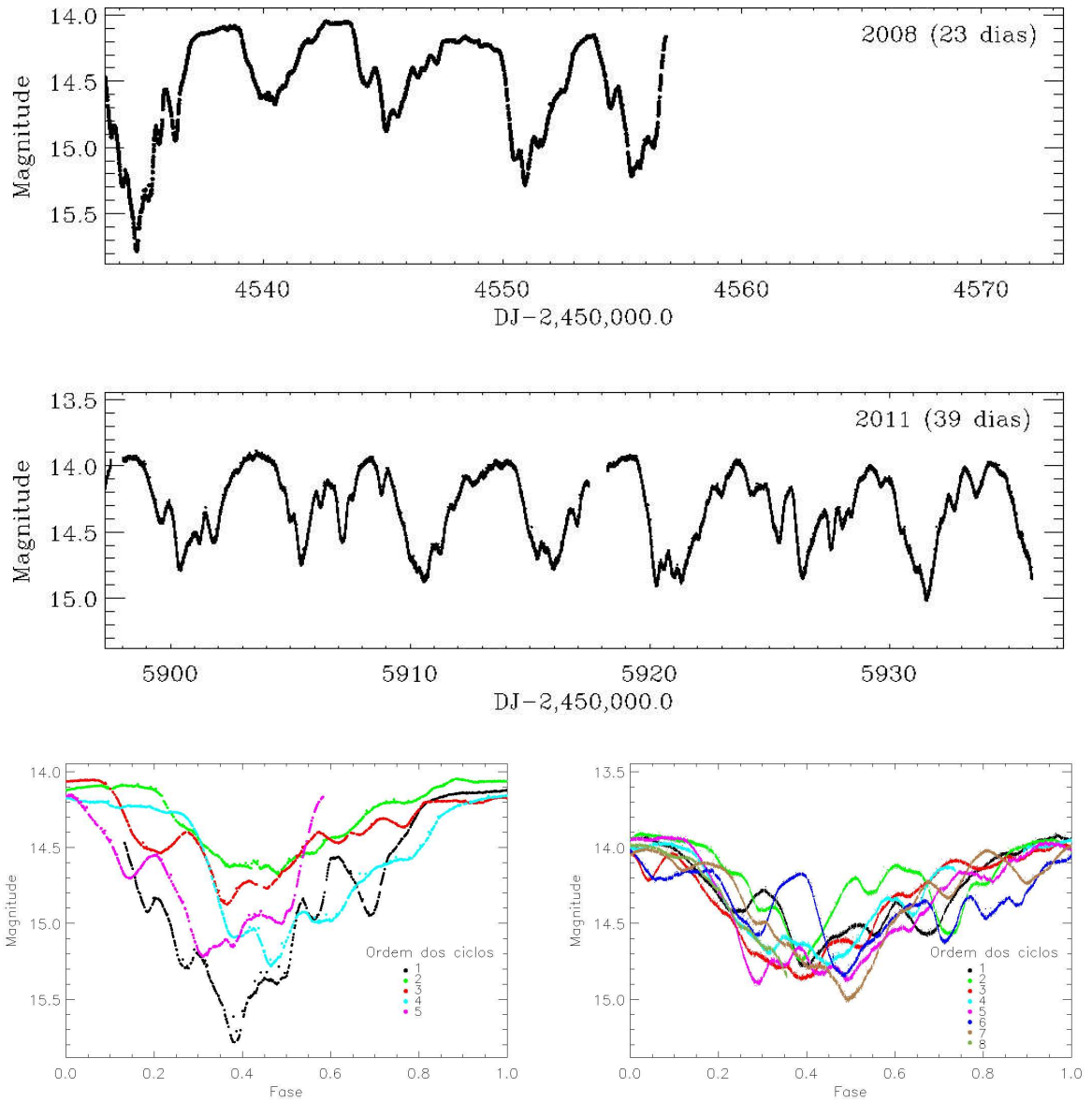


Figura 3.1: Curvas de luz de V354 Mon contínuas (gráficos superior e intermediário) e em fase (inferior) com período de $5,26 \pm 0,50$ dias em 2008 (esquerda) e $5,11 \pm 0,30$ dias em 2011 (direita) obtidas com o CoRoT. Cores diferentes representam ciclos diferentes, ordenados de acordo com a indicação no canto inferior direito dos gráficos. A escala de magnitude no eixo vertical é a mesma para cada gráfico, mas os limites são diferentes nas duas campanhas.

de 2008 do que na de 2011. Além disso, a amplitude de variação diminuiu um pouco entre as duas campanhas. Calculando a variabilidade fotométrica percentual, definida como $[(fluxo_{max} - fluxo_{min})/fluxo_{mediana}] \times 100$, obtemos 117% em 2008 e 91% em 2011.

Como mostra a Figura 3.2, há uma boa concordância entre as fotometrias na banda I obtida no USNO, na banda r obtida no CFHT e com o CoRoT, devido ao fato dos comprimentos de onda dos respectivos filtros serem muito próximos (veja Tabela 2.2). Uma análise de periodograma dos dados obtidos com o USNO, com maior cobertura

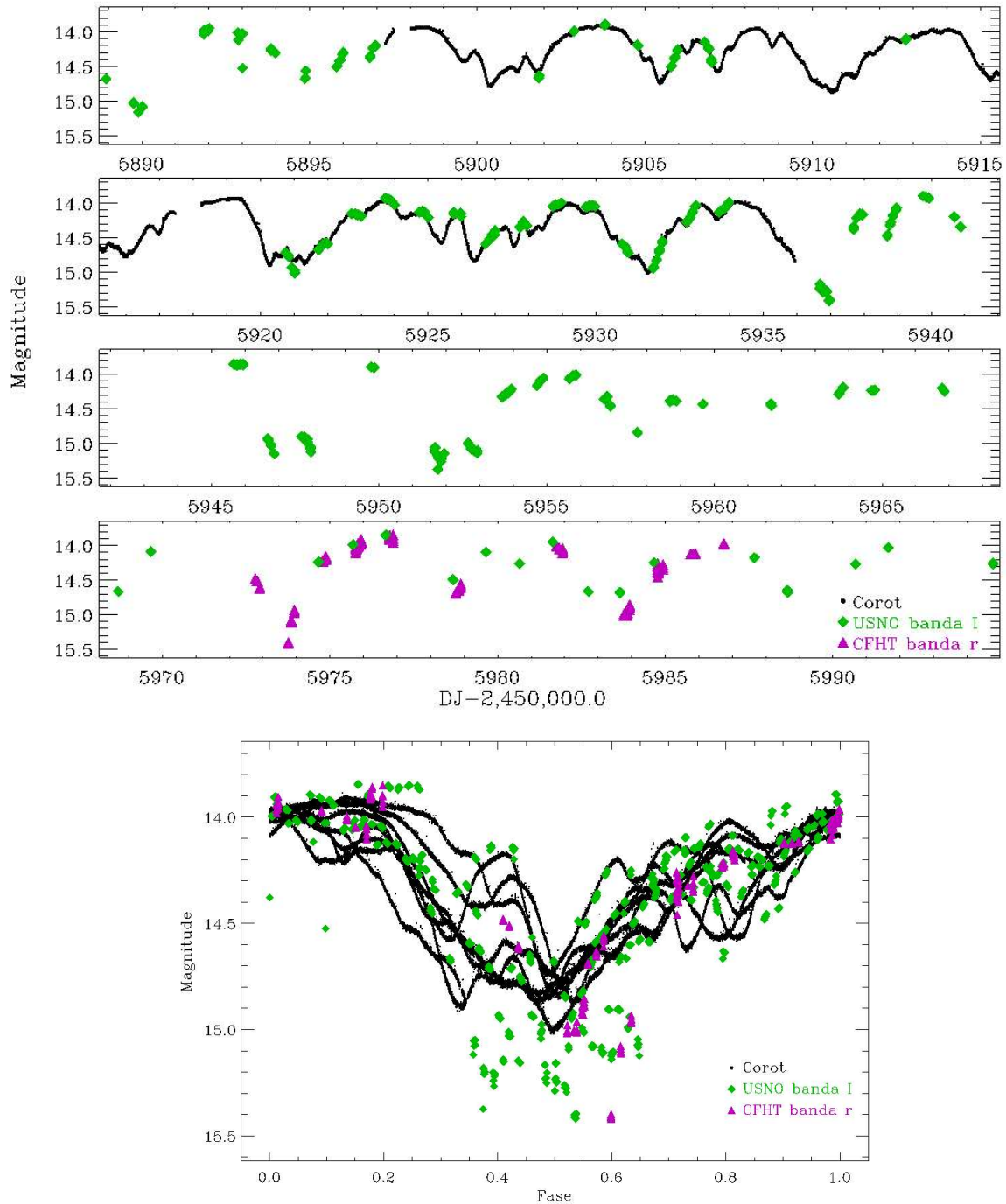


Figura 3.2: Combinação da curva de luz do CoRoT (ponto), banda *I* do USNO (losango verde) e banda *r* do CFHT (triângulo rosa) (superior). Os dados do USNO e do CFHT foram deslocados verticalmente para a média dos dados do CoRoT. Erros fotométricos são menores que os símbolos. Curva de luz combinada em fase com o período de $5,21 \pm 0,04$ dias (inferior).

temporal, indicou um período de $5,18 \pm 0,20$ dias, compatível com o período obtido a partir da curva de luz do CoRoT dentro das barras de erro de ambos. É difícil obter um valor muito preciso do período fotométrico para curvas de luz do tipo AA Tau devido à variabilidade intrínseca desses objetos, com mínimos que sempre variam em formato a

cada ciclo. Dessa forma, combinamos os três conjuntos de dados, aliando uma cobertura fotométrica de ~ 100 dias com uma boa cadência de observações. Isso possibilitou uma melhor determinação do período fotométrico de V354 Mon, $5,21 \pm 0,04$ dias (Figura 3.2, inferior), obtido através da análise dos dados em fase com vários valores de períodos possíveis entre 5,11 e 5,30 dias (Figura 3.3). Os dados em fase com período entre 5,17 e 5,25 dias produzem resultados satisfatórios e semelhantes, o que definiu então um valor médio de 5,21 dias com uma faixa de erro de 0,04. Considerando o período determinado por Lamm et al. (2004)¹, $5,22 \pm 0,87$ dias, e o valor obtido da curva de luz do CoRoT em 2008, $5,26 \pm 0,50$ dias, concluímos que o fenômeno físico que causa a modulação fotométrica de V354 Mon em grande escala é estável ao longo de alguns anos.

Na Figura 3.4 são apresentados todos os dados fotométricos simultâneos obtidos para V354 Mon. Os eclipses em todas as bandas ocorrem ao mesmo tempo e com mesmo período, mas a amplitude de variabilidade diminui com o aumento do comprimento de onda do filtro utilizado, de $2,6 \pm 0,1$ na banda u a $0,273 \pm 0,004$ em $4,5 \mu\text{m}$. Diagramas cor-

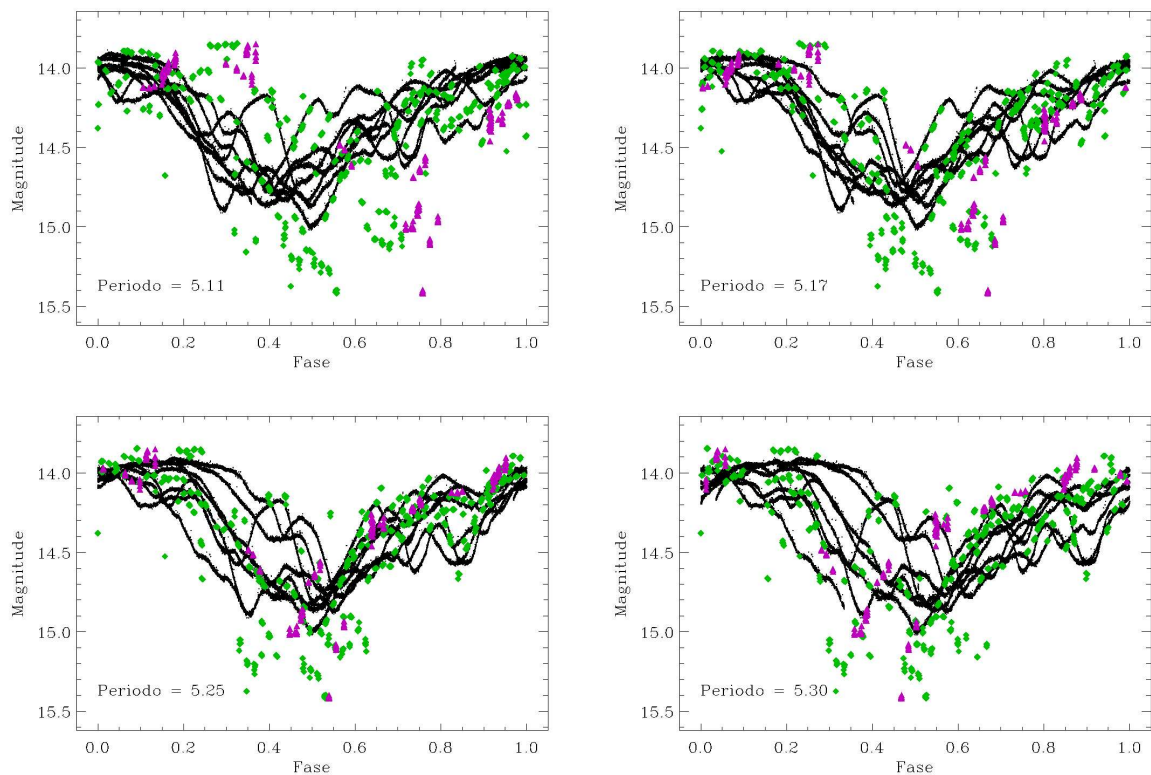


Figura 3.3: Curva de luz combinada em fase com diferentes períodos, indicados no canto inferior esquerdo dos gráficos. O código de símbolos e cores é o mesmo da Figura 3.2.

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).

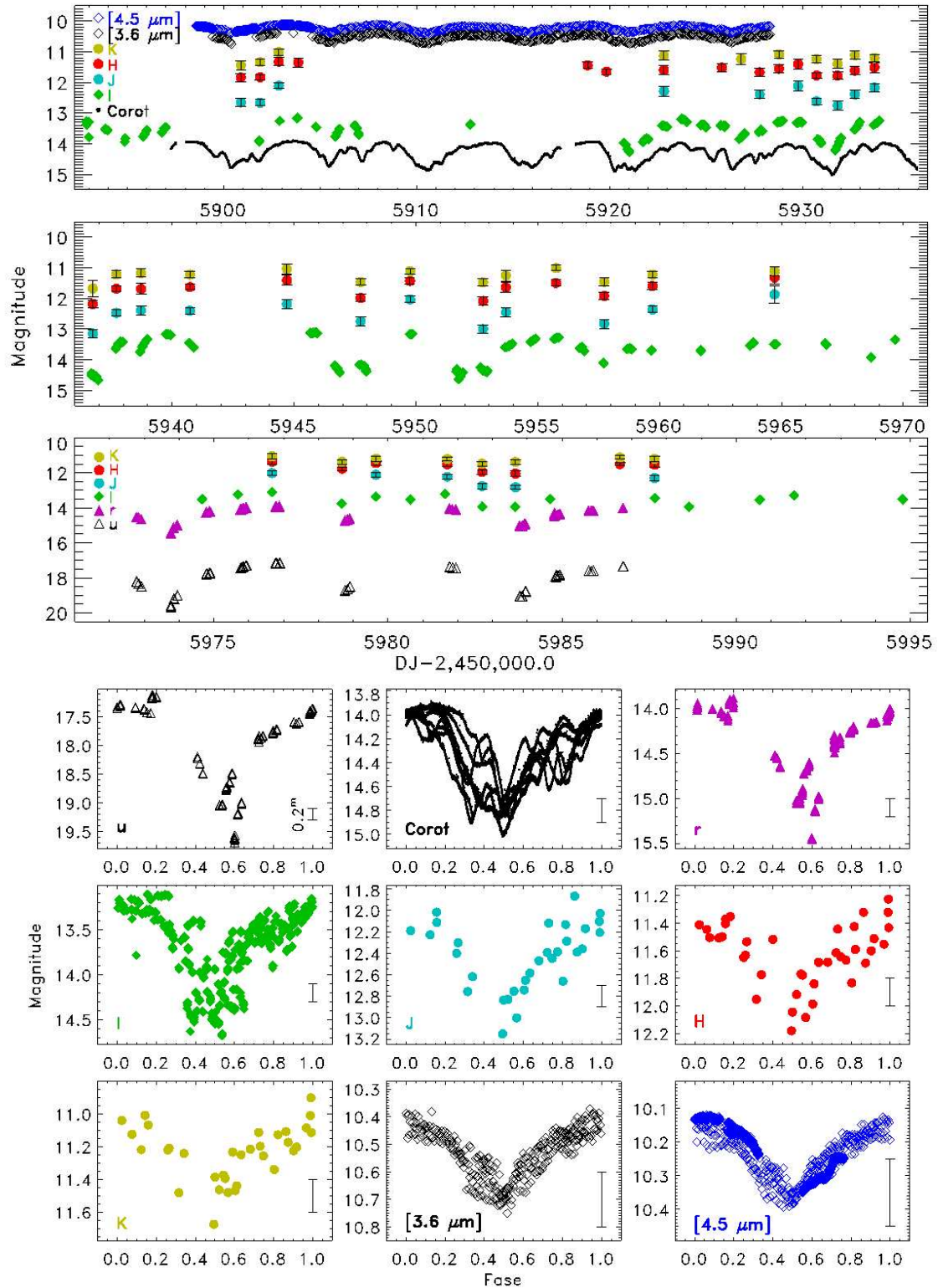


Figura 3.4: Curvas de luz simultâneas de V354 Mon em diferentes bandas (superior), indicadas no canto superior esquerdo do gráfico. Erros fotométricos são menores que os símbolos quando não mostrados. Dados fotométricos em fase com o período de $5,21 \pm 0,04$ dias (inferior). A barra vertical indica um intervalo de 0,2 mag, a fim de comparar a amplitude de variabilidade nas diferentes bandas.

magnitude (DCM) foram feitos para todos os dados obtidos simultaneamente e indicaram que a variação fotométrica ocorre na direção do vetor de avermelhamento (Figura 3.5), exceto no caso do diagrama CoRoT- $I \times I$. O fluxo medido fica mais avermelhado no mínimo fotométrico, como observado na campanha de 2008.

A Figura 3.6 mostra a curva de luz de V354 Mon em raios-X (0,5 - 8,0 keV) comparada à curva de luz obtida simultaneamente com o CoRoT nos intervalos das exposições com o Chandra. Observe que o *flare* em raios-X medido na terceira exposição é acompanhado de um aumento de brilho no óptico. A partir de duas observações feitas com o Chandra, de ~ 30 ks cada, e simultâneas à primeira observação de NGC 2264 com o CoRoT, Flaccomio et al. (2010) identificaram uma correlação clara entre a variabilidade de ETTCs no óptico e nas bandas de raios-X moles (0,5 - 1,5 keV). Não existe conexão aparente com as bandas de raios-X duros (1,5 - 8,0 keV). Tal correlação parece ter origem na ocultação da região de emissão no óptico, a fotosfera, e da região de emissão no raios-X, a coroa, pelo mesmo material circunstelar. As novas observações simultâneas de várias ETTCs de NGC 2264 feitas com o CoRoT e o Chandra permitirão investigar mais profundamente essa correlação. Essa análise está sendo realizada pelo grupo responsável pelas observações do Chandra.

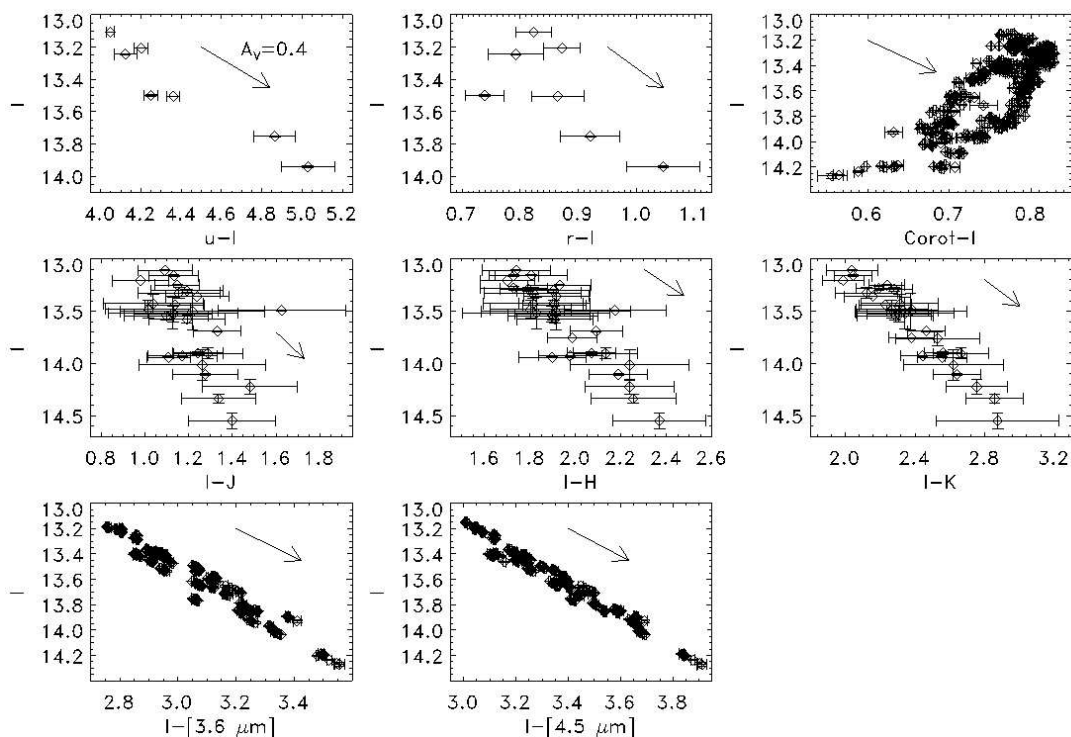


Figura 3.5: Diagramas cor-magnitude para os dados obtidos simultaneamente às observações na banda I . Erros fotométricos são menores que os símbolos quando não mostrados. Vetores de avermelhamento para $A_V = 0,4$ mag estão indicados em cada gráfico.

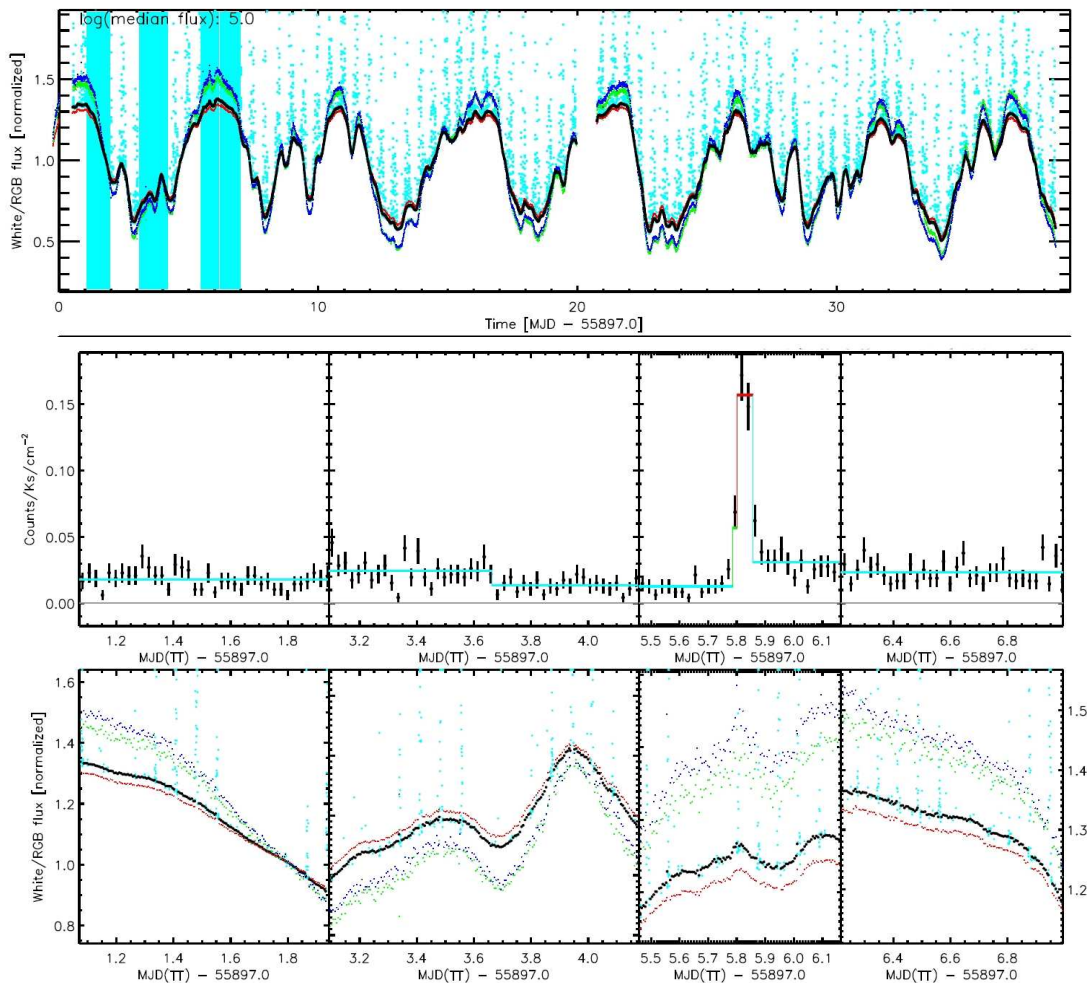


Figura 3.6: Curva de luz do CoRoT com os intervalos das exposições com o Chandra indicados por faixas azuis (gráfico superior). Comparação da curva de luz em raios-X (gráfico intermediário) e os intervalos simultâneos de variação no óptico (gráfico inferior). Para raios-X, são mostradas uma representação de fótons somados (símbolos pretos com barras de erro) e outra por um segmento de probabilidade máxima, calculado a partir dos tempos de chegada dos fótons individuais. Para o óptico, note que a escala vertical de fluxo é escolhida independentemente em cada painel e não é determinada para os dois painéis centrais. O fluxo em luz branca (sem filtro) normalizado é representado em preto. Os pontos azuis indicam dados de baixa qualidade, a serem ignorados na maioria dos casos. As três bandas de cor do CoRoT também estão plotadas separadamente, cada uma com sua própria normalização, em vermelho, verde e azul. Fonte: Dr. Ettore Flaccomio, comunicação privada.

3.1.1 Diagrama cor-magnitude CoRoT- $I \times I$

O diagrama CoRoT- $I \times I$ exibe um padrão cíclico. Há dois ramos praticamente perpendiculares à direção do vetor de avermelhamento conectados por alguns pontos de transição. Para compreender como a variação nesse DCM ocorre de acordo com a evolução temporal do brilho da estrela, dividimos os dados em grupos de meio-ciclo, que corresponde a

um intervalo de 2,6 dias. Esses ciclos estão identificados por diferentes cores na Figura 3.7, que correlaciona os pontos no DCM com a curva de luz. Inicialmente a variação no DCM se localiza no ramo superior. Após os pontos em verde, situados em um máximo fotométrico, a variação passa a ocorrer no ramo inferior. Isso pode indicar uma mudança no processo físico que gera a variação em cor CoRoT- I . Com base na posição das observações simultâneas do CoRoT e na banda I (Figura 3.7, gráfico superior) e no fato de que a cor CoRoT- I tem uma amplitude de variabilidade muito menor (0,3 mag) do que outras cores (0,9 mag em $I-[4,5 \mu\text{m}]$), supomos que esse comportamento no DCM pode ser causado pela variabilidade em pequena escala associada à acreção. Esse efeito também

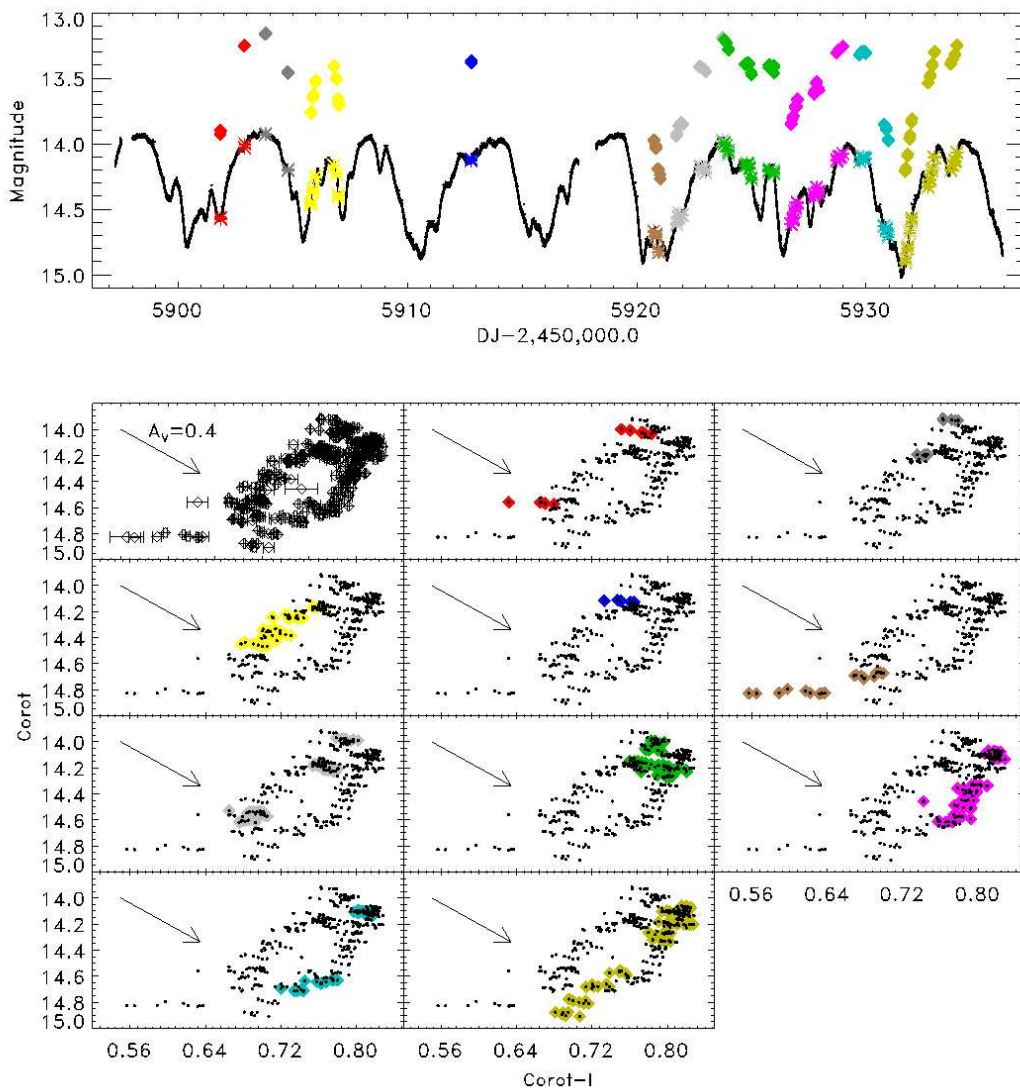


Figura 3.7: Variação no diagrama CoRoT- $I \times I$ (inferior) de acordo com a evolução temporal do brilho de V354 Mon (superior). Os asteriscos coloridos sobrepostos à curva de luz do CoRoT indicam as observações simultâneas à banda I (losangos). Cores diferentes identificam meios-ciclos diferentes. O vetor de avermelhamento para $A_V = 0,4$ mag está indicado em cada gráfico.

pode ser resultado da sobreposição dos filtros I e do CoRoT (Figura 3.8), de maneira que o comportamento no DCM provavelmente depende de qual característica espectral da estrela se localiza nessa região de sobreposição dos filtros.

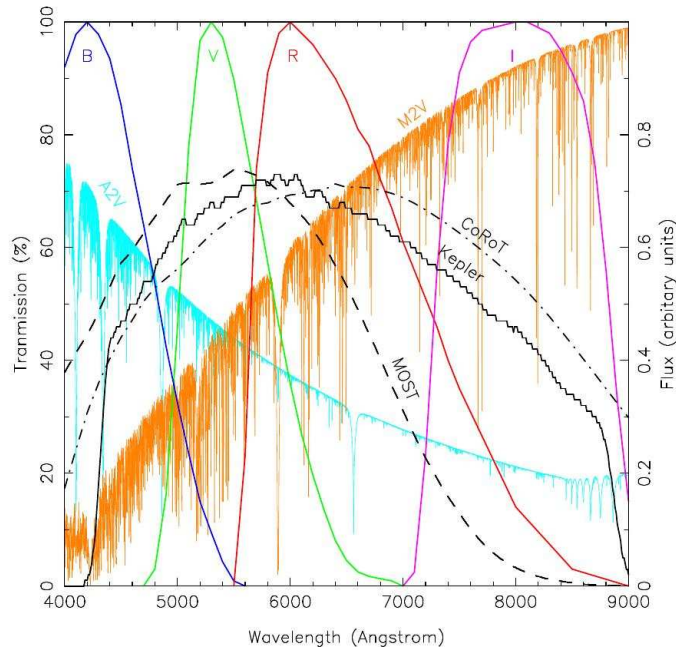


Figura 3.8: Curvas de transmissão para os filtros $BVRI$ de Johnson escalonadas para apresentar o máximo em 100% de transmissão. As bandas de passagem do MOST, Kepler e luz branca do CoRoT são identificadas pelas linhas tracejada, sólida e ponto-tracejada, respectivamente. Os espectros de uma estrela A2V e uma M2V são mostradas em azul claro e laranja, respectivamente. Ambos espectros foram escalonados para apresentarem fluxos iguais no filtro V . Figura retirada de Rowe et al. (2009).

Há uma variação bastante peculiar no diagrama CoRoT- $I \times I$ para os pontos localizados em DJ-2 450 000 \sim 5921 na Figura 3.7 e que correspondem a um mínimo da curva de luz. O fluxo de V354 Mon parece se tornar mais azulado nesse instante de menor brilho, se assemelhando a um efeito observado em estrelas variáveis do tipo UX Ori (UXOR), uma subclasse das Herbig Ae/Be, estrelas PSP de massa intermediária. UXORs são caracterizados por diminuições de brilho profundas (até 3 mag em V), irregulares e repentinas, acompanhadas por aumentos no avermelhamento do fluxo e no grau de polarização observados, e seguidos por um lento restabelecimento do brilho inicial que pode durar semanas (Waters & Waelkens, 1998). Durante os mínimos muito profundos, o comportamento fotométrico dos UXORs pode mudar e ocorre uma inversão de cor ou efeito de azulamento: o fluxo da estrela se torna mais azul enquanto continua a diminuir. A Figura 3.9, que representa o DCM de BF Ori, mostra um exemplo desse efeito. Uma das causas mais

prováveis da variabilidade em UXORs é a ocultação da estrela central por concentrações de poeira que a orbitam. Quando uma concentração de poeira passa na frente da estrela em nossa linha de visada, o brilho da estrela se torna mais fraco e avermelhado devido à extinção por partículas de poeira. Grãos de poeira de tamanho sub- μm também vão espalhar a luz vinda da estrela, produzindo uma emissão constante, fraca e azulada. Após atingir uma certa magnitude, essa luz espalhada começa a dominar, causando o efeito de azulamento observado. Os mínimos aperiódicos dos UXORs apresentam diminuições de brilho mais rápidas que o aumento, como também observado nas curvas de luz de V354 Mon obtidas com o CoRoT.

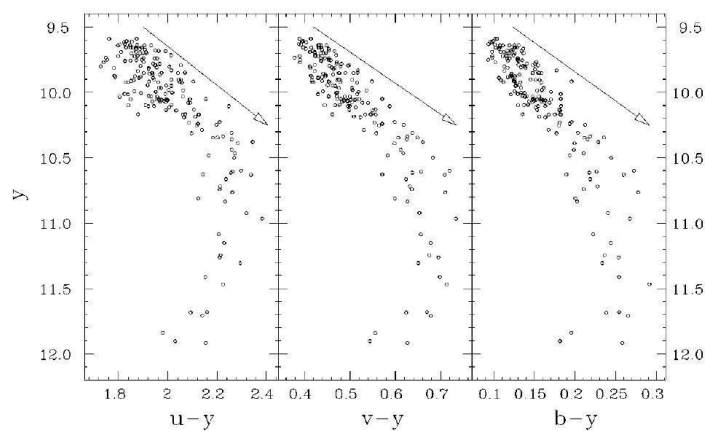


Figura 3.9: Diagrama cor-magnitude de BF Ori no sistema Strömgren mostrando o efeito de azulamento, no qual as cores se tornam mais azuis a medida que o brilho da estrela diminui para magnitudes maiores que $y \simeq 11,5$. A seta indica a inclinação do vetor de avermelhamento interestelar. Figura retirada de Waters & Waelkens (1998).

3.1.2 Excesso de emissão no ultravioleta

A partir dos dados obtidos com o CFHT, Venuti et al. (2014) fizeram um diagrama cor-magnitude $u-r \times r$ para as estrelas pertencentes a NGC 2264 (Figura 3.10, gráfico à esquerda) e notaram que a sequência do aglomerado era bem definida pelas ETTFs, enquanto as ETTCs se localizavam de maneira bem esparsa à esquerda da sequência. Isso se deve ao fato de que ETTFs são objetos com atividade apenas cromosférica, sem excesso no ultravioleta (UV), ao contrário das ETTCs, que apresentam excesso de emissão na banda u produzido pela região da fotosfera aquecida pelo impacto do material em acreção. Assim, considerando as propriedades fotométricas observadas para a população de ETTFs como referência para emissão puramente fotosférica, o excesso no UV correspondente a cada noite foi calculado através da diferença entre a cor $u-r$ observada e a localizada

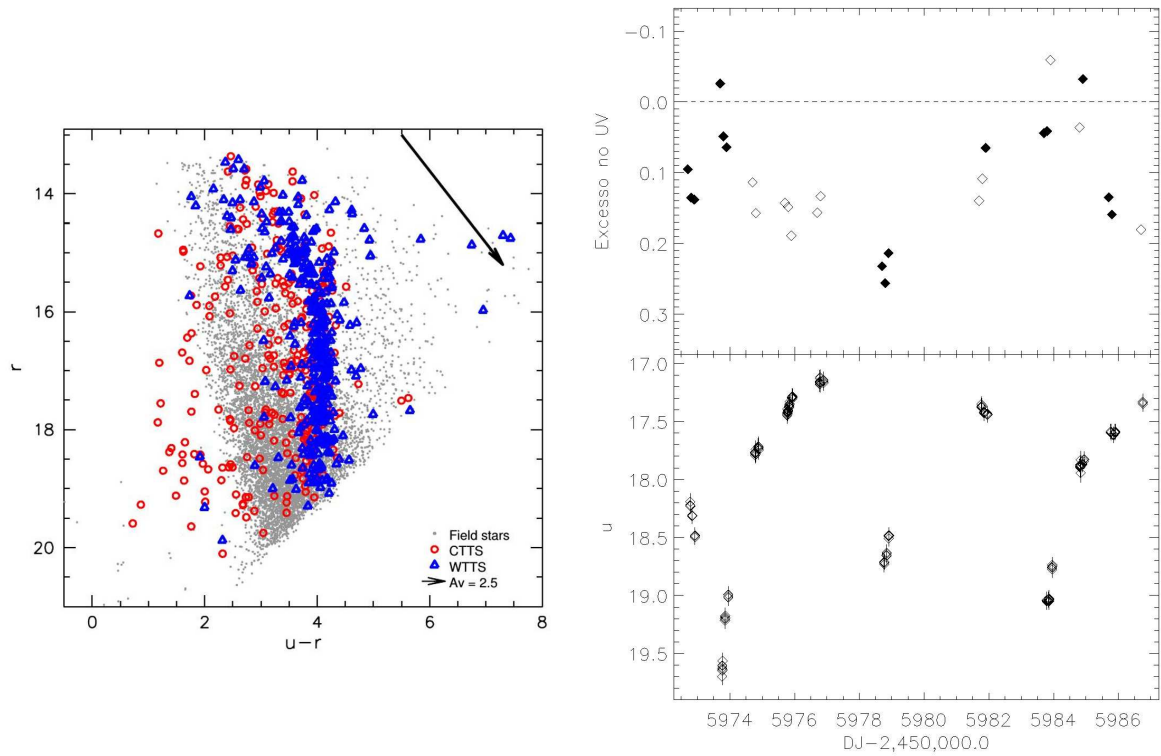


Figura 3.10: Diagrama cor-magnitude $u-r \times r$ das estrelas membros de NGC 2264 monitoradas com o CFHT (esquerda). Estrelas de campo, ETTFs e ETTCs são identificadas por pontos cinzas, triângulos azuis e círculos vermelhos, respectivamente. Figura retirada de Venuti et al. (2014). Variação do excesso no ultravioleta medido para V354 Mon (direita superior) e curva de luz na banda u (direita inferior). No gráfico superior, símbolos sem preenchimento indicam as medidas obtidas em condições não-fotométricas.

na sequência definida pelas ETTFs no diagrama $u-r \times r$ para uma mesma magnitude r . Como a luminosidade de acreção não afeta de maneira significativa o fluxo estelar em comprimentos de onda maiores que o da banda u , a diferença em cor $(u-r)_{ETTC} - (u-r)_{ETTF}$ corresponde ao excesso na banda u . Dessa forma, a estrela apresenta excesso de emissão no UV se o valor é menor que zero. Os dados fotométricos utilizados foram desavermelhados antes do cálculo e a incerteza média na determinação do excesso no UV é da ordem de 0,2-0,3 mag, obtida a partir da dispersão de ETTFs em torno da sequência de referência. Para V354 Mon, nenhum excesso foi detectado, já que os valores estão próximos de zero e são da ordem da incerteza média do cálculo (Figura 3.10, gráfico superior à direita). Foi obtido um valor um pouco maior, -0,067, para o excesso no UV a partir de uma medida única nas bandas ugr em 10 de Dezembro de 2010, mas mesmo neste caso, o excesso é bem menor do que a faixa de erro. Ao comparar a variação do excesso no UV com a curva de luz na banda u (Figura 3.10, gráfico inferior à direita), notamos que há um aumento do excesso nos mínimos localizados em $DJ-2450000 \sim 5974$ e ~ 5984 , o que

poderia indicar uma anticorrelação entre o brilho da estrela e o excesso de emissão no UV, ou seja, a mancha quente estaria visível no mínimo fotométrico. Porém, a amplitude de variabilidade do excesso no UV, considerando apenas os dados obtidos em condições fotométricas, é $\sim 0,29$, da ordem da incerteza média do cálculo.

3.1.3 Variação no óptico e no infravermelho

Ao comparar a variação fotométrica no óptico e no infravermelho (Figura 3.11, gráfico superior), notamos que elas são muito similares, de mesma periodicidade e com mínimos que variam em formato de um ciclo rotacional para o outro. Porém a amplitude de variabilidade no infravermelho é três a quatro vezes menor que no óptico. Baseado nos argumentos de Cody et al. (2013), se considerarmos que a mudança na extinção por poeira é a única causa da modulação de brilho observada, a curva de luz no infravermelho em $4,5 \mu\text{m}$ é reproduzida a partir dos dados do CoRoT com uma razão de extinção constante $A_{4,5\mu\text{m}}/A_R = 0,25$ (Figura 3.11, gráfico inferior), uma vez que o fluxo do CoRoT foi calibrado na banda R_C de Johnson-Cousins. A lei de avermelhamento para o meio interestelar (Indebetouw et al., 2005) considera que a extinção em $4,5 \mu\text{m}$ deve ser em torno de 5% da extinção na banda V , que corresponde a 6% da banda R_C , de acordo com as relações dadas na Tabela 3.1. A razão observada de 25% indica que o fluxo observado em $4,5 \mu\text{m}$ durante os eclipses é menor do que o esperado para extinção por poeira interestelar. A amplitude de variação nesse filtro deveria ser muito menor (0,07 mag) do que o observado, ($0,273 \pm 0,004$ mag) para reproduzir a razão de extinção para o meio interestelar. Uma possível explicação para isso pode estar no tamanho dos grãos

Tabela 3.1: Comprimento de onda efetivo, ponto zero e razão de avermelhamento para diferentes filtros analisados, retirados de *SVO Filter Profile Service*¹.

| | | $\lambda_{ef}(\text{\AA})$ | ponto zero (Jy) ² | A_f/A_V |
|-----------------|-------|----------------------------|------------------------------|-----------|
| SDSS | u | 3594,9 | 1568,5 | 1,58 |
| | r | 6122,3 | 3162,0 | 0,89 |
| Johnson-Cousins | U | 3570,6 | 1564,2 | 1,59 |
| | B | 4378,1 | 4023,8 | 1,31 |
| | V | 5466,1 | 3562,5 | 1,01 |
| | R_C | 6358,0 | 3028,0 | 0,84 |
| | I_C | 7829,2 | 2458,3 | 0,63 |
| 2MASS | J | 12350,0 | 1594,0 | 0,31 |
| | H | 16620,0 | 1024,0 | 0,19 |
| | K_S | 21590,0 | 666,8 | 0,13 |
| IRAC | [3,6] | 35075,1 | 277,2 | 0,07 |
| | [4,5] | 44365,8 | 179,0 | 0,05 |
| | [5,8] | 56281,0 | 113,8 | 0,04 |
| | [8,0] | 75891,6 | 62,0 | 0,03 |
| WISE | [3,4] | 33526,0 | 309,5 | 0,07 |
| | [4,6] | 46028,0 | 171,8 | 0,05 |
| | [12] | 115608,0 | 31,7 | 0,06 |
| MIPS | [24] | 232096,0 | 7,1 | 0,02 |

¹<http://svo2.cab.inta-csic.es/theory/fps>

²Jy = 10^{-23} erg cm⁻² s⁻¹ Hz⁻¹

de poeira presente no disco circunestelar, provavelmente maior do que o tamanho típico encontrado no meio interestelar ($\sim 0,1 \mu\text{m}$).

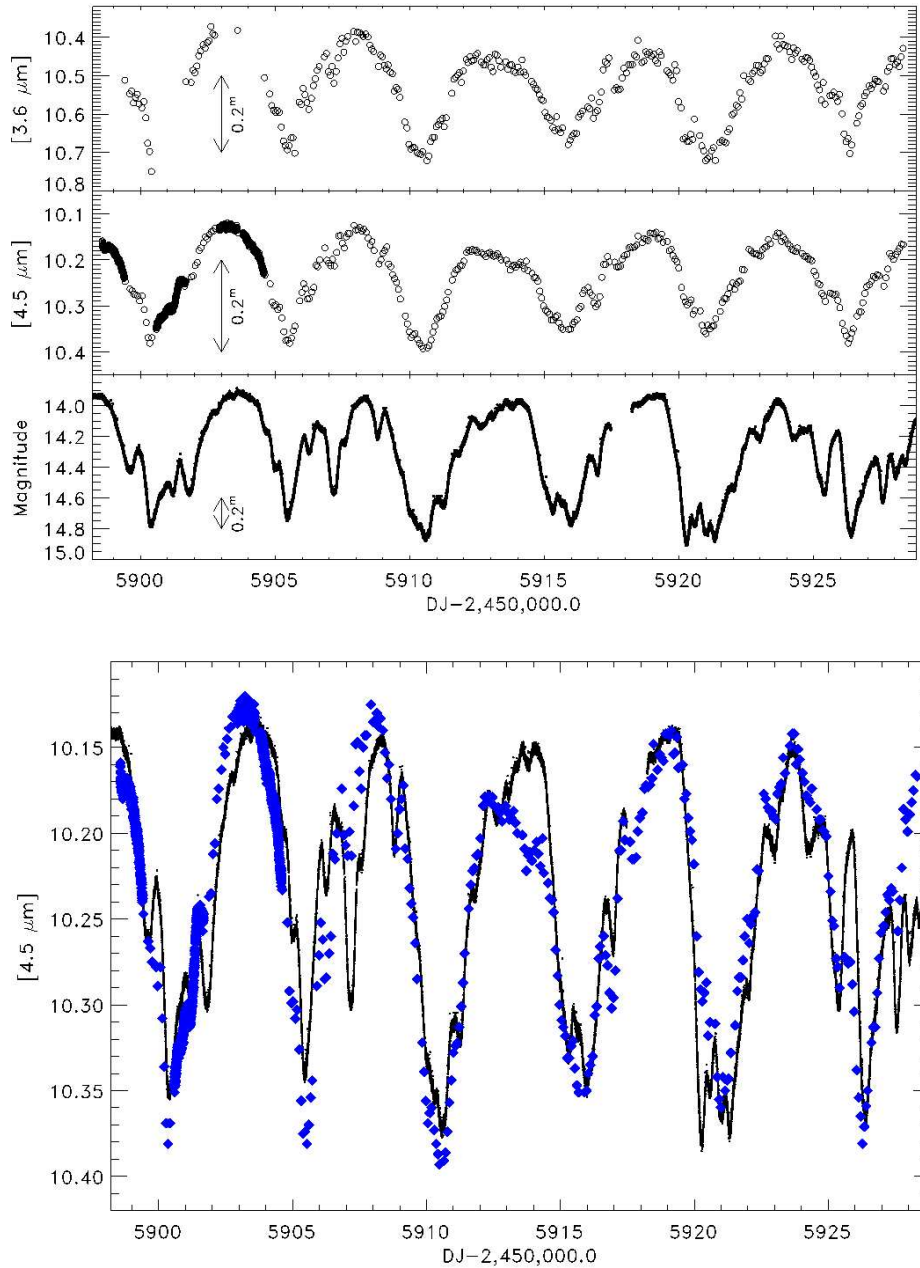


Figura 3.11: Comparação entre as curvas de luz no infravermelho e no óptico (superior). Os dados do Spitzer em $4,5 \mu\text{m}$ obtidos no modo *staring* aparecem como um contínuo de pontos devido a alta cadência de observação. Curva de luz do CoRoT ajustada aos dados do Spitzer em $4,5 \mu\text{m}$ (losango azul) (inferior), considerando uma razão de extinção constante $A_{4,5\mu\text{m}}/A_R = 0,25$.

3.1.4 Distribuição de energia espectral

Distribuição de energia espectral (SED, do inglês *spectral energy distribution*) é a representação da quantidade de energia emitida por um objeto em cada comprimento de onda. Para uma estrela, a SED se assemelha a uma curva de radiação de corpo negro. De acordo com a lei de Wien, essa curva atinge o ponto máximo em um comprimento de onda inversamente proporcional à temperatura do corpo negro. Dessa forma, estrelas de diferentes temperaturas apresentam SEDs diferentes, com estrelas mais quentes apresentando um pico de emissão em comprimentos de onda menores do que estrelas mais frias. Se há poeira em torno da estrela, ela é aquecida pela radiação estelar e aparece na SED como uma emissão adicional, mas a temperaturas muito mais baixas que a da estrela, com o pico de emissão em comprimentos de onda do infravermelho.

A SED pode ser construída a partir de observações espectroscópicas ou fotométricas cobrindo um grande intervalo de comprimentos de onda, exatamente o tipo de dados que temos para V354 Mon. Selecionamos duas datas no período de observação com o CFHT que estão bem localizadas em um máximo e um mínimo da curva de luz e que apresentam fotometria em todas as bandas disponíveis *urIJHK* (DJ-2 450 000 \sim 5977 e \sim 5984, veja gráfico superior na Figura 3.4). Como as observações com o CoRoT e o Spitzer não foram simultâneas às com o CFHT, procuramos no período de observação com o CoRoT as magnitudes em *I* mais próximas dos valores referentes ao máximo e mínimo escolhidos anteriormente e tomamos os dados simultâneos nos filtros do CoRoT e do Spitzer. Esses pontos estão localizados em DJ-2 450 000 \sim 5903,8 (máximo, $\Delta I = 0,05$ mag) e \sim 5921,7 (mínimo, $\Delta I = 0,01$ mag). Dados fotométricos de V354 Mon disponíveis na literatura também foram utilizados para comparação. Todos os dados fotométricos encontram-se na Tabela 3.2, a partir dos quais calculamos o fluxo λF_λ em cada filtro usando a relação

$$\lambda F_\lambda = \frac{c}{\lambda} F_0 10^{-0,4m}, \quad (3.1)$$

onde c é a velocidade da luz no vácuo, λ é o comprimento de onda efetivo, F_0 é o ponto zero e m é a magnitude medida, todos na respectiva banda. A definição de sistema de magnitude usa a estrela Vega como referência, portanto o ponto zero é a densidade de fluxo de Vega na respectiva banda. Densidade de fluxo é a medida de energia por unidade de área por unidade de tempo “por fóton”, nesse caso representado por unidade de frequência. Os valores de comprimento de onda efetivo e ponto zero utilizados nos cálculos estão listados na Tabela 3.1. A SED é então representada por um gráfico do fluxo em função do comprimento de onda.

Inicialmente, comparamos as SEDs do máximo fotométrico e da literatura com os modelos PHOENIX de atmosfera estelar (Brott & Hauschildt, 2005) para temperaturas de 3900 K a 5000 K, com metalicidade solar e $\log g = 4,0$ (Figura 3.12). Note que as

Tabela 3.2: Magnitudes de V354 Mon em diferentes bandas no mínimo e máximo fotométrico e retirados da literatura.

| | filtro | mínimo | máximo | literatura |
|-----------------|--------|--------------------|--------------------|--------------------|
| SDSS | u | $19,0 \pm 0,1$ | $17,15 \pm 0,02$ | - |
| | r | $14,99 \pm 0,06$ | $13,93 \pm 0,03$ | - |
| Johnson-Cousins | U | - | - | $16,81 \pm 0,01$ |
| | B | - | - | $15,94 \pm 0,01$ |
| | V | - | - | $14,73 \pm 0,01$ |
| | R_C | 14,627 | 13,926 | $14,04 \pm 0,01$ |
| | I_C | $13,942 \pm 0,005$ | $13,108 \pm 0,002$ | $13,34 \pm 0,01$ |
| 2MASS | J | $12,8 \pm 0,1$ | $12,0 \pm 0,1$ | $12,45 \pm 0,03$ |
| | H | $12,0 \pm 0,1$ | $11,4 \pm 0,1$ | $11,65 \pm 0,03$ |
| | K_S | $11,4 \pm 0,1$ | $11,1 \pm 0,1$ | $11,22 \pm 0,02$ |
| IRAC | [3,6] | $10,675 \pm 0,002$ | $10,382 \pm 0,002$ | $10,50 \pm 0,00$ |
| | [4,5] | $10,284 \pm 0,003$ | $10,141 \pm 0,002$ | $10,24 \pm 0,00$ |
| | [5,8] | - | - | $10,01 \pm 0,01$ |
| | [8,0] | - | - | $9,62 \pm 0,02$ |
| WISE | [3,4] | - | - | $10,593 \pm 0,004$ |
| | [4,6] | - | - | $10,142 \pm 0,038$ |
| | [12] | - | - | $8,931 \pm 0,094$ |
| MIPS | [24] | - | - | $8,53 \pm 0,31$ |

Referências dos dados obtidos da literatura. Johnson-Cousins: Rebull et al. (2002), 2MASS: Cutri et al. (2003), IRAC e MIPS: Cody et al. (2014), WISE: Cutri & et al. (2014).

SEDs estão ligeiramente deslocadas uma em relação a outra, o que pode ser atribuído a pequenas diferenças nos filtros utilizados nas observações, estrelas padrões diferentes usadas na redução dos dados e/ou, principalmente nesse caso, variabilidade intrínseca do objeto. Os modelos que mais se aproximam dos dados correspondem às temperaturas de 4500 K para a SED da literatura e 4700 K para a SED do máximo fotométrico, valores em acordo com o medido para V354 Mon (veja Seção 3.2). O desvio das SEDs em relação aos modelos para comprimentos de onda no infravermelho é causado pela adição do reprocessamento da radiação estelar pela poeira presente no disco. Assim, obtivemos uma SED representativa da emissão do disco subtraindo os fluxos do modelo de 4500 K dos fluxos obtidos da literatura a partir de $1 \mu\text{m}$. Não utilizamos os fluxos observados no máximo fotométrico para esse cálculo, pois eles correspondem a uma situação particular do sistema. Além disso, os dados da literatura contêm mais informação no infravermelho, portanto representam mais adequadamente o comportamento médio dessa estrela variável nesta faixa de comprimentos de onda.

Ao calcular a razão entre o fluxo do disco e o fluxo estelar em 3,6 e $4,5 \mu\text{m}$, obtivemos que o disco emite 1,7 e 2,9 vezes mais que a estrela nesses comprimentos de onda, respectivamente, contribuindo de maneira significativa no fluxo observado no infravermelho. Se considerarmos que a principal causa da modulação fotométrica é a ocultação periódica da estrela por material presente no disco circunstelar e que apenas a fotosfera estelar é eclipsada, a parte posterior do disco em relação a linha de visada permanece visível durante o eclipse e, portanto, sua emissão no infravermelho é observada em todas as fases do mesmo. Para caracterizarmos apenas o processo de ocultação da estrela, devemos remover a contribuição do disco das curvas de luz obtidas no infravermelho. Dessa maneira,

transformamos as magnitudes em fluxo através da Equação 3.1 e subtraímos o fluxo do disco nos respectivos comprimentos de onda. O fluxo resultante foi então transformado em magnitude a partir da inversão da Equação 3.1 e as novas curvas de luz no infravermelho foram comparadas com a curva de luz do CoRoT (Figura 3.13). Observe que ao remover a emissão do disco, a amplitude de variabilidade no infravermelho fica semelhante à no óptico. Essa extinção neutra em cor indica que a estrutura que eclipsa periodicamente a estrela pode ser composta por grãos de poeira consideravelmente maiores que os do meio interestelar ou completamente opaca.

Robitaille et al. (2007) desenvolveram uma ferramenta *online*² para análise de SEDs de objetos estelares jovens a partir do ajuste de dados fotométricos utilizando modelos bidimensionais de transferência radiativa previamente computados. Os 20 000 modelos disponíveis abrangem diferentes combinações de características físicas que podem ser agrupadas em três categorias: parâmetros da fonte central (massa, raio e temperatura da estrela), parâmetros do envoltório com material em queda no disco (taxa de acreção,

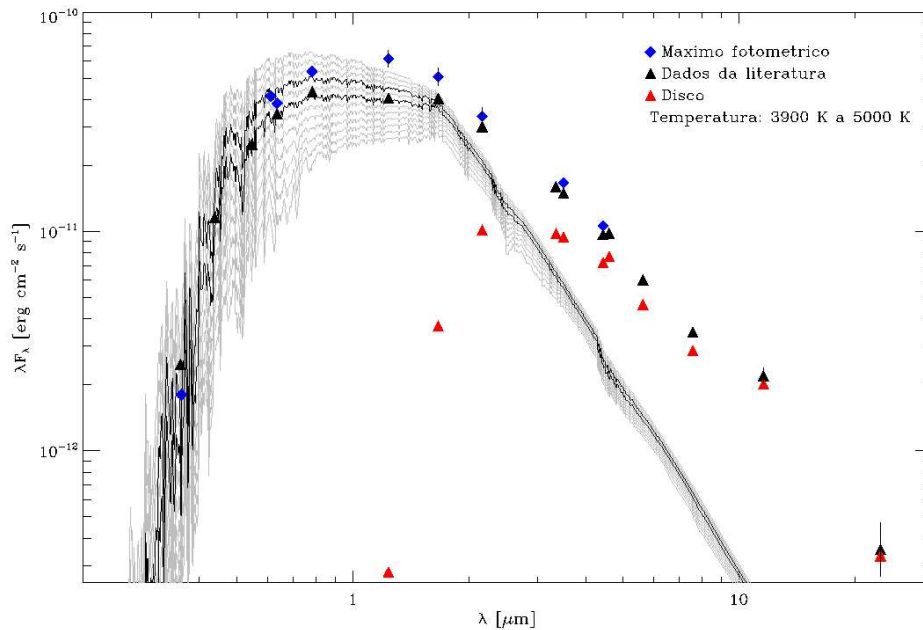


Figura 3.12: Comparação entre as SEDs do máximo fotométrico e da literatura com os modelos PHOENIX de atmosfera estelar (Brott & Hauschildt, 2005) com metalicidade solar e $\log g = 4,0$. As temperaturas variam de 3900 K (linha cinza mais inferior) a 5000 K (linha cinza mais superior) com intervalos de 100 K entre os modelos. As linhas pretas representam os modelos com 4500 K e 4700 K, que melhor representam os dados da literatura e do máximo fotométrico, respectivamente. A SED representativa da emissão do disco também é mostrada. Os modelos foram avermelhados considerando o valor obtido para V354 Mon, $A_V=0,4$ (Venuti et al., 2014), e a lei de extinção apresentada em Robitaille et al. (2007). Barras de erro são menores que os símbolos quando não mostradas.

²<http://www.astro.wisc.edu/protostars>

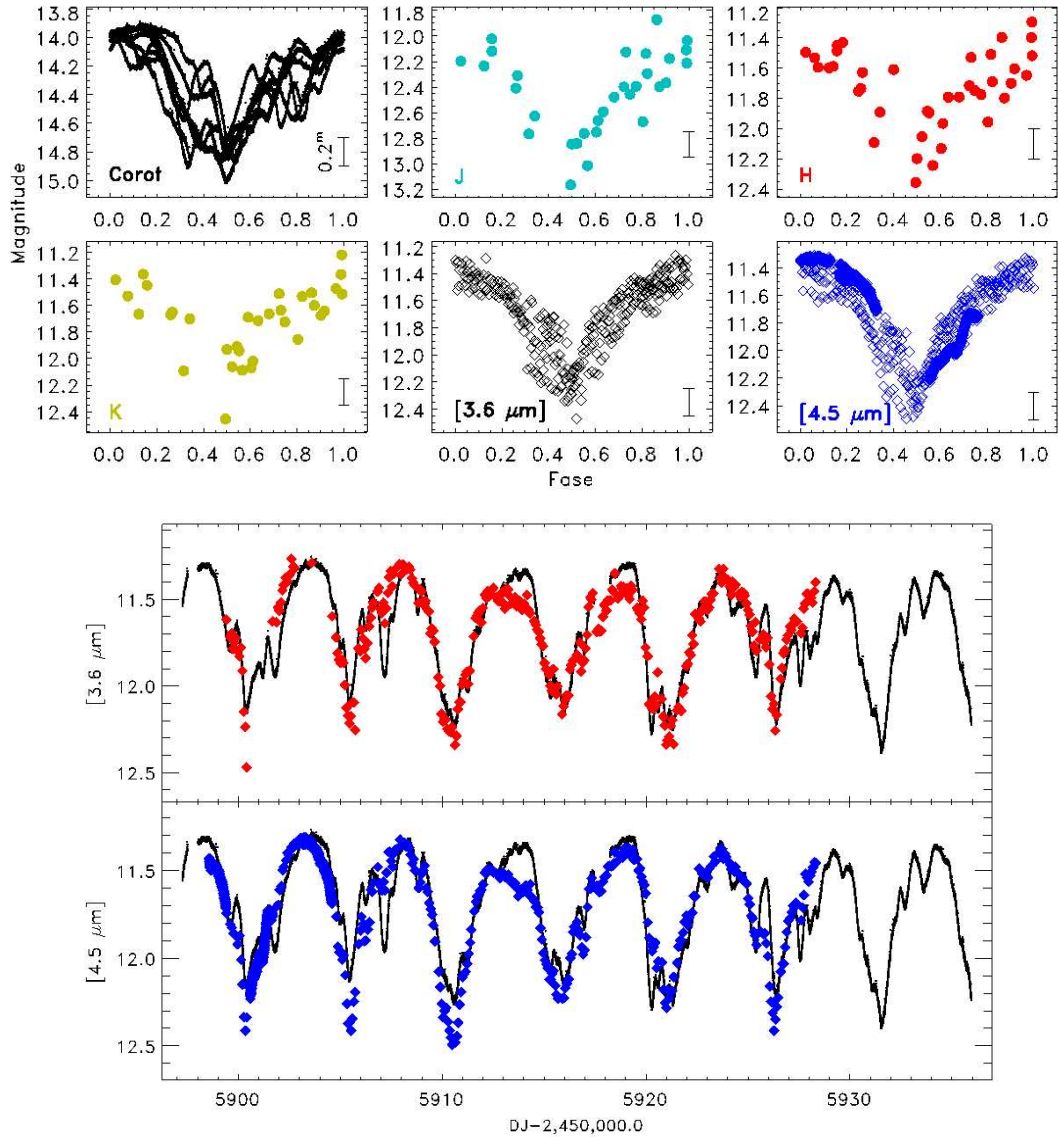


Figura 3.13: Comparação entre as curvas de luz no infravermelho sem emissão do disco e no óptico, em fase com o período de $5,21 \pm 0,04$ dias (superior). A barra vertical indica um intervalo de 0,2 mag, a fim de comparar a amplitude de variabilidade nas diferentes bandas. Comparação entre as curvas de luz do Spitzer sem emissão do disco e do CoRoT (inferior). A curva de luz do CoRoT (ponto) foi deslocada verticalmente para as médias dos dados do Spitzer.

raios interno e externo, ângulo de abertura e densidade da cavidade) e parâmetros do disco (massa, taxa de acreção, raios interno e externo, expoente da lei de potência de *flaring* e escala de altura). Esses parâmetros podem assumir valores dentro de intervalos determinados através de observações e teorias: a massa da estrela varia entre $0,1$ e $50 M_{\odot}$ e a idade entre 10^3 e 10^7 anos, enquanto que o raio e a temperatura são calculados a partir da massa e da idade usando trilhas evolutivas (Bernasconi & Maeder, 1996; Siess et al., 2000). Os intervalos de parâmetros do disco e do envoltório dependem da idade do objeto central. Por exemplo, a massa do disco em fases evolutivas iniciais cobre $M_{disco}/M_{estrela} \sim 0,001-0,1$, ao passo que entre 1 e 10 milhões de anos um intervalo maior é considerado, es-

tendendo até $M_{disco}/M_{estrela} = 10^{-8}$ para caracterizar a fase de dispersão do disco. Para os modelos de grãos de poeira usados nos modelos de transferência radiativa, nas partes mais densas do disco considerou-se uma distribuição de tamanhos que decaí exponencialmente para grãos com tamanhos entre 50 μm e 1 mm. No restante da geometria circunstellar, a distribuição de tamanhos do grão apresenta um tamanho médio um pouco maior que o presente no meio interestelar difuso e a razão de extinção total-seletiva é $R_V = 3,6$.

Esses modelos foram convoluídos com as bandas de passagem de filtros comuns que vão do óptico ao submilímetro, passando pelo infravermelho próximo, médio e distante. O usuário da ferramenta *online* fornece os dados fotométricos do objeto e intervalos de distância e extinção interestelar A_V a serem considerados. Os fluxos calculados através da convolução dos modelos com os filtros são escalonados pela distância e avermelhamento e comparados aos dados do objeto. Para cada modelo, essa comparação é repetida para todos os valores de distância no intervalo fornecido, permitindo que o avermelhamento seja um parâmetro livre, e o melhor ajuste é determinado através de um método χ^2 . Esse processo é realizado para todos os modelos, gerando ao final uma lista dos parâmetros do melhor ajuste de cada modelo em ordem crescente de χ^2 . Robitaille et al. (2007) usaram esse método para ajustar as SEDs observadas de 30 objetos estelares jovens conhecidos na região de formação estelar Taurus-Auriga e observaram que as fases evolutivas, temperaturas, massas do disco e taxas de acreção de massa obtidos concordavam bem com os valores determinados de maneira independente, através de espectroscopia, por exemplo. Quando os parâmetros do melhor modelo ajustado não estavam de acordo com a literatura, o intervalo de valores determinados pelos outros modelos que também representavam satisfatoriamente a SED do objeto era em geral consistente com o valor obtido em outros estudos.

Assim, usamos essa ferramenta para modelar a SED de V354 Mon e caracterizar de forma geral a estrutura circunstellar dessa estrela. Consideramos o intervalo de distância de 760 ± 90 pc (Sung et al., 1997; Gillen et al., 2014) e avermelhamento interestelar A_V entre 0,35 e 0,40 mag. O gráfico superior na Figura 3.14 mostra os dez melhores modelos

Tabela 3.3: Parâmetros do modelo de transferência radiativa que melhor se ajustou à SED da literatura.

| | | |
|------------|--|------------------------|
| | Modelo | 3003839 |
| | A_V | 0,40 |
| | Distância (pc) | 708 |
| | Idade (anos) | $2,09 \times 10^6$ |
| Estrela | Massa (M_\odot) | 1,94 |
| | Raio (R_\odot) | 2,75 |
| | Temperatura (K) | 4801 |
| Envoltório | Taxa de acreção (M_\odot/ano) | — |
| Disco | Massa (M_\odot) | $8,13 \times 10^{-8}$ |
| | Raio externo (ua) | 99,0 |
| | Raio interno (ua) | 0,13 |
| | Taxa de acreção (M_\odot/ano) | $2,35 \times 10^{-12}$ |
| | Inclinação | 87° |

que reproduzem bem a SED da literatura, no qual a linha sólida identifica o melhor modelo ajustado. Os parâmetros do melhor modelo estão listados na Tabela 3.3. Como observado por Robitaille et al. (2007), fluxos em diferentes comprimentos de onda ajudam a restringir diferentes parâmetros. O fato de que o conjunto de dados da literatura possui informação no infravermelho médio faz com que somente modelos sem envoltório reproduzam bem a SED. No caso da SED do máximo fotométrico, não há dados na região do infravermelho médio e distante para restringir esse parâmetro, assim é possível ajustar modelos com ou sem envoltório. Portanto, a modelagem da SED da literatura permite uma caracterização mais completa dos parâmetros do sistema do que a SED do máximo fotométrico. Observe

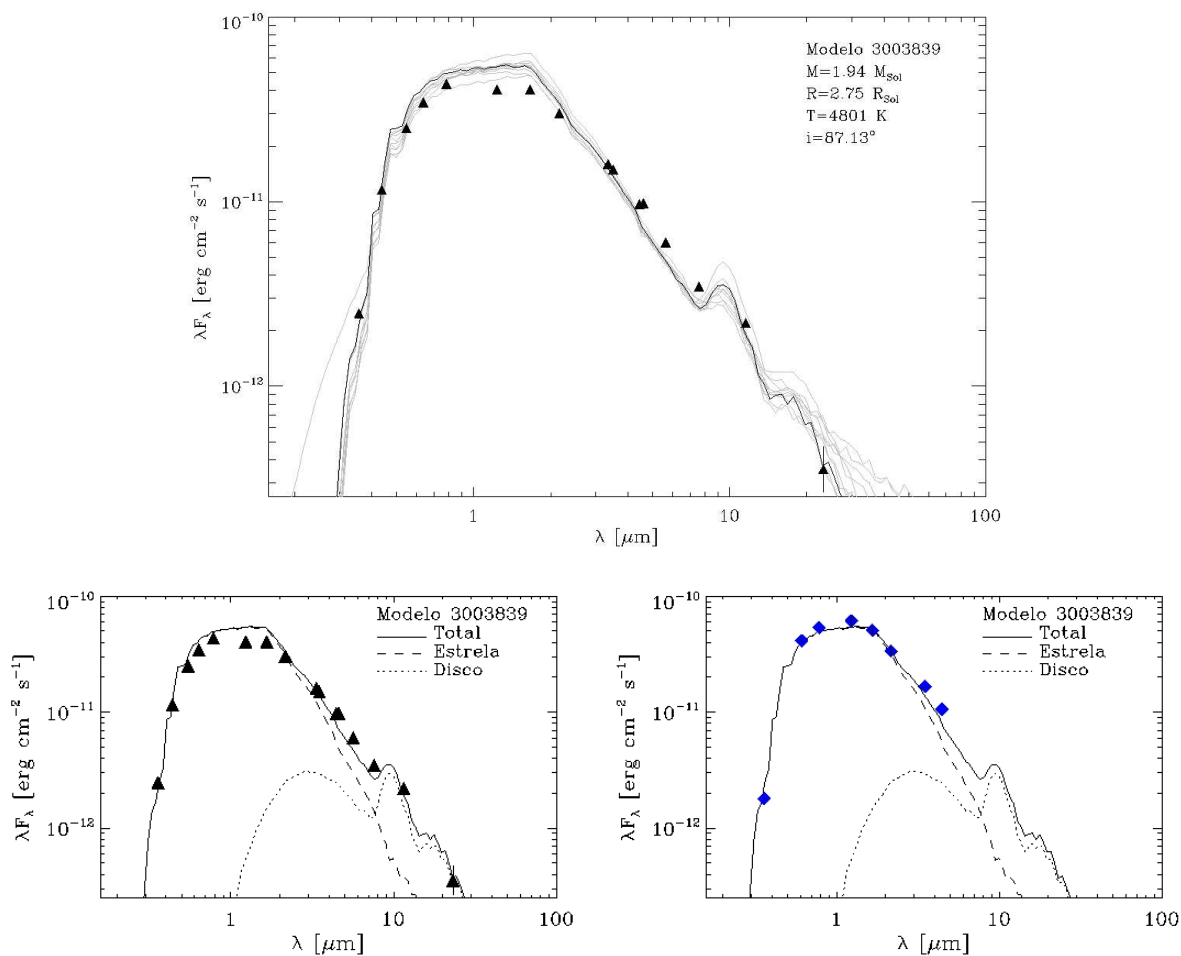


Figura 3.14: Ajuste da SED da literatura usando a ferramenta *online* desenvolvida por Robitaille et al. (2007) (superior). A linha preta indica o melhor ajuste e as linhas cinzas mostram os nove outros modelos que também reproduzem bem os dados de acordo com o método χ^2 . Comparação do melhor modelo ajustado à SED da literatura com os respectivos dados fotométricos (inferior à esquerda) e com os fluxos observados no máximo fotométrico (inferior à direita). A linha sólida representa a SED total, a linha tracejada a contribuição estelar e a linha pontilhada a contribuição do disco. Os modelos foram avermelhados e corrigidos da distância até o objeto utilizando os valores determinados através do ajuste. Barras de erro são menores que os símbolos quando não mostradas.

que o melhor modelo ajustado à SED da literatura também reproduz bem a SED do máximo fotométrico (Figura 3.14, gráfico inferior à direita). Além disso, a massa, o raio e a temperatura determinados por esse modelo estão razoavelmente próximos dos valores da literatura (veja Tabela 1.1). A partir da emissão em $H\alpha$, Sousa et al. (2016) obtiveram um valor de $1,45 \times 10^{-10} M_{\odot}/\text{ano}$ para a taxa de acreção dessa estrela, o que é duas ordens de grandeza maior que o valor determinado pelo melhor modelo ajustado à SED da literatura. De qualquer maneira, uma taxa de acreção da ordem de $10^{-10} M_{\odot}/\text{ano}$ é considerada baixa e está no limite do que é possível medir para ETTCs (Manara et al., 2013). Portanto, se fosse possível alterar a taxa de acreção no modelo para o valor medido a partir de $H\alpha$, o formato da SED não mudaria de maneira significativa. Dessa maneira, consideramos que os parâmetros desse modelo representam de maneira geral a região circumstelar de V354 Mon: sem a presença de um envoltório, com um disco não muito extenso visto em alta inclinação e uma taxa de acreção de massa baixa.

Supondo que a variação em magnitude observada em V354 Mon seja resultado da ocultação periódica da estrela por material do disco circumstelar, avaliamos se é possível reproduzir a SED correspondente ao mínimo fotométrico aplicando uma lei de extinção aos fluxos observados no máximo, a fim de caracterizar o material da região ocultante. Para isso utilizamos um modelo de extinção calculado com o método de Kim et al. (1994) que reproduz uma curva típica para o meio interestelar ($R_V = 3,1$), modificado para considerar as propriedades da extinção no infravermelho médio derivadas por Indebetouw et al. (2005). Notamos que a SED no máximo avermelhada pelo valor medido para V354 Mon, $A_V=0,4$ (Venuti et al., 2014), ainda difere muito da SED no mínimo (Figura 3.15, gráfico superior). Para haver uma concordância entre elas, é necessário aplicar valores diferentes de A_V às partes óptica e infravermelha da SED. Para as bandas urI , os fluxos no mínimo fotométrico são bem reproduzidos com $A_V=1,2$, enquanto que para as bandas JHK_S , 3,6 e 4,5 μm , o avermelhamento deve ser maior que o dobro desse, $A_V=2,8$. Esse valor alto de A_V pode ser um indício de que a parte do disco que eclipsa a estrela apresenta uma alta concentração de grãos de poeira. A diferença na quantidade de avermelhamento no óptico e no infravermelho pode indicar que nessa região a distribuição do tamanho dos grãos é diferente da que caracteriza o meio interestelar.

O material circumstelar ao redor de ETTCs pode conter grãos de poeira processados de forma que a lei de extinção para esses objetos seja bem diferente do observado no meio interestelar. Assim, investigamos se esse fenômeno poderia explicar a transição dos fluxos do máximo para o mínimo fotométrico observados em V354 Mon. Seguindo o método usado por Schneider et al. (2015), aplicamos a lei de extinção de Cardelli et al. (1989) com diferentes valores de R_V à SED no máximo para tentar reproduzir a SED no mínimo, avaliando de maneira aproximada a possibilidade de crescimento dos grãos de poeira no disco. Essa lei de extinção é válida para comprimentos de onda entre 0,1

e $3,5 \mu\text{m}$, portanto consideramos apenas os fluxos em $urIJHK_S$, já que as bandas do IRAC estão fora do intervalo válido. Variamos os valores de R_V entre 2,3 e 5,3, intervalo definido também pela lei de extinção, e os valores de A_V entre 0,1 e 10, e empregamos uma minimização por χ^2 para selecionar o melhor resultado. Usando o erro das observações como peso, a lei de extinção com $R_V = 3,3$ e $A_V = 1,3$ aplicada aos fluxos do máximo

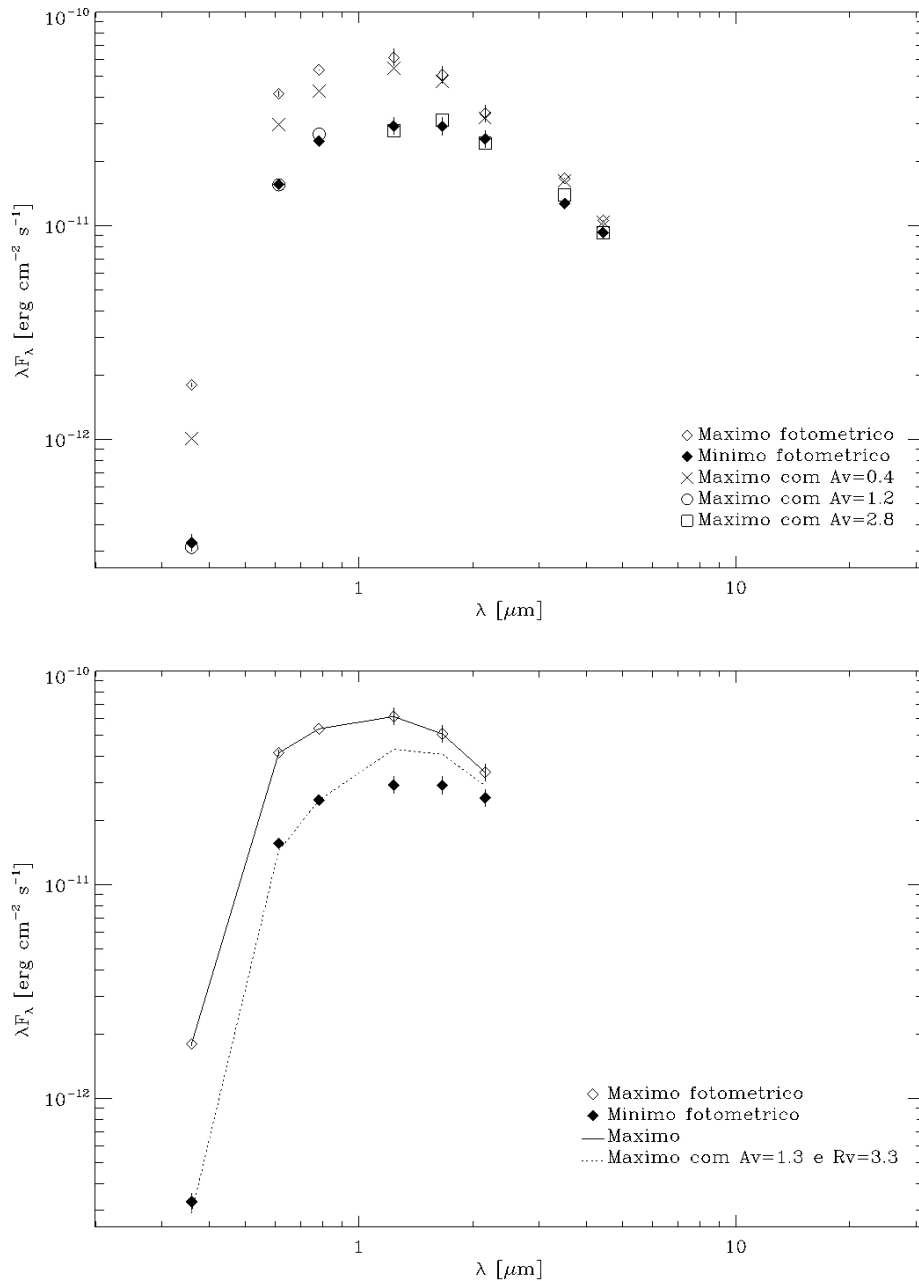


Figura 3.15: Comparação entre a SED no máximo fotométrico avermelhada por diferentes valores de A_V e a SED no mínimo: utilizando a lei de extinção descrita em Robitaille et al. (2007), que considera $R_V = 3,1$ (superior), e utilizando a lei de extinção de Cardelli et al. (1989) com $R_V = 3,3$ (inferior). Barras de erro são menores que os símbolos quando não mostradas.

fotométrico é a que mais se aproxima dos fluxos no mínimo (Figura 3.15, gráfico inferior). Esse método pode não ser inteiramente correto para o ambiente circunstelar de ETTCs, mas serve para visualizar o efeito que o crescimento dos grãos pode causar nas observações. Então não podemos inferir conclusões quantitativas baseadas no valor numérico de R_V , porém o resultado indica que grãos de poeira maiores do que os encontrados no meio interestelar não devem estar presentes de maneira significativa na região do disco que oculta periodicamente V354 Mon.

Portanto, a análise das SEDs indica que o cenário de ocultação por uma região do disco composta por material espesso nos comprimentos de onda do óptico e infravermelho é mais compatível com as observações do que a presença de grãos de poeira processados. Além disso, uma região com alta concentração de grãos do tamanho típico do meio interestelar interage de maneira significativa com a radiação emitida em comprimentos de onda menores, o que explica a grande amplitude de variabilidade observada na banda u (2,6 mag) em comparação a outras bandas (1,57 mag em r , por exemplo).

3.2 Espectroscopia

De acordo com Lamm et al. (2004), V354 Mon é uma estrela de tipo espectral K4, consistente com a temperatura efetiva obtida por Flaccomio et al. (2006), $T_{\text{ef}} = 4590$ K, usando a escala de tipo espectral/cor intrínseca de Kenyon & Hartmann (1995). Porém, essa escala é mais apropriada para anãs da Sequência Principal do que para estrelas jovens. Para verificar o tipo espectral desse objeto, estimamos a temperatura efetiva de V354 Mon com os espectros do FLAMES através de razões de linhas. Um conjunto de espectros sintéticos foram gerados com o código *Spectroscopy Made Easy* (SME) (Valenti & Piskunov, 1996), usando a mesma resolução e dentro da faixa espectral das observações do FLAMES. Foram avaliadas temperaturas entre 3500 K e 6000 K, com $\log g = 4,0$ e $4,5$ e metalicidade solar. Para essa faixa de T_{ef} e $\log g$, as linhas de FeI são muito dependentes da temperatura, enquanto as linhas de CaI não são. Portanto, a razão CaI/FeI é um bom indicador de T_{ef} , se as linhas de CaI e FeI usadas estiverem próximas em comprimento de onda, sendo também independente do velamento. Analisamos as linhas de CaI (6717,7 Å) e FeI (6546,2 Å), que estão sempre presentes e são facilmente identificadas no espectro. Comparando as razões de linhas medidas nos espectros teóricos e observados, obtivemos $T_{\text{ef}} = 4647 \pm 161$ K com $\log g = 4,5$ (anãs) e $T_{\text{ef}} = 4434 \pm 133$ K com $\log g = 4,0$ (estrelas jovens) para V354 Mon. Os erros foram calculados a partir do desvio padrão dos valores calculados com todos os espectros do FLAMES. Recentemente, Pecaute & Mamajek (2013) compilaram tabelas de temperatura efetiva vs. tipo espectral tanto para anãs e quanto para estrelas jovens (5-30 Myr). Avaliando as respectivas tabelas, os valores de T_{ef} calculados para V354 Mon são ambos consistentes com tipo espectral K4. Mariñas

et al. (2013) atribuíram tipo espectral K7 à V354 Mon baseados em uma calibração da razão de linha $[\text{OH}]/[\text{MgI}]$ obtida a partir de espectros de baixa resolução na banda H , com um erro de duas subclasses devido à calibração. Porém, na faixa espectral de K3-K7, a linha de OH ($1,69 \mu\text{m}$) é em torno de 5 a 10 vezes menos profunda que a linha de MgI ($1,50 \mu\text{m}$), o que pode dificultar sua análise em espectros de baixa resolução. Esse fato, juntamente com a dispersão presente na calibração, provavelmente aumenta a incerteza na determinação do tipo espectral na região K3-K7 através desse método. Nossos resultados baseados nos espectros do FLAMES não são compatíveis com tipo espectral K7, que corresponde a valores de T_{ef} mais baixos (4050 K para anãs e 3970 K para estrelas jovens, segundo as tabelas de Pecaute & Mamajek, 2013) do que os obtidos. Assim, concluímos que V354 Mon é de tipo espectral K4, em acordo com os resultados de Lamm et al. (2004) e Flaccomio et al. (2006).

A velocidade rotacional de V354 Mon foi calculada através da comparação com espectros sintéticos gerados pelo código SME. Utilizando a região espectral entre 6600 e 6705 Å, a velocidade rotacional do espectro teórico foi variada de 15 a 35 km/s mantendo os demais parâmetros fixos nos valores indicados no parágrafo anterior. Os melhores ajustes ficaram entre 20 e 25 km/s, resultando no valor final $v \sin i = (22 \pm 3) \text{ km/s}$.

O material levado do disco à estrela através das linhas de campo magnético atinge sua superfície com velocidade de queda livre, gerando uma mancha quente. Essa região de choque produz um excesso de fluxo no contínuo em relação à fotosfera estelar em comprimentos de onda do óptico e ultravioleta, reduzindo a profundidade das linhas fotosféricas observadas. Conhecido por velamento, esse efeito é medido através da comparação com as linhas fotosféricas de uma estrela de mesmo tipo espectral sem excesso de emissão (ETTF ou na Sequência Principal). 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. A fim de medir o velamento em V354 Mon, comparamos com o espectro médio da ETTF utilizada como padrão na redução dos dados (Seção 2.2). As larguras equivalentes de 24 linhas de absorção entre 6640 e 6820 Å foram calculadas para ambas estrelas através da integração da área delimitada pelo perfil da linha (Figura 3.16). De acordo com Petrov et al. (2011), o fator de velamento é definido como

$$v = \frac{EqW_{pad}}{EqW_*} - 1, \quad (3.2)$$

onde EqW_{pad} e EqW_* representam as larguras equivalentes da padrão e da estrela de interesse, respectivamente. Se não há velamento, as larguras equivalentes medidas no espectro da padrão e da estrela serão iguais e $v = 0$. No caso de haver velamento, a absorção será menos profunda no espectro da estrela e, portanto, a largura equivalente

será menor do que a da padrão, resultando em $v > 0$. Na Figura 3.17 mostramos o fator de velamento médio para cada noite. Desconsiderando os espectros ruidosos, o velamento está abaixo de 0,2. Assim, o velamento, se existente, é pequeno e em quase todas as noites está dentro do intervalo de incerteza típico do cálculo, $\sim 0,1$ (Stauffer et al., 2014). Esse resultado é consistente com a ausência de excesso no UV observada para essa estrela. Também notamos que não há indício de correlação da variação do velamento com o período fotométrico (Figura 3.17, gráfico inferior), indicando que a mancha quente não deve influenciar de forma significativa a variabilidade fotométrica em grande escala.

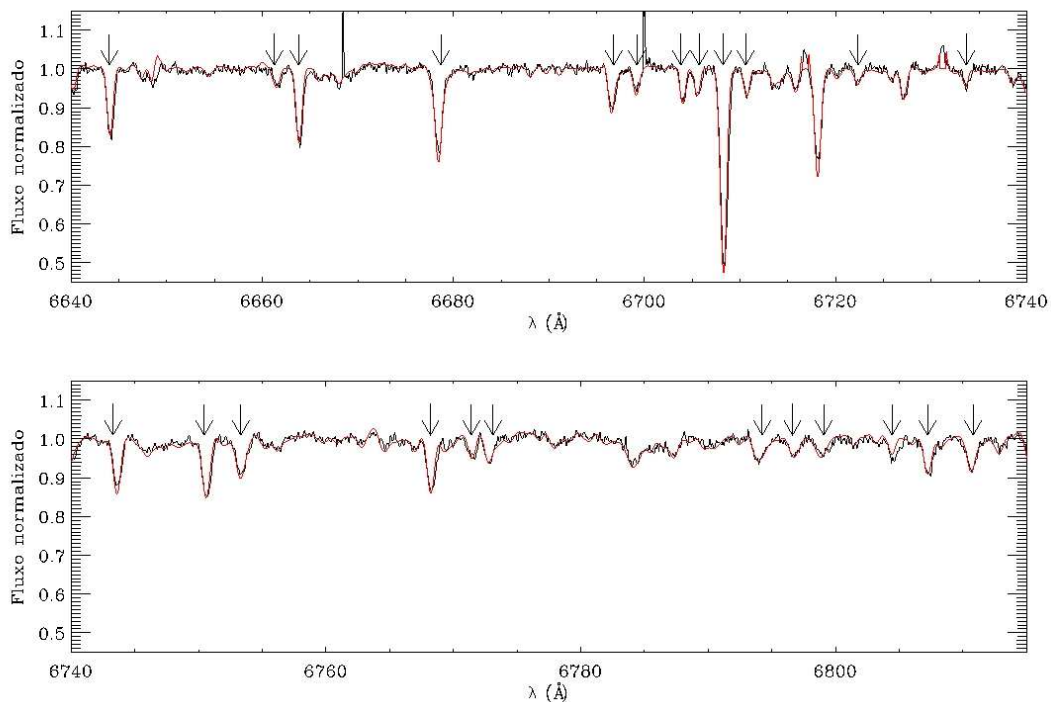


Figura 3.16: Região entre 6640 e 6820 Å do espectro de V354 Mon obtido em DJ-2 450 000 = 5981,59 com sobreposição do espectro médio da estrela padrão (linha vermelha) com aplicação das velocidades radial e rotacional de V354 Mon. As setas indicam as absorções utilizadas no cálculo do fator de velamento.

A linha de $H\alpha$ apresenta mais de uma componente com diferentes características e variabilidade. Como não foi possível subtrair a absorção fotosférica em $H\alpha$ durante o processo de redução dos dados, o perfil dessa linha pode ser decomposto em cinco Gaussianas: emissão nebular, emissão circunstelar, absorção fotosférica e duas absorções, uma desviada para o azul e outra para o vermelho. Porém esse não é um processo direto e fácil, pois todas essas Gaussianas devem ser ajustadas simultaneamente. Alguns espectros de V354 Mon apresentam as asas da emissão circunstelar muito bem definidas (Figura 3.18, gráfico à esquerda), o que facilita o ajuste. Mas em outros, somente a asa azul é

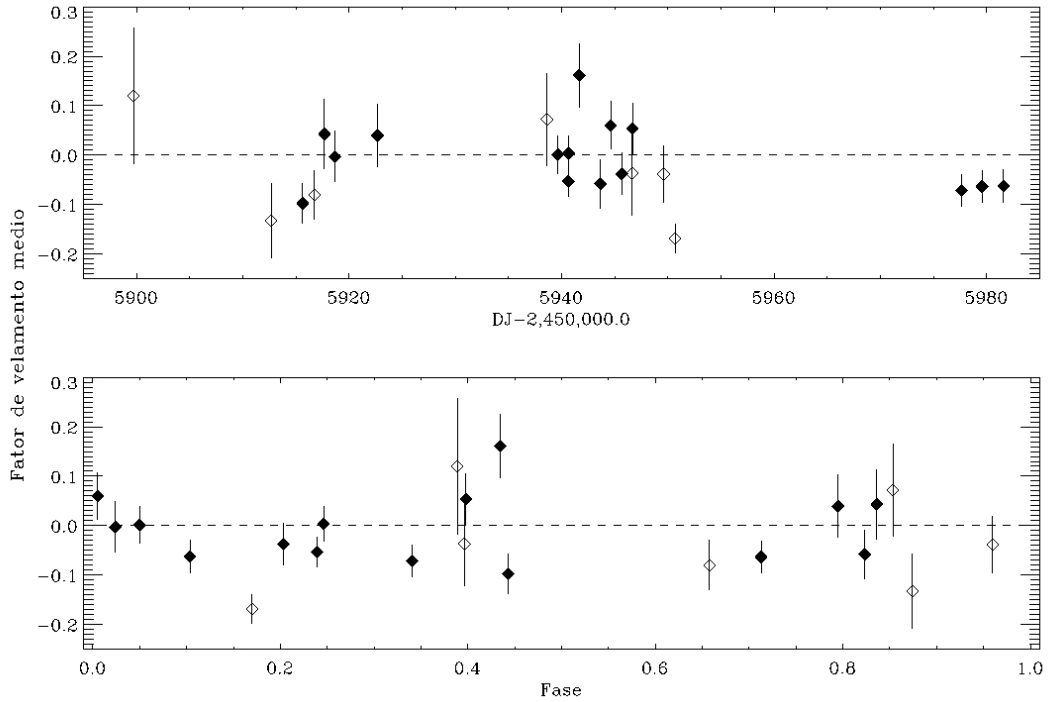


Figura 3.17: Fator de velamento médio para cada noite (superior) e em fase com período de 5,21 dias (inferior). Barras de erro foram calculadas a partir do desvio padrão. Símbolos sem preenchimento indicam os espectros ruidosos.

bem definida, sendo assim possível ajustar uma emissão estreita ou larga a um mesmo espectro (Figura 3.18, gráfico à direita), o que afeta os parâmetros das outras Gaussianas. Em muitos casos foi difícil definir as absorções desviadas para o vermelho e para o azul, pois várias configurações eram possíveis de serem ajustadas ao perfil e dependentes dos parâmetros iniciais fornecidos. Além disso, em muitos espectros a absorção desviada para o azul, se presente, parecia estar tão próxima da absorção fotosférica que o processo de decomposição funde ambas em uma grande absorção, sendo impossível separá-las.

Os espectros de V354 Mon apresentam uma variabilidade notável (veja Figura 2.1). Para quantificar essa característica, calculamos a variância temporal da linha de $H\alpha$ (Johns & Basri, 1995a), 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 3.19 apresentamos o perfil médio e a variância normalizada da linha de $H\alpha$. A absorção na parte desviada para o vermelho do perfil médio é produzida pelo material acelerado nas colunas de acreção. Há também uma forte emissão na parte desviada para o azul no espectro médio em ~ -100 km/s, que reflete a presença da asa azul da emissão em quase todos os espectros. Já a variância normalizada indica que a parte da linha

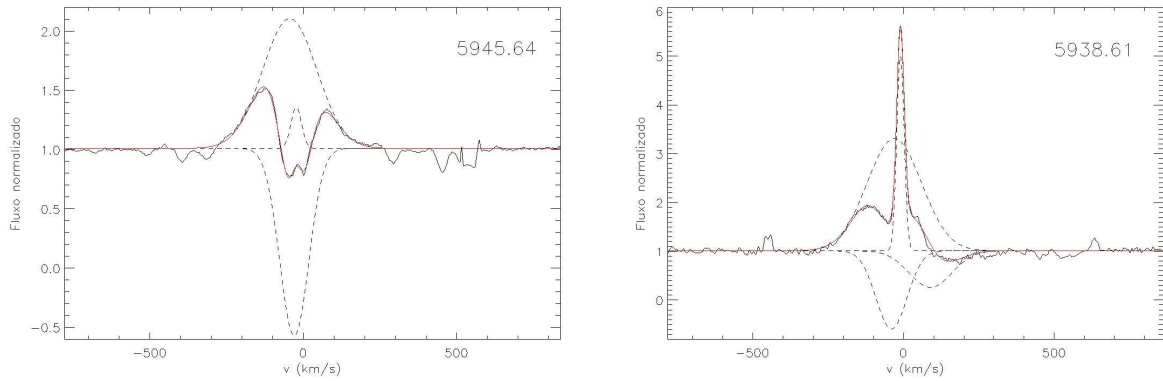


Figura 3.18: Decomposição do perfil de $H\alpha$ em Gaussianas para dois espectros diferentes, cujas datas estão indicadas em DJ-2 450 000 no painel. As linhas tracejadas correspondem às componentes individuais e a linha vermelha mostra a soma de todas as componentes, concordando muito bem com o perfil da linha. Note que as asas da emissão no espectro do gráfico à esquerda estão muito bem determinadas, mas não foi possível definir as absorções desviadas para o vermelho e para o azul. Já no espectro do gráfico à direita, somente a asa azul é bem definida, o que dificulta o ajuste da emissão. Nesse caso optamos por uma emissão larga, mas uma emissão estreita também pode ser ajustada ao perfil. Além disso, não foi possível separar a absorção fotosférica e a absorção desviada para o azul.

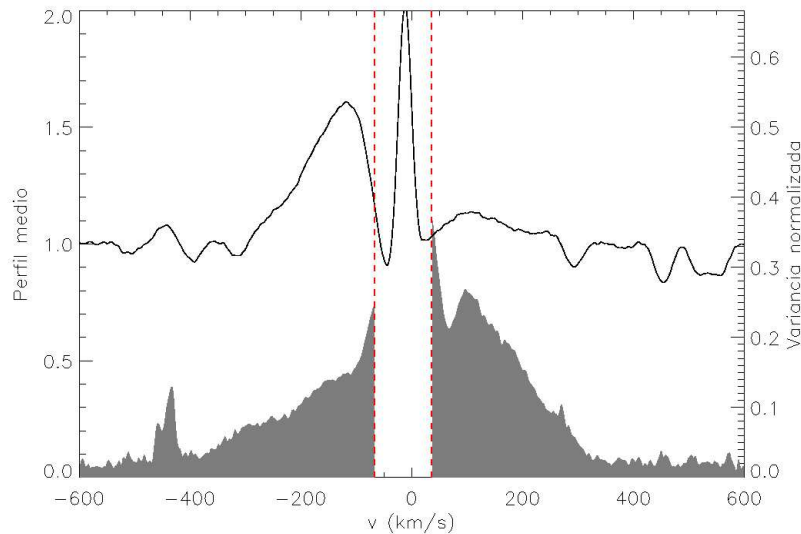


Figura 3.19: Perfil médio (linha sólida) e variância normalizada (área sombreada cinza) da linha de $H\alpha$. As linhas verticais tracejadas delimitam a região do espectro dominada pela emissão nebulosa.

desviada para o vermelho é mais variável que a desviada para o azul. Na campanha de 2008, a variância normalizada de $H\alpha$ apresentou um comportamento inverso, com a parte desviada para o azul mais variável que a desviada para o vermelho (Fonseca et al., 2014a, em anexo no Apêndice A). Em ambas campanhas, a variância exibe um perfil assimétrico. Porém, em 2008 a asa vermelha era mais extensa que a azul, com um decaimento mais

suave, enquanto que em 2011 ocorre o contrário, a asa azul é mais extensa e com um decaimento mais suave. Como a emissão em $H\alpha$ é produzida pelo gás magnetosférico em acreção, essa diferença pode indicar que a estrutura geométrica do fluxo de acreção se modificou entre as duas campanhas.

Outra questão interessante é em que medida as variações do perfil estão correlacionadas através de uma determinada linha do espectro. Para investigar isso, calculamos o coeficiente de correlação entre cada faixa de velocidade de 1,5 km/s no perfil de $H\alpha$, obtendo uma matriz dos coeficientes de correlação, $r(i,j)$. Essa matriz dá o valor de correlação entre a intensidade do i -ésimo intervalo de velocidade com a do j -ésimo (Johns & Basri, 1995a). 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 da matriz de correlação (Figura 3.20, gráfico à esquerda). A escala em cinza representa o coeficiente de correlação linear r , branco para uma correlação positiva ($r = 1$) e preto para uma anticorrelação ($r = -1$). A matriz apresenta regiões com mesmo tom de cinza claro a branco quando suas faixas de velocidade variam de forma coerente e em tom de cinza escuro a preto quando a variação é antagônica. Notamos que há uma boa correlação entre as variações das asas vermelha e azul.

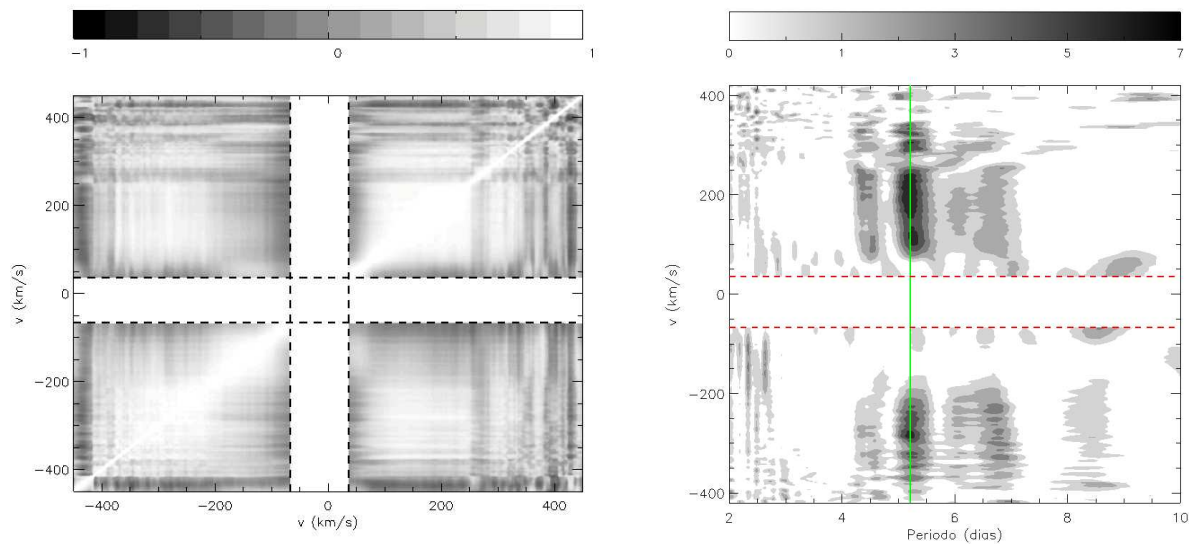


Figura 3.20: Mapa da matriz de autocorrelação de $H\alpha$ (à esquerda). A escala em cinza representa o coeficiente de correlação linear r , branco para uma correlação positiva ($r = 1$) e preto para uma anticorrelação ($r = -1$). Periodograma bidimensional do fluxo da linha de $H\alpha$ (à direita). A escala de potência varia de zero (branco) ao valor máximo (preto). A linha contínua verde indica o período fotométrico de 5,21 dias. Em ambos os gráficos, as linhas tracejadas delimitam a região do espectro dominada pela emissão nebular.

Investigamos a periodicidade do fluxo normalizado de $H\alpha$ através de uma análise de periodogramas (Scargle, 1982) da série temporal observada, feita independentemente em cada faixa de velocidade de 0,5 km/s ao longo do perfil. Os resultados foram dispostos lado a lado no espaço de velocidades para formar uma imagem. O gráfico bidimensional à direita na Figura 3.20 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. 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 emissão em $H\alpha$ varia de acordo com o período fotométrico de 5,21 dias, indicando que o mesmo fenômeno causa a modulação espectroscópica e fotométrica no óptico, como observado na campanha de 2008 (Fonseca et al., 2014a, em anexo no Apêndice A).

A fim de examinar melhor a correlação entre a variabilidade fotométrica e espectroscópica exibida no periodograma bidimensional do fluxo de $H\alpha$, os espectros foram ordenados em função da fase rotacional com período fotométrico (Figura 3.21). Dessa forma, podemos identificar similaridades e diferenças entre os espectros que estão na mesma posição em fase. Observamos que os espectros com evidência de absorção desviada para o vermelho estão localizados no aumento de brilho e no máximo da curva de luz. De acordo com o cenário de acreção magnetosférica com a direção do campo magnético estelar inclinada em relação ao eixo de rotação, 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 $H\alpha$ seja mais pronunciada e a velocidades maiores quando vemos essa região projetada na fotosfera ao longo de nossa linha de visada. Na campanha de 2008, observamos que a absorção desviada para o vermelho em $H\alpha$ era mais intensa no mínimo fotométrico, indicando uma conexão entre o funil de acreção e a diminuição do fluxo da estrela. Porém, essa relação não é observada na nova campanha, já que a absorção desviada para o vermelho aparece no perfil de $H\alpha$ fora do mínimo fotométrico. Uma interpretação desse resultado será apresentada no capítulo a seguir, em um contexto mais adequado para sua discussão.

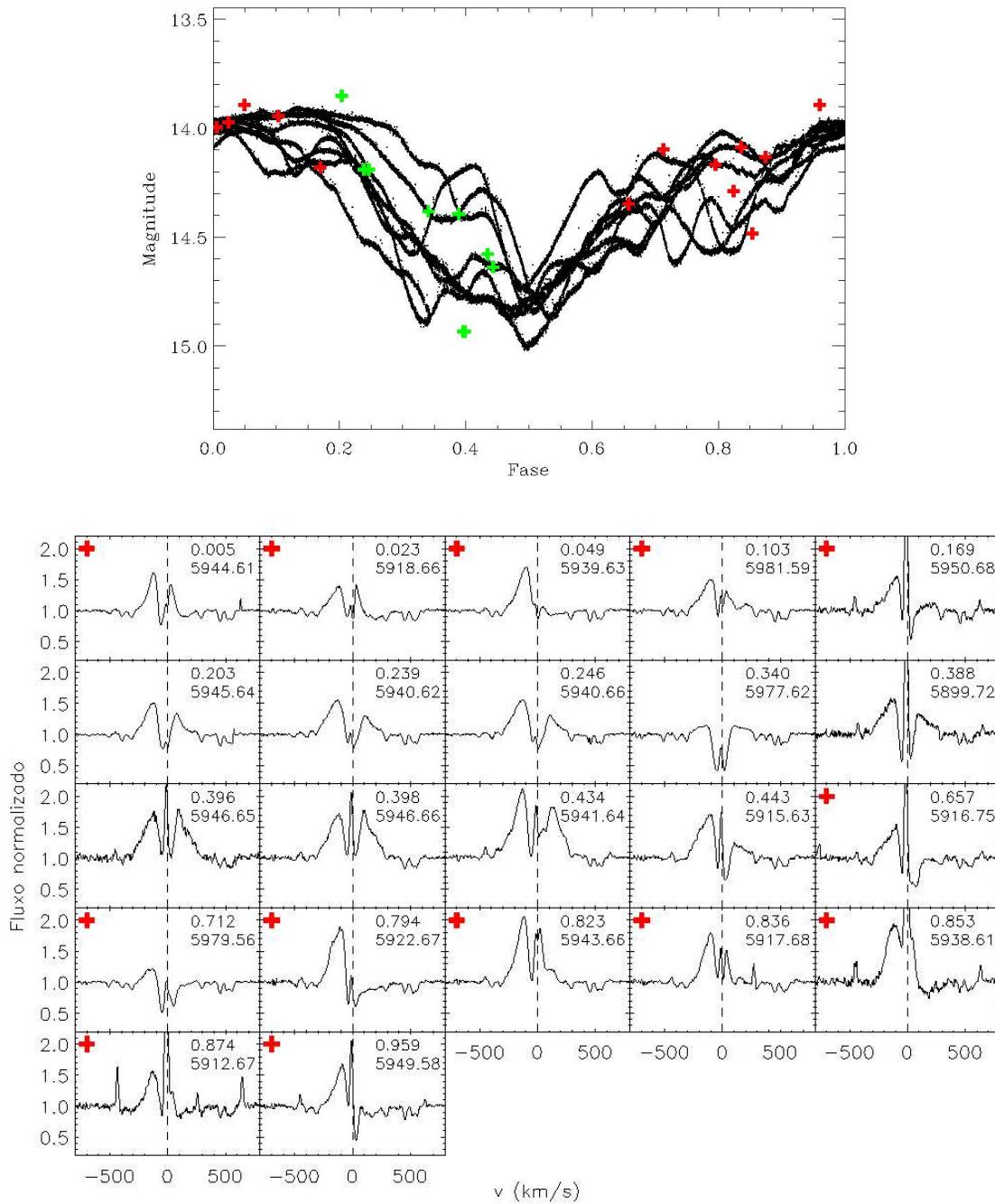


Figura 3.21: Perfis de H α ordenados de acordo com a posição em fase (número superior no painel). A data de observação está indicada em DJ-2450 000 (número inferior). A linha vertical tracejada marca a posição central da linha, em 6562,85 Å. O gráfico superior auxilia na localização das observações espectroscópicas (cruz) na curva de luz em fase, no qual os símbolos verdes representam os espectros sem absorção desviada para o vermelho. Em ambos gráficos, os símbolos vermelhos identificam os espectros com absorção desviada para o vermelho.

Capítulo 4

Modelagem da curva de luz do CoRoT

Simulações numéricas de magneto-hidrodinâmica (MHD) de Romanova et al. (2004) mostram que para desalinhamentos menores que 30° entre os eixos de rotação da estrela e do campo magnético estelar, uma deformação é produzida na parte interna do disco devido à tendência do material girar juntamente com a magnetosfera inclinada. Se o sistema estrela-disco é visto em alta inclinação, essa deformação pode ocultar periodicamente parte da fotosfera estelar a medida que o sistema gira. Em Fonseca et al. (2014a) identificamos a ocultação por material circunstelar como a responsável pela variação fotométrica de V354 Mon na campanha de 2008 e há evidência fotométrica que corrobora este cenário na campanha de 2011. Notamos também que a morfologia da curva de luz obtida com o CoRoT não se modificou entre as duas campanhas, portanto o fenômeno que produz a modulação de brilho deve ser o mesmo. V354 Mon é um sistema visto em alta inclinação em relação a nossa linha de visada, o que favorece a ocultação da estrela por material circunstelar. A inclinação é calculada através da relação

$$\text{sen } i = \frac{P(v \text{ sen } i)}{2\pi R_*}, \quad (4.1)$$

onde P é o período de rotação, $v \text{ sen } i$ é a componente da velocidade rotacional projetada em nossa linha de visada e R_* é o raio da estrela. Considerando o período fotométrico de $5,21 \pm 0,04$ dias, a velocidade rotacional derivada dos espectros observados, $v \text{ sen } i = 22 \pm 3$ km/s (veja Seção 3.2), e o raio da estrela calculado por Venuti et al. (2014), $R_* = 1,9 \pm 0,2 R_\odot$, obtivemos $79^\circ \pm 11^\circ$ para a inclinação i do eixo de rotação da estrela em relação à linha de visada. Alencar et al. (2010) mostraram que os períodos medidos para curvas de luz do tipo AA Tau estão dentro da mesma faixa dos períodos rotacionais das ETTCs

em NGC 2264, portanto é razoável considerar que o período fotométrico corresponde ao período de rotação de V354 Mon.

A fim de reproduzir a modulação fotométrica de V354 Mon observada com o CoRoT, aplicamos o modelo originalmente desenvolvido para AA Tau (Bouvier et al., 1999), no qual um *warp* na parte interna do disco circunstelar eclipsa a estrela. Conforme simulações MHD, essa deformação é resultado da interação do campo magnético dipolar da estrela, inclinado em relação ao eixo de rotação, e o material presente na parte interna do disco. O modelo de ocultação gera uma curva de luz sintética baseada na geometria da parte interna do disco, descrita pela equação

$$h(\phi) = h_{max} \left| \cos \frac{\pi(\phi - \phi_0)}{2\phi_c} \right|, \quad (4.2)$$

onde ϕ_0 é o azimute da altura máxima do disco, correspondendo ao centro do eclipse na fase fotométrica, e ϕ_c é a semi-extensão azimutal do *warp*. Assim, a altura da parte interna do disco decresce suavemente de seu valor máximo h_{max} em ϕ_0 a zero em $\phi_0 \pm \phi_c$.

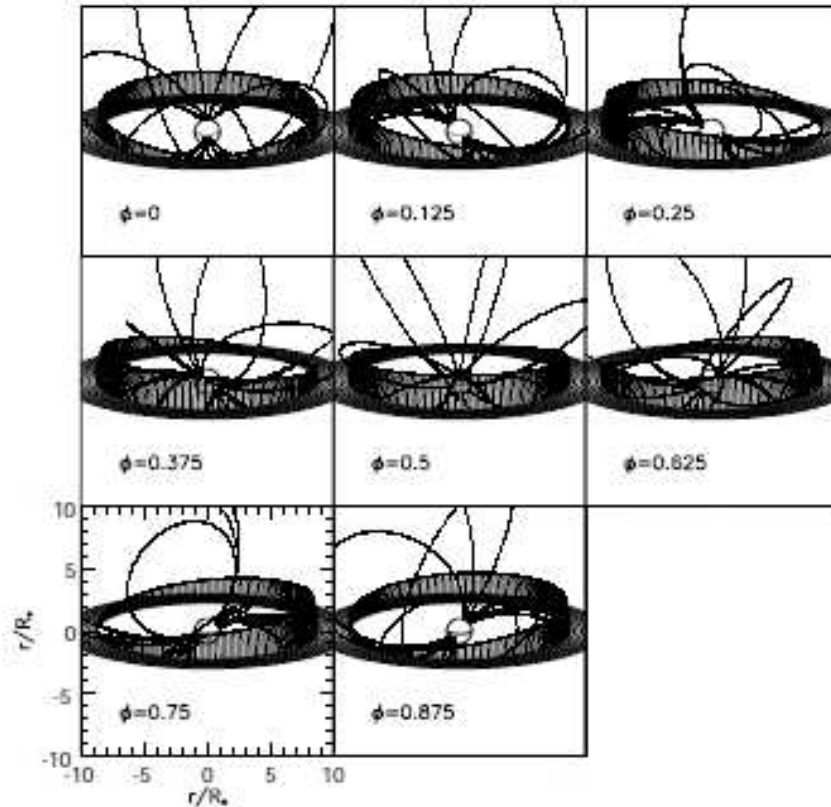


Figura 4.1: Aparência em várias fases de um sistema com uma deformação na parte interna do disco circunstelar de acordo com o modelo de ocultação. Este modelo apresenta um campo magnético inclinado 52° em relação ao eixo de rotação e forte o suficiente para truncar o disco a uma distância de $8,8 R_*$. Somente a parte superior da deformação acima do plano médio do disco é mostrada para maior clareza. Figura retirada de Bouvier et al. (1999).

A Figura 4.1 mostra a aparência de um sistema em várias fases de acordo com esse modelo. A deformação é considerada completamente opaca, uma vez que não há parâmetros no modelo que caracterizam a distribuição dos grãos de poeira no disco. Portanto a radiação estelar é totalmente absorvida pelo material presente no *warp* independente do comprimento de onda.

O modelo de ocultação considera que o *warp* está localizado no raio de corotação, onde a velocidade Kepleriana no disco é igual a velocidade de rotação da estrela. Para estrelas com taxas de acreção média/baixa, em geral a emissão em H α é produzida principalmente no funil de acreção. Como essa estrutura gira com a velocidade de rotação da estrela, o fato do perfil de H α apresentar variações com o mesmo período da fotometria indica que o *warp* está efetivamente posicionado próximo ao raio de corotação. No caso de V354 Mon, isso equivale a uma distância radial da estrela de

$$r_c = \left(\frac{P}{2\pi} \right)^{2/3} (GM_*)^{1/3} = 7,4 R_*, \quad (4.3)$$

onde P é o período fotométrico de $5,21 \pm 0,04$ dias, M_* e R_* são a massa e o raio da estrela calculados por Venuti et al. (2014) (Tabela 4.1).

Tabela 4.1: Parâmetros de V354 Mon usados no modelo de ocultação por material circunestelar

| | | |
|--|---------------------|----------------------------------|
| período fotométrico | P (dias) | $5,21 \pm 0,04$ |
| raio | R_* (R_\odot) | $1,9 \pm 0,2$ ⁽¹⁾ |
| massa | M_* (M_\odot) | $1,4 \pm 0,1$ ⁽¹⁾ |
| | idade (anos) | $4,8 \times 10^6$ ⁽¹⁾ |
| inclinação do eixo de rotação | i | $79^\circ \pm 11^\circ$ |
| raio de corotação | r_c (R_*) | $7,4 \pm 1,1$ |
| velocidade máxima da absorção desviada para o vermelho em H α | v_{max} (km/s) | 250 ± 20 |
| velocidade de queda livre do material no fluxo de acreção | v_{ql} (km/s) | 490 ± 50 |
| inclinação do eixo magnético | i_B | $59^\circ \pm 7^\circ$ |

⁽¹⁾Venuti et al. (2014)

Segundo simulações MHD, o eixo da magnetosfera estelar deve estar um pouco desalinhado em relação ao eixo de rotação para produzir o *warp* na parte interna do disco circunestelar. O material ionizado presente nessa região segue as linhas de campo magnético que conectam o disco à estrela. Absorções desviadas para o vermelho são geradas nos perfis das linhas de emissão por esse material sendo acretado em velocidade de queda livre em direção à fotosfera estelar. Observamos que no espectro obtido em DJ-2 450 000 = 5979,56, a absorção desviada para o vermelho apresenta velocidade máxima projetada na linha de visada de $v_{max} = 250 \pm 20$ km/s. A velocidade de queda livre do material no fluxo de acreção lançado do raio de corotação de $7,4 R_*$ até a fotosfera estelar é de

$$v_{ql} = \left[\frac{2GM_*}{R_*} \left(1 - \frac{R_*}{r_c} \right) \right]^{1/2} \simeq 490 \text{ km/s}. \quad (4.4)$$

Considerando a massa e o raio de V354 Mon (Tabela 4.1), um núcleo radiativo já se desenvolveu em seu interior. De acordo com Gregory et al. (2012), estrelas com essa configuração possuem campos magnéticos em grande escala axissimétricos e com componentes de ordem maior, tipicamente octupolo, que dominam sobre o dipolo na superfície estelar. Porém, a componente dipolar é em geral mais forte que a octupolar a grandes distâncias da estrela, então material é levado do disco em direção à estrela ao longo das linhas de campo dipolar. O octupolo é mais importante próximo da fotosfera, redirecionando os fluxos de acreção em direção ao pólo octupolar e influenciando o formato das manchas quentes (veja o caso de V2129 Oph: Donati et al., 2011; Romanova et al., 2011; Alencar et al., 2012). A geometria dipolar do fluxo de acreção permite a estimativa da inclinação do eixo magnético i_B através da relação $\cos i_m = v_{max}/v_{ql}$. Isso resulta em um ângulo de $59^\circ \pm 7^\circ$ para a inclinação da magnetosfera de V354 Mon em relação à linha de visada. Portanto há um desalinhamento de $\sim 20^\circ$ entre os eixos de rotação e magnético, capaz de gerar o *warp* na parte interna do disco segundo simulações MHD de Romanova et al. (2004).

Os parâmetros livres do modelo de ocultação são a altura máxima h_{max} e a extensão azimutal $2\phi_c$ do *warp*, que influenciam a amplitude de variabilidade e a duração em fase da ocultação, respectivamente. Mantendo esses parâmetros fixos, obtivemos o melhor

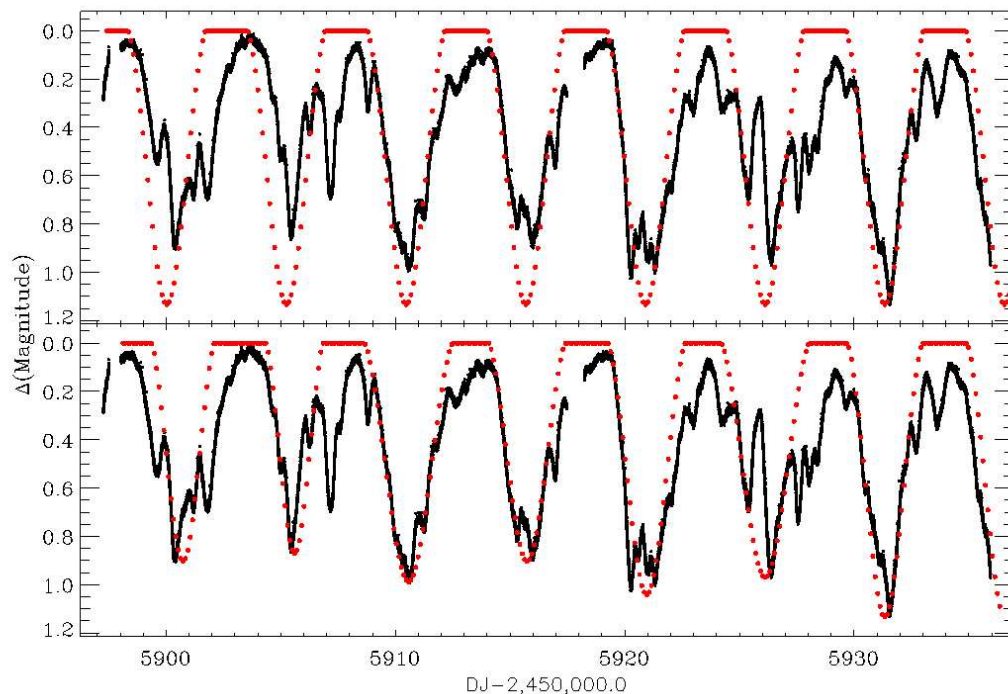


Figura 4.2: Melhor ajuste do modelo de ocultação com parâmetros fixos (superior), correspondendo a um *warp* com escala de altura máxima de $0,22 r_c$ e uma extensão azimutal de 280° . Ajuste individual do modelo a cada mínimo da curva de luz (inferior). As características do *warp* correspondentes estão listadas na Tabela 4.2.

ajuste do modelo à curva de luz do CoRoT com uma escala de altura máxima de $0,22 r_c$ e uma extensão azimutal de 280° (Figura 4.2, gráfico superior). Embora essa configuração seja menor em altura e menos extensa do que a obtida no ajuste do modelo à curva de luz de 2008, $h_{max} = 0,3 r_c$ e $2\phi_c = 360^\circ$ (Fonseca et al., 2014a, em anexo no Apêndice A), o *warp* continuou presente na parte interna do disco, o que confirma sua existência a longo prazo. O fato de que o mínimo fotométrico muda seu formato a cada ciclo rotacional indica uma variação nas características do *warp* numa escala de alguns dias. A partir do ajuste individual do modelo a cada mínimo (Figura 4.2, gráfico inferior), notamos que os parâmetros do *warp* não são muito diferentes entre si (Tabela 4.2), corroborando a estabilidade da estrutura de ocultação em um período de poucos dias.

Tabela 4.2: Parâmetros do modelo de ocultação aplicados no ajuste individual dos mínimos da curva de luz.

| Mínimo | $h_{max} (r_c)$ | $2\phi_c (^\circ)$ |
|----------------|-----------------|--------------------|
| 1 ^o | 0,20 | 230 |
| 2 ^o | 0,20 | 210 |
| 3 ^o | 0,21 | 320 |
| 4 ^o | 0,20 | 280 |
| 5 ^o | 0,21 | 280 |
| 6 ^o | 0,21 | 320 |
| 7 ^o | 0,22 | 270 |

É importante ressaltar que esse modelo serve com um guia simplificado para reproduzir as características em grande escala da variação fotométrica, pois considera que o *warp* é uma estrutura uniforme. Como mencionado na Seção 3.1, os mínimos da curva de luz parecem ser assimétricos, com o aumento de brilho mais lento do que a diminuição, uma característica também observada em AA Tau (Bouvier et al., 2003). Isso provavelmente indica que o *warp* não é azimutalmente simétrico e talvez tenha um padrão de onda espiral, como produzido por uma das configurações magnéticas exploradas por Terquem & Papaloizou (2000) ao analisar através de um modelo físico a maneira como o disco responde a uma magnetosfera estelar inclinada. Já sobre a natureza do material presente no *warp*, o modelo é consistente com as observações de V354 Mon, pois as análises feitas indicam que a estrutura que oculta periodicamente a fotosfera estelar deve ser espessa para reproduzir a variabilidade observada. Além disso, espera-se que o desenvolvimento de um *warp* aumente consideravelmente a porção iluminada da parte interna do disco, o que possivelmente leva a elevados valores de excesso de emissão no infravermelho próximo. Isso explica o fato dos fluxos observados no máximo fotométrico nas bandas *J* e *H* não se ajustarem ao modelo de atmosfera estelar para 4700 K da mesma maneira que os dados da literatura se ajustaram ao modelo de 4500 K (Figura 3.12), uma vez que no máximo fotométrico estamos vendo o *warp* na parte posterior do disco em relação a linha de visada

e, portanto, uma área maior da parte interna do disco está emitindo no infravermelho próximo nesse momento em nossa direção.

Em relação ao ajuste individual dos mínimos da curva de luz, em 2008 a altura máxima do *warp* apresentou valores entre 0,23 e 0,31, uma variação de 26% em relação ao maior valor. Em 2011, a altura máxima ficou entre 0,20 e 0,22, 9% de variação em relação ao valor máximo. No modelo de ocultação, a altura máxima do *warp* influencia a profundidade do mínimo da curva de luz. Como visto na Seção 3.1, a dispersão entre os ciclos rotacionais é maior em 2008 do que em 2011, assim como a amplitude de variabilidade, 1,74 mag na primeira campanha e 1,13 mag na segunda. Portanto, a mudança nos parâmetros obtidos com o ajuste do modelo de ocultação à curva de luz de uma campanha para outra apenas demonstra as pequenas diferenças morfológicas entre as curvas de luz e evidencia a natureza dinâmica da interação entre o campo magnético estelar e a parte interna do disco. De qualquer maneira, as principais características da modulação fotométrica permaneceram as mesmas, indicando que o fenômeno de ocultação por material circunstelar é estável ao longo de alguns anos. AA Tau também exibiu padrões diferentes nos mínimos da curva de luz em diferentes épocas (Bouvier et al., 2007), apontando para uma evolução da estrutura da parte interna do disco circunstelar desse objeto em uma escala de anos.

O material no fluxo de acreção absorve os fótons gerados pelo choque de acreção ou pela parte inferior da coluna de acreção, produzindo assim uma absorção desviada para o vermelho no perfil de $H\alpha$ quando vemos o funil projetado na fotosfera estelar em nossa linha de visada. Em 2008, essa absorção era mais intensa no mínimo fotométrico, indicando que as posições do *warp*, que oculta periodicamente a estrela, e do fluxo de acreção coincidiam. Como visto na Seção 3.2, o fato de que em 2011 a absorção desviada para o vermelho é observada fora do mínimo fotométrico pode sugerir que o funil de acreção esteja distorcido e a posição da mancha quente, localizada na extremidade superior do funil de acreção, não corresponde à posição do *warp*, localizado próximo a base do funil. Simulações MHD recentes de ondas geradas no disco por um dipolo inclinado e em rotação (Romanova et al., 2013) mostraram que quando o raio de corrotação está localizado bem próximo à parte interna do disco ($r_c/r_i \approx 1,15-1,25$), a magnetosfera em rotação produz um *warp* perto do raio de corrotação e, portanto, gira juntamente com a estrela. Uma estrutura semelhante também é formada no disco se sua parte interna gira mais rápido que a estrela, ou seja, o raio interno do disco é menor que o raio de corrotação, porém esse *warp* gira mais lentamente que a estrela, gerando uma diferença de fase entre as posições do *warp* e do funil (Figura 4.3). V354 Mon pode ser um exemplo desse último caso. O raio interno do disco se torna menor do que o raio de corrotação durante períodos de aumento da acreção ou quando a componente dipolar do campo magnético estelar diminui devido a processos internos no dínamo.

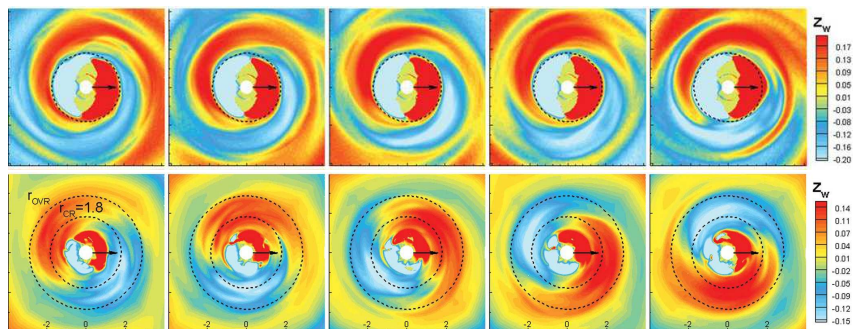


Figura 4.3: Resultados de simulações MHD de ondas geradas no disco por um dipolo inclinado e em rotação. A parte interna do disco é visualizada em diferentes tempos, na qual a altura média do centro de massa do disco está acima (cores de amarelo à vermelho) ou abaixo (cores de verde a azul) do plano equatorial. Os gráficos estão em um sistema de coordenadas que gira com a estrela. Na figura superior, vemos um *warp* em repouso no referencial da estrela, enquanto que na figura inferior o *warp* gira lentamente. Figuras retiradas de Romanova et al. (2013).

A absorção desviada para o vermelho presente no perfil de $H\alpha$ indica que há material em alta velocidade caindo na estrela e se chocando com a fotosfera de V354 Mon, então esperaríamos observar algum indício da presença da mancha quente na superfície estelar. Porém, como vimos nas seções 3.1 e 3.2, não foi medido excesso de emissão no ultravioleta ou velamento espectral nesse objeto, o que pode sugerir que a mancha está oculta pelos fluxos magnetosféricos na maior parte do tempo ou o contraste de temperatura entre a fotosfera e a mancha é muito pequeno para ser detectado com a precisão de nossas observações. A ausência de emissão na linha de HeI (Figura 2.3), que é formada na extremidade superior do funil de acreção próximo à região de choque com a fotosfera, também corrobora essa hipótese. Portanto, a mancha quente deve existir na superfície de V354 Mon, mas não influencia de forma significativa a variabilidade fotométrica observada nesse objeto.

Através de simulações MHD tridimensionais de acreção magnetosférica, Kulkarni & Romanova (2008) mostraram que a matéria pode ser acretada de duas maneiras: estável ou instável. No regime estável, o gás flui em torno da magnetosfera através de dois funis ordenados, que levam o material até a superfície estelar próximo aos polos magnéticos, formando duas manchas quentes ordenadas. No regime instável, a estrela acreta matéria através de vários fluxos estreitos transientes, produzidos pela instabilidade magnética de Rayleigh-Taylor que ocorre na interface entre o disco de acreção e a magnetosfera estelar. Esses fluxos depositam gás em lugares aleatórios na superfície estelar, porém mais próximos do equador, gerando várias manchas quentes caóticas e esporádicas. O formato e a quantidade de fluxos estreitos transientes mudam na escala de tempo dinâmica da parte interna do disco. Dessa maneira, espera-se que as curvas de luz associadas a manchas quentes sejam periódicas no regime estável e caóticas no regime instável. Em termos qualitativos, a instabilidade depende da força gravitacional efetiva atuando na

parte interna do disco. A magnetosfera estelar faz com que o material presente nessa região gire juntamente com a estrela. Assim, se o raio interno é significativamente menor que o raio de corotação, o material na parte interna do disco é desacelerado pela magnetosfera e a força gravitacional efetiva agindo sobre ele aumenta, o que provoca o surgimento de fluxos instáveis. A posição do raio interno do disco é influenciada pela taxa de acreção e pela rotação e campo magnético estelares. Além disso, a instabilidade é suprimida para grandes desalinhamentos entre os eixos de rotação e magnético ($\gtrsim 25^\circ$, Kulkarni & Romanova, 2009).

Usando os resultados dessas simulações, Kurosawa & Romanova (2013) construíram modelos de transferência radiativa tridimensionais para os dois tipos de regime de acreção a fim de analisar a variabilidade temporal dos perfis das linhas do hidrogênio causada por mudanças dinâmicas nos fluxos de acreção. No regime estável, a absorção desviada para o vermelho aparece nos perfis das linhas apenas durante uma parte da fase rotacional e sua ocorrência é periódica com o período de rotação da estrela, uma vez que o funil de acreção ordenado atravessa a linha de visada do observador somente uma vez a cada rotação. Já no regime instável, essa componente é observada na maioria das fases rotacionais e não-periódica, refletindo a presença de vários fluxos estreitos instáveis que se formam aleatoriamente e frequentemente passam pela linha de visada do observador. Como V354 Mon apresenta variação em brilho periódica pelo menos desde as observações de Lamm et al. (2004) em 2000 sem modificar de maneira significativa o valor do período, o processo pelo qual essa estrela acreta matéria deve ser organizado e, portanto, espera-se que ela esteja no regime estável desde essa época. De acordo com Kurosawa & Romanova (2013), o fato de que a absorção desviada para o vermelho em $H\alpha$ só está presente em determinados instantes da fase rotacional, além da mudança no perfil dessa linha ser periódica com o período de rotação da estrela, corrobora a estabilidade da acreção nesse objeto.

Whitney et al. (2003) desenvolveram um código de transferência radiativa para criar modelos de curvas de luz de objetos estelares jovens, considerando um sistema axisimétrico constituído por um disco de poeira e um envoltório aquecidos pela fonte central e pela luminosidade de acreção. Recentemente, esse código foi atualizado para incluir novos processos de emissão e várias estruturas geométricas adequadas a estrelas em formação, como manchas quentes na estrela devido à acreção, deformações na parte interna e estruturas espirais no disco, variação na densidade da estrutura do disco e do envoltório, entre outras configurações bi- e tridimensionais. O código calcula a distribuição de energia espectral emergente e simula a variabilidade fotométrica em vários comprimentos de onda devido à rotação da estrela e de sua magnetosfera. As equações que descrevem o modelo de acreção, mancha quente e geometria do disco estão detalhadas em Whitney et al. (2013).

Com várias configurações possíveis, esse modelo foi usado para tentar reproduzir as diferentes morfologias das curvas de luz obtidas nas recentes campanhas de monitoramento fotométrico em diferentes comprimentos de onda dos aglomerados jovens de Órion (Morales-Calderón et al., 2011) e NGC 2264 (Cody et al., 2014), a fim de caracterizar os processos físicos e a geometria de objetos jovens (Kesseli et al., 2016). O modelo base utilizado considera uma ETTC típica de baixa massa, com $M = 0,5 M_{\odot}$, $T = 4000 \text{ K}$ e $R = 2 R_{\odot}$, cercada por um disco de acreção de massa $M_{disc} = 0,05 M_{\odot}$ e raio externo de 100 UA. A estrela e a parte interna do disco possuem o mesmo período de rotação devido à frenagem aplicada através da magnetosfera. Material do disco atinge a superfície da estrela, levado através das linhas de campo magnético, e uma mancha quente é criada no local do choque. O campo magnético estelar é dipolar e a acreção é considerada estável, na qual são formadas duas manchas quentes ordenadas separadas por 180° em azimute, sendo cada uma localizada a 45° em latitude. Na parte interna do disco a poeira é sublimada, portanto o material levado até a estrela é gasoso e considerado opticamente fino de forma a não interagir com a radiação estelar. Os *warps* são criados na superfície do disco onde a poeira se ergue acima do plano do mesmo juntamente com o gás a ser acretado, estando assim localizados na mesma longitude que as manchas quentes.

A partir desse modelo de transferência radiativa, geraram-se curvas de luz sintéticas no óptico (bandas V e I), infravermelho próximo (banda J) e médio (filtros 1 e 2 do IRAC) para diferentes conjuntos de parâmetros (Kesseli et al., 2016). A fotometria no

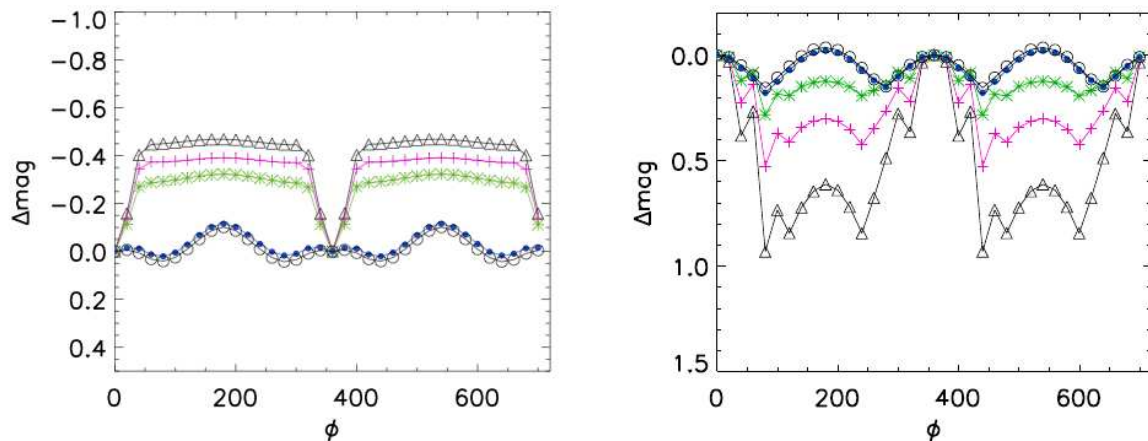


Figura 4.4: Curvas de luz ao longo de duas rotações geradas pelo código de Whitney et al. (2013) para duas configurações diferentes: modelo base sem manchas quentes e com *warp* grande e extenso visto de um ângulo de 65° (esquerda), e modelo base com variação na densidade do disco visto de um ângulo de 60° (direita). Os triângulos pretos correspondem à banda V ($0,55 \mu\text{m}$), cruzes rosas à banda I ($0,8 \mu\text{m}$), asteriscos verdes à banda J ($1,23 \mu\text{m}$), pontos azuis à banda 1 do IRAC ($3,6 \mu\text{m}$) e círculos pretos à banda 2 do IRAC ($4,5 \mu\text{m}$). Figuras retiradas de Kesseli et al. (2016).

visível é dominada pela emissão das manchas quentes na superfície da estrela e, à medida que o comprimento de onda observado aumenta, a influência da mancha quente se torna menos importante e a radiação fica mais fortemente afetada pela poeira presente no disco. Dessa maneira, a emissão nas bandas do IRAC resulta do aquecimento da parte interna do disco. Os quatro principais parâmetros que geram diferentes tipos de variabilidade fotométrica são o contraste de temperatura entre a estrela e a mancha quente, o raio da parte interna do disco, tamanho e formato do *warp* e a inclinação na qual o sistema é visto. Dois exemplos de curvas de luz sintéticas são mostrados na Figura 4.4. O gráfico à esquerda representa um sistema visto de um ângulo de 65° , no qual um *warp* grande e extenso oculta periodicamente uma estrela sem manchas quentes. Essa configuração apresenta uma modulação semelhante à de V354 Mon, com platôs de brilho constante interrompidos por episódios periódicos de atenuação, além da amplitude de variabilidade diminuir com o aumento do comprimento de onda. No entanto, a variação nas bandas do IRAC não retrata o que é observado em V354 Mon, onde os mínimos no infravermelho são simultâneos aos do óptico. Já o gráfico à direita exibe a curva de luz sintética de um sistema visto de um ângulo de 60° com variações na densidade do disco. Essa não-homogeneidade da distribuição de material em torno da estrela reproduz a variação em pequena escala da curva de luz de V354 Mon no óptico, onde mínimos estreitos se sobrepõem à modulação em grande escala causada pela ocultação da estrela pelo *warp*. Assim, esse modelo de transferência radiativa sugere que a variabilidade fotométrica de V354 Mon no óptico pode ser produzida por eclipses devido a um *warp* com densidade não-homogênea localizado na parte interna do disco.

Capítulo 5

Fotometria de Maidanak: variabilidade em longa escala temporal

O aglomerado estelar jovem NGC 2264 possui um objeto bastante peculiar que vem sendo intensamente estudado a pouco mais de uma década, KH 15D, 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 constantes 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 tivemos acesso aos dados. Portanto essa foi 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.

5.1 Tratamento dos dados

O conjunto de imagens de KH 15D compreende observações feitas em Maidanak entre Novembro de 2000 e Outubro de 2008, totalizando 4356 imagens. Estas estão agrupadas em meses e o número de observações feitas por mês varia significativamente, entre 5 imagens em Março de 2007 a 352 em Dezembro de 2003. Como as imagens nem sempre

estão bem centralizadas em KH 15D, nem todas contém V354 Mon. Para aumentar as chances dessa estrela estar no campo observado, escolhemos os grupos de dados que tinham o maior número de observações naquele ano e que eram compostos por mais de 100 imagens. Dessa maneira, selecionamos cinco grupos, listados na Tabela 5.1. As imagens foram obtidas utilizando-se o telescópio AZT 22 de 1,5 m com a câmera CCD UBAI (Site 800×2000) e chip CCD SITE005, de ruído de leitura $5,3 e^-$ e fator de conversão (ganho) $1,2 e^-/ADU$. Somente as observações de Novembro de 2000 foram feitas com os filtros *UBVRI*, nos demais grupos somente o filtro *I* foi usado. O tempo de exposição variou entre 10 e 300 segundos.

Tabela 5.1: Grupos de imagens de KH 15D selecionados.

| Grupo | Total de imagens | Imagens com V354 Mon |
|---------------|------------------|----------------------|
| Novembro 2000 | 340 | 340 |
| Dezembro 2001 | 316 | 0 |
| Outubro 2002 | 250 | 230 |
| Dezembro 2003 | 348 | 348 |
| Outubro 2005 | 141 | 141 |

As imagens já estavam previamente corrigidas do perfil instrumental através da subtração de *bias*, correção de *overscan* e divisão por *flat-field*, conforme registrado nos cabeçalhos das mesmas. Esses procedimentos de redução foram realizados pela equipe da Academia Uzbeque de Ciências, responsável pelo Observatório do Monte Maidanak. Analisando uma primeira imagem, notamos que V354 Mon se localiza bem próxima da extremidade (veja Figura 5.1, imagem superior). Como a centralização da imagem pode variar a cada noite, foi necessário verificar em quais imagens a estrela estava presente. A maneira mais simples de fazer isso é utilizar as informações de solução de placa dadas no cabeçalho de cada imagem, que fornecem a coordenada em pixel do ponto de referência na imagem, coordenada celeste deste ponto em graus e escala de placa (graus/pixel). A partir das coordenadas celestes do objeto e da solução de placa, é possível calcular suas coordenadas em pixel na imagem usando o procedimento do IDL *ad2xy*. Infelizmente, todas as imagens não possuíam solução de placa, sendo necessário criá-la. Para isso, realizamos os seguintes passos:

- seleção de uma imagem de referência em cada grupo de imagens;
- criação de um catálogo contendo coordenadas celestes e coordenadas em pixel de várias estrelas presentes na imagem de referência;
- criação das informações astrométricas de solução de placa no cabeçalho da imagem de referência usando o catálogo e a tarefa *ccmap*;

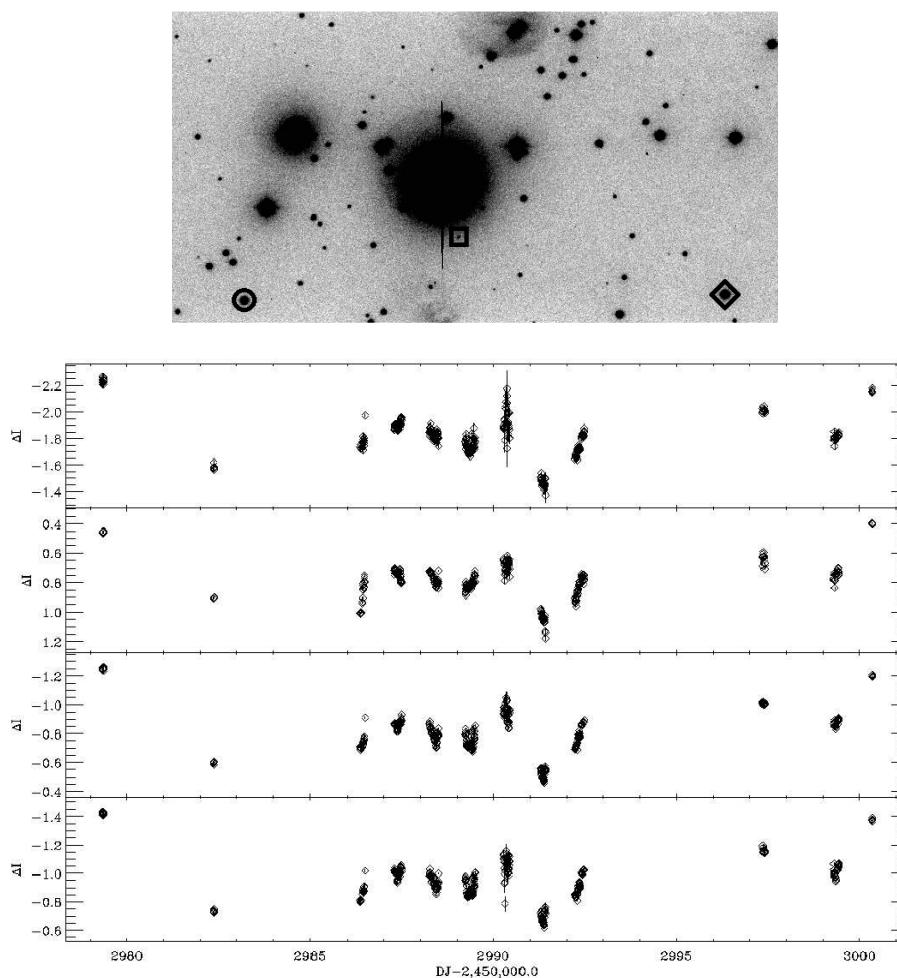


Figura 5.1: Imagem de referência das observações de Dezembro de 2003 (superior), no filtro *I*. V354 Mon, KH 15D e a estrela de comparação final estão identificadas por um círculo, um quadrado e um losango, respectivamente. O norte aponta para baixo e o leste para direita. Curvas de luz da fotometria diferencial obtida em Dezembro de 2003 usando as quatro estrelas de comparação testadas (inferior). O segundo gráfico, de cima para baixo, corresponde à estrela de comparação final. As barras verticais indicam os erros em cada medida.

- obtenção das coordenadas em pixel de uma mesma estrela em cada imagem do grupo;
- cálculo da diferença (*shift*) da posição dessa estrela nas imagens em relação a sua posição na imagem de referência;
- refinamento do *shift* das imagens em relação à imagem de referência, usando os valores obtidos no item anterior como parâmetros iniciais e a tarefa *imalign*;
- cópia da solução de placa da imagem de referência para as demais imagens do grupo usando a tarefa *wscopy*;
- modificação das coordenadas em pixel do ponto de referência de cada imagem, usando os valores de *shift* obtidos com a tarefa *imalign* e as coordenadas em pixel do ponto de referência da imagem de referência.

Dessa maneira, construímos as soluções de placa de todas as imagens e as usamos para verificar quais apresentavam V354 Mon no campo observado, usando KH 15D como controle, já que todas as imagens estão centralizadas nessa estrela. O resultado encontra-se na tabela 5.1. Em seguida, demos início ao procedimento para realizar a fotometria das estrelas, constituído pela sequência de passos abaixo:

- estabelecemos os parâmetros do observatório, como latitude e longitude, usando a tarefa *observatory*, já que o observatório do Monte Maidanak não está cadastrado na base de dados de observatórios padrão do IRAF;
- corrigimos o tempo sideral para o meio da exposição através da tarefa *asthedit*, pois 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*;
- corrigimos os valores de ganho e ruído de leitura do CCD usando a tarefa *hedit*, uma vez que esses valores não constavam no cabeçalho da imagem, sendo obtidos em Shalyapin et al. (2009);
- fizemos a curva de crescimento para V354 Mon utilizando a imagem de referência de cada grupo, ou seja, medimos sua magnitude para aberturas concêntricas de vários tamanhos e determinamos que a partir de um raio de 20 pixels a magnitude da estrela não sofria alterações significativas com o aumento da região;
- criamos um arquivo de coordenadas da imagem de referência usando a tarefa *daofind*;
- obtivemos as magnitudes das estrelas a partir de fotometria de abertura usando a tarefa *phot* com um raio de abertura de 20 pixels.

Após a obtenção das magnitudes, usamos as observações de Dezembro de 2003 para analisar a variabilidade de todos os objetos presentes no campo observado, com o objetivo de selecionar estrelas de comparação para fotometria diferencial. Para cada par de estrelas, calculamos o desvio padrão da diferença de magnitude entre elas, escolhendo então o par que apresentasse o menor valor. Também selecionamos uma estrela de comparação entre os objetos próximos a V354 Mon e com desvio padrão de magnitude pequeno. Outra estrela de comparação foi escolhida entre as listadas em Hamilton et al. (2005), um estudo de KH 15D que utilizou imagens obtidas em vários observatórios, incluindo o do Monte Maidanak, no qual ela foi selecionada através de um processo iterativo por ser uma das mais estáveis fotometricamente, com um desvio padrão típico de 0,005 mag baseado em sua dispersão noite a noite. Dessa maneira, um conjunto de quatro estrelas de comparação

foi usado para obter fotometria diferencial de V354 Mon. Os resultados mostraram que as curvas de luz geradas apresentam as mesmas características, independente da estrela de comparação usada (veja Figura 5.1, gráfico inferior). Assim, escolhemos a estrela indicada em Hamilton et al. (2005) como estrela de comparação final (CI* NGC 2264 SID S3385, $V = 13,866$; Sung et al. 2008), pois a análise da estabilidade fotométrica feita nesse estudo é completa e aprofundada.

5.2 Análise

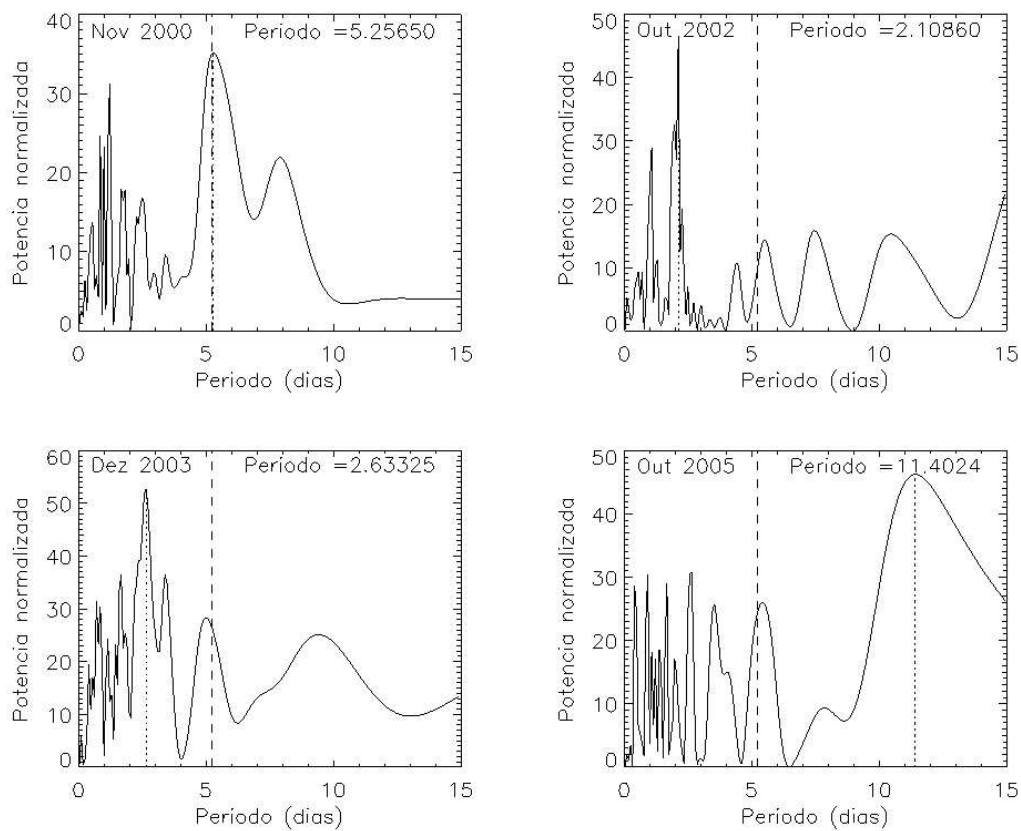


Figura 5.2: Periodogramas das fotometrias obtidas em diferentes épocas. A linha pontilhada marca o período com potência máxima, indicado no canto superior direito. A linha tracejada marca o período de 5,2 dias.

Realizamos uma análise de periodogramas dos dados obtidos em diferentes épocas na banda I e os resultados estão mostrados na Figura 5.2. Observamos que somente a fotometria obtida em Novembro de 2000 exibe potência máxima em 5,26 dias, muito próximo ao período encontrado na fotometria da campanha de 2011, 5,21 dias. Apesar dos demais conjuntos de dados não apresentarem potência máxima no periodograma em períodos próximos a esse valor, em todos eles há um outro pico importante em torno de 5,2 dias. O gráfico da magnitude diferencial no filtro I em fase com o período fotométrico

$5,21 \pm 0,04$ dias (Figura 5.3, superior) mostra que esse período é recorrente em todos os anos e que os mínimos variam significativamente entre uma época e outra, mas sempre estão presentes. Foi difícil identificar o mínimo fotométrico nos dados obtidos em Dezembro de 2003, pois essa curva de luz apresenta uma modulação mais irregular. A amplitude de variabilidade na banda I também se modificou ao longo dos anos, como mostrado na Tabela 5.2.

Tabela 5.2: Amplitude de variabilidade na banda I em diferentes épocas.

| Época | Amplitude |
|-------------------------|-------------------|
| Nov 2000 | $0,35 \pm 0,05$ |
| Out 2002 | $0,35 \pm 0,02$ |
| Dez 2003 | $0,78 \pm 0,02$ |
| Out 2005 | $1,070 \pm 0,007$ |
| Mar 2008 ⁽¹⁾ | $0,4 \pm 0,1$ |
| Nov 2011/Mar 2012 | $1,575 \pm 0,007$ |

⁽¹⁾Fonseca et al. (2014a)

Como mencionado anteriormente, somente as observações de Novembro de 2000 foram feitas com os filtros $UBVRI$. O gráfico superior na Figura 5.4 mostra a magnitude diferencial nos vários filtros, em fase com o período fotométrico de $5,21 \pm 0,04$ dias. Como também observado nas campanhas de 2008 (Fonseca et al., 2014a, em anexo no Apêndice A) e 2011, os eclipses são simultâneos em todas as bandas, com mesmo período, e a amplitude de variabilidade diminui com o aumento do comprimento de onda: $0,42 \pm 0,11$ em U , $0,38 \pm 0,02$ em B , $0,35 \pm 0,03$ em V , $0,29 \pm 0,02$ em R e $0,23 \pm 0,05$ em I . Já o gráfico inferior mostra a variação em cor, calculada a partir das médias das magnitudes obtidas em uma mesma noite. Assim como observado em AA Tau (Bouvier et al., 1999, 2003), o sistema não apresenta mudanças em cor significativas ($\sim 0,1$ mag em $B-V$) a medida que seu brilho varia. Isso requer que a extinção na região do disco que eclipsa a fotosfera estelar seja neutra em cor, concordando com o cenário proposto para explicar as observações da campanha de 2011.

Esse tipo de comportamento em longa escala temporal também foi observado em AA Tau (Figura 5.3, inferior). Para esse objeto, o formato dos eclipses muda em uma escala de tempo de semanas, mas o padrão geral da variabilidade fotométrica permanece globalmente estável dentro de cada época de observação em uma escala de vários meses. Já a mudança na curva de luz ao longo de anos é mais impactante, com eclipses mais profundos, como visto em 1995, ou menos profundos, como em 2004, e até mesmo dois eclipses por ciclo em 1999, indicando que a evolução da estrutura interna do disco pode ser mais drástica numa escala de tempo de anos. Observamos a mesma evolução temporal nas curvas de luz de V354 Mon. Assim, concluímos que a deformação na parte interna do disco circunstelar dessa estrela, que a oculta periodicamente, é uma estrutura estável, embora sofra algumas modificações a cada ciclo e de forma mais expressiva ao longo dos anos,

evidenciadas pela variação em formato e profundidade dos eclipses. Essas modificações refletem a interação dinâmica entre a parte interna do disco e o campo magnético estelar.

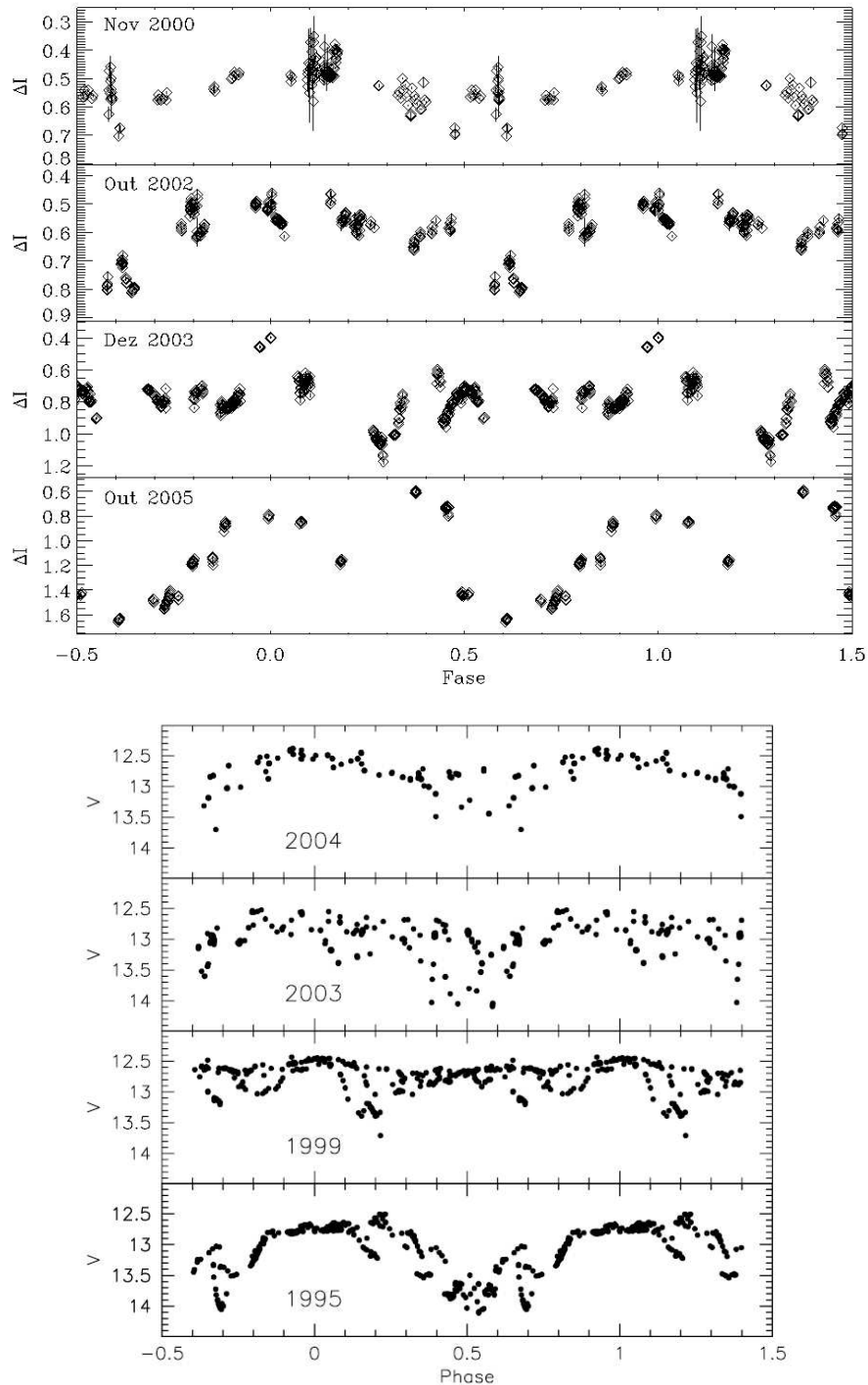


Figura 5.3: Magnitude diferencial de V354 Mon no filtro *I* em diferentes épocas, em fase com o período fotométrico de $5,21 \pm 0,04$ dias (superior). Os máximos das curvas de luz estão centrados no zero, mas a origem da fase para cada época é arbitrária. As barras verticais indicam os erros em cada medida. Curvas de luz de AA Tau na banda *V* em diferentes épocas, em fase com o período de 8,22 dias (inferior). Figura inferior retirada de Bouvier et al. (2007).

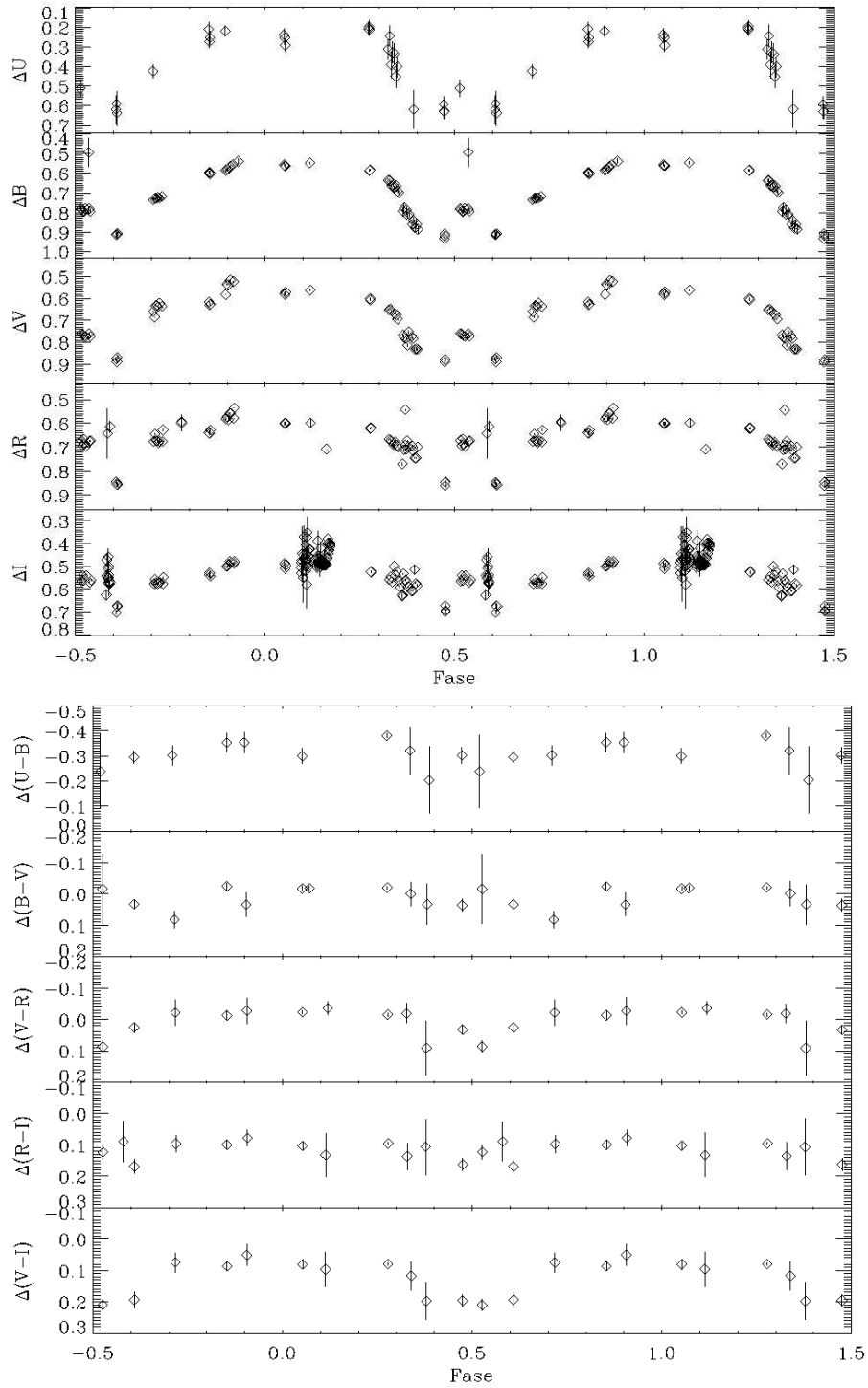


Figura 5.4: Magnitude diferencial nos filtros *UBVRI* (superior) e variações em cor (inferior) de V354 Mon a partir das observações de Novembro de 2000, ambas em fase com o período fotométrico obtido na campanha de 2011. Os máximos das curvas de luz estão centrados no zero. As barras verticais indicam os erros em cada medida.

Capítulo 6

Conclusões

Apresentamos o estudo do ambiente circunstelar da ETTC V354 Mon baseado na análise de dados fotométricos e espectroscópicos simultâneos de alta resolução e com ampla cobertura espectral. A curva de luz obtida com o CoRoT apresenta um perfil periódico, com mínimos que variam em profundidade e largura a cada ciclo. A combinação dos dados obtidos com o CoRoT, na banda r com o CFHT e na banda I com o USNO proporcionou uma cobertura fotométrica de mais de 100 dias, permitindo uma boa determinação do período fotométrico. O valor obtido, $5,21 \pm 0,04$ dias, é muito próximo dos períodos obtidos na campanha de 2008, $5,26 \pm 0,50$ dias, e por Lamm et al. (2004) em 2000, $5,22 \pm 0,87$ dias, o que indica que a principal causa da modulação fotométrica é estável numa escala de tempo de alguns anos. Os eclipses são simultâneos e com mesmo período em todos os filtros observados, mas a amplitude de variação diminui com o aumento do comprimento de onda. Assim como observado em 2008, o sistema fica mais avermelhado à medida que o fluxo diminui.

A modulação fotométrica no infravermelho é muito semelhante à variação no óptico, apenas diferenciando na amplitude, que é três a quatro vezes menor que no comprimento de onda do visível. Uma primeira análise considerando que a variação fotométrica é causada somente por mudança na extinção por poeira apontou para uma lei de avermelhamento quatro vezes maior do que o esperado para extinção por poeira interestelar, sugerindo que os grãos que constituem a parte interna do disco circunstelar são maiores do que os do meio interestelar. No entanto, a comparação entre a SED de V354 Mon com modelos de atmosfera estelar mostrou que o fluxo do disco é três vezes maior que o fluxo estelar em $4,5 \mu\text{m}$. Se a variação de brilho observada é causada por material presente no disco que oculta periodicamente apenas a estrela, a parte posterior do disco em relação a

linha de visada permanece visível durante todas as fases do eclipse. Removendo o excesso de emissão no infravermelho produzido por essa região, a amplitude de variabilidade no infravermelho se tornou similar à no óptico, o que aponta para uma estrutura eclipsante espessa nesses comprimentos de onda. Investigações subsequentes das SEDs observadas no máximo e no mínimo fotométrico usando leis de extinção com diferentes valores de A_V e R_V reforçaram que a natureza opaca do material que oculta a fotosfera estelar é a que melhor reproduz a transição dos fluxos entre esses dois instantes. Aliás, a grande amplitude de variabilidade observada na banda u é esperada nesse cenário, uma vez que a radiação nesse comprimento de onda é absorvida de maneira expressiva ao passar por uma região com alta concentração de grãos de poeira do tamanho típico do meio interestelar. Uma maneira de avaliar o tamanho dos grãos na parte interna do disco é através do estudo da polarização produzida quando a luz da estrela é espalhada pelo material nessa região. O ângulo de posição da polarização é em geral perpendicular ao plano do disco, enquanto que o grau de polarização depende da inclinação do disco e a dependência da polarização com o comprimento de onda fornece informação sobre o tamanho das partículas que causam o espalhamento (Hough, 2006).

V354 Mon é um sistema visto em alta inclinação em relação a nossa linha de visada, fator que contribui para um cenário de ocultação por material circunstelar. Na campanha de 2008 identificamos uma deformação na parte interna do disco como a principal causadora da modulação fotométrica desse objeto. Esse *warp* é provavelmente gerado pela interação entre o disco circunstelar e a magnetosfera da estrela, inclinada em relação ao eixo de rotação, como também observado na ETTC AA Tau e previsto por simulações MHD. Visto que a morfologia da curva de luz obtida com o CoRoT não sofreu alteração entre 2008 e 2011, inclusive no período fotométrico, concluímos que o *warp* ainda está presente e eclipsa periodicamente parte da fotosfera estelar a medida que o sistema gira. Para determinar se houve alguma evolução nas características dessa estrutura, aplicamos o mesmo modelo simplificado de ocultação usado anteriormente no ajuste dos dados obtidos em 2008. O *warp*, localizado próximo ao raio de corotação no disco, apresentou na nova campanha uma escala de altura máxima h/r_c de 0,22 e uma extensão azimutal de 280° . Esses parâmetros diferem um pouco dos obtidos para a campanha de 2008, 0,3 e 360° , portanto o *warp* é menor em altura e menos extenso em 2011, mas permanente ao longo de alguns anos. A mudança no formato dos mínimos fotométricos ciclo a ciclo indica que a configuração do *warp* varia no intervalo de alguns dias. Porém a pouca diferença entre os parâmetros obtidos aplicando individualmente o modelo a cada mínimo aponta para uma estrutura estável nessa escala temporal.

Uma análise de periodograma do fluxo normalizado de $H\alpha$ evidenciou que a periodicidade da emissão nessa linha espectral é a mesma observada na fotometria, indicando que o mesmo fenômeno é responsável por ambas variações. Isso também foi observado na

campanha de 2008, quando identificamos que a absorção desviada para o vermelho em $H\alpha$ era mais pronunciada no mínimo fotométrico. Dessa maneira, tínhamos uma relação direta entre a presença do funil de acreção, onde é gerada a absorção, e do *warp*, que oculta periodicamente a fotosfera estelar, ambos projetados em nossa linha de visada. No entanto, em 2011 a absorção desviada para o vermelho aparece no perfil espectral fora do mínimo fotométrico, o que pode ser um indício de que o funil esteja distorcido. Isso é compatível com o cenário das simulações MHD de Romanova et al. (2013), que mostraram que ondas produzidas no disco por um dipolo inclinado em rotação podem gerar um *warp* que gira mais lentamente que a estrela, causando assim uma diferença de fase entre o *warp* e o funil. A mancha quente, localizada sobre a superfície estelar na base do funil de acreção, parece não ter um impacto significativo nas emissões do sistema. A ausência de excesso de emissão no UV, da linha de HeI e de velamento espectral em V354 Mon podem indicar que a temperatura da mancha quente é muito próxima da fotosfera e/ou que o fluxo de acreção encobre essa região na maior parte do tempo.

V354 Mon foi observada fortuitamente durante o monitoramento do sistema binário jovem KH 15D realizado no Observatório do Monte Maidanak, Uzbequistão. Analisamos pouco mais de mil imagens obtidas entre Novembro de 2000 e Outubro de 2005 e identificamos o período de $\sim 5,2$ dias em todos os conjuntos de dados. A fotometria em diferentes filtros obtida em Novembro de 2000 mostrou eclipses simultâneos e de mesma periodicidade em todas as bandas, com amplitudes de variabilidade menores para comprimentos de onda maiores, consistente com o que foi observado nas campanhas de 2008 e 2011. Os mínimos fotométricos são evidentes, mas sua aparência e profundidade mudam de maneira considerável entre as diferentes épocas de observação, fato que também ocorre em AA Tau. Portanto, constatamos que a deformação na parte interna do disco é uma estrutura duradoura, apesar de ser submetida a mudanças expressivas em sua configuração ao longo dos anos, resultado da interação dinâmica entre o campo magnético estelar e a parte interna do disco.

6.1 Perspectivas

Estudos estatísticos do conjunto de estrelas jovens observadas durante a campanha de 2011 foram realizados, classificando morfologicamente os diferentes tipos de curvas de luz, caracterizando e discutindo as principais causas das variações fotométricas e espectroscópicas observadas em geral (Cody et al., 2014; Stauffer et al., 2014; Venuti et al., 2014; McGinnis et al., 2015; Stauffer et al., 2015; Sousa et al., 2016). Durante esses estudos, alguns objetos com comportamentos peculiares foram identificados e uma análise individual desses casos se faz necessária para compreender os fenômenos físicos responsáveis por tais características. Dois exemplos estão descritos a seguir.

V422 Mon (CSI Mon-000250) apresenta modulação fotométrica no óptico e variabilidade espectroscópica semelhantes as de V354 Mon, o que indica que ambas possuem uma geometria similar. Uma análise preliminar sugere que a modulação no óptico deve ser produzida por um *warp* na parte interna do disco circunstelar, como em V354 Mon. A velocidade radial fotosférica de V422 Mon é compatível com o período fotométrico observado, mostrando que o *warp* está localizado no raio de corotação. Seu espectro apresenta absorções desviadas para o vermelho próximas às fases centrais dos eclipses, o que indica que o eclipse corresponde ao momento em que a coluna de acreção está projetada na fotosfera estelar em nossa linha de visada, como observado em V354 Mon na campanha de 2008. Porém, enquanto a modulação fotométrica de V354 Mon no infravermelho é muito semelhante à no óptico, não há concordância alguma entre as variações fotométricas no óptico e no infravermelho de V422 Mon. Acreditamos que mudanças na emissão da parte interna do disco devem ser responsáveis pela variação de V422 Mon no infravermelho. O mecanismo que produz tal diferença será investigado mais profundamente a partir da análise conjunta dos dados fotométricos e espectroscópicos, testando previsões de modelos de acreção magnetosférica.

A estrela LQ Mon (CSI Mon-000811) exhibe periodicidades distintas em duas linhas de emissão, $H\alpha$ e HeI , e na modulação fotométrica. A emissão em $H\alpha$ está associada tanto ao funil de acreção que leva matéria do disco até a estrela quanto a um vento de disco, enquanto a emissão em HeI é formada no choque do material acretado com a fotosfera estelar. Como a curva de luz de LQ Mon apresenta morfologia do tipo AA Tau, acreditamos que a variação de brilho da estrela seja causada por uma deformação na parte interna do disco. Assim, os períodos obtidos são característicos do sistema disco-estrela e cada um deles reflete a variabilidade de uma determinada região, indicando a localização das estruturas responsáveis por tais modulações. Com base nessas informações, um estudo detalhado da configuração do sistema permitirá construir um cenário plausível que explique as características observadas simultaneamente.

Referências Bibliográficas

- Affer, L., Micela, G., Favata, F., Flaccomio, E., & Bouvier, J. 2013, MNRAS, 430, 1433
- Aigrain, S. & Irwin, M. 2004, MNRAS, 350, 331
- Alencar, S. H. P., Bouvier, J., Walter, F. M., et al. 2012, A&A, 541, A116
- Alencar, S. H. P., Teixeira, P. S., Guimarães, M. M., et al. 2010, A&A, 519, 88
- Auvergne, M., Bodin, P., Boisdard, L., et al. 2009, A&A, 506, 411
- Baglin, A. 2003, Advances in Space Research, 31, 345
- Bernasconi, P. A. & Maeder, A. 1996, A&A, 307, 829
- Bloom, J. S., Starr, D. L., Blake, C. H., Skrutskie, M. F., & Falco, E. E. 2006, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 351, Astronomical Data Analysis Software and Systems XV, ed. C. Gabriel, C. Arviset, D. Ponz, & S. Enrique, 751
- Bouvier, J., Alencar, S. H. P., Bouvier, T., et al. 2007, A&A, 463, 1017
- Bouvier, J., Chelli, A., Allain, S., et al. 1999, A&A, 349, 619
- Bouvier, J., Grankin, K., Ellerbroek, L. E., Bouy, H., & Barrado, D. 2013, A&A, 557, A77
- Bouvier, J., Grankin, K. N., Alencar, S. H. P., et al. 2003, A&A, 409, 169
- Brott, I. & Hauschildt, P. H. 2005, in ESA Special Publication, Vol. 576, The Three-Dimensional Universe with Gaia, ed. C. Turon, K. S. O'Flaherty, & M. A. C. Perryman, 565
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, ApJ, 345, 245
- Cody, A. M., Stauffer, J., Baglin, A., et al. 2014, AJ, 147, 82

- Cody, A. M., Stauffer, J. R., Micela, G., Baglin, A., & CSI 2264 Team. 2013, *Astronomische Nachrichten*, 334, 63
- Cox, A. W., Grady, C. A., Hammel, H. B., et al. 2013, *ApJ*, 762, 40
- Cutri, R. M. & et al. 2014, *VizieR Online Data Catalog*, 2328, 0
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, *VizieR Online Data Catalog*, 2246, 0
- 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
- Donati, J.-F., Bouvier, J., Walter, F. M., et al. 2011, *MNRAS*, 412, 2454
- Donati, J.-F., Skelly, M. B., Bouvier, J., et al. 2010, *MNRAS*, 409, 1347
- 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
- Fonseca, N. N. J., Alencar, S. H. P., Bouvier, J., Favata, F., & Flaccomio, E. 2014a, *A&A*, 567, A39
- Fonseca, N. N. J., Alencar, S. H. P., & Bouvier, J. 2014b, in *European Physical Journal Web of Conferences*, Vol. 64, *European Physical Journal Web of Conferences*, 08002
- Fonseca, N. N. J., Alencar, S. H. P., & Bouvier, J. 2014c, in *IAU Symposium*, Vol. 302, *Magnetic Fields throughout Stellar Evolution*, ed. P. Petit, M. Jardine, & H. C. Spruit, 50–53
- Gillen, E., Aigrain, S., McQuillan, A., et al. 2014, *A&A*, 562, A50
- Goodson, A. P. & Winglee, R. M. 1999, *ApJ*, 524, 159
- Gregory, S. G., Donati, J.-F., Morin, J., et al. 2012, *ApJ*, 755, 97
- Hamilton, C. M., Herbst, W., Vrba, F. J., et al. 2005, *AJ*, 130, 1896
- Hartmann, L. 2000, *Accretion processes in star formation*, Vol. 32 (Cambridge University Press)
- 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
- Hough, J. 2006, *Astronomy and Geophysics*, 47, 3.31
- Indebetouw, R., Mathis, J. S., Babler, B. L., et al. 2005, *ApJ*, 619, 931
- Johns, C. M. & Basri, G. 1995a, *AJ*, 109, 2800
- Johns, C. M. & Basri, G. 1995b, *ApJ*, 449, 341
- Johns-Krull, C. M. 2007, *ApJ*, 664, 975
- Joy, A. H. 1945, *ApJ*, 102, 168
- Kenyon, S. J. & Hartmann, L. 1995, *ApJS*, 101, 117
- Kesseli, A. Y., Petkova, M. A., Wood, K., et al. 2016, *ApJ*, 828, 42
- Kim, S.-H., Martin, P. G., & Hendry, P. D. 1994, *ApJ*, 422, 164
- Kulkarni, A. K. & Romanova, M. M. 2008, *MNRAS*, 386, 673
- Kulkarni, A. K. & Romanova, M. M. 2009, *MNRAS*, 398, 701
- Kurosawa, R. & Romanova, M. M. 2013, *MNRAS*, 431, 2673
- Lamm, M. H., Bailer-Jones, C. A. L., Mundt, R., Herbst, W., & Scholz, A. 2004, *A&A*, 417, 557
- Lima, G. H. R. A., Alencar, S. H. P., Calvet, N., Hartmann, L., & Muzerolle, J. 2010, *A&A*, 522, 104
- Manara, C. F., Testi, L., Rigliaco, E., et al. 2013, *A&A*, 551, A107
- Mariñas, N., Lada, E. A., Teixeira, P. S., & Lada, C. J. 2013, *ApJ*, 772, 81
- McCullum, B., Bruhweiler, F., Castelaz, M. W., et al. 2004, in *BAAS*, Vol. 36, Bulletin of the American Astronomical Society, 1519
- McGinnis, P. T., Alencar, S. H. P., Guimarães, M. M., et al. 2015, *A&A*, 577, A11

- 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
- Morales-Calderón, M., Stauffer, J. R., Hillenbrand, L. A., et al. 2011, *ApJ*, 733, 50
- Muzerolle, J., Calvet, N., & Hartmann, L. 2001, *ApJ*, 550, 944
- Paatz, G. & Camenzind, M. 1996, *A&A*, 308, 77
- Pecaut, M. J. & Mamajek, E. E. 2013, *ApJS*, 208, 9
- Petrov, P. P., Gahm, G. F., Stempels, H. C., Walter, F. M., & Artemenko, S. A. 2011, *A&A*, 535, A6
- Rebull, L. M., Makidon, R. B., Strom, S. E., et al. 2002, *AJ*, 123, 1528
- Roberts, D. H., Lehar, J., & Dreher, J. W. 1987, *AJ*, 93, 968
- Robitaille, T. P., Whitney, B. A., Indebetouw, R., & Wood, K. 2007, *ApJS*, 169, 328
- Romanova, M. M., Long, M., Lamb, F. K., Kulkarni, A. K., & Donati, J.-F. 2011, *MNRAS*, 411, 915
- 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., & Lovelace, R. V. E. 2013, *MNRAS*, 430, 699
- Romanova, M. M., Ustyugova, G. V., Koldoba, A. V., Wick, J. V., & Lovelace, R. V. E. 2003, *ApJ*, 595, 1009
- Rowe, J. F., Matthews, J. M., Seager, S., et al. 2009, in IAU Symposium, Vol. 253, IAU Symposium, ed. F. Pont, D. Sasselov, & M. J. Holman, 121–127
- Samadi, R., Fialho, F., Costa, J. E. S., et al. 2007, [arXiv:astro-ph/0703354](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0703354)
- Scargle, J. D. 1982, *ApJ*, 263, 835
- Schneider, P. C., France, K., Günther, H. M., et al. 2015, *A&A*, 584, A51
- Shalyapin, V. N., Goicoechea, L. J., Koptelova, E., et al. 2009, *MNRAS*, 397, 1982
- Shu, F., Najita, J., Ostriker, E., et al. 1994, *ApJ*, 429, 781

- Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, *A&A*, 358, 593
- Sousa, A. P. 2016, *Processo de acreção em estrelas T Tauri clássicas do aglomerado NGC 2264*, tese de Doutorado
- Sousa, A. P., Alencar, S. H. P., Bouvier, J., et al. 2016, *A&A*, 586, A47
- Stauffer, J., Cody, A. M., Baglin, A., et al. 2014, *AJ*, 147, 83
- Stauffer, J., Cody, A. M., McGinnis, P., et al. 2015, *ArXiv e-prints*
- Stetson, P. B. 1987, *PASP*, 99, 191
- Sung, H., Bessell, M. S., Chun, M.-Y., Karimov, R., & Ibrahimov, M. 2008, *AJ*, 135, 441
- 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
- Terquem, C. & Papaloizou, J. C. B. 2000, *A&A*, 360, 1031
- Valenti, J. A. & Piskunov, N. 1996, *A&AS*, 118, 595
- Venuti, L., Bouvier, J., Flaccomio, E., et al. 2014, *A&A*, 570, A82
- Waters, L. B. F. M. & Waelkens, C. 1998, *ARA&A*, 36, 233
- White, R. J. & Hillenbrand, L. A. 2005, *ApJ*, 621, L65
- Whitney, B. A., Robitaille, T. P., Bjorkman, J. E., et al. 2013, *ApJS*, 207, 30
- Whitney, B. A., Wood, K., Bjorkman, J. E., & Cohen, M. 2003, *ApJ*, 598, 1079
- Zwintz, K., Fossati, L., Ryabchikova, T., et al. 2013, *A&A*, 550, A121

Apêndice A

—

Artigo publicado

Dynamical star-disk interaction in the young stellar system V354 Monocerotis[★]

N. N. J. Fonseca^{1,2,3}, S. H. P. Alencar¹, J. Bouvier², F. Favata⁴, and E. Flaccomio⁵

¹ Departamento de Física – ICEx – UFMG, Av. Antônio Carlos, 6627, 31270-901, Belo Horizonte, MG, Brazil
e-mail: nath@fisica.ufmg.br

² UJF-Grenoble 1/CNRS-INSU, Institut de Planétologie et d’Astrophysique de Grenoble (IPAG) UMR 5274, 38041 Grenoble, France

³ CAPES Foundation, Ministry of Education of Brazil, Brasília DF 70040-020, Brazil

⁴ European Space Agency, 8-10 rue Mario Nikis, 75738 Paris Cedex 15, France

⁵ Istituto Nazionale di Astrofisica, Osservatorio Astronomico di Palermo G.S. Vaiana, Piazza del Parlamento 1, 90134 Palermo, Italy

Received 11 December 2013 / Accepted 9 May 2014

ABSTRACT

Aims. 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.

Methods. In March 2008, photometric and spectroscopic observations of V354 Mon were obtained simultaneously with the CoRoT satellite, the 60 cm telescope at the Observatório Pico dos Dias (LNA, Brazil) equipped with a CCD camera and Johnson/Cousins $BV(RI)_C$ filters, and the SOPHIE échelle spectrograph at the Observatoire de Haute-Provence (CNRS, France).

Results. 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, such as the occurrence of pronounced redshifted absorption in the $H\alpha$ line at the epoch of minimum flux. This is evidence that during photometric minima we see the accretion funnel projected onto 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.

Conclusions. We conclude that nonuniformly distributed material in the inner part of the circumstellar disk is the main cause of the photometric modulation, which does not exclude 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 magnetohydrodynamical numerical simulations.

Key words. stars: pre-main sequence – techniques: photometric – techniques: spectroscopic – accretion, accretion disks

1. Introduction

The study of young stellar objects is important for understanding the phenomena that occur in star and planet formation, including our solar system. T Tauri stars are young ($\sim 10^6$ years), low-mass stars ($M \leq 2 M_\odot$) in the pre-main sequence (PMS) phase, which are of great interest as prototypes of young solar-type stars. They emit X-rays and have strong magnetic fields (~ 2 kG, Johns-Krull et al. 2001). Based on their $H\alpha$ emission strength, they are classified as classical (CTTSs) or weak-line T Tauri stars (WTTSs). CTTSs have a flux excess with respect to the stellar photosphere at infrared, optical, and ultraviolet wavelengths, which is not observed in WTTSs.

The CTTSs also exhibit irregular photometric and spectroscopic variability, with broad emission lines, strong $H\alpha$ emission, and forbidden emission lines. Most of these general features are reproduced by magnetospheric accretion models (Shu et al. 1994; Hartmann et al. 1994; Muzerolle et al. 2001; Kurosawa et al. 2006; Lima et al. 2010), in which a young magnetized star accretes material from a circumstellar disk. The stellar magnetic field is strong enough to disrupt the disk at a distance of few stellar radii from the star. Ionized material from the inner disk is then channeled onto the stellar surface along field lines, creating accretion funnels. Hot spots are produced at the stellar surface by the strong shock of material at free-fall velocity. Material is also ejected from the system in the form of a stellar wind and as a disk wind along open magnetic field lines. From this model, we can explain some characteristics observed in CTTSs. Hot spots are responsible for optical and ultraviolet excess emission. The broad emission lines, which usually present redshifted absorptions, are predominantly produced by accelerated material in the accretion funnels. Blueshifted absorptions and forbidden emission lines are formed in the low-density

[★] Based on the observations obtained with the CoRoT satellite, at the Observatório Pico dos Dias, Brazil, and at the Observatoire de Haute-Provence, France. The CoRoT space mission was developed and is operated by the French space agency CNES, with participation of ESA’s RSSD and Science Programmes, Austria, Belgium, Brazil, Germany, and Spain.

wind. Infrared excess emission comes from the reprocessing by the disk of radiation generated in the system.

Although the magnetospheric accretion scenario describes the general CTTSs properties, some observational results indicate that this axisymmetric, stable model is not completely correct (Bouvier et al. 2007b). Some studies demonstrated that the outflow and inflow processes are intimately connected (Cabrit et al. 1990; Hartigan et al. 1995). The interaction between the stellar magnetosphere and the disk is expected to be very dynamic, as shown by magnetohydrodynamical (MHD) simulations (Goodson & Winglee 1999; Romanova et al. 2002). As a result of differential rotation between the star and the inner disk region where the accretion flux originates, the field lines may be distorted after a few rotational periods, eventually reconnecting and restoring the initial field configuration. This process repeats as the star rotates. Furthermore, a misalignment between the rotation and magnetic axes creates a deformation in the inner disk, leading to the formation of non-axisymmetric regions where accretion is favored (Terquem & Papaloizou 2000; Romanova et al. 2003).

One of the best-studied CTTSs is AA Tau, observed for a month during three different campaigns (Bouvier et al. 1999, 2003, 2007a). This star exhibits a peculiar photometric behavior, with almost constant brightness interrupted by quasi-cyclical and irregular episodes of attenuation. The brightness decrease occurs in absence of significant color variation and with an increase of polarization (Ménard et al. 2003). This was interpreted as occultation of the stellar photosphere by circumstellar dusty material present in an inner disk warp. The warp is produced by the interaction between the disk and the stellar magnetic field, misaligned with respect to the rotation axis, as suggested by MHD simulations. Simultaneous high-resolution spectroscopy has shown signs of correlation between mass accretion and ejection processes. During the second observing campaign, the photometric and spectroscopic variability was drastically reduced for a few days, revealing an episode of disruption of magnetic configuration at the inner edge of the disk, which suppressed accretion temporarily. The observed variations in $H\alpha$ absorption components showed the cyclical process of inflation and reconnection of field lines caused by the differential rotation between the star and the inner disk region, once again in agreement with MHD simulations. The same evidence of this dynamical interaction was observed again in the third campaign, five years after the second one.

Even though the photometric behavior of AA Tau was atypical at that time, the characteristics of the structure of its accretion zone might be similar in other CTTSs. To confirm this hypothesis, it would be necessary to obtain high-precision photometry for many CTTSs during many rotational periods. This corresponds to a continuous observation of at least a month, based on typical rotational periods of eight days for CTTSs in Taurus. Such a monitoring from the ground is complicated because of telescope-time allocation and weather conditions. The CoRoT satellite additional program to observe the star formation region NGC 2264 during 23 days uninterruptedly in 2008 allowed this analysis to be performed.

NGC 2264 is a well-studied young stellar cluster, located in the Mon OB1 association at ~ 760 pc (Sung et al. 1997; Gillen et al. 2014), with evidence of active star formation (Dahm 2008). The pioneering work of Herbig (1954), Walker (1956), and others established this region as an important laboratory for studies of star formation and evolution of young stars. From the light curves of 83 CTTSs identified among the 301 cluster members observed with CoRoT in 2008, 23 have been classified as

Table 1. Journal of observations.

| Dates (March 2008) | Instrument | Exp. time (s) | N_{obs} |
|--|-----------------|--|--------------------|
| Spectroscopy | | | |
| 12, 14–1, 14–2, 18–1, 18–2, 20, 23, 25, 27, and 28 | SOPHIE (OHP) | 3600 | 10 |
| Photometry | | | |
| 7 to 30 | CoRoT | 512 | cont. |
| 19, 20, 25, 26, and 27 | 60 cm (OPD) | B 400 V 300 R 200 I 200 | 10 8 8 10 |

Notes. On March 14 and 18, we obtained two spectra of V354 Mon, referred to as 14–1, 14–2 and 18–1, 18–2.

exhibiting the same type of variability as AA Tau (Alencar et al. 2010). This revealed that the photometric behavior of AA Tau is common in young stellar objects; it was found in $28\% \pm 6\%$ of the CTTSs in NGC 2264 observed with CoRoT. These systems are essential to test predictions of MHD simulations.

The main goal of the work presented in this paper is to characterize the mass accretion and ejection properties of the CTTS V354 Mon, a member of NGC 2264, from simultaneous high-resolution photometric and spectroscopic observations. V354 Mon is one of the 23 cluster members whose light curves have been classified as AA Tau type. From the analysis of these data, we identify correlations between emission line variability and light-curve modulation. It is possible to investigate the dynamical processes of mass accretion and outflow that occur in this system, as well as the interaction between the stellar magnetic field and the circumstellar disk. We also test predictions of magnetospheric accretion models and MHD simulations, constructing plausible scenarios for the phenomena observed in this young object.

The paper is organized as follows: Sect. 2 describes the observations and data reduction. In Sect. 3 we present the data analysis and results. In Sect. 4 we discuss the possible causes of the observed photometric and spectroscopic variations. The conclusions are depicted in Sect. 5.

2. Observations

CoRoT observed NGC 2264 from March 7 to 30, 2008. For V354 Mon, a cluster member in the CoRoT observational program, high-resolution spectroscopy and $BV(RI)_C$ photometry were obtained simultaneously with the SOPHIE échelle spectrograph at the Observatoire de Haute-Provence (OHP, CNRS, France) and the 60 cm telescope equipped with a CCD camera and Johnson/Cousins filters at the Observatório Pico dos Dias (OPD, LNA, Brazil), respectively. The journal of observations is given in Table 1. V354 Mon is a CTTS with a well-determined photometric period, which increases the chances that this system is being seen edge-on, and exhibits a large $H\alpha$ equivalent width, which facilitates the study of its spectroscopic variability with good signal-to-noise ratio, at least in this line. Information from the literature about V354 Mon is gathered in Table 2.

Many results presented in this work are dependent on the effective temperature of the star. Lamm et al. (2004) assigned a K4 spectral type to V354 Mon, which agrees with the T_{eff} value of 4590 K obtained by Flaccomio et al. (2006), using the Kenyon & Hartmann (1995) spectral type/intrinsic color scale that is, however, more appropriate for main-sequence dwarfs than young stars. V354 Mon was observed in 2011 with the

Table 2. Characteristics of V354 Mon from the literature.

| Data | Ref. |
|---|------|
| $V = 14.45$ mag | 1 |
| Spectral type: K4V | 2 |
| Photometric period = 5.22 ± 0.87 days | 2 |
| H α equivalent width = 16.60 \AA | 1 |
| H α width at 10% > 270 km s^{-1} | 3 |
| $\log(T_{\text{eff}}/\text{K}) = 3.66$ | 4 |
| $\log(L_{\text{bol}}/L_{\odot}) = 0.34$ | 4 |
| Mass = $1.50 M_{\odot}$ | 4 |
| $\log(\text{age}/\text{years}) = 6.42$ | 4 |
| Heliocentric radial velocity (Dec. 2004): 19.42 km s^{-1} | 3 |

References. (1) Dahm & Simon (2005); (2) Lamm et al. (2004); (3) Fűrész et al. (2006); (4) Flaccomio et al. (2006).

FLAMES spectrograph (VLT/ESO) during a multiwavelength campaign of the NGC 2264 star-forming region (Cody et al. 2014) when 22 medium-resolution spectra ($R = 17\,000$) were acquired. To check the V354 Mon spectral type, we estimated the effective temperature of V354 Mon with the FLAMES spectra, using line ratios. A series of synthetic spectra were calculated with the code Spectroscopy Made Easy (SME) (Valenti & Piskunov 1996), using the same resolution as the FLAMES observations, within the spectral domain of the FLAMES data ($6440 \text{ \AA} < \lambda < 6820 \text{ \AA}$) and the 3500 K to 6000 K temperature range, with $\log g = 4.0$ and 4.5 and solar metallicity. In this range of T_{eff} and $\log g$, FeI lines are very T_{eff} dependent, while CaI lines are not. The CaI/FeI ratio is therefore a good T_{eff} indicator that is also independent of veiling. We analyzed the CaI 6717.7 \AA and FeI 6546.2 \AA lines that were always present and easily identified in the spectra. Comparing the line ratios measured in the observed and theoretical spectra, we obtained for V354 Mon $T_{\text{eff}} = 4647 \pm 161 \text{ K}$ with $\log g = 4.5$ (dwarfs) and $T_{\text{eff}} = 4434 \pm 133 \text{ K}$ with $\log g = 4.0$ (young stars). The errors come from the standard deviation of the values obtained with all the FLAMES spectra. Recently, Pecaut & Mamajek (2013) compiled tables of effective temperature vs. spectral type for both dwarfs and young (5–30 Myr) stars. We compared the T_{eff} values we obtained for V354 Mon with their respective tables, and they are both consistent with a K4 spectral type. Recently, Mariñas et al. (2013) assigned a K7 spectral type to V354 Mon (their target 26) based on an [OH]/[MgI] line ratio calibration obtained from H band low-resolution spectra. They acknowledged an error of two subclasses to spectral types obtained with their calibration. However, in the K7–K3 spectral range, the OH (1.69 μm) line is about 5 to 10 times shallower than the MgI (1.50 μm) line, which can complicate its evaluation in low-resolution spectra. This, together with the scatter present in their calibration, possibly adds some more uncertainty to their spectral type determination in the K7–K3 region. Our results based on the FLAMES spectra are not compatible with a K7 spectral type, which would require much lower T_{eff} values (4050 K for dwarfs and 3970 K for young stars, according to the tables of Pecaut & Mamajek 2013) than we obtained. We decided therefore to adopt a K4 spectral type for V354 Mon, in agreement with the results of Lamm et al. (2004) and Flaccomio et al. (2006).

2.1. Photometry

The CoRoT data were reduced using a standard procedure (Samadi et al. 2007; Auvergne et al. 2009) and delivered in the form of a light curve. The light curve was processed using

a sigma-clipping filter that removed outliers (mostly related to South Atlantic Anomaly crossings) and hot pixels, and corrected for the effects associated with entrance into and exit from Earth eclipses. The light curve was also rebinned to 512 s and corresponds to the integrated flux in the CoRoT mask.

The OPD photometric observations were carried out on five nights between March 19 and 27, 2008. The 60 cm telescope was equipped with the CCD camera #106 (SITE SI003AB) of 1024×1024 pixels and Johnson/Cousins $BV(RI)_C$ filters. Integration times ranged from 200 s to 400 s, depending on the filter. We processed raw images with the usual techniques within the IRAF environment, which included bias subtraction and flat-field calibration. Differential photometry between V354 Mon and a reference star was also performed using IRAF. The reference star is TYC 750-1637-1 (spectral type F7V, $V = 11.609$; Sung et al. 1997), located less than $2.2'$ away from V354 Mon and recorded on the same images.

2.2. Spectroscopy

The spectroscopic observations were collected on eight nights between March 12 and 28, 2008. We obtained ten high-resolution spectra at the 1.93 m OHP telescope with the SOPHIE dual fiber échelle spectrograph (Perruchot et al. 2008), which yields 41 orders covering the 3872 \AA to 6943 \AA domain at a mean spectral resolution of $\lambda/\Delta\lambda \simeq 75\,000$ (high-resolution mode), and simultaneously records the object and the neighboring sky. All spectra have the same exposure time of 3600 s. The data were automatically reduced via a standard procedure, adapted from the software used with the HARPS spectrograph designed at the Geneva Observatory. The reduction procedure includes bias subtraction, optimum extraction of the orders, removal of cosmic rays, flat-fielding achieved through a tungsten lamp exposure, wavelength calibration with a thorium lamp exposure, cross-correlation with an appropriate numerical mask, and reconnection of spectral orders with barycentric correction.

Unfortunately, the nebular emission present in the stellar spectrum and in the sky spectrum are not equivalent, because the fibers used in the observations do not respond equally to the same light source¹. In addition, nebular emission is highly variable on scales of arcseconds or less, according to studies of HII regions (Henney & O'Dell 1999; McCollum et al. 2004). For these reasons, contamination by nebular emission was hard to exclude properly and some emission lines could not be analyzed. For each spectrum, we subtracted the sky continuum level, normalized the stellar continuum to unity, and corrected from the star radial velocity. Then we subtracted a template spectrum (HD 190007) of same spectral type as V354 Mon, resulting in circumstellar spectral profiles. We also calculated the average profile of the spectra obtained on the same night, since there is no significant variation between them, resulting in one spectrum for each night of observation.

3. Results

3.1. Photometry

The broadband, white-light curve of V354 Mon obtained with CoRoT (Fig. 1, top panel) displays a typical CTTS behavior,

¹ This problem was first investigated by selecting only nebular emission lines and calculating the ratio between the highest intensity of these lines in the sky and stellar spectra. It was later confirmed by OHP technicians through private communication.

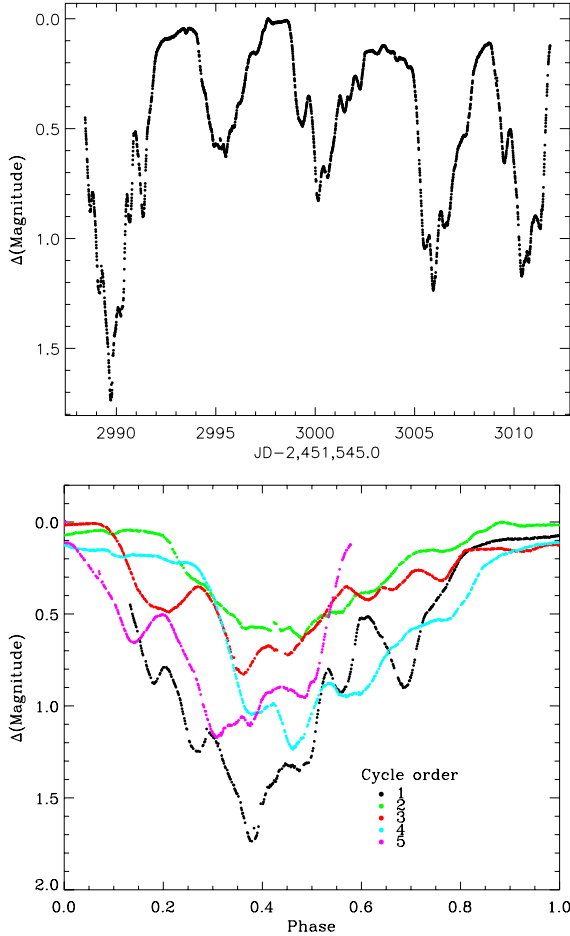


Fig. 1. CoRoT light curve, continuous (*top*) and folded in phase (*bottom*) with a period of 5.26 ± 0.50 days. Different colors represent different rotational cycles in the order indicated in the lower right corner of the bottom panel. Magnitudes are given on an arbitrary scale.

noticeably periodic and with well-defined minima and maxima that vary in depth and width from one rotational cycle to the other. A periodogram analysis (Scargle 1982) of the light curve reveals a period of 5.26 ± 0.50 days, which is consistent with the value obtained by Lamm et al. (2004), 5.22 ± 0.87 days. This indicates that the dominant source of photometric variability did not significantly change on a timescale of a few years. The varying depth and width at minimum is more evident when the light curve is folded in phase with the calculated period (Fig. 1, bottom panel).

We measured the percentage variability amplitude of the light curve as $[(\text{Flux}_{\text{max}} - \text{Flux}_{\text{min}})/\text{Flux}_{\text{median}}] \times 100$, obtaining a value of 115% for V354 Mon. This is one of the largest photometric variations in the CTTs observed with CoRoT, which range between 3% and 137% (Alencar et al. 2010).

As observed in Fig. 2, the OPD data are consistent with the CoRoT photometry. From the calculation of magnitude differences between the observations of March 25 and 27, we note that the photometric amplitude decreases toward longer wavelengths: 1.5 ± 0.3 in *B*, 1.15 ± 0.05 in *V*, 0.6 ± 0.5 in *R*, and 0.4 ± 0.1 in *I*. Analyzing the color variation (Fig. 2), we see that the system becomes slightly bluer as the flux increases.

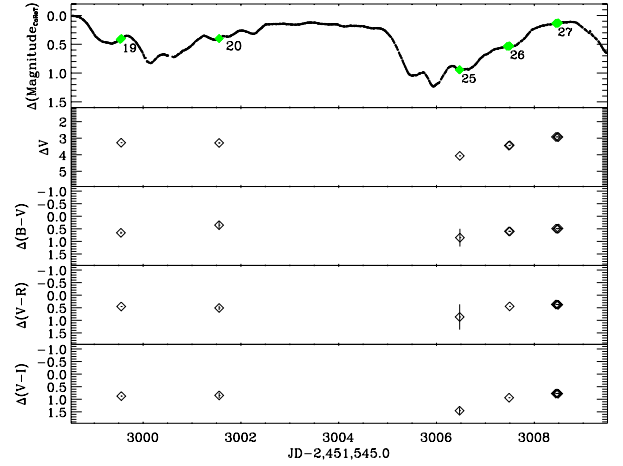


Fig. 2. CoRoT light curve, marked with OPD photometric observation dates, compared with the *V*-band photometry and color variations of V354 Mon. Vertical bars indicate the errors of each measurement. The magnitude scale on the vertical axis is the same for each color plot.

3.2. Spectroscopy

For the reasons stated in Sect. 2.2, contamination by nebular emission present in the stellar spectrum was hard to exclude properly, which restricted the analysis of emission lines. In this work we focus on the $H\alpha$ region. To exclude the nebular emission from calculations or identify its contribution in the results, we defined the range of the contaminated spectral region. In each sky spectrum we determined the wavelength values that constrain the region around 6562.85 \AA where the flux is higher than the normalized background continuum. The mean values obtained are 6561.4 and 6563.4 \AA , corresponding to velocity values of -64.6 and 27.1 km s^{-1} , respectively, relative to the spectral line center at the stellar rest frame.

The circumstellar profiles exhibit a remarkable variability (Fig. 3), with a well-distinguishable nebular emission in the central part of the plots. We show in Fig. 4 the $H\alpha$ line average profile with its normalized variance (Johns & Basri 1995), which measures how much each region of the observed profiles varies with respect to the average profile. We note that the blueshifted region is more variable than the redshifted one. The blueshifted absorption seen in the average profile is generally associated with winds in the system.

Using the same method as was applied to calculate the light-curve period discussed in Sect. 3.1, we investigated the $H\alpha$ normalized flux periodicity through a periodogram analysis of the observed time series, which we did independently in each velocity bin of 0.5 km s^{-1} along the profile. The results were disposed side by side in space velocity to form an image. The two-dimensional periodogram is shown in Fig. 5, where the normalized power scales from zero (white) to the highest value (black). The $H\alpha$ redshifted side displays periodicity in a broad region centered on 5.3 days, which is close to the photometric period, while the blueshifted side is variable at around 3.1 days.

The period obtained for the variation of the $H\alpha$ redshifted side is close to the photometric period, which is interesting from the point of view of magnetospheric accretion with a misalignment between the rotation and magnetic axes. In this scenario, material from the inner part of the disk is more easily channeled along the field lines that are deflected from the disk mid-plane towards the stellar surface because of the tilt of the stellar magnetosphere. Thus there is a preferential region of accretion, causing

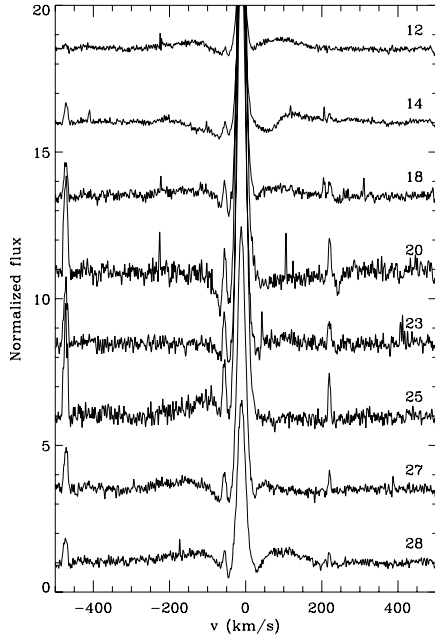


Fig. 3. $H\alpha$ circumstellar spectra for each observed night, indicated at the right of each profile. The continuum of each spectrum has been normalized to unity and the profiles have been shifted for clarity.

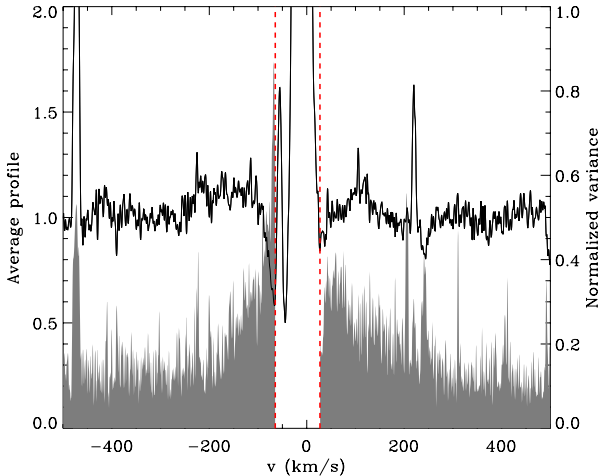


Fig. 4. Average profile (solid line) and normalized variance (gray shaded area) of $H\alpha$ line. Dashed red lines delimit the region dominated by nebular emission.

the $H\alpha$ redshifted absorption to vary with the stellar rotational period. This absorption will be more pronounced and at higher velocities when we see the accretion region projected onto the stellar photosphere along our line of sight.

The modulation of the $H\alpha$ blueshifted side presents a period shorter than the photometric period. In this case, the existence of only one preferential region of ejection of material from the disk is not physically acceptable, as the wind generation is located immediately beyond the accretion region, at a slightly larger distance from the star, which corresponds to a Keplerian period also slightly longer. The period of ~ 3 days may indicate that in fact we observe two major contributions of the wind, at opposite sides. Consequently, the formation region of these components is related to a Keplerian period of ~ 6 days, slightly longer than the

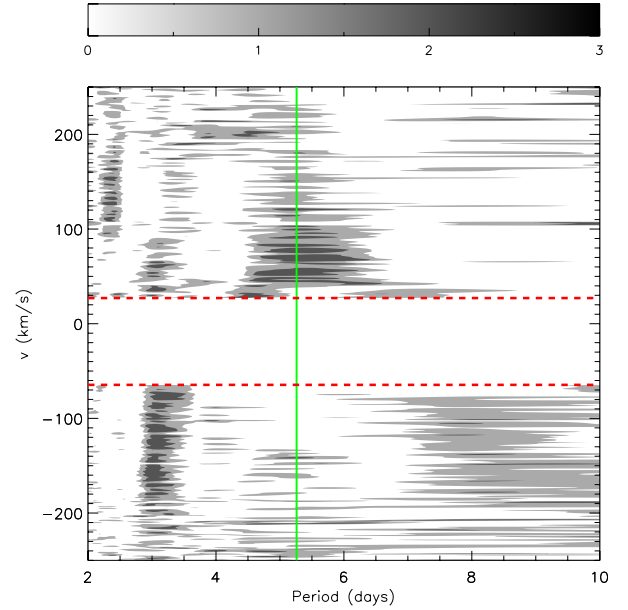


Fig. 5. Two-dimensional periodogram of $H\alpha$ line flux. The power scale varies from zero (white) to the highest value (black). Dashed red lines delimit the region dominated by nebular emission. The solid green line marks the period of 5.26 days.

period of the variation of $H\alpha$ redshifted side, which is connected with the accretion process.

From analyzing the $H\alpha$ profiles, we observe that the spectrum obtained on March 25 shows a strong emission in the blueshifted side and no emission in the redshifted side. Because no other profile resembles it, this blueshifted emission might be a sign of a larger, occasional ejection of material, maybe related to the disruption of the magnetic field configuration. Since this isolated event is not linked to the rotational modulation of the system, we made a new analysis of the $H\alpha$ flux periodicity excluding the spectrum of March 25. We recovered the results obtained considering all spectra, but the blueshifted side also presented a broad region around the photometric period, while a periodicity of about 3 days in the redshifted side becomes evident, making the new 2D periodogram symmetric. Then all $H\alpha$ components shows periodic variation according to the photometric modulation. However, the period of 3 days has to be confirmed with a richer dataset because we have only a few points to investigate additional periods.

The $H\alpha$ profiles are shown as a function of rotational phase with photometric period (Fig. 6) to identify similarities and differences between the spectra that are close in phase position. The top plot helps to locate the spectroscopic observations in the light curve and to identify a correlation between them. The profile of March 28 resembles the profile of March 18, with a slight difference in the redshifted absorption component. They are close to each other in phase, 0.11 and 0.20, and at similar points of the light-curve profile, in which there is a flux decrease before a small local peak. Similarly, the spectra of days 12, 28, 23, and 18 are similar, with an asymmetric profile and a more intense redshifted side. All of them are located in the first half of the photometric cycle, in which the stellar brightness is reduced. On the other hand, the spectra of days 25, 20, and 27 are also similar, with an asymmetric profile as well, but are more intense in the blueshifted side. These observations are located in the flux increase of the light curve. The spectrum of March 14 seems to be a transition between these two situations, because it is situated

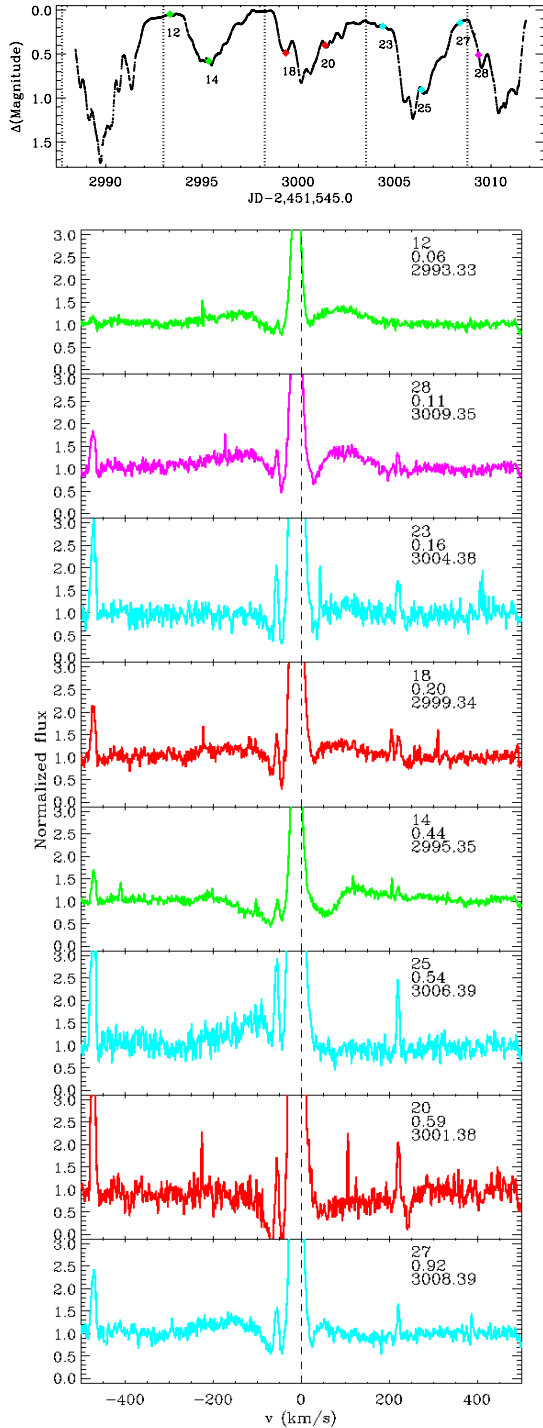


Fig. 6. $H\alpha$ profiles ordered according to rotational phase (middle number in each panel). The observation date and CoRoT JD are also displayed (top and bottom numbers). The color code is the same as in Fig. 1, bottom panel. The dashed vertical line marks the central position of the line, corresponding to 6562.85 Å. The top panel helps to locate the spectroscopic observations in the light curve and to identify the correlation between them.

in a photometric minimum and presents a distinct profile. We conclude that there is a correlation between the light-curve modulation and the spectral line variability. The phenomenon that produces these variations appears to be asymmetric, since the brightness increase in the light curve seems to be slower than the decrease and the emission profiles observed in these two phase ranges exhibit different characteristics.

4. Discussion

The most often discussed causes of photometric variations at optical wavelengths in young stars are cold spots produced by magnetic activity, hot spots created by the shock of the accretion flow at the stellar photosphere, and partial occultation of the star by inhomogeneous circumstellar material (Herbst et al. 1994). Of these, only cold spots are not associated with an accretion disk. We analyze below the photometric and spectroscopic variability expected in each one of these scenarios and compare this with the observed characteristics of V354 Mon in an attempt to identify the physical phenomenon that dominates the observed optical variability in this system.

4.1. Cold and hot spots

Cold spots are one of the most common sources of photometric variability in low-mass stars at all ages. They are good indicators of magnetic activity, since they are associated with the eruption of magnetic flux from the stellar interior out into the atmosphere. Hot spots in young stars are caused by infalling gas at the stellar photosphere, which is a direct consequence of accretion.

Spots rotate with the star, as they are located in the photosphere, and generate periodic photometric variability on timescales of the stellar rotational period. If a cold spot is the main cause of light-curve modulation, it is fully visible to the observer at light-curve minimum, while a hot spot is fully visible at maximum. Both spots produce a modulation in the photometric amplitude that increases toward shorter wavelengths because of the temperature difference between the spot and the photosphere, which makes the star bluer as it becomes brighter. But this effect is more pronounced for hot than for cold spots. In this manner, we can estimate the spot temperature and size by comparing the total photometric amplitude of variation at different wavelengths.

We applied the model developed by Bouvier et al. (1993), which derives the temperature and the smallest size of a spot that is responsible for the modulation of the stellar brightness through the fit of amplitude variability as a function of wavelength. This model searches for the best spot configuration that reproduces the observed amplitudes using a χ^2 method, taking into account limb-darkening effects and simultaneously fitting the amplitudes in all bands. No assumption is made about the spot number and shape, but it is assumed that all have the same temperature and the temperature distribution in each individual spot is uniform. Therefore this model does not determine the spot location over the star and provides only a lower limit for the fractional area of the visible stellar hemisphere covered by spots.

We considered that the star has an effective temperature of 4500 K (Flaccomio et al. 2006), with limb-darkening coefficients consistent with this temperature given by Claret (2000) for $\log g \sim 4.0$ and $\log[M/H] \sim 0$. Evaluating spots with temperatures of $3.0 \leq \log(T_s/K) \leq 4.0$ and fractional area f of the visible stellar hemisphere between 0.1% and 90%, the model converged to a spot of $T_s = 10\,000$ K and $f = 5\%$ as the best configuration that reproduces the observed amplitudes of V354 Mon. Even though this solution is at the boundary of model parameters because it presents the highest possible spot temperature, this result is plausible because it agrees with hot spot parameters derived for other T Tauri stars (Bouvier et al. 1995).

Although the spot model indicates that hot spots can reproduce the amplitudes of variation better than cold spots, we restricted the fit to spots with $T_s < 4500$ K to confirm that cold spots cannot be considered as the main cause of photometric modulation. In this case, we obtained $T_s = 3981$ K and $f = 89\%$ as the best configuration. But this result is implausible because cold spots in TTSs typically cover less than 50% of the projected stellar disk (Bouvier et al. 1995). We conclude that cold spots probably exist on the stellar surface of V354 Mon, but are not the main cause of the light-curve variability.

The effective temperature of V354 Mon adopted from Flaccomio et al. (2006) was derived based on the Kenyon & Hartmann (1995) spectral type/intrinsic color scale, which is more adequate to main-sequence dwarfs than young stars. As discussed in Sect. 2, Pecaute & Mamajek (2013) have recently compiled a table of effective temperature vs. spectral type for 5–30 Myr old PMS stars. According to this scale, a K4 star presents an effective temperature of 4330 K. Considering this value, the spot model yields results that are very similar to those obtained for 4500 K: $T_s = 10\,000$ K and $f = 4\%$ as the best configuration that reproduces the observed amplitudes of V354 Mon, and $T_s = 3852$ K and $f = 89\%$ if we restrict the model to cold spots only.

A hot spot influences not only the light curve of the star, but also its spectrum because the accretion shock produces a continuum flux excess with respect to the stellar photosphere that veils the observed photospheric lines, reducing their depth. During the process of data reduction, we found no evidence of veiling, as shown in Fig. 7. We calculated the flux generated by a hot spot of 10 000 K and $f = 5\%$, the best spot configuration that reproduces the observed amplitudes of V354 Mon in the $BV(RI)_C$ bands, through a blackbody curve integration for 10 000 K convolved with passband response functions (Bessell 1983). The ratio between the values obtained and the stellar blackbody flux without a spot at 4500 K was 2.84 in B , 1.34 in V , 0.86 in R , and 0.55 in I . This means that this hot spot should produce a remarkable veiling that would be measurable when comparing absorption lines observed at photometric maximum and minimum. We note in the top panel of Fig. 8 that the LiII line, one of the best-defined absorptions in the spectrum, displays no difference in depth between these two occasions. To exemplify that the flux of a spot of 10 000 K and $f = 5\%$ would cause a visible effect, we added the calculated veiling to the LiII absorption observed at photometric maximum, when the hot spot would be fully visible. We applied the values obtained for R and I bands, as they have characteristic wavelengths of 5925 Å and 7900 Å, and the LiII line is located at 6707.8 Å. The result is shown in the bottom panel of Fig. 8, in which we observe that there is a noticeable decrease in the line depth due to the added veiling. The fact that we do not observe this in the spectra of V354 Mon refutes a hot spot as the main cause of photometric variability.

Furthermore, if a hot spot were responsible for the observed photometric variations, the light-curve maximum would correspond to the moment when the hot spot is fully visible to the observer and the minimum would correspond to the opposite situation, when it is completely hidden. The material in free fall in the accretion funnel absorbs photons emitted by the hot spot. Thus, the $H\alpha$ redshifted absorption should occur at light-curve maximum, since the spot would be in our line of sight at this moment. The opposite is observed in V354 Mon spectra, however. The $H\alpha$ redshifted absorption is visible in the March 14 spectrum, located at a light-curve minimum, but is not present in the March 12 spectrum, corresponding to a light-curve maximum,

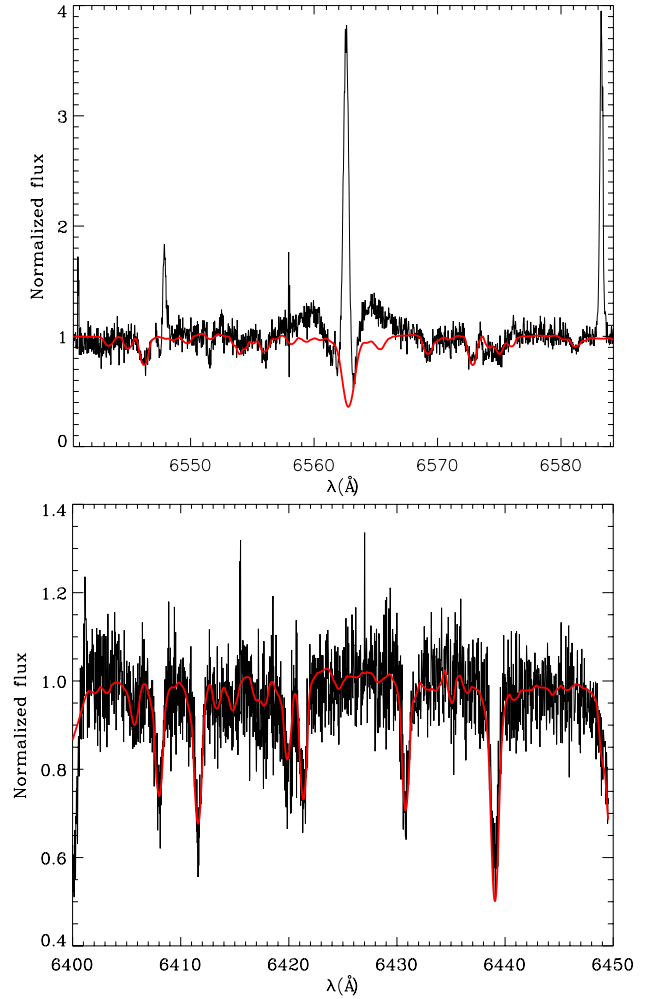


Fig. 7. Two regions of the V354 Mon spectrum (black line) obtained at a photometric maximum on March 12, superimposed on the standard star spectrum (red line), corrected for its radial velocity and rotationally broadened to the V354 Mon value. The photospheric absorptions in the spectrum of both stars agree well, indicating that there is no measurable veiling in the spectrum of V354 Mon. In the *top* plot, which represents the $H\alpha$ region, we observe the nebular contribution to this line in the V354 Mon spectrum and the photospheric contribution to $H\alpha$ in the standard spectrum.

as seen in Fig. 9. According to this result, the hot spot should be facing the observer at light-curve minima, which is not consistent with a hot spot as the main cause of the photometric variation of V354 Mon. Nevertheless, the existence of a hot spot is confirmed by the $H\alpha$ redshifted absorption, since it indicates that there is material at high velocity that falls onto the star and hits the photosphere, which certainly produces a hot spot at the stellar surface. But this hot spot does not generate a measurable veiling, at least within the error of our measurements, or it may be hidden by the accretion column.

4.2. Occultation by circumstellar material

For young stars with an accretion disk seen at high inclination with respect to the line of sight, disk material may absorb part of the stellar flux. If the material is nonuniformly distributed, the light curve is modulated according to the disk structure. Inhomogeneities can be caused by azimuthal asymmetries, a disk with the outer part partially expanded (flared), or

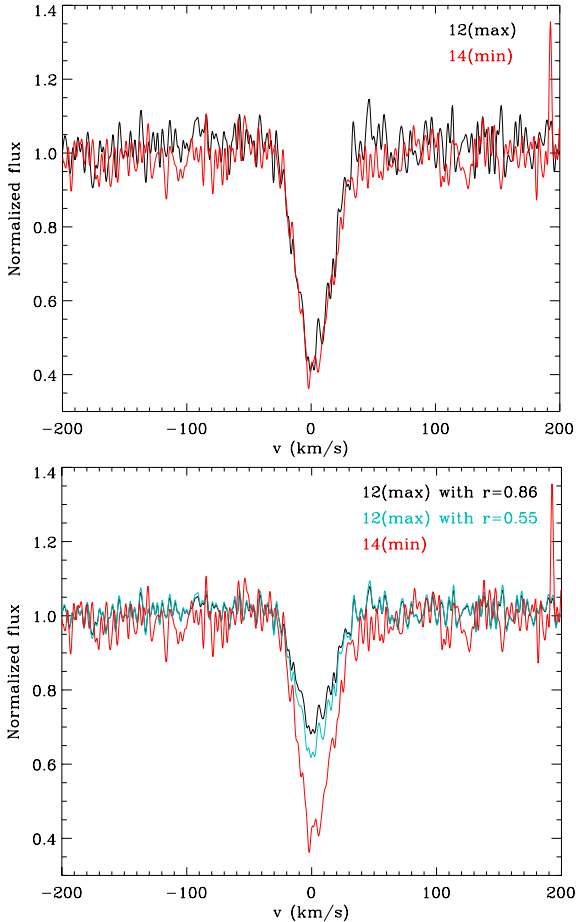


Fig. 8. Comparison between LiI absorption lines observed on March 12 and 14, corresponding to photometric maximum and minimum. In the *top plot* there is no difference in line depth, showing that no veiling is detectable with brightness increase. In the *bottom plot* we added veiling to the spectrum at photometric maximum to demonstrate how a spot with temperature of 10 000 K and $f = 5\%$ would affect the line depth if it were the main cause of the observed photometric variations.

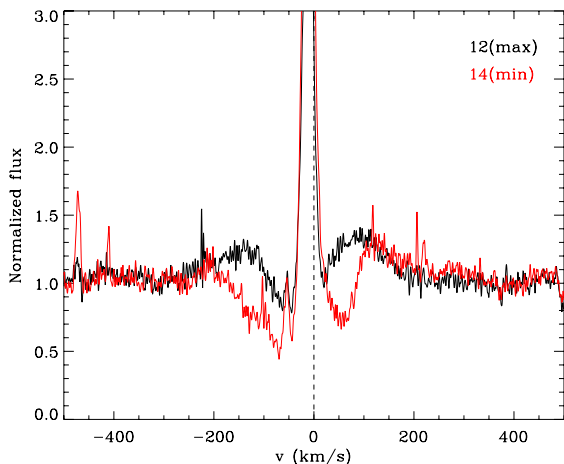


Fig. 9. Comparison between $H\alpha$ circumstellar spectrum observed on March 12 and 14, corresponding to photometric maximum and minimum. The dashed vertical line indicates the central position of the $H\alpha$ line. The appearance of a redshifted absorption during the brightness minimum of the star is evident.

the inner part distorted (warped), or even by dust in an inhomogeneous disk wind. In these cases, the timescale of photometric variation depends on the disk angular velocity at the radius

where the inhomogeneity is located. Similarly to spots, occultation by circumstellar disk makes the star bluer as it becomes brighter. But there is no color variation with the brightness modulation if the disk material is completely opaque, as observed in AA Tau (Bouvier et al. 1999, 2003, 2007a). The 3D MHD numerical simulations of Romanova et al. (2004) naturally produced deformations in the inner part of the disk when the magnetic axis did not coincide with the rotation axis, creating regions where accretion is favored. This prediction has been confirmed by the study of AA Tau, in which a dynamic interaction between the stellar magnetic field and the inner disk was observed.

The presence of dust around V354 Mon is indicated by observations with the InfraRed Array Camera (IRAC) of *Spitzer* (Teixeira 2008), used to identify infrared excess emission from hot circumstellar dust. The α_{IRAC} index represents the slope of spectral energy distribution between $3.6 \mu\text{m}$ and $8 \mu\text{m}$, which is used to classify the inner disk structure, following the criteria proposed by Lada et al. (2006). V354 Mon presents an $\alpha_{\text{IRAC}} = -1.72$, indicating that this star has an optically thick inner disk. The asymmetric shape of minima and maxima observed in the light curve of V354 Mon obtained with CoRoT favors the idea that an irregular structure obscures the light emitted by the star, probably a circumstellar disk with nonuniformly distributed material, where a denser region periodically intercepts the star in our line of sight. This phenomenon can only occur if the disk is seen at high inclination. We calculated the star inclination i through the relation

$$\sin i = \frac{P(v \sin i)}{2\pi R_*}, \quad (1)$$

where P is the rotation period, $v \sin i$ is the projected rotational velocity, and R_* is the stellar radius. Using the effective temperature and luminosity of V354 Mon given by Flaccomio et al. (2006) and the PMS theoretical evolutionary tracks for solar metallicity computed by Siess et al. (2000), we inferred a radius of $2.39 R_\odot$, a mass of $1.49 M_\odot$, and an age of 2.4×10^6 years. From a cross-correlation analysis of each spectrum with an appropriate numerical mask, we derived a mean rotational velocity of $v \sin i = 22.4 \pm 1.2 \text{ km s}^{-1}$. Considering the CoRoT photometric period, $P = 5.26 \pm 0.50$ days, we obtained 77° for the inclination i of the stellar rotation axis relative to the line of sight. This means that the system presents a high inclination, which supports the possibility of star occultation by circumstellar material.

The radius, mass, and age of V354 Mon were also estimated from Landin et al. (2006), using a PMS model with non-gray atmosphere, solar metallicity, initially without rotation and applying mixing length theory with $\alpha = 2$ to treat the convective energy transport. The result (Table 3) is slightly different from that obtained with the Siess et al. (2000) model, mainly in mass and age, but the values are on the same order of magnitude.

To investigate the possibility of occultation by circumstellar material as the main cause of photometric variability, we applied the model originally developed for AA Tau (Bouvier et al. 1999) to V354 Mon. The obscuring region is identified as a warp, a vertical deformation in the inner part of the circumstellar disk produced by the interaction with the dipole magnetic field inclined with respect to the rotation axis. The occultation model generates a synthetic light curve, assuming that the height of the inner disk varies with the azimuthal position according to

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

where ϕ_0 is the azimuth of maximum disk height, corresponding to the middle of the eclipse in photometric phase, and ϕ_c is the

Table 3. V354 Mon parameters obtained from two PMS evolutionary models, using the effective temperature and luminosity given by Flaccomio et al. (2006).

| Model | Siess et al. (2000) | Landin et al. (2006) |
|--|---|--|
| R_* (R_\odot) | 2.39 | 2.35 |
| M_* (M_\odot) | 1.49 | 1.12 |
| Age (years) | 2.4×10^6 | 1.2×10^6 |
| i | $77^\circ \text{ }^{+13^\circ}_{-22^\circ}$ | $82^\circ \text{ }^{+8^\circ}_{-25^\circ}$ |
| r_c (R_*) | 6.1 ± 1.0 | 5.6 ± 1.1 |
| v_{ff} (km s^{-1}) | 450 ± 70 | 390 ± 80 |
| i_m | $74^\circ \pm 7^\circ$ | $71^\circ \pm 10^\circ$ |

Notes. We consider the difference between both models as the error in the radius and mass determination. Therefore, we calculated the errors of i , r_c , v_{ff} , and i_m taking into account the errors in the period, rotational velocity, mass, radius, and H α redshifted absorption v_{max} .

warp azimuthal semi-extension. Therefore, the height in the inner part of the disk decreases gently from its highest value h_{max} at ϕ_0 to zero at $\phi_0 \pm \phi_c$.

Assuming that the photometric period corresponds to the stellar rotation period and the inner disk warp co-rotates with the star, like in AA Tau, the observed photometric period of 5.26 \pm 0.50 days would locate the warp at a distance

$$r_c = \left(\frac{P}{2\pi}\right)^{2/3} (GM_*)^{1/3} = 6.1 R_* \quad (3)$$

from the star, with M_* and R_* obtained from the model of Siess et al. (2000). At this distance, the magnetic field affects the accretion dynamics and the disk is truncated. Internally to this radius, the flux of material is directed to the star following the field lines. The inclination of the magnetic axis with respect to line of sight can be quantified from the redshifted absorptions in the emission line profiles because they are produced by the accretion funnel material that falls at free-fall velocity in the stellar photosphere. In the spectrum of V354 Mon obtained on March 14, located at the photometric minimum, we observe an H α redshifted absorption with a maximum velocity, projected on the line of sight, of $125 \pm 25 \text{ km s}^{-1}$. The free-fall velocity of the accretion flow material from a truncation radius of $6.1 R_*$ is

$$v_{\text{ff}} = \left[\frac{2GM_*}{R_*} \left(1 - \frac{R_*}{r_c}\right)\right]^{1/2} \simeq 450 \text{ km s}^{-1}, \quad (4)$$

with M_* and R_* obtained from the model of Siess et al. (2000). Assuming that the accreting material follows the dipole field lines², the inclination i_m of the magnetic axis is calculated through the relation $\cos i_m = v_{\text{max}}/v_{\text{ff}}$, which gives a value of ~ 0.28 , i.e., $i_m \simeq 74^\circ$. As the inclination of the rotation axis is $\sim 77^\circ$, the angle between this and the magnetic axis is only a few degrees at most. The Romanova et al. (2003) MHD simulations have shown that for very small angles of misalignment

² Given the inferred mass and age of V354 Mon, it has already developed a small radiative core. According to Gregory et al. (2012), stars with this configuration present large-scale magnetic fields that are axisymmetric and have high-order components, typically the octupole, that dominate over the dipole at the stellar surface. However, the dipolar component is generally stronger than the octupolar at large distances from the star and then matter flows from the disk towards the star along dipolar lines. The octupole is more important near the stellar surface, redirecting the accretion streams towards the octupolar pole and shaping the hot spots (see the case of V2129 Oph: Donati et al. 2011; Romanova et al. 2011; Alencar et al. 2012).

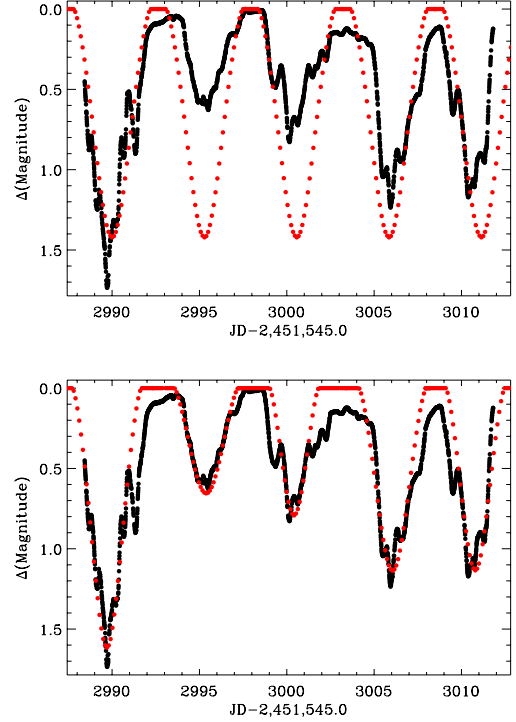


Fig. 10. Best fit of the occultation model with fixed parameters (top), corresponding to a warp with maximum scale height of 0.3 and azimuthal extension of 360° . Individual fit of the model to light-curve minima (bottom). The corresponding properties of the warp are indicated in Table 4.

between the rotation and the magnetic field axes the accretion flows become asymmetric.

We recalculated the inclinations of the rotation and the magnetic field axes using the mass and radius values obtained from Landin et al. (2006) to show the dependence of the results with the adopted theoretical evolutionary model. Even though the radius values given by the two models are very close, the system inclination is affected by the small difference between them. We obtained $i = 82^\circ$ for $R_* = 2.35 R_\odot$. The inclination of the magnetic field axis with respect to the line of sight is $i_m = 71^\circ$ and the misalignment with the rotation axis is 11° . We note that the differences between the system parameters obtained from the two theoretical models (Table 3) are negligible, given the expected uncertainties. The results are on the same order of magnitude, confirming that the system is seen at high inclination and the magnetic axis is only slightly tilted with respect to the rotation axis. The misalignment between the magnetic and rotation axes is also observed in other CTTSs (Donati et al. 2010, 2011).

To reproduce the V354 Mon photometric variability observed with CoRoT by employing the occultation model, we considered the mass and radius values derived from Siess et al. (2000). The model free parameters are the warp maximum height h_{max} and azimuthal semi-extension ϕ_c , which influence the amplitude of variability and the duration of the eclipse, respectively. With these parameters fixed, the best fit was obtained with $h_{\text{max}} = 0.3 r_c$ and a total azimuthal extension of 360° , represented in Fig. 10 (top). The synthetic light curve closely follows the large-scale photometric variation and reproduces the largest amplitudes observed, but does not fit the change in the maxima and minima phase to phase. This is to be expected with fixed warp parameters. However, it is interesting to note that the warp parameters are similar to those obtained in the model of the variability of AA Tau, with a maximum height larger than the value

Table 4. Occultation model parameters from individual fit of light-curve minima.

| Minimum | h_{\max} (r_c) | $2\phi_c$ ($^\circ$) |
|---------|----------------------|------------------------|
| 1st | 0.31 | 320 |
| 2nd | 0.23 | 320 |
| 3rd | 0.25 | 240 |
| 4th | 0.28 | 320 |
| 5th | 0.28 | 280 |

traditionally used in disk models, $\sim 0.05\text{--}0.1 r_c$ (Bertout et al. 1988; Duchêne et al. 2010).

The analysis of AA Tau photometric and spectroscopic variability indicated that the large-scale stellar magnetosphere configuration changed over a month because of the differential rotation between the star and the disk, showing that the circumstellar disk dynamically interacts with the misaligned magnetic field. Therefore, the deformation in the inner disk, which results from this interaction, is also expected to change its characteristics on a short timescale. Based on this and the fact that the depth and width of V354 Mon photometric minima vary considerably, we modeled each light-curve minimum individually. The warp properties are presented in Table 4 for each cycle and the corresponding synthetic light curve is shown in Fig. 10 (bottom). Despite the irregularity of the photometric modulation, the parameters of the inner disk warp for each cycle are quite similar, indicating that small changes in its height and azimuthal extension can reproduce the large amplitude of variability in the observed light curve.

We derived new values of effective temperature and luminosity using the recently published spectral type vs. effective temperature/intrinsic color scale of Pecaut & Mamajek (2013), which is more appropriate for young stars than the dwarf-temperature scales used by Flaccomio et al. (2006). As the J -band photometry is less affected by the disk and accretion column emissions than other bands, we used the available 2MASS J magnitude (Skrutskie et al. 2006) and bolometric correction in this band to compute a luminosity of $\log(L_{\text{bol}}/L_{\odot}) = 0.11$. Considering this value and an effective temperature of 4330 K, we recalculated the stellar parameters from the PMS models of Siess et al. (2000) and Landin et al. (2006) (Table 5). Although the mass and radius have decreased compared with the values derived using the effective temperature and luminosity given by Flaccomio et al. (2006) (Table 3), the overall characteristics of the system are on the same order of magnitude. This corroborates the scenario of a young star surrounded by a disk seen at high inclination, with a small misalignment between the magnetic and rotation axes.

The change in the stellar parameters affected the result of the occultation model as the inclination of the system and the corotation radius increased. Considering the mass and radius obtained from Siess et al. (2000), we reproduced exactly the same fit as shown in Fig. 10 (top) with fixed parameters with a warp of maximum scale height of $0.15 r_c$ and total azimuthal extension of 280° . The individual fit of the model to light-curve minima (Fig. 10, bottom) is also recovered with a warp that changes its characteristics from 0.10 to $0.16 r_c$ in maximum height and from 180° to 260° in azimuthal extension. As the inclination of the system is slightly steeper in this case, the warp does not need to be too high and too extended to generate the observed amplitude of variations. While the stellar parameters derived using the scale of Pecaut & Mamajek (2013) are expected to be more suitable for this system, the results in the literature are largely based on the relations compiled by Kenyon & Hartmann (1995).

Table 5. V354 Mon parameters obtained from two PMS evolutionary models, using the effective temperature and luminosity derived from Pecaut & Mamajek (2013).

| Model | Siess et al. (2000) | Landin et al. (2006) |
|--|------------------------|------------------------|
| R_* (R_{\odot}) | 1.98 | 2.03 |
| M_* (M_{\odot}) | 1.09 | 0.88 |
| Age (years) | 2.5×10^6 | 1.4×10^6 |
| i | $85^\circ \pm 5^\circ$ | $82^\circ \pm 8^\circ$ |
| r_c (R_*) | 6.6 ± 1.0 | 6.0 ± 1.0 |
| v_{ff} (km s^{-1}) | 420 ± 50 | 370 ± 60 |
| i_m | $73^\circ \pm 7^\circ$ | $70^\circ \pm 9^\circ$ |

Notes. The process to calculate the errors was the same as described in Table 3.

Therefore we kept the results obtained based on the latter because they are easier to compare with similar published works.

According to the results obtained, occultation by circumstellar material can be the main cause of the photometric variability observed in V354 Mon. Spectroscopic evidence also favors this interpretation. Photons emitted by the accretion shock or lower accretion column are absorbed by the funnel material in free fall, producing a redshifted absorption in $H\alpha$. As seen from Fig. 9, this absorption is more pronounced in the spectrum that corresponds to a photometric minimum, but it does not appear in the spectrum obtained in the maximum. This is evidence for a correlation between the position of the accretion flow onto the star and the decreasing of stellar brightness. The MHD simulations of Romanova et al. (2003) indicated that for a misalignment between the magnetic field and the rotation axes smaller than 30° , the densest regions of accreting material to the star are located in two main funnels, following the field lines to the closest magnetic pole. Each region is located in one hemisphere, one above the disk and the other below, and rotates with the star. The region located above the disk periodically occults the star for an observer that views the system at medium to high inclination. Therefore, the spectroscopic observations and the CoRoT photometry, along with predictions of numerical simulations, corroborate the idea of stellar occultation by circumstellar material in this system.

A possible explanation for the color variation observed in V354 Mon $BV(RI)_C$ photometry is extinction by circumstellar dust. The star becomes redder when fainter because the warp may not be totally opaque, different from what was observed in AA Tau. An additional analysis is necessary to confirm this hypothesis as the real cause of V354 Mon color variation, which cannot be done based on the data presented in this study.

5. Conclusions

From simultaneous high-resolution spectroscopic and photometric observations, we analyzed the CTTS V354 Mon. This star exhibits a large, periodic brightness variation with minima that change in shape from one rotational cycle to the next. A periodogram analysis of the light curve obtained with CoRoT provided a photometric period of 5.26 ± 0.50 days, close to the value derived by Lamm et al. (2004), 5.22 ± 0.87 days, which indicates that the main structure that produces the photometric modulation did not significantly change over a few years. Observations at $BV(RI)_C$ bands showed that there is also a small color variation and the system becomes slightly bluer as the flux increases.

The spectrum of V354 Mon is variable on a timescale of a few days. The periodicity of $H\alpha$ redshifted and blueshifted sides supports the magnetospheric accretion scenario, in which the

star accretes material from the circumstellar disk while it ejects mass through a disk wind that originates close to the accretion region.

We investigated the possibility that spots at the stellar surface are the main source of photometric variations. A spot with a temperature of 10 000 K and occupying 5% of stellar hemisphere is the spot configuration that best reproduces the variability amplitudes observed in $BV(RI)_C$ bands, which means that the possibility of cold spots is discarded. Such a hot spot would produce a significant veiling in photospheric lines, which is not observed. In addition, the occurrence of pronounced $H\alpha$ redshifted absorptions seen only in light-curve minima indicates that the accretion funnel and, consequently, the hot spot are visible at this phase, which invalidates this phenomenon as the main cause of photometric modulation.

We found evidence that the emission lines vary in a cyclic manner according to the photometric modulation. The asymmetric shape of light-curve minima and the difference in the spectral line profile at brightness increase and decrease show that an irregular structure produces these variations, probably a circumstellar disk with nonuniformly distributed material. This is supported by the fact that the system is seen at high inclination. According to MHD simulations (Romanova et al. 2004), the small misalignment between magnetic and rotational axes observed in this star may create a distortion in the inner disk, producing a warp that periodically occults part of the stellar photosphere. We used an occultation model to determine the general parameters of this structure, which exhibits a maximum scale height of 0.3 located near the disk corotation point, with an azimuthal extension of 360° . These features are similar to those obtained in the fit of this model to the variability of AA Tau (Bouvier et al. 1999). The warp in the disk of V354 Mon seems to modify its shape at each cycle, revealing a dynamical interaction between the stellar magnetosphere and the disk inner part, as predicted by MHD simulations (Goodson & Winglee 1999; Romanova et al. 2002). Nevertheless, the parameters obtained from the individual fitting of the model to the light-curve minima are not very different from each other. This result shows that, despite the irregularity of the brightness modulation, small variations in the warp characteristics are capable of reproducing the large amplitude of the observed photometric variability. The presence of an $H\alpha$ redshifted absorption component more pronounced only at photometric minimum points to a connection between the accretion funnel and the flux variations of the system, which corroborates that occultation by circumstellar material is the main cause of photometric modulation in V354 Mon.

Acknowledgements. We thank Suzanne Aigrain for pre-processing the CoRoT light curve and the anonymous referee for many useful comments and suggestions. N.N.J.F. acknowledges support from CAPES (fellowship process No. 18697-12-7) and CNPq. S.H.P.A. acknowledges support from CAPES, CNPq, and Fapemig. J.B. acknowledges funding from CNES and from ANR Toupie 2011 Blanc SIMI5-6 020 01. This research was developed within the scope of CAPES-Cofecub project and is based on data collected in the CoRoT satellite.

References

Alencar, S. H. P., Teixeira, P. S., Guimarães, M. M., et al. 2010, *A&A*, 519, A88
Alencar, S. H. P., Bouvier, J., Walter, F. M., et al. 2012, *A&A*, 541, A116

Auvergne, M., Bodin, P., Boissard, L., et al. 2009, *A&A*, 506, 411
Bertout, C., Basri, G., & Bouvier, J. 1988, *ApJ*, 330, 350
Bessell, M. S. 1983, *PASP*, 95, 480
Bouvier, J., Cabrit, S., Fernandez, M., Martin, E. L., & Matthews, J. M. 1993, *A&A*, 272, 176
Bouvier, J., Covino, E., Kovo, O., et al. 1995, *A&A*, 299, 89
Bouvier, J., Chelli, A., Allain, S., et al. 1999, *A&A*, 349, 619
Bouvier, J., Grankin, K. N., Alencar, S. H. P., et al. 2003, *A&A*, 409, 169
Bouvier, J., Alencar, S. H. P., Boutelier, 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
Cabrit, S., Edwards, S., Strom, S. E., & Strom, K. M. 1990, *ApJ*, 354, 687
Claret, A. 2000, *A&A*, 363, 1081
Cody, A. M., Stauffer, J., Baglin, A., et al. 2014, *AJ*, 147, 82
Dahm, S. E. 2008, *The Young Cluster and Star Forming Region NGC 2264*, ed. B. Reipurth, 966
Dahm, S. E., & Simon, T. 2005, *AJ*, 129, 829
Donati, J.-F., Skelly, M. B., Bouvier, J., et al. 2010, *MNRAS*, 409, 1347
Donati, J.-F., Bouvier, J., Walter, F. M., et al. 2011, *MNRAS*, 412, 2454
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., & Sciortino, S. 2006, *A&A*, 455, 903
Gillen, E., Aigrain, S., McQuillan, A., et al. 2014, *A&A*, 562, A50
Goodson, A. P., & Winglee, R. M. 1999, *ApJ*, 524, 159
Gregory, S. G., Donati, J.-F., Morin, J., et al. 2012, *ApJ*, 755, 97
Hartigan, P., Edwards, S., & Ghandour, L. 1995, *ApJ*, 452, 736
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., Herbst, D. K., Grossman, E. J., & Weinstein, D. 1994, *AJ*, 108, 1906
Johns, C. M., & Basri, G. 1995, *AJ*, 109, 2800
Johns-Krull, C. M., Valenti, J. A., Piskunov, N. E., Saar, S. H., & Hatzes, A. P. 2001, *ASPC*, 248, 527
Kenyon, S. J., & Hartmann, L. 1995, *ApJS*, 101, 117
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, A104
Mariñas, N., Lada, E. A., Teixeira, P. S., & Lada, C. J. 2013, *ApJ*, 772, 81
McCullum, B., Bruhweiler, F., Castelaz, M. W., et al. 2004, *BAAS*, 36, 1519
Ménard, F., Bouvier, J., Dougados, C., Mel'nikov, S. Y., & Grankin, K. N. 2003, *A&A*, 409, 163
Muzerolle, J., Calvet, N., & Hartmann, L. 2001, *ApJ*, 550, 944
Pecat, M. J., & Mamajek, E. E. 2013, *ApJS*, 208, 9
Perruchot, S., Kohler, D., Bouchy, F., et al. 2008, in *SPIE Conf. Ser.*, 7014
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., Wick, J. V., & Lovelace, R. V. E. 2003, *ApJ*, 595, 1009
Romanova, M. M., Ustyugova, G. V., Koldoba, A. V., & Lovelace, R. V. E. 2004, *ApJ*, 610, 920
Romanova, M. M., Long, M., Lamb, F. K., Kulkarni, A. K., & Donati, J.-F. 2011, *MNRAS*, 411, 915
Samadi, R., Fialho, F., Costa, J. E. S., et al. 2007 [[arXiv:0703354](https://arxiv.org/abs/0703354)]
Scargle, J. D. 1982, *ApJ*, 263, 835
Shu, F., Najita, J., Ostriker, E., et al. 1994, *ApJ*, 429, 781
Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, *A&A*, 358, 593
Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, *AJ*, 131, 1163
Sung, H., Bessell, M. S., & Lee, S. 1997, *AJ*, 114, 2644
Teixeira, P. S. 2008, Ph.D. Thesis, Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, USA and University of Lisbon, Portugal
Terquem, C., & Papaloizou, J. C. B. 2000, *A&A*, 360, 1031
Valenti, J. A., & Piskunov, N. 1996, *A&AS*, 118, 595
Walker, M. F. 1956, *ApJS*, 2, 365