Processo de Acreção em Estrelas T Tauri Clássicas do Aglomerado NGC 2264

Alana Paixão de Sousa



Universidade Federal de Minas Gerais - UFMG

Instituto de Ciências Exatas - ICEx

Programa de Pós Graduação em Física

Processo de Acreção em Estrelas T Tauri Clássicas do Aglomerado NGC 2264

Alana Paixão de Sousa

Orientadora: Prof. Dr[a]. Silvia Helena Paixão Alencar

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

Área de Concentração: Astrofísica.

2016

"Quando nasci veio um anjo safado

O chato dum querubim

E decretou que eu tava predestinado

A ser errado assim

Já de saída a minha estrada entortou

Mas vou até o fim..."

Até o fim, Chico Buarque

Agradecimentos

Agradeço a todos que contribuíram para a realização deste trabalho. Primeiramente a minha família pelo incentivo e orgulho desde sempre. A minha orientadora Silvia por toda ajuda, pelos excelentes comentários nos momentos certos e por nos deixar livres pra fazer as nossas próprias escolhas. Pelo seu comprometimento com a nossa formação que é uma inspiração para todos os seus alunos.

Agradeço a todos amigos que tornaram essa jornada mais leve e divertida. Da UFMG, Anis, Regiane, Nat, Ligia, Lídia, Gláucia, Mario Sérgio, Jéssica, Cobrinha, Mangos, Matheus, Ingrid, João Henrique, Denise, Bárbara Rosa, Davi, Hakob e Hobbit. Em especial, ao Diego pela paciência em todos os momentos. Aos amigos e professores da UESC: Raquel, Adriana, Priscila, Rafael, Duds, Bel, Thiago Franca, Ivea, Danilo, Gilvan, Fabinho, Mestre Climas, Wladimir, Flavinho, Alejandro, Adriano, Nestor, Zolacir, Alejandra e Henry. Em especial a minha orientadora de IC, Jaqueline Vasconcelos, por me apresentar e inserir na área de astrofísica e formação estelar.

Aos professores da Astrofísica: João, Luiz Paulo, Waguinho, Gustavo, Gabriel e Maria Cristina, agradeço pela formação e ajuda ao longo desses anos e por avaliar nossos trabalhos com dedicação.

Aos astroamigos, Fábio, Wilson, Tati, Ariana, Mateus, Julinha, Chico, Bonninha, Pacho, Gustavinho, Guga, Nathalia, Felipe, Nátalia, Pauline, Marcelo, João, Pedrinho, Stela e Leandra, agradeço por fazerem café ao invés de drama, pela companhia diária, pelas conversas, por suportarem tão bem os meus xingamentos com o universo, pelas frases no quadro, pelas apostas valendo café, pelo amor em forma de bullying. Enfim, por tudo...

Aos funcionários do departamento de física que sempre estão dispostos a ajudar.

Por fim, agradeço ao CNPq, à CAPES e à FAPEMIG pelo apoio financeiro.

Resumo

NGC 2264 é um aglomerado estelar jovem ($\sim$ 3 Manos) com centenas de estrelas T Tauri clássicas (ETTCs) que nos permite uma análise detalhada do processo de acreção que ocorre nessas estrelas. NGC 2264 foi alvo em 2011 de uma campanha observacional com os satélites CoRoT, MOST, *Spitzer*, e Chandra. Foram também obtidos dados espectroscópicos no telescópio VLT (ESO) equipado com o espectrógrafo FLAMES entre outras observações de telescópios em solo. Classificamos as curvas de luz do CoRoT das ETTCs morfologicamente como do tipo mancha, AA Tau ou não-periódica, que incluem as estrelas com variabilidade devido a *accretion burst*. Comparamos essa classificação com vários diagnósticos de acreção (emissões de Hα e HeI (6678Å), excesso no ultravioleta) e parâmetros do disco (excesso no infravermelho). Verificamos que sistemas com sinais de acreção e sem acreção representam grupos muito distintos em relação ao excesso de UV, emissão de Hα e taxa de acreção de massa. Mostramos que a morfologia das curvas de luz reflete a evolução do processo de acreção e da região interna do disco. Curvas de luz dominadas por *accretion burst* apresentam maiores taxas de acreção de massa e discos opticamente espessos. Curvas de luz do tipo AA Tau, que são dominadas por ocultação por poeira circunstelar, mostram taxas de acreção intermediária e são localizadas na transição entre disco anêmico e espesso. ETTCs com curvas de luz do tipo mancha correspondem em sua maioria a sistemas com baixa taxa de acreção de massa e baixo excesso no IR. Cerca de 30 % das ETTCs observadas em 2008 e 2011 pelo CoRoT mudaram a morfologia da curva de luz. As transições do tipo AA Tau e do tipo mancha para curvas de luz aperiódicas e vice-versa foram comuns. Isto mostra que a vizinhança circunstelar de estrelas jovens e de baixa massa é extremamente dinâmica numa escala de tempo de alguns anos. A análise da variabilidade da emissão da linha de Hα de 58 ETTCs mostrou que 8 apresentam alguma periodicidade, que em alguns casos é coincidente com o período fotométrico. Analisamos também a linha de HeI (6678Å), formada próxima

à mancha quente e que, quando periódica, fornece uma estimativa realista do período de rotação da estrela. A análise da correlação observada na linha de Hα mostra que as asas azul e vermelha dos perfis de linha de Hα muitas vezes não se correlacionam uma com a outra, o que indica que eles são influenciados por diferentes processos físicos. Testamos em nossa amostra de estrelas as previsões teóricas de acreção nos regimes estável e instável, analisando a ocorrência de absorção desviada para o vermelho da linha de Hα. Apenas dez estrelas da nossa amostra têm absorção desviada para o vermelho, e entre estas encontramos somente uma estrela no regime de acreção instável. As demais nove estrelas estão aparentemente no regime de acreção estável, e esse regime de acreção concorda com a variabilidade fotométrica encontrada para essas estrelas. Entretanto, a periodicidade na linha de Hα esperada para estrelas com acreção no regime estável nem sempre é vista na amostra de estrelas.

Palavras-chave: NGC 2264, Estrelas T Tauri Clássicas, Acreção, Variabilidade de Hα.

Abstract

NGC 2264 is a young stellar cluster ($\sim$ 3 Myr) with hundreds of classical T Tauri stars (CTTSs) that allow us a detailed analysis of the accretion process taking place in these systems. NGC 2264 was target of a multiwavelength observational campaign in 2011 with CoRoT, MOST, *Spitzer,* and Chandra satellites. We also obtained spectroscopic data from the VLT (ESO) telescope equipped with the FLAMES spectrograph, among other observations from the ground. We classified the CoRoT light curves of CTTSs as spot-like, AA Tau, or aperiodic what includes the stars with variability due to *accretion burst*. We compared our classification to several accretion diagnostics (Hα and HeI (6678$\AA$) emission, UV excess), and disk (IR excess) parameters. We verified that accreting and non-accreting systems represent very distinctive groups with respect to UV excess, Hα emission and mass accretion rate. We showed that the morphology of the CoRoT light curve reflects the evolution of the accretion process and of the inner disk region. Accretion burst light curves present high mass accretion rates and optically thick inner disks. The AA Tau-like systems, whose light curves are dominated by circumstellar dust obscuration, show intermediate mass accretion rates and are located in the transition of thick to anemic disks. CTTSs with spot-like light curves correspond mostly to low mass accretion rate, low near-IR excess systems. About 30% of the CTTSs observed in the 2008 and 2011 CoRoT runs changed their light-curve morphology. Transitions from AA Tau-like and spot-like to aperiodic light curves and vice versa were common. This shows that the circumstellar environment of young low mass stars is extremely dynamic on a timescale of a few years. The analysis of the Hα emission line variability of 58 accreting stars showed that 8 presented a periodicity that, in a few cases, was coincident with the photometric period. We also analysed the HeI (6678Å) line, formed near the hot spot and that, when periodic, provides a realistic estimate of the rotation period of the star. The analysis of the correlation observed accross the Hα line shows that

the blue and red wings of the Hα line profiles often do not present correlated variability with each other, indicating that they are influenced by different physical processes, such as outflows and accretion. We tested in our sample of stars the theoretical predictions of accretion in stable and unstable regimes, analysing the occurrence of redshifted absorption in the Hα line. Only 10 stars in our sample presented redshifted absorption, and among those we found only one star in the unstable accretion regime. The other stars in this small sample are apparently in a stable accretion regime, and this accretion regime agrees with the photometric variability found for these stars. However, the periodicity of the Hα line expected in the stable accretion regime is not always seen in our sample.

Keywords:NGC 2264, Classical T Tauri star, Accretion, Hα variability.

Conteúdo

Resumo **I**

Abstract **III**

Lista de Figuras **XII**

Lista de Tabelas **XIII**

1 Introdução **1**

1.1 Estrelas T Tauri 4

1.1.1 Modelo de acreção magnetosférica 7

1.1.2 Campos magnéticos em estrelas T Tauri 8

1.1.3 Desalinhamento entre os eixos do campo magnético e de rotação da estrela 9

1.1.4 Regimes de acreção 10

1.2 NGC 2264 13

1.3 AA Tauri 14

1.4 Objetivos 16

2 Observações e Amostra de Estrelas **18**

2.1 Fotometria CoRoT 19

2.2 Fotometria CFHT 19

2.3 Espectroscopia 20

2.4 Amostra de estrelas T Tauri clássicas e estrelas T Tauri de linhas fracas . . . 24

3 Fotometria com o CoRoT **30**

3.1 Morfologia das curvas de luz do CoRoT 30
3.1.1 Estrelas T Tauri clássicas 30
3.1.2 Mudanças na morfologia das curvas de luz das ETTCs 32
Modelo de mancha 38
3.1.3 Estrelas T Tauri de linhas fracas 39
3.1.4 Mudanças na morfologia das curvas de luz das ETTFs 40
3.2 Distribuição de períodos 42

4 Observações com o Espectrógrafo FLAMES/VLT 48

4.1 Largura equivalente da linha de Hα 49
4.2 Variabilidade da linha de Hα e fotometria com o CFHT 50
4.3 Variabilidade da linha de Hα e fotometria Spitzer 51
4.4 Taxa de acreção de massa a partir da linha de Hα 55
4.5 Morfologia da linha de Hα 58
4.6 Variabilidade de linhas fotosféricas e fotometria CoRoT 61
4.7 Periodicidade na linha de Hα 66
4.7.1 Periodicidade na linha de Hα das estrelas do tipo AA Tau 72
4.7.2 Periodicidade na linha de Hα das estrelas classificadas como não periódicas pela fotometria do CoRoT 75
4.7.3 Periodicidade na linha de Hα das estrelas não observadas pelo CoRoT em 2011 77
4.7.4 Periodicidade na linha de Hα das estrelas do tipo mancha 77
4.8 Periodogramas da linha de HeI (6678Å) em emissão 78
4.8.1 Periodicidade da linha de HeI para as estrelas do tipo AA Tau 81
4.8.2 Periodicidade da linha de HeI nas estrelas do tipo mancha 82
4.8.3 Estrelas periódicas na linha de HeI e que não são periódicas na fotometria ou não foram observadas pelo CoRoT em 2011 83
4.9 Acreção nos regimes estável e instável 83
4.10 Matriz de correlação 90

5 Objetos Interessantes e Trabalhos Futuros 97

5.1 Binárias espectroscópicas 97

5.2 Estrela Mon-000811 104
5.3 Novas observações 106

6 Conclusão **107**

A Amostra de Estrelas T Tauri Clássicas e de Linhas Fracas **111**

B Matrizes de Correlação e Perfis de Linha de Hα **132**

C Artigos Publicados **140**

Referências Bibliográficas **145**

Lista de Figuras

1.1 Distribuição de energia espectral durante a fase de formação de uma estrela de baixa massa 3

1.2 Diagrama HR para o complexo de nuvens moleculares Taurus-Auriga 5

1.3 Perfis de Hα de algumas estrelas T Tauri 6

1.4 Modelo de acreção magnetosférica 8

1.5 Simulação MHD tridimensional: Acreção com inclinação de 0° entre o eixo do campo magnético e o eixo de rotação da estrela 10

1.6 Simulação de MHD tridimensional: Acreção com inclinação de $\Theta = 30°$ entre o eixo do campo magnético e o eixo de rotação da estrela 11

1.7 Modelo de magneto-acreção nos regimes estável e instável. 12

1.8 Imagem e diagrama HR do aglomerado NGC 2264 13

1.9 Curva de luz da estrela AA Tau 15

1.10 Simulações de MHD para uma estrela T Tauri clássica. 16

2.1 Campos das observações feitas com o CoRoT e Spitzer/IRAC de NGC 2264 . 20

2.2 Campo de observação de NGC 2264 com VLT/FLAMES 21

2.3 Espectro total e espectro de emissão do céu para duas ETTCs com VLT/FLAMES 23

2.4 Espectro normalizado da região de emissão de Hα, mostrando a remoção da emissão nebular do espectro estelar 24

2.5 Largura equivalente da linha de Hα em função do tipo espectral e em função da largura de Hα a 10% da intensidade máxima. 29

3.1 Curvas de luz do CoRoT para diferentes tipos de variabilidades fotométricas vistas em ETTCs 33

3.2 Curvas de luz do CoRoT em fase 34

3.3 Exemplos de ETTCs cujas morfologias das curvas de luz mudaram de 2008 para 2011. 36
3.4 Curvas de luz do CoRoT para diferentes tipos de variabilidades fotométricas vistas em ETTFs 41
3.5 Curvas de luz do CoRoT em fase 41
3.6 Exemplos de ETTFs cujas morfologias das curvas de luz mudaram de 2008 para 2011. 43
3.7 Distribuição de períodos para as ETTCs observadas em 2011 e 2008. 44
3.8 Distribuição de períodos para as estrelas do tipo AA Tau e do tipo mancha observadas de 2011. 45
3.9 Período para as estrelas do tipo mancha em função do tipo espectral e da massa da estrela. 46
3.10 Distribuição de períodos para ETTFs e para ETTCs pertencentes a NGC 2264 e observadas pelo CoRoT em 2008 e 2011. 47

4.1 Distribuição da largura equivalente de Hα para todas as ETTCs. 49
4.2 Excesso no UV em função da largura equivalente da linha de Hα. 51
4.3 Taxa de acreção de massa nas bandas u e r em função da largura equivalente da linha de Hα. 52
4.4 Índice $\alpha_{\rm IRAC}$ para estrelas T Tauri clássicas e fracas com dados do *Spitzer* da literatura. 54
4.5 Índice $\alpha_{\rm IRAC}$ para estrelas T Tauri clássicas observadas com o CoRoT, em função do excesso de UV nas bandas u e r do CFHT. 54
4.6 Taxas de acreção de massa, obtidas a partir do fluxo de Hα, em função da largura equivalente de Hα. 56
4.7 Taxas de acreção de massa obtidas a partir do fluxo da linha de Hα em função das taxas de acreção obtidas com o excesso de UV. 57
4.8 Classificação dos perfis de Hα proposta por Reipurth et al. (1996) 58
4.9 Distribuição do tipo de perfil de Hα de acordo com a classificação proposta por Reipurth et al. (1996). 59
4.10 Taxa de acreção de massa em função do tipo de perfil de Hα de acordo com a classificação proposta por Reipurth et al. (1996) 61

4.11 Largura equivalente de Li I e Fe I em função das contagens do CoRoT para estrelas com curvas luz CoRoT não periódicas 64
4.12 Largura equivalente de Li I e Fe I em função das contagens do CoRoT para estrelas com curvas luz CoRoT do tipo ocultação 65
4.13 Largura equivalente de Li I e Fe I em função das contagens do CoRoT para estrelas com curvas luz CoRoT do tipo mancha fria. 65
4.14 Periodograma de potência para a linha de Hα e curva de luz em fase da estrela Mon-000250 67
4.15 Periodograma bidimensional da linha de Hα para as estrelas do tipo AA Tau 73
4.16 Periodograma bidimensional da linha de Hα para estrelas aperiódicas nas curvas de luz do CoRoT 76
4.17 Periodograma bidimensional da linha de Hα para as estrelas que não foram observadas pelo CoRoT 78
4.18 Periodograma bidimensional para a linha de Hα para estrelas do tipo mancha fria 79
4.19 Periodograma bidimensional da linha de HeI para estrelas periódicas fotometricamente 81
4.20 Periodograma bidimensional da linha de HeI para as estrelas não periódicas fotometricamente 84
4.21 Emissão de Hα para diferentes fases da estrela Mon-000824 que está no regime de acreção instável. 86
4.22 Emissão de Hα para diferentes fases de Mon-000296, que apresenta acreção no regime estável. 87
4.23 Modelo para a linha de emissão Paβ para diferentes fases rotacionais 89
4.24 Matrizes de correlação da linha de Hα para algumas estrelas e perfil de Hα para todas as noites de observação - Estrelas com anticorrelação 93
4.25 Matrizes de correlação da linha de Hα para algumas estrelas e perfil de Hα para todas as noites de observação - Estrelas sem anticorrelação 95

5.1 Perfis de linha de LiI, FeI e Hα da estrela Mon-000497 98
5.2 Curva de luz do CoRoT, potência do periodograma e curva de luz do CoRoT em fase da estrela binária espectroscópica Mon-000497 98

5.3 Periodogramas bidimensionais das linhas de LiI, FeI e Hα da estrela Mon-000497 99

5.4 Perfis de linha de LiI, FeI e Hα da estrela Mon-000728 99

5.5 Curva de luz do CoRoT, potência do periodograma e curva de luz do CoRoT em fase da estrela binária espectroscópica Mon-000728 100

5.6 Periodogramas bidimensionais das linhas de LiI, FeI e Hα da estrela Mon-000728100

5.7 Perfis de linha de LiI, FeI e Hα da estrela Mon-000804 101

5.8 Curvas de luz do CoRoT de 2008 e 2011, potência do periodograma e curvas de luz do CoRoT em fase da estrela binária espectroscópica Mon-000804 . . . 101

5.9 Periodogramas bidimensionais das linhas de LiI, FeI e Hα da estrela Mon-000804102

5.10 Perfis de linha de LiI e Hα da estrela Mon-000448 103

5.11 Curva de luz do CoRoT, potência do periodograma e curva de luz do CoRoT em fase da estrela binária espectroscópica Mon-000448 103

5.12 Periodogramas bidimensionais das linhas de LiI e Hα da estrela Mon-000448 . 103

5.13 Perfis de linha de LiI para diferentes fases da estrela Mon-000448. 104

5.14 Curva de luz do CoRoT, potência do periodograma, periodograma da linha de Hα e periodograma da linha de HeI da estrela Mon-000811 105

5.15 Periodograma e perfil de linha de LiI 106

B.1 Matrizes de correlação da linha de Hα e perfil de Hα para todas as noites de observação - Estrelas que apresentam anticorrelação 133

B.2 Matrizes de correlação da linha de Hα e perfil de Hα para todas as noites de observação - Estrelas que apresentam correlação em quase todo o perfil 134

B.3 Matrizes de correlação da linha de Hα e perfil de Hα para todas as noites de observação - Estrelas que apresentam correlação em quase todo o perfil 135

B.4 Matrizes de correlação da linha de Hα e perfil de Hα para todas as noites de observação - Estrelas que apresentam correlação em quase todo o perfil 136

B.5 Matrizes de correlação da linha de Hα e perfil de Hα para todas as noites de observação - Estrelas que não mostram sinais de correlação entre a asa vermelha e azul da linha 137

B.6 Matrizes de correlação da linha de Hα e perfil de Hα para todas as noites de observação - Estrelas que não mostram sinais de correlação entre a asa vermelha e azul da linha 138

B.7 Matrizes de correlação da linha de Hα e perfil de Hα para todas as noites de observação - Estrelas que não mostram sinais de correlação entre a asa vermelha e azul da linha 139

Lista de Tabelas

2.1 Observações da campanha *Coordinated Synoptic Investigation of NGC 2264*. . 18

3.1 Estatísticas morfológicas para as curvas de luz das ETTCs observadas com o CoRoT em 2008 e 2011. 35

3.2 Estatísticas de mudanças morfológicas das curvas de luz de 2008 para 2011 das 84 ETTCs observadas pelo CoRoT nas duas campanhas. 37

3.3 Estrelas classificadas como do tipo mancha com o CoRoT e resultado do modelo de mancha. 39

3.4 Estatísticas morfológicas para as curvas de luz das ETTFs observadas com o CoRoT em 2008 e 2011. 40

3.5 Estatísticas de mudanças morfológicas das curvas de luz de 2008 para 2011 das 149 ETTFs observadas pelo CoRoT nas duas campanhas. 42

4.1 Parâmetros para as ETTCs observadas com o espectrógrafo FLAMES 69

4.2 Parâmetros usados para calcular o raio de corrotação (R_C) e a intensidade do campo magnético ($B_\star$) 75

A.1 Parâmetros das ETTCs observadas pelo CoRoT e/ou pelo FLAMES/VLT . . 112

A.2 Parâmetros das ETTFs observadas pelo CoRoT e/ou pelo FLAMES/VLT . . 119

Capítulo 1

Introdução

Neste trabalho estudamos estrelas T Tauri clássicas (ETTCs), que são estrelas de baixa massa ($M_* \approx 0{,}2-2\,\mathrm{M}_\odot$), semelhantes ao Sol, porém jovens e ainda em processo de formação. A formação dessas estrelas acontece em grandes nuvens moleculares, compostas principalmente por hidrogênio. As regiões mais densas da nuvem colapsam gravitacionalmente, se fragmentando em pedaços com extensão de $\sim 0{,}1$ parsec, dando origem a nuvens menores. Estas nuvens menores possuem núcleos de gás densos, que podem colapsar formando em seu centro um objeto denso, que é chamado de proto-estrela. Com a evolução desse sistema, a proto-estrela aumenta sua massa através do gás acumulado num envoltório, que continua a cair no sistema por um período de $10^5 - 10^6$ anos.

Por falta de mecanismos eficientes de perda de momento angular durante a fase de formação da proto-estrela, ocorre a formação de um disco composto por gás e poeira em volta da proto-estrela. Este modelo de formação estelar com disco de acreção foi proposto primeiramente por Lynden-Bell & Pringle (1974) para a formação de estrelas de baixa massa, ganhando um formalismo teórico que foi usado para explicar características observadas destas estrelas, como explicado na Seção 1.1.1.

Regiões de formação estelar normalmente apresentam *outflows*, que correspondem a ejeções de matéria do sistema disco-estrela. A proto-estrela, em seu estágio inicial de formação,

ejeta uma grande quantidade de material através de seu disco, que diminui à medida que o sistema evolui. Essas ejeções, em forma de ventos e jatos colimados pelo campo magnético e rotação da estrela, chocam-se com o material em sua volta, empurrando-o para longe. Esses choques fazem com que o gás brilhe intensamente, criando estruturas em forma de arcos, que são chamados de objetos Herbig-Haro, que são comuns em regiões de formação estelar. A presença de objetos Herbig-Haro é um indicativo de que a região ainda está formando estrelas. A ejeção de material nestes sistemas jovens é característica de modelos de acreção magnetosférica (Seção 1.1.1) desenvolvidos inicialmente por Camenzind (1990) e Shu et al. (1994).

Lada (1987) introduziu um esquema de classificação para a evolução desses objetos jovens, desde a formação até a idade zero da Sequência Principal (ZAMS). Esta classificação é baseada na forma da distribuição de energia espectral (DEE) em $\log \lambda F_\lambda$ vs. $\log \lambda$ desses objetos. Posteriormente, André & Montmerle (1994) ampliaram esta classificação para incluir objetos ainda muito embebidos em suas nuvens moleculares. Abaixo listamos as principais características associadas a cada fase evolutiva do sistema disco-estrela em formação e na Figura 1.1 mostramos as DEE correspondentes e também um esquema de evolução da proto-estrela desde o núcleo da nuvem até um possível sistema planetário:

Classe 0 - São proto-estrelas, ainda bastante embebidas na nuvem progenitora, com idades estimadas em $\sim 10^4$ anos. Apresentam envoltórios massivos e frios, com tamanhos estimados de 10^3 a 10^4 UA e jatos altamente colimados. Apresentam pouca emissão no infravermelho e nenhuma emissão no óptico; a maior parte de sua emissão está no sub-milímetro.

Classe I - São proto-estrelas com idade de $\sim 10^5$ anos. O material do envoltório já sedimentou no disco ou caiu na estrela. São fortes emissoras no infravermelho distante e ainda apresentam jatos, porém não tão colimados como os apresentados pelos objetos de classe 0. A DEE para essas estrelas é plana ou aumentando para comprimentos de ondas longos.

Classe II - São objetos estelares visíveis no óptico, conhecidos como estrelas T Tauri clássicas (ETTCs), que possuem idades estimadas entre $10^6 - 10^7$ anos. Suas DEEs apresentam uma fotosfera estelar somada a um excesso de emissão do rádio ao ultravioleta.

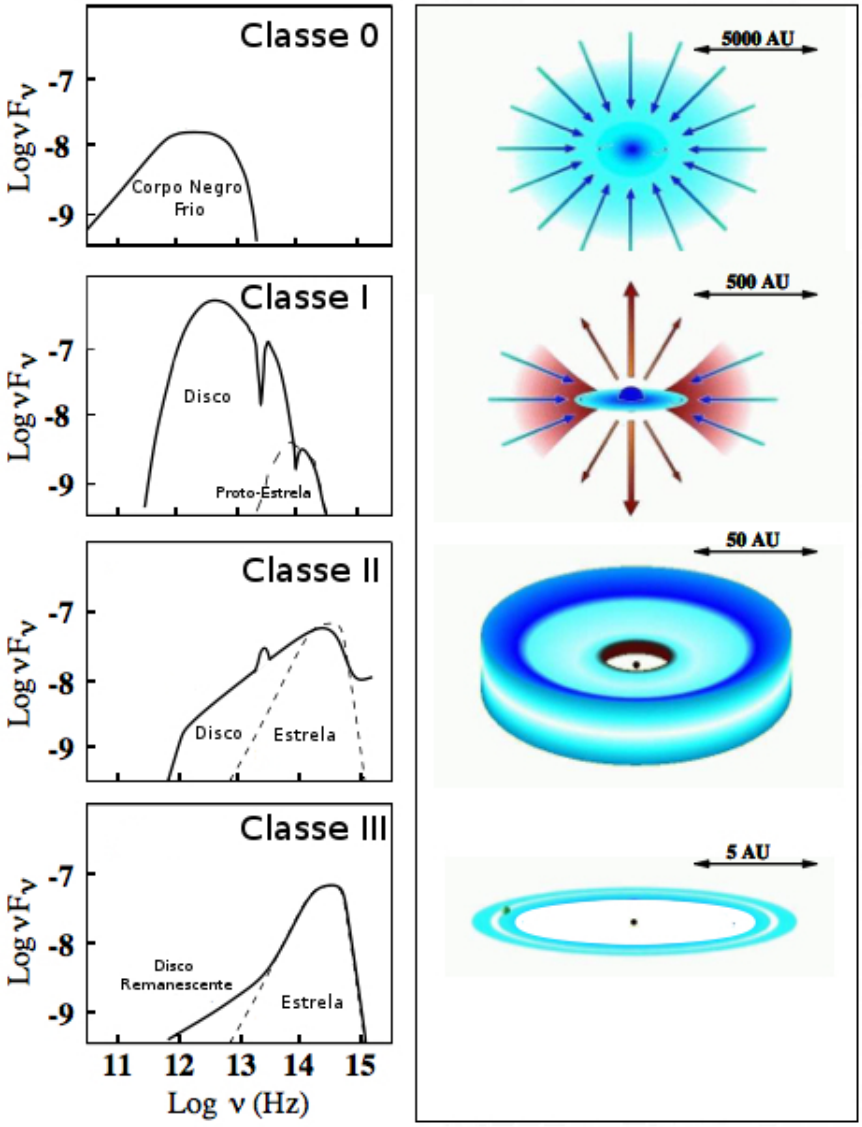


Figura 1.1: Esquema ilustrativo da evolução da distribuição de energia espectral, durante a fase de formação de uma estrela de baixa massa (esquerda). Ilustrações da estrutura do sistema em torno do objeto estelar em cada fase evolutiva, bem como a evolução do disco de acreção (direita). Figura adaptada de Isella (2006).

Estes excessos são explicados pela presença do disco (rádio e infravermelho) e também pela acreção do gás do disco pela estrela central (UV e óptico), segundo o modelo de acreção magnetosférica (Seção 1.1.1). Normalmente possuem ventos com taxa de perda de material de $\sim 10^{-9}$ $M_{\odot}$ ano^{-1}. As ETTCs já podem ser localizadas no diagrama Hertzsprung-Russel (HR) e comparadas com trilhas evolutivas teóricas.

Classe III - Nessa fase evolutiva, as estrelas são chamadas de estrelas T Tauri de linhas fracas (ETTFs). A distribuição espectral para essa fase evolutiva corresponde a um corpo negro simples, não possuindo sinais de disco de acreção ou este é escasso para ser detectado. Essa classe evolutiva também está bem localizada no diagrama HR. A perda do disco desde a classe II para a classe III está associada à acreção do material para a estrela, à ejeção de material para fora do sistema e também à possível formação de um sistema planetário (Papaloizou & Terquem 1999).

1.1 Estrelas T Tauri

As ETTCs são as estrelas classificadas como classe II e são estrelas jovens ($\sim 10^6$ anos), de baixa massa (≤ 2 $M_{\odot}$) e com tipo espectral entre F e M. Como vimos na seção anterior, estes objetos caracterizam-se pelo excesso de emissão no infravermelho e no ultravioleta em relação à fotosfera estelar. Também estão associados a manchas frias (provenientes da atividade magnética) e manchas quentes (associadas ao processo de acreção do gás do disco para a estrela). São estrelas ainda na fase de pré-Sequência Principal, onde seu núcleo não atingiu temperaturas suficientes para a queima do hidrogênio, e estão localizadas à direita da Sequência Principal no diagrama HR e caminham em direção à Sequência Principal através das trilhas de Hayashi e Henyey, como mostrado na Figura 1.2.

Antes de atingirem a Sequência Principal, as ETTCs tornam-se ETTFs, não apresentando sinal de acreção de matéria (Meyer 2009). Nesta fase, apresentam pouca emissão de Hα, que é um dos critérios usados para distinguir as ETTCs das ETTFs (ver Capítulo 2). Abordaremos nesta seção a categoria de ETTCs, que é a classe de maior interesse para o presente trabalho. As ETTFs serão usadas para comparar as diferenças de vários parâmetros medidos em estrelas com e sem acreção.

Uma das características das ETTCs é a variabilidade fotométrica e espectroscópica, em

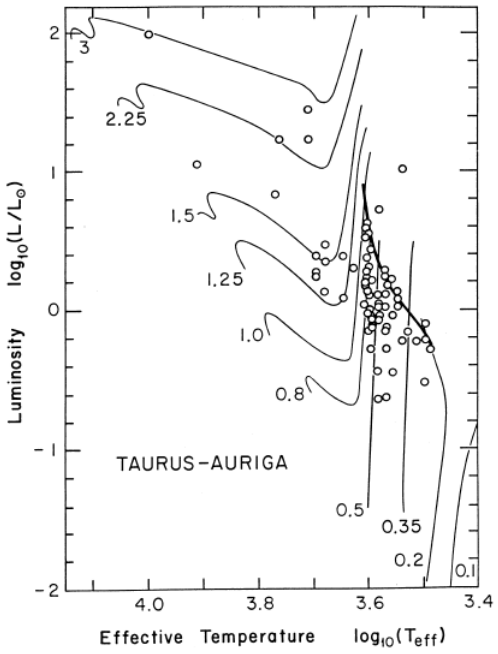


Figura 1.2: Diagrama HR para o complexo de nuvens moleculares Taurus-Auriga. Círculos abertos representam as estrelas T Tauri observadas nesse complexo e as linhas sólidas representam os caminhos teóricos previstos para estrelas da pré-Sequência Principal para diferentes massas (indicadas, em massas solares, na extremidade de cada trilha). A linha sólida mais intensa representa a linha de nascimento para essas estrelas. Figura retirada de Shu et al. (1987).

diversos comprimentos de ondas. A variabilidade fotométrica nessas estrelas ocorre desde o raio-X até o infravermelho. A escala de tempo das variações pode ser de poucos minutos a vários anos (Appenzeller & Mundt 1989). Usualmente, essas variações são bastante irregulares, porém algumas estrelas apresentam comportamento periódico, que pode ser devido à presença de manchas frias e/ou quentes na superfície estelar, ou podem apresentar variabilidade devido à extinção circunstelar, semelhante à apresentada pela estrela AA Tau (Bouvier et al. 2007; Alencar et al. 2010), explicada na Seção 1.3. A análise da variabilidade fotométrica das ETTCs permite a determinação das características das manchas frias/quentes, da geometria do disco interno e da escala de tempo típica dos processos físicos que causam cada tipo de variabilidade (dínamo, acreção, interação disco-estrela). As variações nessas estrelas não estão restritas às observações fotométricas: na espectroscopia linhas de emissão também variam em intensidade e forma, numa escala de tempo de horas a dias (Johns & Basri 1995a; Costigan et al. 2014, por exemplo).

As ETTCs são fortes emissoras de Hα. Geralmente, a linha de Hα dessas estrelas é bastante intensa e variável. Algumas estrelas apresentam linhas de Hα com perfil P Cygni (linha de emissão com desvio para o vermelho e com absorção, abaixo do contínuo, desviada

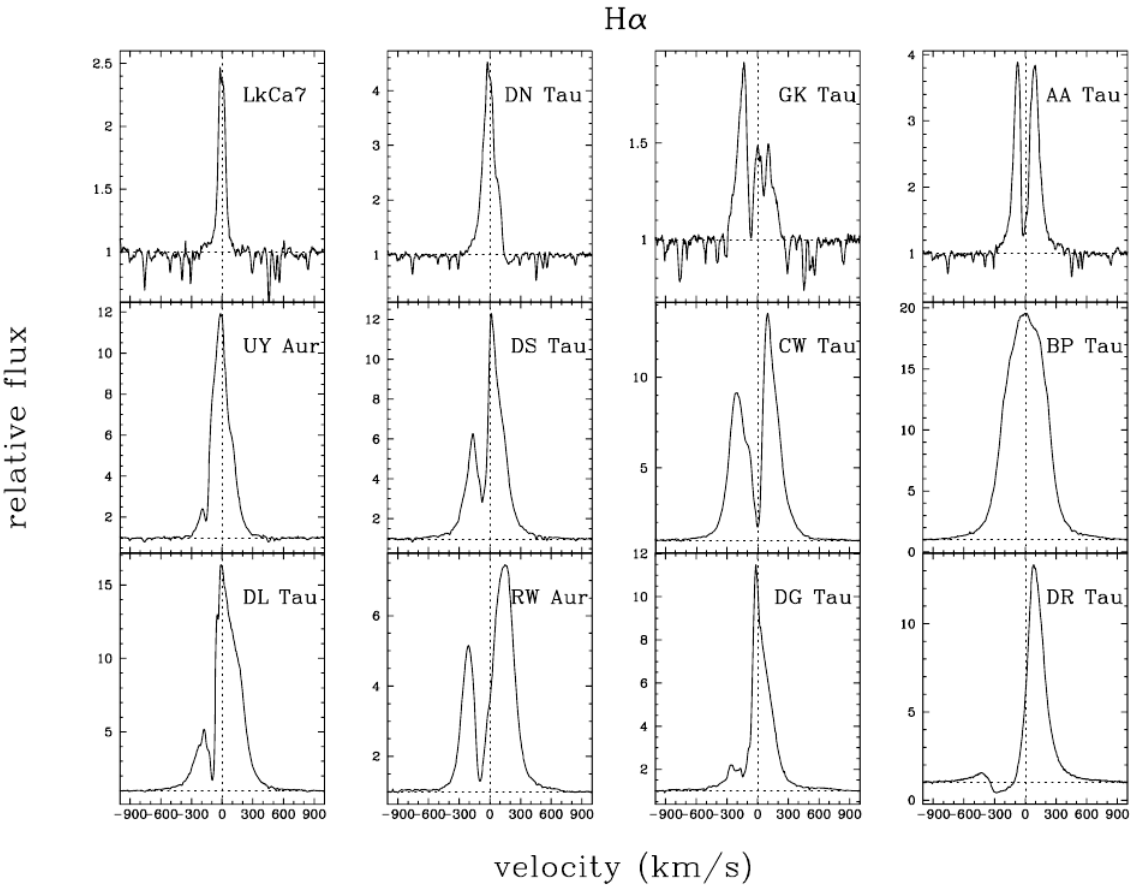


Figura 1.3: Perfis de Hα de algumas estrelas T Tauri, que mostram as linhas intensas e alargadas destas estrelas (Muzerolle et al. 1998).

para o azul) ou perfil P Cygni inverso (linha de emissão com desvio para o azul e absorção, abaixo do contínuo, desviada para o vermelho). A Figura 1.3 mostra exemplos de perfis da linha de Hα de algumas ETTCs analisados por Muzerolle et al. (1998). Esses perfis são bastante alargados, indicando que o material atinge altas velocidades ($\sim \pm 300\,\mathrm{km/s}$). Podemos ver o perfil P Cygni em DR Tau, com absorção no azul abaixo do nível do contínuo e o perfil P Cygni inverso em DN Tau com esta absorção deslocada para o vermelho.

ETTCs também são fortes emissoras nas bandas de raios-X, resultado da intensa atividade coronal dos objetos (Feigelson et al. 1991). A emissão de raios-X é explicada como uma emissão térmica do gás altamente aquecido por violentos eventos de reconexão magnética, análogos às erupções solares, porém mais intensos por um fator de 10^1 a 10^6 (Feigelson & Montmerle 1999). Raios-X também são produzidos na região do choque de acreção (Argiroffi et al. 2011), porém menos energéticos que os produzidos em reconexões magnéticas.

A emissão no infravermelho fornece uma estimativa da quantidade de poeira em torno da proto-estrela. Desta forma, quanto mais evoluído o objeto, menor é a quantidade de

material ao seu redor e consequentemente menor é a emissão no infravermelho. A emissão no infravermelho indica a presença de um disco de acreção em torno das ETTCs, como visto na Figura 1.1. Esses discos também são chamados de discos protoplanetários, pois tratam-se dos possíveis progenitores de sistemas planetários como o Sistema Solar.

1.1.1 Modelo de acreção magnetosférica

O modelo de acreção magnetosférica é o mais aceito para explicar as principais características observadas das ETTCs. A parte interna deste modelo pode ser vista na Figura 1.4 que também mostra o tipo de emissão característica de cada região. As ETTCs possuem fortes campos magnéticos (Johns-Krull et al. 1999; Johnstone et al. 2014) que interrompem o disco de acreção a cerca de 0,1 UA da superfície estelar. O truncamento do disco acontece onde a pressão magnética é igual à pressão do material em acreção no disco. Após o truncamento do disco, a dinâmica do gás passa a ser dominada pelo campo magnético da estrela, a matéria segue as linhas do campo magnético, adquirindo velocidades próximas à velocidade de queda livre, até se chocar com a fotosfera da estrela. Porém, para o gás seguir as linhas de campo, este deve estar suficientemente ionizado para garantir o acoplamento entre os íons e o campo magnético. Isto exige, na região do raio de truncamento, temperaturas suficientemente altas ($T \geq 1000$K), para garantir a ionização dos átomos. Na interface entre a estrela e o disco formam-se "tubos de matéria", em forma de funis, que são chamados de colunas de acreção como visto na Figura 1.4.

A presença do disco de acreção explica a distribuição espectral inferida para essa classe de estrelas. Como visto na Figura 1.1, a DEE de uma T Tauri clássica é explicada como composta da emissão da própria estrela mais uma emissão devido ao disco. As linhas de emissão alargadas também são explicadas no modelo de acreção magnetosférica (Hartmann et al. 1994; Kurosawa et al. 2006; Lima et al. 2010), pois o gás em acreção adquire velocidades de queda livre, partindo de distâncias da ordem de 0,1 UA da estrela, o que é consistente com as velocidades medidas a partir de dados observacionais (ver Figura 1.3). Esse gás em acreção choca-se na superfície da estrela provocando um aumento na temperatura no local de choque, formando o que chamamos de manchas quentes. Os fótons produzidos no choque de acreção são absorvidos, em nossa linha de visada, pelo gás na magnetosfera da estrela, que explica as absorções desviadas para o vermelho, que são comuns em linhas de emissão

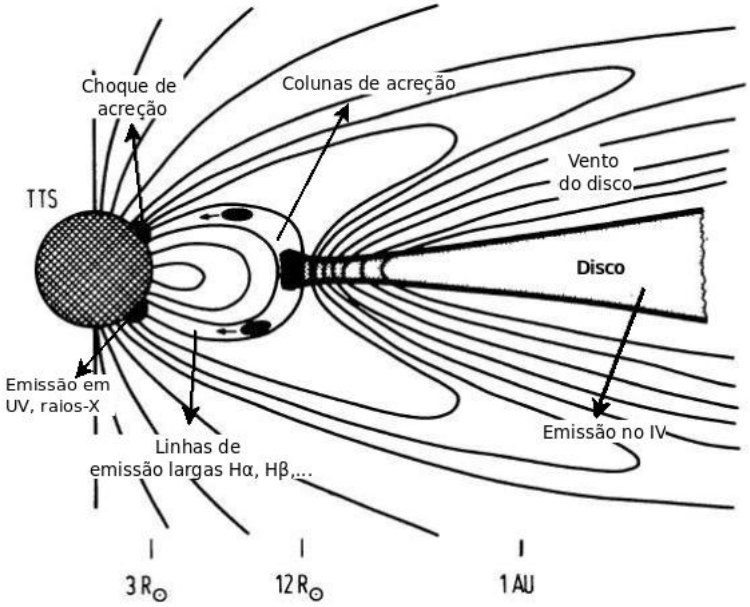


Figura 1.4: Modelo de acreção magnetosférica para uma estrela T Tauri clássica. Este modelo é formado por uma estrela central jovem circundada por um disco de acreção. Neste modelo as colunas de acreção ligam a parte interna do disco com a estrela e o vento do disco que é responsável pela ejeção de material para fora do sistema pode ser visto. Figura adaptada de Camenzind (1990).

de ETTCs. Os fótons produzidos na mancha quente ou no próprio funil de acreção, também podem ser absorvidos no vento de disco, o que explica as absorções desviadas para o azul, que são comumente encontradas sobrepostas a linhas de emissão das ETTCs. Nas ETTCs é comumente observado excesso no UV (ver por exemplo, Venuti et al. 2014, 2015). Esse excesso é gerado na mancha quente, durante o choque de acreção. O excesso de emissão no UV é um dos diagnósticos usados para distinguir as ETTCs das ETTFs (Capítulo 2).

Em ETTCs a profundidade e a largura das linhas fotosféricas são menores do que em estrelas de pré-Sequência Principal, com o mesmo tipo espectral, que não apresentam sinais de acreção. Isso acontece devido ao contínuo extra adicionado ao espectro quando a mancha quente aparece na nossa linha de visada e esse efeito é conhecido como velamento das linhas fotosféricas (Capítulo 4) e pode ser medido em algumas ETTCs (Hartigan et al. 1989, 1991; Ingleby et al. 2013).

1.1.2 Campos magnéticos em estrelas T Tauri

No modelo de acreção magnetosférica supõe-se que as ETTCs possuam campos magnéticos intensos e predominantemente dipolares. Observações de estrelas de baixa massa em estágios iniciais de evolução, ou seja, desde a fase de proto-estrela até a ZAMS, mostram altos níveis de atividade magnética, que implicam em fortes campos magnéticos cobrindo

uma boa parte da superfície estelar e reconexões magnéticas vistas nas bandas de raios-X e em rádio (Feigelson & Montmerle 1999).

O campo magnético de uma estrela pode ser medido através do efeito Zeeman nas linhas de absorção fotosféricas que se separam em múltiplas componentes quando estão na presença de um campo magnético (Johns-Krull 2007). A topologia do campo magnético pode ser determinada através de medidas do nível de polarização circular nas linhas de absorção fotosféricas e também em linhas de emissão relacionadas a acreção (Donati et al. 2007, 2008; Hussain et al. 2009). Estudos mostram que os campos magnéticos de ETTCs podem ser significativamente mais complexos do que um dipolo simples, incluindo em geral a componente octupolar, e podem variar bastante entre diferentes ETTCs (Gregory et al. 2012). Porém, a $\sim 0{,}1\,\mathrm{UA}$ da estrela, a componente dominante que interage com a parte interna do disco, em geral, é dipolar. Assim, a interação disco-estrela é mediada pela componente dipolar do campo magnético da estrela. Próximo à superfície da estrela as demais componentes do campo magnético podem ser dominantes.

Na literatura encontramos valores da componente de dipolo de campos magnéticos na superfície da estrela, em ETTCs, que vão desde $\mathrm{B_{dip}} = 0{,}02\,\mathrm{kG}$ a $1{,}9\,\mathrm{kG}$ (ver Tabela 2 de Gregory et al. 2012). Essas medidas mostram que ETTCs são cobertas por fortes campos magnéticos da ordem de kG, o que favorece o cenário da acreção magnetosférica.

1.1.3 Desalinhamento entre os eixos do campo magnético e de rotação da estrela

Dentro do cenário de acreção magnetosférica, admitem-se diferentes desalinhamentos entre o eixo rotacional da estrela e o eixo do campo magnético. Esse desalinhamento foi primeiramente medido por (Johns & Basri 1995b; Bouvier et al. 1999; Donati et al. 2010, por exemplo), e posteriormente foi adaptado a modelos magneto-hidrodinâmicos (Romanova et al. 2003, por exemplo), o que ajudou a explicar a variabilidade fotométrica e espectroscópica que é característica das ETTCs. Se o sistema não tiver esse desalinhamento, a acreção do gás para a estrela acontece de maneira simétrica, como pode ser visto na Figura 1.5. Neste caso, formam-se na superfície da estrela (em altas latitudes) anéis com temperaturas acima da temperatura da fotosfera da estrela. Nessa configuração não se espera observar variabilidade fotométrica ou espectroscópica da estrela. Porém, vemos na literatura que essas

estrelas são muito variáveis tanto na fotometria quanto na espectroscopia.

Com o desalinhamento entre o eixo magnético e o eixo de rotação, espera-se acreção não-simétrica, através de funis individuais. Romanova et al. (2003) mostram que a formação desses funis acontece a partir de uma inclinação muito pequena ($> 2°$) entre os eixos. Na Figura 1.6 vemos um exemplo dessas simulações para um ângulo $\Theta = 30°$ entre o eixo do campo magnético e o eixo de rotação da estrela. Com essa configuração é prevista a formação de manchas quentes individuais na superfície da estrela, e não uma mancha em forma de anel, como esperado para a estrela sem nenhum desalinhamento entre o campo magnético e o eixo de rotação. Devido à presença de funis discretos de acreção, é possível observar variações fotométricas e espectroscópicas nessas estrelas, cujas características dependem das condições locais, como densidade, temperatura e velocidade na linha de visada (Romanova et al. 2003).

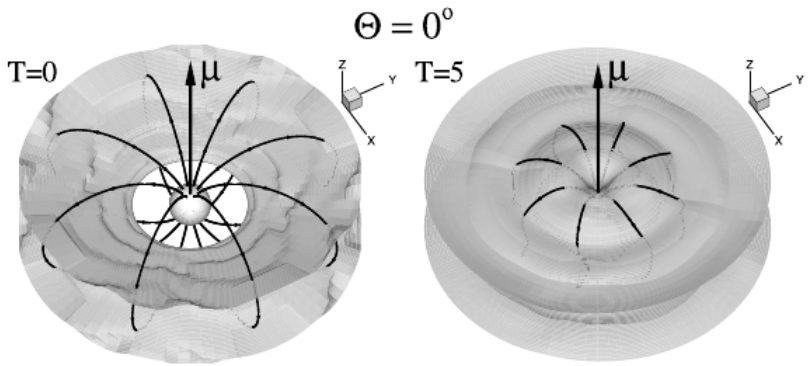


Figura 1.5: Simulação de MHD tridimensional: Acreção com inclinação de 0° entre o eixo do campo magnético e o eixo de rotação da estrela. O tempo T é medido em unidades do período de rotação Kepleriano. A figura da esquerda corresponde a T=0 e a da direita T=5. A escala de cinza de fundo representa a densidade em escala logarítmica e com unidades arbitrárias. As linhas pretas representam o campo magnético. Figuras retiradas de Romanova et al. (2003).

1.1.4 Regimes de acreção

A acreção através de funis discretos é o modelo de acreção de matéria em ETTCs mais aceito na atualidade. Porém, dependendo das condições locais do sistema, podemos ter diferentes configurações desses funis de acreção.

Simulações MHD mostram que a acreção do material do disco para a estrela pode acontecer através de um único funil em cada hemisfério, ou podem ser formados vários funis de acreção conectando o disco à estrela, correspondendo aos regimes de acreção estável e instável, respectivamente (Kurosawa & Romanova 2013; Kulkarni & Romanova 2009, 2008;

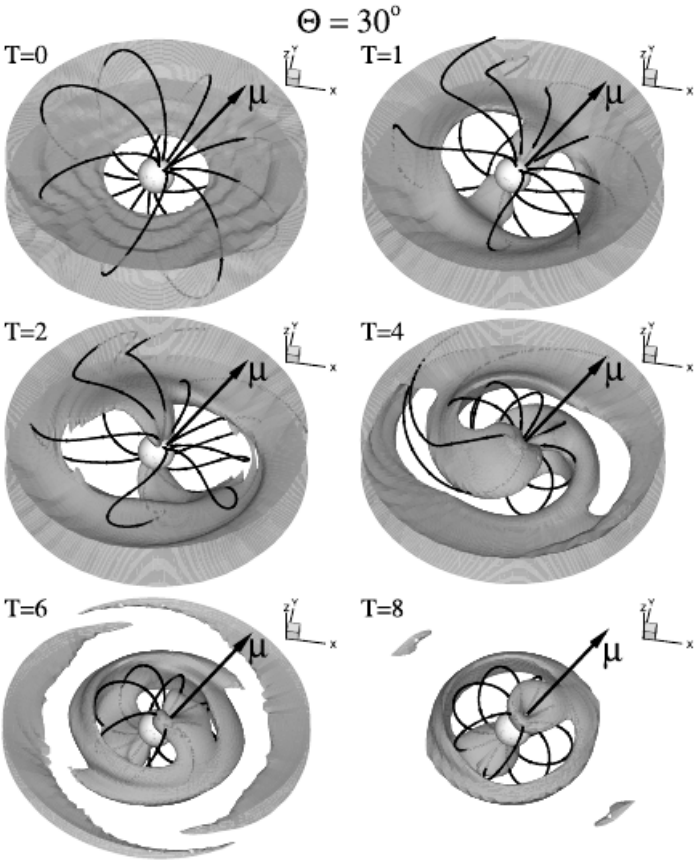


Figura 1.6: Simulação de MHD tridimensional: Acreção com inclinação de 30° entre o eixo do campo magnético e o eixo de rotação da estrela. O tempo T é medido em unidades do período de rotação Kepleriano. A escala de cinza de fundo representa a densidade em escala logarítmica e com unidades arbitrárias. As linhas pretas representam o campo magnético. Figura retirada de Romanova et al. (2003).

Kurosawa et al. 2008). As simulações mostram que geralmente a acreção no regime estável domina para grandes inclinações entre o eixo de rotação da estrela e o eixo do campo magnético ($\Theta > 25°$). Outros parâmetros como o campo magnético da estrela e a taxa de acreção de massa também têm influência no regime de acreção do sistema. Mesmo para grandes inclinações entre o eixo de rotação da estrela e o eixo do campo magnético a instabilidade ainda pode aparecer, mas apenas para altas taxas de acreção de massa (Romanova et al. 2008).

No regime de acreção estável supõe-se que a acreção do gás aconteça por dois funis discretos (ver Figura 1.7, esquerda) e, dependendo da inclinação do sistema, apenas um funil passa em nossa linha de visada a cada período de rotação. Nesse regime, os dois funis formam duas manchas quentes na superfície da estrela (uma em cada hemisfério). Espera-se que estrelas periódicas fotometricamente estejam nesse regime de acreção, pois neste caso há uma organização global da geometria de acreção, o que gera variações periódicas. À medida

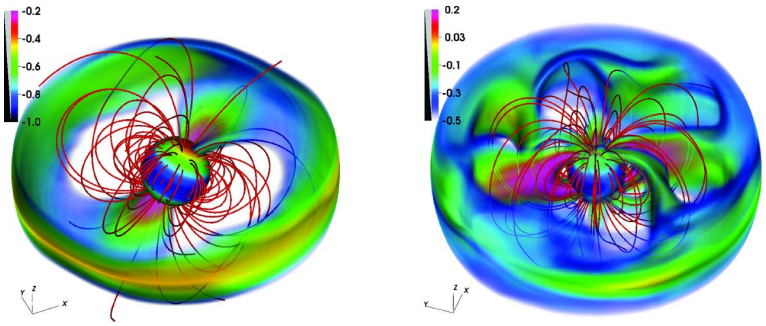


Figura 1.7: Exemplo de modelo magneto-acreção nos regime estável (esquerda) e instável (direita). As cores de fundo representam a densidade em escala logarítmica e com unidades arbitrárias. As linhas de campo magnético são vistas em vermelho. Figura retirada de Kurosawa & Romanova (2013).

que o sistema gira as linhas de emissão frequentemente encontradas nessas estrelas como Hα, Hβ, Hγ, Paβ entre outras, devem então apresentar uma variabilidade periódica, pois originam-se principalmente nas colunas de acreção.

No regime instável, o material segue do disco para a estrela através de vários tubos de acreção, que aparecem temporariamente e em locais aleatórios. Neste regime é esperada a formação de múltiplas manchas quentes na superfície da estrela (Figura 1.7 direita) e a estrela não deve ser periódica fotometricamente. Segundo as previsões teóricas de Kurosawa & Romanova (2013), essa variabilidade randômica também é vista em linhas de emissão. Porém, em alguns casos, essa instabilidade é menos intensa e ambos os regimes estarão presentes. Ou seja, a acreção acontece principalmente por dois funis de acreção, podendo apresentar vários outros funis de acreção aleatórios sobrepostos (Kulkarni & Romanova 2008). Nestes casos, a estrela pode ser periódica na fotometria e/ou na espectroscopia. A instabilidade é favorecida para inclinações menores ($\Theta < 25°$), uma vez que para inclinações maiores cria-se uma região de acreção preferencial, pois os polos magnéticos tornam-se mais próximos da parte interna do disco, diminuindo a barreira de potencial no sentido vertical que o material deve superar para ser levantado para os funis de acreção.

O sistema pode migrar do regime de acreção instável para o estável e vice-versa, desde que ocorram mudanças nos parâmetros do sistema, por exemplo, na intensidade do campo magnético da estrela ou na taxa de acreção de massa (Kulkarni & Romanova 2009). Para taxas de acreção maiores, o raio de truncamento será mais próximo da estrela, favorecendo a instabilidade. Para taxas de acreção menores, a pressão magnética trunca o disco mais próximo ao raio de co-rotação e isto favorece a acreção no regime estável (Romanova et al.

2008). Valores típicos para a taxa de acreção de massa ($\dot{M}$), que separam o regime instável do regime estável foram determinados por Kulkarni & Romanova (2009) e dependem do raio de truncamento do disco (r_m), para sistemas com $r_m = 2 - 3R_\star$ a taxa de acreção crítica é de $\dot{M} = 1{,}7 \times 10^{-7} M_\odot$/ano e para $r_m = 4 - 5R_\star$ a taxa de acreção crítica é de $\dot{M} = 2{,}1 \times 10^{-8} M_\odot$/ano.

1.2 NGC 2264

NGC 2264 é um aglomerado aberto jovem, com ~ 3 milhões de anos, localizado a ~ 760 pc de distância desde o Sol (Sung et al. 1997). Ele exibe evidências que o processo de formação estelar ainda acontece, tais como *outflows* moleculares e objetos Herbig-Haro. Este aglomerado está associado a uma nuvem molecular gigante em Monoceros (complexo OB1). No trabalho pioneiro de Herbig (1954), foram encontradas 84 estrelas de pré-Sequência Principal em NGC 2264 com emissão de Hα, mostrando que essas estrelas exibiam características semelhantes às estrelas do tipo T Tauri. Desde então, NGC 2264 vem sendo alvo de muitas campanhas observacionais, em vários comprimentos de onda, desde centímetros até bandas de raios-X, devido também à sua proximidade e baixa extinção em sua direção. Neste aglomerado já foram encontradas ~ 1000 estrelas membros com características de estrela pertencentes à pré-Sequência Principal (Sung et al. 2009).

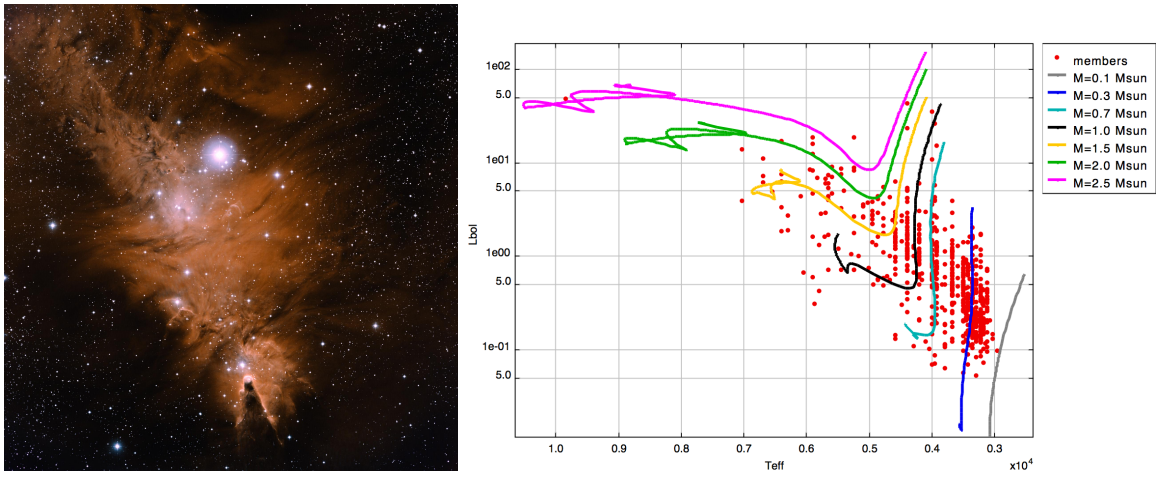


Figura 1.8: Esquerda: Imagem do aglomerado NGC 2264 obtida no observatório WIYN por T.A. Rector e B.A. Wolpa (NOAO/AURA/NSF). Nesta imagem o vermelho-alaranjado representa emissões em Hα, o azul-claro mostra oxigênio (OIII) e o azul-violeta indica emissão de enxofre (SII). A estrela mais brilhante no centro da imagem é S Mon. Esta imagem tem dimensões de $0{,}75^\circ \times 1^\circ$. Direita: Diagrama HR do aglomerado NGC 2264. Os pontos vermelhos representam os objetos que são membros NGC 2264. Os caminhos evolutivos para diferentes massas são representados por linhas contínuas e foram obtidas usando modelos de Siess et al. (2000). Figura retirada de Venuti et al. (2014).

A Figura 1.8 (esquerda) mostra uma imagem óptica do aglomerado NGC 2264. A estrela mais brilhante no centro da imagem é o sistema binário S Mon (tipo espectral O). Nesta imagem também vemos pequenos arcos, que são os objetos Herbig-Haro, formados quando o gás ejetado pelas estrelas jovens colide com nuvens de gás próximas (Reipurth & Heathcote 1997). Na Figura 1.8 (direita) vemos um diagrama HR do aglomerado NGC 2264 obtido por Venuti et al. (2014). A distribuição das estrelas ao longo das trilhas evolutivas de pré-Sequência Principal (linhas contínuas) indicam que as estrelas pertencentes a NGC 2264 são estrelas jovens.

O satélite CoRoT observou NGC 2264 durante 23 dias consecutivos em 2008, nos quais dados fotométricos de alta cadência foram obtidos para ~ 300 membros conhecidos do aglomerado. A análise desses dados produziu estudos em diferentes áreas, tais como astrossismologia (Zwintz et al. 2013), rotação estelar (Affer et al. 2013), sistemas binários (Gillen et al. 2014) e acreção (Alencar et al. 2010). Neste último, mostrou-se que a curva de luz do tipo exibida pela ETTC AA Tau (devido à ocultação da fotosfera da estrela por material circunstelar na parte interna do disco), é comum entre as estrelas membros do aglomerado, o que abre a possibilidade de estudar a evolução da parte interna do disco com variabilidade fotométrica em diferentes comprimentos de onda. Neste trabalho, estudamos estrelas T Tauri clássicas membros de NGC 2264, observadas simultaneamente pelos satélites CoRoT (óptico) e Spitzer (infravermelho), além de vários telescópios no solo (VLT, CFHT).

1.3 AA Tauri

AA Tau é uma das mais bem estudadas estrelas T Tauri clássicas (Cox et al. 2013; Donati et al. 2010; Bouvier et al. 2007, 2003, 1999) localizada a uma distância de 140 pc do Sol, na região de formação estelar Taurus-Auriga. É uma estrela do tipo espectral K7, com temperatura efetiva de ~ 4000K. Essa estrela foi alvo de campanhas observacionais entre 1995 e 2007, onde foi possível monitorar seu comportamento fotométrico. Ela exibe uma curva de luz com máximos bem definidos interrompidos periodicamente por mínimos que variam em profundidade e largura, ciclo a ciclo, à medida que o sistema gira (Figura 1.9). A diminuição do brilho ocorre sem variação significativa na cor e com aumento da polarização linear (Ménard et al. 2003).

Os mínimos observados são explicados como obscurecimento da estrela (Bouvier et al.

1999), e são devidos à ocultação periódica da fotosfera por uma deformação opticamente espessa na região interna do disco (Cox et al. 2013). A parte interna do disco de acreção é deformada devido à acreção preferencial, provocada pela inclinação do eixo magnético da estrela em relação a seu eixo de rotação, como mostrado na Figura 1.10 (Romanova et al. 2004). O sistema disco-estrela de AA Tau é visto em alta inclinação em relação à linha de visada, i $\simeq 75°$ (Bouvier et al. 2003, 1999) e a deformação da parte interna do disco de AA Tau foi recentemente diretamente observada (Cox et al. 2013), o que reforça a teoria de ocultação da estrela pela parte interna do disco.

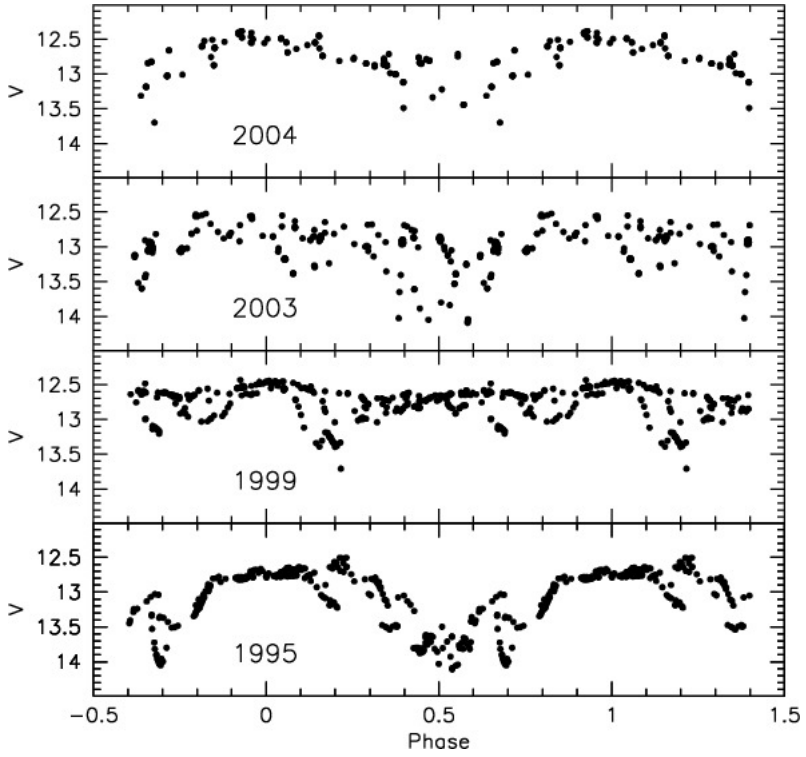


Figura 1.9: Curva de luz da estrela AA Tau, em diferentes épocas de observação, dobrada em fase com o mesmo período de 8,22 dias (Bouvier et al. 2007).

A curva de luz da estrela AA Tau pode ser vista na Figura 1.9, onde são mostradas observações de quatro épocas diferentes (1995, 1999, 2003, 2004). Essas curvas de luz foram dobradas em fase com o período de rotação da estrela de 8,22 dias. Vemos que a estrutura interna do disco de acreção é muito variável ao longo de 10 anos, e além disto, o mínimo de ocultação varia em profundidade e largura de um ciclo a outro na mesma época de observação (Bouvier et al. 2007). Nas observações de 1995 a curva de luz apresenta um mínimo largo e profundo por ciclo de rotação. Na curva de luz de 1999 é possível identificar dois mínimos por ciclo. Em 2003, apresenta um eclipse e ainda mostra resquícios de um mínimo secundário

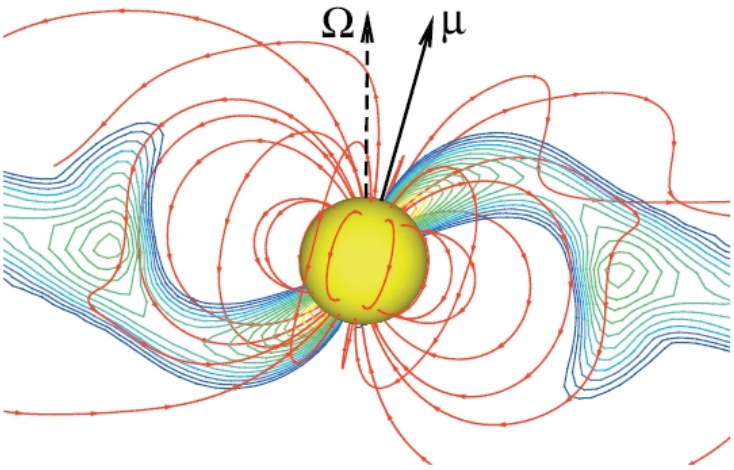


Figura 1.10: Simulações de MHD para uma estrela T Tauri clássica. Nesta figura, μ é o eixo do campo magnético e Ω é o eixo de rotação da estrela. A densidade varia exponencialmente de $\rho = 0.2$ (azul) para $\rho = 2.0$ (laranja), em unidades arbitrárias, perto da superfície estelar. As linhas vermelhas representam o campo magnético da estrela. Figura retirada de Romanova et al. (2004).

por ciclo. Nas observações de 2004, a curva de luz de AA Tau volta a ter um eclipse por ciclo de rotação. Isso mostra o quão variável é a estrutura interna do disco, responsável por estas variações fotométricas da estrela, ao longo dos anos.

1.4 Objetivos

Neste trabalho estudamos o processo de acreção magnetosférica em ETTCs pertencentes a NGC 2264 que é uma região típica de formação estelar. As estrelas têm aproximadamente a mesma idade e assim formam um conjunto homogêneo. A variabilidade fotométrica das estrelas T Tauri clássicas é ainda um assunto de muito interesse na astrofísica. Muitos processos físicos estão associados a esta variabilidade, que vão desde variação no campo magnético da estrela à variação no processo de acreção de matéria do disco para a estrela, à dissipação de momento angular do sistema e à evolução da parte interna de discos de acreção. Ainda não conseguimos observar diretamente a região de interação disco-estrela, mas a variabilidade fotométrica e espectroscópica permite, de maneira indireta, inferir fenômenos físicos que ocorrem nesta região. Dando continuidade ao estudo da variabilidade dessas estrelas e também do processo de acreção, NGC 2264 foi novamente alvo de uma campanha observacional ocorrida no final de 2011 e início de 2012, descrita com mais detalhes no Capítulo 2, com observações em vários comprimentos de onda, com intuito de identificar e analisar as estrelas T Tauri clássicas pertencentes a este aglomerado.

Analisamos a acreção nessas estrelas usando um conjunto de dados espectroscópicos e fotométricos. Do ponto de vista fotométrico, classificamos as curvas de luz do CoRoT como periódicas e não periódicas e analisamos parâmetros como taxa de acreção de massa e excesso de UV, obtidos com os dados do CFHT. Do ponto de vista espectroscópico, analisamos a emissão de Hα, sua variabilidade e periodicidade. Analisamos também a linha de HeI (6678Å), formada no choque de acreção, que quando periódica, fornece uma estimativa realista do período de rotação da estrela. Analisamos a correlação na linha de Hα, para verificar se essa linha pode ser formada em várias regiões distintas, como na região de acreção ou na ejeção de material do sistema, ou ainda se é formanda principalmente na mesma região.

Usamos um conjunto de estrelas T Tauri de linhas fracas, pertencentes a NGC 2264, para comparar estrelas em processos de acreção em relação as estrelas que não apresentam mais sinais de acreção de material do disco.

Estudamos a acreção nos regimes estável e instável na nossa amostra de estrelas, como previstos teoricamente por Kurosawa & Romanova (2013). Além disso, caracterizamos o conjunto de ETTCs de NGC 2264 observadas com o CoRoT, Spitzer, Flames/VLT e com a Megacam/CFHT.

Esta tese está divida em 6 capítulos. Neste primeiro, apresentamos uma revisão geral sobre formação estelar, estrelas T Tauri clássicas e o aglomerado NGC 2264. No Capítulo 2, apresentamos as observações feitas em NGC2264 e selecionamos a amostra de ETTCs e ETTFs pertencentes a NGC 2264. No Capítulo 3 apresentamos os resultados obtidos com a fotometria do CoRoT. No Capítulo 4, apresentamos os resultados com os dados do espectrógrafo FLAMES. No Capítulo 5 apresentamos os trabalhos em andamento. No Capítulo 6, apresentamos nossas conclusões a respeito deste trabalho.

Capítulo 2

Observações e Amostra de Estrelas

O satélite CoRoT observou o aglomerado NGC 2264 em duas épocas. A primeira vez em 2008 durante 23 dias e a segunda vez em 2011 durante 40 dias. Simultaneamente com as observações do CoRoT de 2011, NGC 2264 foi observado com o satélite *Spitzer* em 3,6 e 4,5 μm durante 30 dias. Obtivemos 20 épocas de observação no telescópio Very Large Telescope (VLT) equipado com o espectrógrafo Fibre Large Array Multi Element Spectrograph (FLAMES), sendo 4/6 épocas simultaneamente com o CoRoT dependendo do campo de observação, e 14 noites de fotometria nas bandas u e r com a MegaCam (Canada-France-Hawaii Telescope-CFHT) cerca de um mês após o término das observações do CoRoT, entre outras observações. Mostramos mais detalhes das observações que foram usadas neste trabalho nas seções seguintes e na Tabela 2.1. Mais informações sobre a campanha observacional *Coordinated Synoptic Investigation of NGC 2264* (CSI NGC 2264) podem ser obtidas em Cody et al. (2013).

Tabela 2.1: Observações da campanha *Coordinated Synoptic Investigation of NGC 2264*.

Telescópio	Instrumento	Datas	Bandas
Spitzer	IRAC	3-Dez-2011 a 1-Jan-2012	3,6 e 4,5 μm
CoRoT	E2 CCD	1-Dez-2011 a 3-Jan-2012	$3000 - 10000$ Å
VLT	FLAMES/GIRAFFE	4-Dez-2011 a 29-Fev-2012	$6470 - 6790$ Å
CFHT	MegaCam	14-Fev-2012 a 28-Fev-2012	u e r
USNO	CCD	22-Nov-2011 a 9-Mar-2012	I

2.1 Fotometria CoRoT

O satélite CoRoT foi lançado em dezembro de 2006 e ficou em operação até novembro de 2012. O CoRoT realizou fotometria óptica, abrangendo comprimentos de onda de ~ 3700 a 10000 Å e tinha dois objetivos principais, a busca por planetas extra-solares, usando o método de trânsitos planetários e o programa de astrossismologia estelar, que estuda estrelas variáveis do tipo pulsante. O CoRoT estava equipado com quatro CCDs (2048×2048 pixels), dois dedicados para a busca de exoplanetas e dois para a astrossismologia. Durante seis meses, o CoRoT observava estrelas em uma região do céu na direção do centro galático. No final deste período, o satélite girava 180° e apontava para outra região do céu na direção do anticentro da Galáxia na qual observava durante mais seis meses. No final deste período, ele girava novamente 180° para repetir o ciclo de observações.

Entre duas épocas de observações prolongadas, programas adicionais de curta duração de alvos que se encontravam na trajetória programada do CoRoT foram realizados. Assim, vários programas adicionais em outros campos da astrofísica também se beneficiaram com as observações da missão CoRoT, e um deles foi a campanha de observação de NGC 2264. O primeiro programa adicional do CoRoT foi o projeto do aglomerado NGC 2264, que foi observado durante 23 dias em 2008, de 7 a 30 de março. Foram obtidos dados fotométricos de alta precisão para ~ 300 já conhecidos membros do aglomerado. Destes 83 foram classificados como estrelas T Tauri clássicas (Alencar et al. 2010). Em 2011 esse aglomerado foi novamente observado pelo CoRoT, durante 40 dias ininterruptos de 2 de dezembro de 2011 a 10 de janeiro de 2012, sendo observados ~ 500 membros do aglomerado (Cody et al. 2013). A Figura 2.1 mostra o campo de visão do CoRoT no aglomerado NGC 2264. Detalhes sobre a aquisição e redução de dados do CoRoT podem ser encontrados em Cody et al. (2014)[1].

2.2 Fotometria CFHT

O CFHT é um telescópio de 3.6 m localizado no Havaí. Está em funcionamento desde 1979 e opera nas bandas do óptico e infravermelho, com 3 instrumentos diferentes: as câmeras MegaCam e WIRCam e o espectrógrafo ESPaDOnS. Na campanha de observações de 2011,

[1] Todas as curvas de luz do CoRoT e também do Spitzer podem ser vistas e baixadas em *http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/CSI2264/*

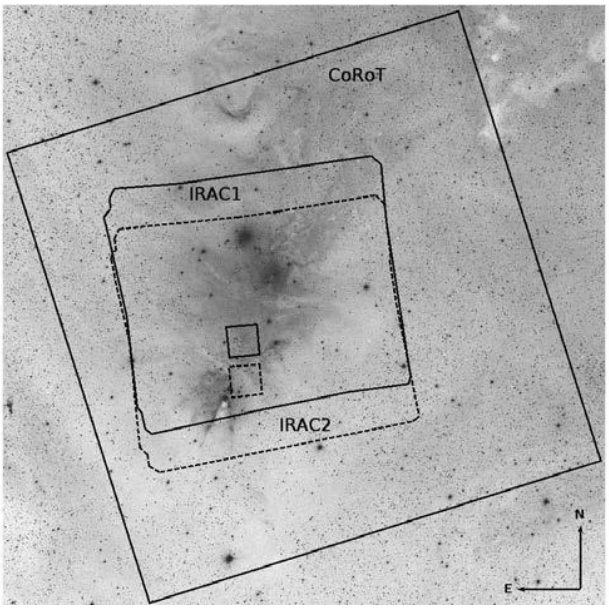


Figura 2.1: Campo de visão das observações feitas com o CoRoT e Spitzer/IRAC de NGC 2264 em 2011. O quadrado maior representa o campo de visão do CoRoT (1,3° × 1,3°). Os quadrados menores no centro representam os dois campos de visão do IRAC, 3,6 μm (IRAC 1) e 4,5 μm (IRAC 2), no *staring mode* e os quadrados médios representam os campos observados nesses dois comprimentos de onda, porém no *mapping mode*. Figura retirada de Cody et al. (2014).

NGC 2264 foi observado nas bandas u e r no CFHT. As observações foram obtidas com a câmera MegaCam, e aconteceram de 14 à 28 de fevereiro de 2012. Elas foram combinadas com observações de uma primeira campanha em 2010 para ter fotometria nas bandas *ugri*. Mais detalhes sobre estas observações são dados em Venuti et al. (2014).

2.3 Espectroscopia

Obtivemos 20/22 noites de observação do aglomerado NGC 2264 com o VLT equipado com o espectrógrafo FLAMES. O FLAMES é um espectrógrafo multi-objeto de alta e média resolução, cobrindo um campo de visão de 25' de diâmetro. Obtivemos um total de 40 horas de observações com o FLAMES, com os instrumentos GIRAFFE e UVES, de alvos previamente selecionados com as observações do CoRoT de 2008. Foram necessários dois campos de observação para cobrir uma gama de objetos de interesse. Foram feitas 20 observações para o campo 1 (entre 20 de Dezembro de 2011 e 29 de fevereiro de 2012), e 22 observações para o campo 2 (entre 4 de Dezembro de 2011 e 24 de Fevereiro de 2012). Essas observações foram obtidas no óptico com comprimentos de onda de 6470 a 6790 Å com o GIRAFFE (resolução 17000) e de 4600 a 6800 Å com o UVES (resolução 47000). Os espectros do

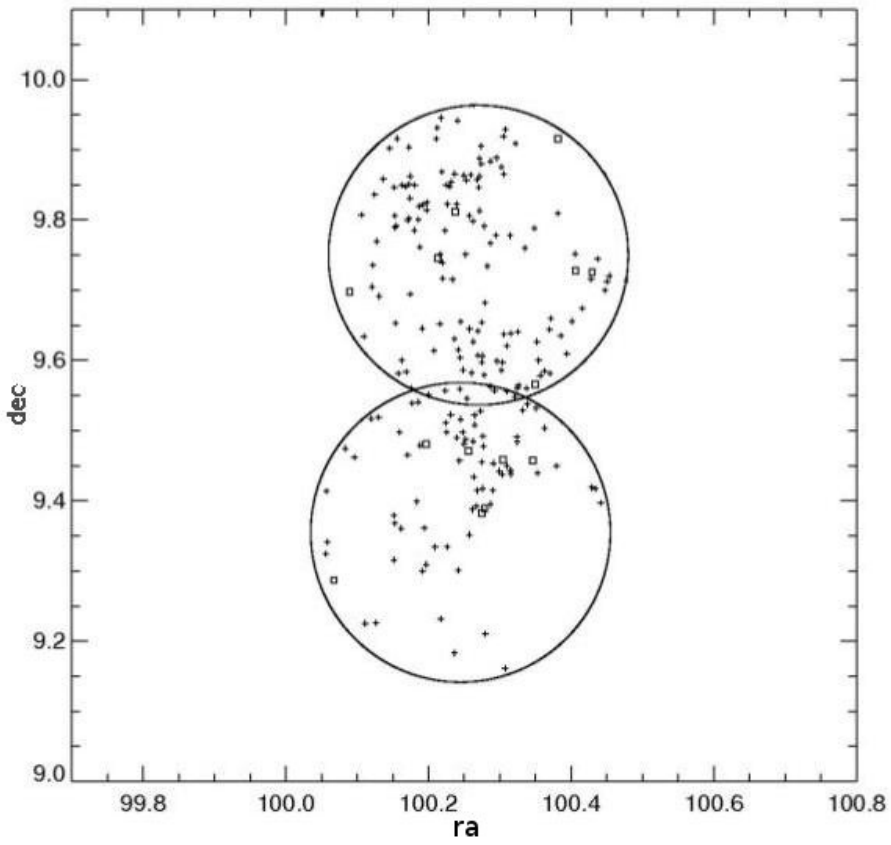


Figura 2.2: Distribuição de objetos nos dois campos de observação com VLT/FLAMES. Círculo superior representa o campo 1 e círculo inferior indica o campo 2. Objetos observados com o GIRAFFE são representados por cruzes e objetos observados com o UVES são representados por quadrados.

GIRAFFE, apesar de abrangerem uma pequena faixa espectral, contêm a região de emissão de Hα e outras linhas (LiI, FeI, HeI,...) importantes para o estudo da acreção em objetos jovens. A distribuição de objetos nos campos 1 e 2 é mostrada na Figura 2.2, onde indicamos os objetos observados com o UVES (quadrados) e com o GIRAFFE (cruzes). Neste trabalho analisamos apenas as estrelas observadas com o instrumento GIRAFFE.

Os espectros observados foram reduzidos usando o pacote GASGANO de redução de dados do ESO. Foi feita a subtração de *bias* e a correção de campo plano, os espectros foram calibrados em comprimento de onda, e foram aplicadas correções baricêntricas. Os espectros obtidos para cada estrela foram tratados usando programas escritos em IDL. O contínuo foi normalizado para 1, usando um ajuste de polinômio de grau entre 3 e 6 dependendo do espectro. O espectro normalizado é dado por:

$$\mathrm{f_n} = \frac{S}{C}, \tag{2.1}$$

sendo S o espectro sem normalizar e C a função que representa o contínuo desse espectro. Também foram removidos raios cósmicos mais intensos, substituindo a região por uma média dos pontos adjacentes aos removidos.

A região de NGC 2264 é marcada pela presença de nebulosidade. Essa nebulosidade contribui com emissões que afetam os espectros das estrelas. Algumas linhas de emissão são características dessa nebulosidade como [NII] e [SII], e estão presentes no espectro dos objetos. Essa região nebular também emite em Hα, mas a emissão do céu é bastante estreita e de menor intensidade que a emissão da maioria das ETTCs, sendo de fácil identificação nos espectros de muitas estrelas, apresentando uma largura equivalente de $10{,}1 \pm 0{,}5\,\text{Å}$, que é um valor médio sobre todas as fibras do céu. Porém, em alguns espectros, a emissão nebular confunde-se com a emissão do objeto, não sendo possível identificar qual componente da emissão de Hα é proveniente do céu e qual é proveniente da estrela. Dessa maneira, a remoção da emissão nebular do espectro total fez-se necessária.

Próximas às fibras de observação de cada estrela foram posicionadas fibras com a finalidade de medir a contribuição do céu em várias regiões. Entretanto a remoção do espectro do céu do espectro total não é trivial, uma vez que a nebulosidade nas regiões HII é bastante variável, de modo que a fibra do céu mais próxima da fibra da estrela nem sempre corresponde ao mesmo céu que afeta o espectro da estrela, ou a estrela é muito fraca de modo que o espectro total seja comparável em intensidade ao espectro do céu.

Na Figura 2.3, vemos exemplos de observações da região de emissão de Hα de duas ETTCs, e também o espectro do céu mais próximo de cada estrela. A Figura 2.3(a) mostra um espectro total, ou seja, espectro da estrela somado ao espectro do céu, onde podemos identificar de maneira relativamente fácil a contribuição nebular na emissão de Hα da emissão da estrela e na Figura 2.3(b) vemos o espectro do céu de uma fibra a uma distância de $\sim 0{,}5$' da fibra da estrela. Nas figuras de baixo vemos um espectro total (Figura 2.3(c)) de uma estrela onde a contribuição da emissão nebular não é de fácil identificação, e o espectro da emissão nebular (Figura 2.3(d)) a uma distância de $\sim 4{,}5$' da estrela.

A remoção da contribuição nebular do espectro total foi feita antes de normalização dos espectros. Subtraímos o espectro da fibra do céu do espectro total medido e após esse processo normalizamos o espectro de acordo com a Equação (2.1).

Na Figura 2.4 tem-se a remoção do espectro da emissão nebular das duas estrelas da

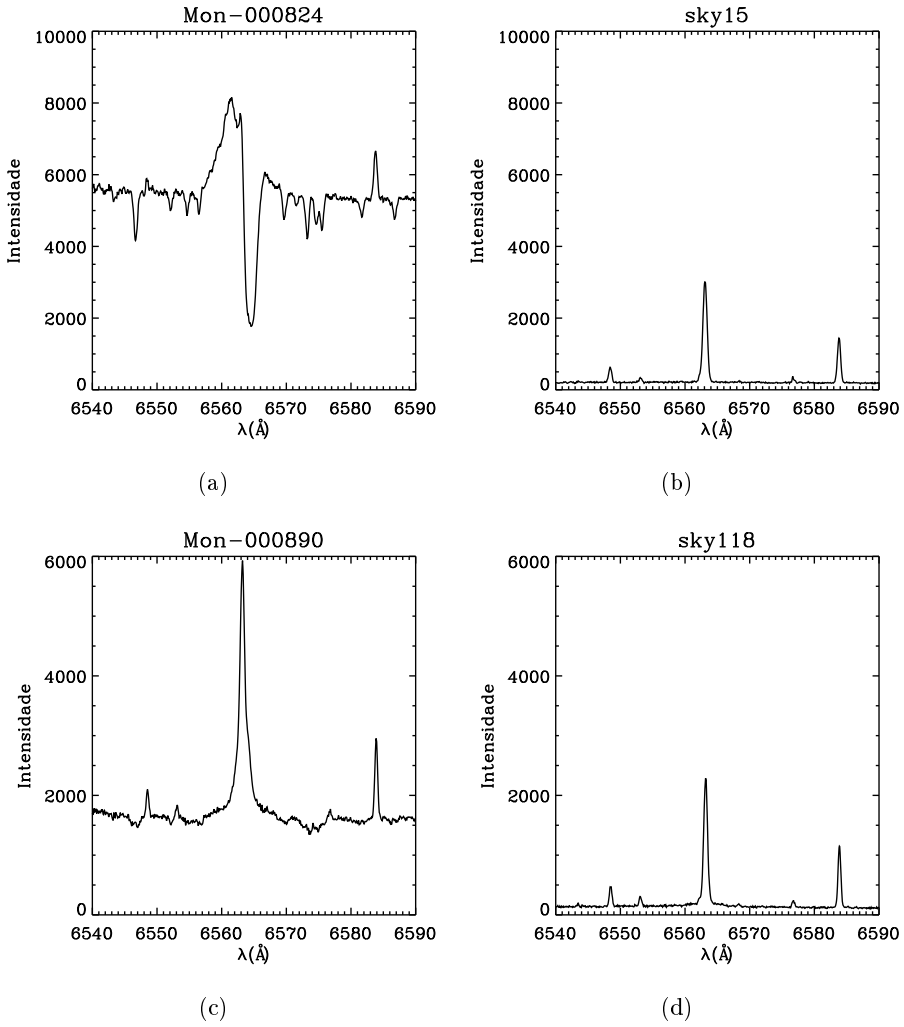


Figura 2.3: Espectros observado pelo VLT/FLAMES para duas estrelas T Tauri clássicas (figuras da esquerda) e espectros para as duas fibras do céu mais próximas de cada estrela (figuras da direita).

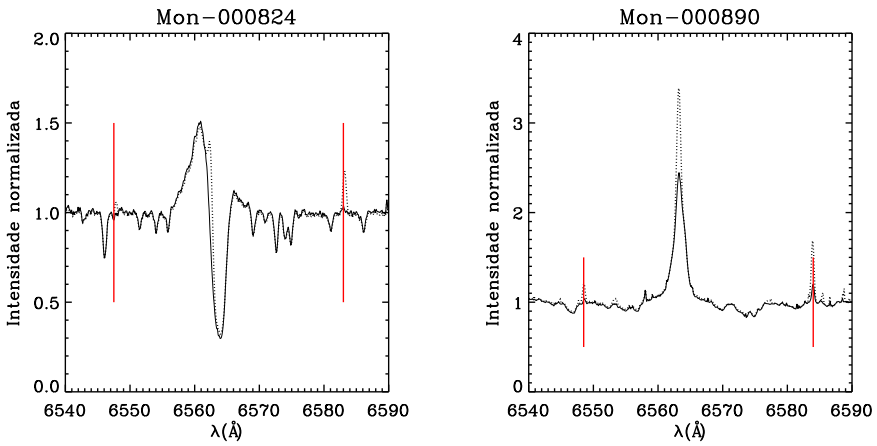


Figura 2.4: Espectro normalizado da região de emissão de Hα, mostrando a remoção da emissão nebular do espectro total das estrelas mostradas na Figura 2.3. A linha pontilhada é o espectro completo (estrela + céu) e a linha contínua é o espectro da estrela após a remoção nebular. As linhas contínuas vermelhas marcam as posições da emissão nebular em [NII].

Figura 2.3. A linha pontilhada representa o espectro médio completo (estrela + céu) e a linha contínua representa o espectro médio somente da estrela, ou seja, após a remoção nebular. Na figura da esquerda, a remoção nebular é bastante eficiente. Na figura da direita, na média, a emissão nebular foi removida quase totalmente, porém as linhas de [NII] (6548, 6584 Å), vistas à esquerda e à direita da emissão de Hα, não foram totalmente removidas, indicando que ainda resta um pouco de emissão nebular no espectro da estrela. No geral, a remoção nebular por esse método não foi completa, porém foi suficiente para identificar o quanto essa emissão afetava o espectro, o que foi importante para a análise quantitativa das características da linha de Hα, como veremos no Capítulo 4.

2.4 Amostra de estrelas T Tauri clássicas e estrelas T Tauri de linhas fracas

A seleção de ETTCs dentre as estrelas membros do aglomerado NGC 2264 foi baseada em critérios fotométricos e espectroscópicos. A emissão intensa e alargada de Hα é um dos indicativos que a estrela é jovem e ainda está em processo de acreção de material do disco, pois como vimos no Capítulo 1, esta emissão é principalmente formada nas colunas de acreção. Baseados nisto, podemos usar a largura equivalente de Hα ($EW_{H\alpha}$) e também a largura a 10% da intensidade máxima de Hα ($W_{10\%H\alpha}$), como indicadores de acreção.

Historicamente, $EW_{H\alpha} > 10$Å foi usada para distinguir ETTCs das estrelas ETTFs.

Porém a largura equivalente sozinha não é um bom indicativo de acreção no sistema, com exceção de casos onde $EW_{H\alpha}$ é muito grande (> 40Å). Isso acontece devido a um efeito de contraste, pois uma estrela de tipo espectral mais tardio tem a emissão de Hα mais proeminente em relação ao contínuo, que é menos intenso na faixa de 6500Å do que o emitido por estrelas de tipo espectral menos tardio (White & Basri 2003).

Dessa forma, White & Basri (2003) estabeleceram limites mínimos de $EW_{H\alpha}$, para classificar uma estrela jovem como ETTC. Eles basearam-se no valor máximo observado da $EW_{H\alpha}$ para ETTFs, dentro de cada tipo espectral, e obtiveram os seguintes critérios para classificar uma estrela T Tauri como clássica:

- $EW_{H\alpha} \geq 3$Å, para tipo espectral K0-K5
- $EW_{H\alpha} \geq 10$Å, para tipo espectral K7-M2.5
- $EW_{H\alpha} \geq 20$Å, para tipo espectral M3-M5.5
- $EW_{H\alpha} \geq 40$Å, para tipo espectral M6-M7.5

Dessa forma, estrelas que obedecem aos critérios acima foram consideradas estrelas T Tauri clássicas. Usamos os dados do espectrógrafo FLAMES para obter a largura equivalente de Hα. A largura equivalente de uma linha é definida como:

$$EW = \int \frac{(F_\lambda - F_c)d\lambda}{F_c}, \tag{2.2}$$

que corresponde à área abaixo ou acima do contínuo (para linhas em absorção ou emissão, respectivamente), dividida pelo contínuo da estrela. F_λ é o fluxo da linha em cada ponto e F_c é o fluxo do contínuo. Para espectros normalizados, $F_c = 1$ então a largura equivalente é dada pela área embaixo/acima da curva. Por conveniência escolhemos valores positivos da EW para linhas em emissão e valores negativos para linhas em absorção. Calculamos a largura equivalente de Hα nos espectros do FLAMES, após remover a contribuição da emissão nebular. Para testar a influência da emissão nebular nas medidas da largura equivalente, calculamos, para 16 estrelas, $EW_{H\alpha}$ antes e depois da subtração da emissão nebular dos espectros, e obtivemos uma diferença média em torno de 10%. Essa diferença não tem impacto significativo sobre a classificação de ETTC.

Calculamos as incertezas na largura equivalente de Hα, seguindo os procedimentos descritos em Ebbets (1995), supondo uma distribuição de Poisson:

$$\sigma^2_{\rm EW} = {\rm n}_l \Delta\lambda^2 \sum_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{{\rm F}_\lambda(1+{\rm F}_\lambda)}{({\rm S/N})^2}, \tag{2.3}$$

onde, λ_1 e λ_2 são os comprimentos de onda inicial e final da linha de $\rm H_\alpha$, respectivamente, $\rm n_l$ é o número de pontos entre λ_1 e λ_2, e S/N é o sinal-ruído em cada ponto.

Uma outra medida importante, que também pode caracterizar a emissão de Hα em ETTCs, é a largura da linha de Hα calculada a uma altura a 10% da intensidade máxima da emissão de Hα ($\rm W_{10\%H\alpha}$). A largura a 10% da intensidade máxima de Hα é um critério mais direto para identificar as ETTCs, pois não depende do tipo espectral da estrela. White & Basri (2003), baseados numa amostra de estrelas, mostraram que estrelas com velamento no óptico (ETTCs) possuem $\rm W_{10\%H\alpha}$ maior que 270 km/s, enquanto estrelas sem velamento no óptico (ETTFs) apresentam valores menores. Assim, estrelas com $\rm W_{10\%H\alpha} \geq 270$ km/s foram consideradas T Tauri clássicas.

Os valores médios obtidos para $\rm W_{10\%H\alpha}$ e $\rm EW_{H\alpha}$ para as ETTCs estão na Tabela A.1 e na Tabela A.2 para as ETTFs. Para as estrelas não observadas pelo VLT/FLAMES, os valores da largura equivalente foram retirados de Dahm & Simon (2005) que foram obtidos usando o *Gemini Multi-Object Spectrograph* que tem resolução de ~ 3000, e para a $\rm W_{10\%H\alpha}$ usamos resultados de Fűrész et al. (2006) obtidos com dados de *Hectochelle multiobject echelle spectrograph*, que é um espectrógrafo com resolução de ~ 34000. Porém, neste caso temos apenas a indicação se $\rm W_{10\%H\alpha}$ é maior ou menor que 270 km/s, ou seja, apenas separa as ETTCs das ETTFs, o que pode ser visto nas Tabelas A.1 e A.2.

O excesso de UV do contínuo em relação à fotosfera das estrelas também é um bom indicativo de acreção, que pode auxiliar na seleção de amostras de ETTCs pertencentes a NGC 2264. Estrelas com excesso no ultravioleta são ETTCs, uma vez que essa emissão no ultravioleta é gerada na mancha quente, que é formada pelo choque de acreção do material em altas velocidades proveniente do disco. Porém, dependendo da configuração do sistema disco-estrela, e da modulação da parte interna do disco, a mancha quente pode ser ocultada pela deformação do disco, e pode não aparecer em nossa linha de visada, como é o caso da estrela V354 Mon, que é uma estrela T Tauri clássica ($\rm EW_{H\alpha} = 1{,}91$Å, $\rm W_{10\%H\alpha} = 484$km/s),

mas não apresenta nenhum excesso no ultravioleta (Fonseca et al. em preparação).

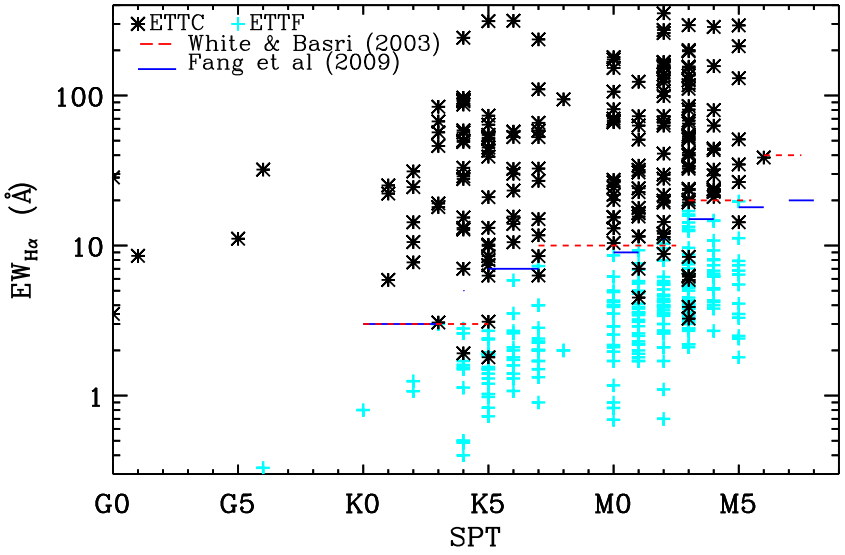
Dessa maneira, os critérios de seleção de estrelas ETTCs devem ser usados em conjunto. Estrelas que obedecessem pelo menos um dos critérios citados acima, foram consideradas ETTCs. Foram selecionadas 286 estrelas pertencentes a NGC 2264 com características de ETTCs, baseando-se em dados espectroscópicos e/ou fotométricos. Destas, 220 foram classificadas baseadas em suas informações espectroscópicas ($W_{10\%H\alpha}$ e/ou $EW_{H\alpha}$) e 66 estrelas são novas candidatas a ETTCs, baseadas somente nos dados fotométricos do CFHT. Estas novas estrelas não foram previamente classificadas como ETTC na literatura, ou não eram conhecidas como membros de NGC 2264.

As estrelas T Tauri Mon-000056 e Mon-000358 mostram curvas de luz CoRoT em 2008 e/ou 2011 que se assemelham a curva de luz de AA Tau (ver Capítulos 1 e 3). No entanto, elas não foram observadas pelo FLAMES na campanha CSI2264 e apresentam pouco excesso no UV. Essas estrelas foram, no entanto, observadas com FLAMES/GIRAFFE como parte da campanha espectroscópica pública Gaia/ESO (Randich et al. 2013; Gilmore et al. 2012). Analisando os espectros do Gaia/ESO encontramos que Mon-000056, tipo espectral K5, apresenta $EW_{H\alpha} = 2{,}9\,\text{Å}$ e $W10\%_{H\alpha} = 276\,\text{km/s}$, enquanto Mon-000358, tipo espectral M3, mostra $EW_{H\alpha} = 32{,}8\,\text{Å}$ e $W10\%_{H\alpha} = 395\,\text{km/s}$, que nos permite classificá-las como ETTCs. Nossa lista final de ETTCs, portanto, contém 288 estrelas para as quais mostramos informações na Tabela A.1. Desta amostra de ETTCs, 96 foram observadas pelo CoRoT em 2008 e 145 foram observadas com o CoRoT em 2011. No total 157 ETTCs foram observadas pelo CoRoT em 2008 e/ou 2011. Dentre as estrelas observadas pelo espectrógrafo FLAMES, 58 são ETTCs.

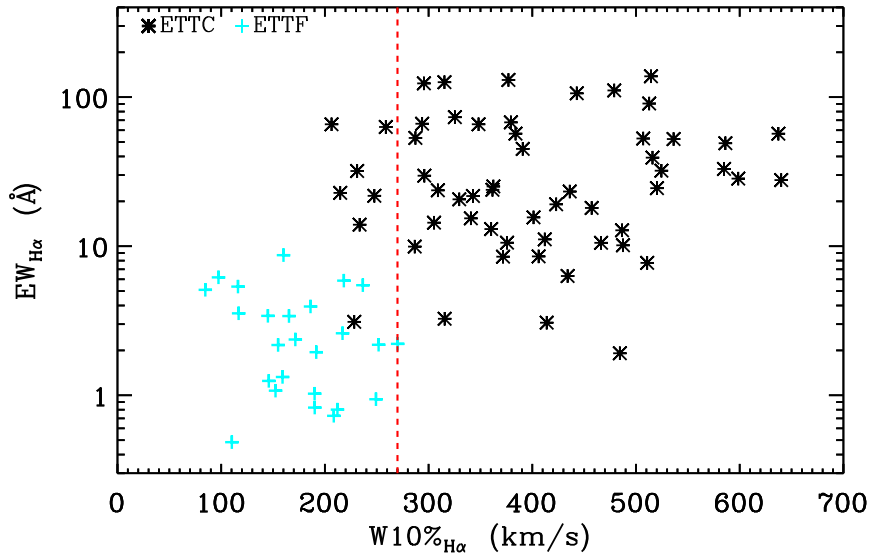
Também selecionamos 431 ETTFs pertencentes a NGC 2264, as quais usamos como uma amostra de comparação para as ETTCs. 257 ETTFs foram adicionadas para a lista baseadas na largura equivalente de Hα ou na largura a 10% da intensidade (White & Basri 2003), como discutido previamente, e 174 ETTFs foram selecionadas baseadas em critérios discutidos em Venuti et al. (2014), como a análise da detecção de raios-X (Ramírez et al. 2004; Flaccomio et al. 2006), análise da velocidade radial (Fűrész et al. 2006) e a indicação de membros de Sung et al. (2008) e Sung et al. (2009). Informações sobre a amostra de ETTFs podem ser encontradas na Tabela A.2. Dentre essas 431 ETTFs, 34 foram observadas pelo FLAMES e 308 estrelas foram observadas pelo CoRoT nas campanhas observacionais de 2008 e/ou

2011.

Na Figura 2.5 vemos os critérios espectroscópicos que distinguem as ETTCs das ETTFs. As linhas horizontais tracejadas e contínuas separam as ETTCs das ETTFs, de acordo com os critérios propostos por White & Basri (2003) e Fang et al. (2009), respectivamente. Fang et al. (2009) propuseram limites mais restritos para separar ETTCs das ETTFs para incluir tipo espectral M mais tardio. Uma vez que não temos estrelas nesta região de tipo espectral, decidimos usar os critérios propostos por White & Basri (2003) para selecionar as ETTCs. Para as estrelas não observadas pelo FLAMES, usamos os valores de largura equivalente obtidos por Dahm & Simon (2005). Algumas estrelas consideradas ETTCs possuem, nas medidas analisadas, valores de largura equivalente abaixo do limite estabelecido para seu tipo espectral, entretanto essas estrelas foram consideradas ETTCs baseadas em outros critérios, como a largura a 10% da intensidade máxima de Hα ou o excesso de emissão no UV, como explicado previamente.



(a)



(b)

Figura 2.5: a) Largura equivalente da linha de Hα em função do tipo espectral. As linhas horizontais tracejadas separam as estrelas T Tauri clássicas (asteriscos) das T Tauri de linhas fracas (cruzes), de acordo com os critérios propostos por White & Basri (2003). As linhas contínuas azuis também separam as ETTCs das ETTFs, porém segundo os critérios propostos por Fang et al. (2009). b) Largura equivalente de Hα em função da largura de Hα a 10% da intensidade máxima. A linha tracejada corresponde a 270 km/s, velocidade que separa as ETTCs das ETTFs, de acordo com White & Basri (2003)

Capítulo 3

Fotometria com o CoRoT

Como vimos no Capítulo 2, identificamos 288 estrelas T Tauri clássicas no aglomerado NGC 2264. Destas, 157 foram observadas pelo CoRoT em 2008 e/ou 2011. Neste capítulo vamos apresentar os resultados encontrados com a fotometria do CoRoT. Classificamos morfologicamente as curvas de luz do CoRoT como periódicas e não periódicas e de acordo com o processo físico responsável pela variação fotométrica. Vamos analisar a periodicidade fotométrica das ETTCs comparando-a com a periodicidade encontrada para as ETTFs. A classificação morfológica das curvas de luz do CoRoT servirá de base para análises realizadas no próximo capítulo com dados do VLT/FLAMES e com a fotometria do CFHT.

3.1 Morfologia das curvas de luz do CoRoT

3.1.1 Estrelas T Tauri clássicas

Diferentes processos físicos podem causar variações fotométricas nas curvas de luz ópticas das ETTCs como: variação na taxa de acreção de material, ocultação por material

circunstelar e ainda atividade magnética na estrela. Porém, dependendo da estrela, alguns processos são dominantes sobre outros. Isto possibilita a classificação morfológica das curvas de luz de acordo com o processo dominante que causa a variabilidade fotométrica.

As curvas de luz para os dados do CoRoT em 2008 foram previamente classificadas morfologicamente como periódicas e não periódicas. Dentre as periódicas, estão as curvas de luz devido a manchas e as curvas de luz dominadas por ocultação circunstelar, como vistas na estrela AA Tau. As não periódicas são os objetos do tipo *Accretion bursts* ou ocultação circunstelar sem periodicidade definida (Alencar et al. 2010). De maneira semelhante, classificamos morfologicamente as curvas de luz da campanha observacional do CoRoT de 2011.

As curvas de luz do tipo mancha são devidas a manchas frias ou quentes na superfície da estrela. Essas curvas de luz são bastante regulares com modulações periódicas, características de manchas frias ou quentes estáveis, no período das observações, na superfície da estrela. Curvas de luz dominadas por manchas frias são, em geral, associadas a estrelas T Tauri de linhas fracas. Porém algumas estrelas T Tauri clássicas também apresentam esse tipo de curva de luz. As curvas de luz classificadas como do tipo AA Tau apresentam um máximo bem definido que é interrompido por mínimos periodicamente. Esses mínimos variam em profundidade e largura com a rotação do sistema, como a curva de luz da própria estrela AA Tau (ver McGinnis et al. 2015; Alencar et al. 2010, para mais informações sobre as estrelas do tipo AA Tau em NGC 2264 e Fonseca et al. (2014) para uma estrela do tipo AA Tau específica, V354 Mon). Esse tipo de curva de luz é explicada com o levantamento de material circunstelar na parte interna do disco de acreção devido à interação disco-estrela, que oculta, periodicamente, a fotosfera da estrela à medida que o sistema disco-estrela gira. Sistemas vistos em alta inclinação são mais propícios a apresentar esse tipo de curva de luz.

As curvas de luz não periódicas do tipo ocultação são semelhantes às apresentadas pelas estrelas do tipo AA Tau, porém não detectamos periodicidade nos mínimos da curva de luz. Curvas de luz do tipo *Accretion bursts* são dominadas por manchas quentes instáveis na superfície estelar. Essas curvas de luz possuem mínimos que são interrompidos por máximos que aparecem aleatoriamente (ver Stauffer et al. 2014). Algumas curvas de luz não periódicas são difíceis de atribuir a um único fenômeno físico e são, provavelmente, o resultado de diferentes processos de variabilidade sobrepostas como acreção variável, ocultação por poeira

circunstelar e variações por manchas. Na Tabela A.1 listamos o parâmetro estatístico Q definido por Cody et al. (2014), que mede o grau de periodicidade na curva de luz, antes e depois de subtraído o possível sinal periódico. Este índice foi usado para ajudar a distinguir curvas de luz periódicas ou quase-periódicas ($Q < 0{,}6$) das curvas de luz aperiódicas ($Q > 0{,}6$).

Na Figura 3.1 mostramos exemplos de tais curvas de luz. Na Figura 3.2, apresentamos as curvas de luz periódicas da Figura 3.1 em fase com o período obtido com o periodograma Scargle, modificado por Horne & Baliunas (1986). Notamos claramente a estabilidade da modulação das curvas de luz do tipo mancha, que contrasta com a alta variabilidade das curvas de luz do tipo AA Tau, nas quais vemos a variação da largura e profundidade de cada mínimo, devido à ocultação da estrela pela parte interna do disco à medida que o sistema gira. Na Tabela A.1, mostramos a classificação morfológica de cada curva de luz observada pelo CoRoT. Curvas de luz do tipo 1 correspondem a curva de luz do tipo mancha, do tipo 2 correspondem ao tipo AA Tau e do tipo 3 correspondem às não periódicas. Dentre essas estrelas não periódicas, algumas foram classificadas de acordo com a origem física dessa não periodicidade. Para essas estrelas, ao lado do tipo de curva de luz, aparecem (E) ou (A), para variabilidade provocada por extinção não periódica da estrela e para estrelas do tipo *accretion bursts*, respectivamente.

Na Tabela 3.1 mostramos algumas estatísticas morfológicas das curvas de luz das ETTCs observadas com CoRoT em 2008 e 2011. O número de ETTCs periódicas não varia muito de uma campanha para a outra. No entanto, o número de ETTCs observadas com CoRoT é maior em 2011, e mais estrelas não periódicas foram observadas em 2011 do que em 2008. Isto era esperado, já que a maioria das estrelas com variações periódicas conhecidas já tinha sido incluída na campanha de 2008. Curvas de luz identificadas como "não classificadas" na Tabela 3.1 correspondem às curvas de luz que não são associadas a um fenômeno físico dominante. Na nossa amostra de ETTCs observadas pelo CoRoT, ainda encontramos duas ETTCs possivelmente binárias eclipsantes em 2008 e 2011.

3.1.2 Mudanças na morfologia das curvas de luz das ETTCs

Várias ETTCs exibem a mesma morfologia de curva de luz de 2008 para 2011, porém cerca de 30% das ETTCs apresentam variações na morfologia da curva de luz de uma época

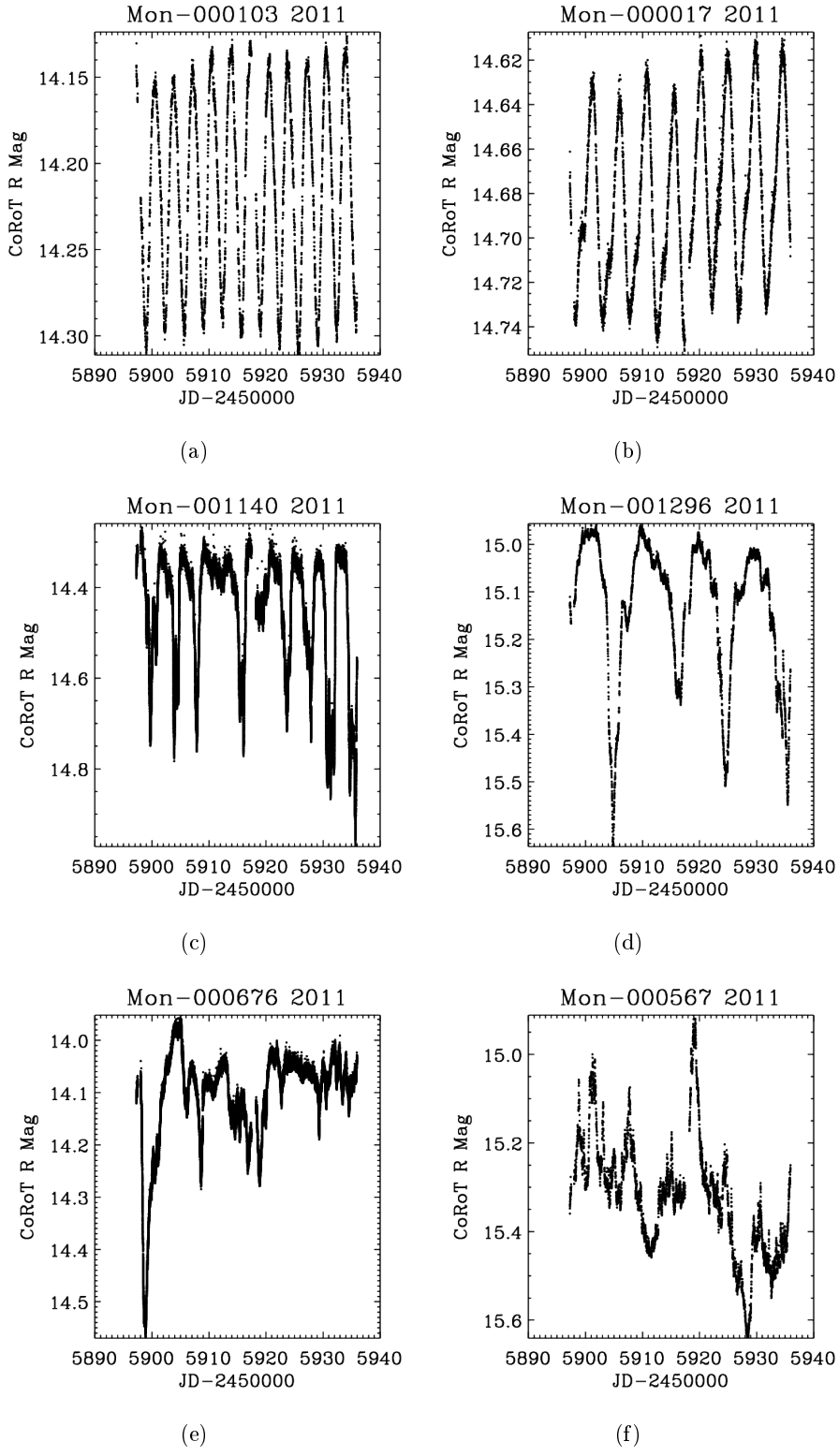


Figura 3.1: Curvas de luz para 6 ETTCs com dados do CoRoT de 2011. A magnitude foi calibrada usando o filtro R com magnitude no ponto de zero igual a 26,74 (Cody et al. 2014). (a) e (b) são curvas de luz tipo mancha. (c) e (d) são curvas de luz com variação do tipo AA Tau. (e) e (f) são curvas de luz não periódicas, a curva (e) tem provavelmente variabilidade por ocultação circunstelar, e a curva (f) é dominada por *accretion bursts*.

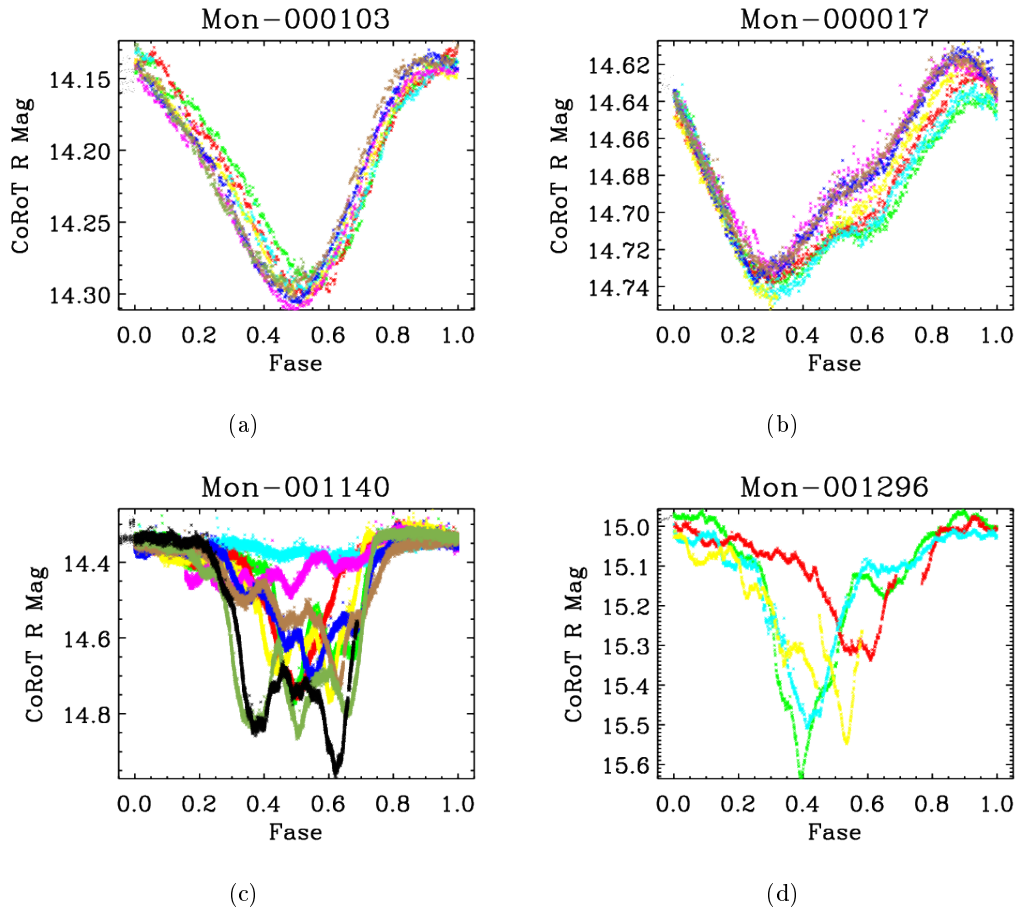


Figura 3.2: Curvas de luz do CoRoT para as ETTCs periódicas da Figura 3.1. Essa figuras foram geradas com período da variabilidade fotométrica encontrado para cada estrela, que foram: $P_{Mon-000103} = 3{,}4 \pm 0{,}1$ dias, $P_{Mon-000017} = 4{,}7 \pm 0{,}3$ dias, $P_{Mon-001140} = 3{,}9 \pm 0{,}2$ dias e $P_{Mon-001296} = 9{,}7 \pm 1{,}1$ dias. As cores representam diferentes fases.

Tabela 3.1: Estatísticas morfológicas para as curvas de luz das ETTCs observadas com o CoRoT em 2008 e 2011.

Tipo de Curva de luz	Nº de estrelas-2008	Nº de estrelas-2011
Periódicas		
Mancha	24	19
AA Tau	15	18
Binárias Eclipsantes	2	2
Não Classificadas	0	4
Não Periódicas		
Extinção	13	13
Accretion Burst	12	20
Não Classificadas	30	69
Total	96	145

de observação a outra. Na Tabela 3.2, mostramos as estatísticas de mudanças das curvas de luz de 2008 para 2011 para 84 ETTCs que foram observadas nas duas campanhas. A transição da classificação do tipo AA Tau para curvas de luz não-periódicas, e vice-versa, é comum, mas não observamos mudanças do tipo AA Tau para variações por manchas e vice-versa. Alguns sistemas do tipo mancha tornaram-se irregulares e também o contrário ocorreu. Na Figura 3.3 (a) e (b), mostramos as curvas de luz de 2008 e 2011 da ETTC Mon-000928, cuja classificação mudou entre as duas campanhas. Em 2008, Mon-000928 foi classificada como um sistema do tipo AA Tau, com um brilho máximo periodicamente interrompido por mínimos, enquanto em 2011 é claramente irregular, sem periodicidade detectada. Essas variações mostram que a estrutura interna do disco de acreção, responsável pela ocultação da estrela, pode, em poucos anos, mudar de uma geometria bem organizada com uma deformação estável para uma distribuição aleatórias de poeira. Estes resultados também podem sugerir a escala de tempo típico de estabilidade do regime de acreção, em que a geometria da acreção evolui a partir de um funil de acreção principal em cada hemisfério, que corresponde à estrutura interna do disco estável, para um cenário de acreção instável, onde funis de acreção aleatórios são formados (Kurosawa & Romanova 2013; McGinnis et al. 2015). Kulkarni & Romanova (2009) mostraram que a estrela pode migrar do regime de acreção instável para o estável e vice-versa, desde que ocorram mudanças na intensidade do seu campo magnético ou na sua taxa de acreção de massa (Capítulo 1).

Em estrelas jovens de baixa massa, manchas frias muitas vezes ocupam uma fração substancial da superfície estelar, e podem durar de meses a anos (por exemplo, Herbst 1989; Vogt et al. 1999). Se as manchas, de fato, não evoluem significativamente ao longo de um período de poucos anos, então as curvas de luz também seriam substancialmente as

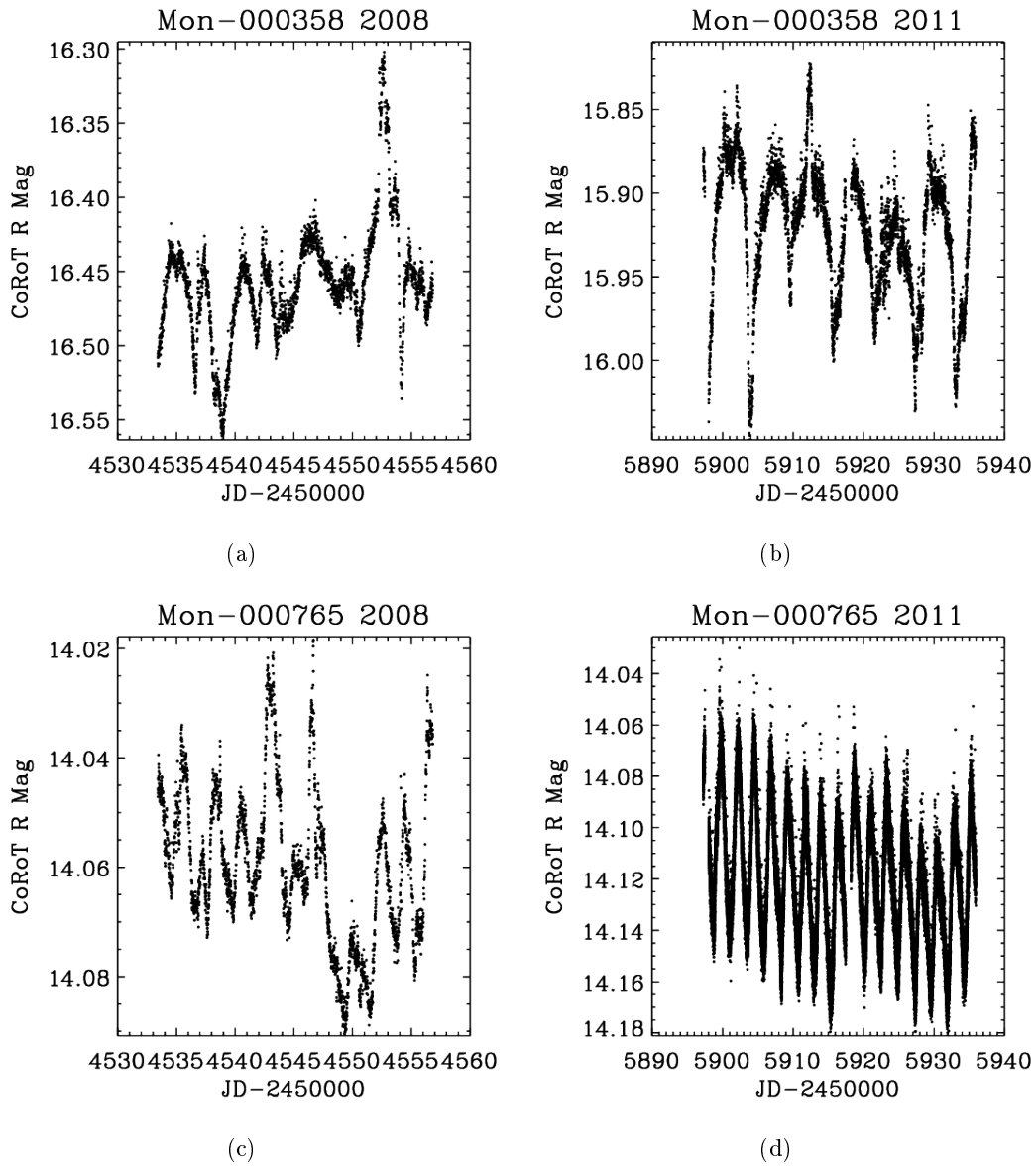


Figura 3.3: Exemplos de ETTCs cujas morfologias das curvas de luz mudaram de 2008 para 2011. Mon-000358 apresenta uma curva de luz do tipo ocultação aperiódica em 2008 (a), enquanto em 2011 a curva de luz é do tipo AA Tau com um período de $P = 5{,}9 \pm 0{,}4$ dias (b). Mon-000765 era aperiódica em 2008 (c), enquanto em 2011 a curva de luz é do tipo mancha com período de $P = 2{,}4 \pm 0{,}1$ dias (d).

Tabela 3.2: Estatísticas de mudanças morfológicas das curvas de luz de 2008 para 2011 das 84 ETTCs observadas pelo CoRoT nas duas campanhas.

Curva de luz 2008 → Curva de luz 2011	Nº de estrelas
Mancha → AA Tau	0
Mancha → Não Periódica	9
AA Tau → Mancha	0
AA Tau → Não Periódica	5
Não Periódica → AA Tau	8
Não Periódica → Mancha	2
Não Periódica → Não Classificada e Periódica	1
AA Tau → AA Tau	8
Mancha → Mancha	12
Não Periódica → Não Periódica	37
Binária → Binária	2

mesmas nas duas épocas. No entanto, em nossa amostra, 9 de 21 curvas de luz do tipo mancha mudaram sua morfologia de 2008 para 2011, e tornaram-se não-periódicas, como visto na Tabela 3.2. Ao mesmo tempo, 2 estrelas com curvas de luz não periódicas em 2008 tornaram-se do tipo mancha em 2011. Em um estudo sobre o aglomerado da nebulosa de Orion (ONC), Rebull (2001) analisou curvas de luz na banda I_C de estrelas jovens e mostrou que, em um intervalo de um ano, cerca de metade das curvas de luz periódicas, do tipo mancha, se tornaram aperiódicas. Rebull (2001) também comparou os períodos medidos com os resultados de uma análise semelhante em ONC, realizada por outros autores (Stassun et al. 1999; Herbst et al. 2000), e mostrou que apenas cerca de 50% do sistemas periódicos são comuns entre os diferentes trabalhos. Os resultados acima mostram que manchas em estrelas jovens podem evoluir substancialmente e as características observáveis, tais como a periodicidade da curva de luz, podem desaparecer em um prazo de poucos anos. Manchas são esperadas em todas as estrelas jovens de baixa massa, mas apenas algumas das ETTCs apresentam curvas de luz periódicas do tipo mancha, pois a acreção variável e o obscurecimento da estrela por poeira circunstelar podem efetivamente mascarar sinais periódicos das manchas. Na Figura 3.3 (c) e (d), mostramos as curvas de luz de 2008 e 2011 da ETTC Mon-000765, cuja classificação da curva de luz mudou de aperiódica para tipo mancha.

A Figura 3.3 mostra que variação do fluxo também pode ser observada de 2008 para 2011. Dentre as estrelas do tipo mancha, durante a época periódica, a maioria dos sistemas é menos brilhante do que na época de ciclos aperiódicos, como visto em Mon-000765 (Figura 3.3cd). A fase mais brilhante, durante os ciclos irregulares, pode ser causada por episódios de acreção

irregular, que conduz ao aparecimento de manchas quentes distribuídas aleatoriamente na fotosfera da estrela, que, ao mesmo tempo, explica a variabilidade fotométrica irregular durante essa fase. As estrelas do tipo AA Tau também apresentam variabilidade no fluxo entre as fases periódica e aperiódica, porém no sentido oposto, em comparação com os sistemas do tipo mancha: As estrelas tipo AA Tau são, geralmente, mais brilhantes durante a fase periódica, como visto na estrela Mon-000928 (Figura 3.3ab). Esses sistemas são observados em alta inclinação com relação a nossa linha de visada ($i > 60°$, ver McGinnis et al. 2015), e os ciclos aperiódicos podem corresponder ao regime de acreção instável, descrito por Kurosawa et al. (2008) e Kurosawa & Romanova (2013), no qual múltiplos funis de acreção são formados aleatoriamente, ocultando a estrela com a rotação do sistema. Neste cenário, a estrela pode ser parcialmente ocultada em todas as fases de rotação, nunca exibindo seu fluxo máximo para o observador, e sendo, portanto, menos brilhante do que na fase estável e ordenada AA Tau. Isto é consistente com o fato de, que nos ciclos aperiódicos, geralmente não se observa um máximo bem definido nas curvas de luz, enquanto na fase periódica AA Tau, é visto um máximo bem definido, o qual deve corresponder ao brilho fotosférico não ocultado.

Modelo de mancha

Venuti et al. (2015) aplicaram o modelo de mancha, desenvolvido por Bouvier et al. (1993), para a amostra de ETTCs pertencentes a NGC 2264. Neste modelo verificou-se qual a temperatura e a amplitude da mancha responsável pela variabilidade fotométrica das curvas de luz nas bandas u e r do CFHT. Os resultados obtidos para a amostra de estrelas que classificamos como do tipo mancha podem ser vistos na Tabela 3.3. Na tabela, mostramos $T_F - T_M$, ou seja, a diferença de temperatura entre a fotosfera (T_F), inferida a partir do tipo espectral e a temperatura da mancha (T_M) que é solução do modelo de mancha. Valores negativos indicam manchas quentes, enquanto que um valor positivo indica manchas frias. Também mostramos na tabela a extensão da superfície estimada da mancha (A_M) em porcentagem da superfície da estrela. Incertezas típicas para T_M e A_M são de 400K e 10%, respectivamente (Venuti et al. 2015).

Apenas cinco estrelas do tipo mancha que mudaram de morfologia de curva de luz foram analisadas com o modelo de mancha, e para todas elas a mancha quente é responsável pela

Tabela 3.3: Estrelas classificadas como do tipo mancha com o CoRoT e resultado do modelo de mancha.

ID	LC_{2008}	LC_{2011}	$T_F - T_M$ (K)	A_M (%)
Mon-001304	1	1	940	9
Mon-001099	1	1	950	11
Mon-000103	1	1		
Mon-000177	1	1	260	24
Mon-000335	1	1	880	11
Mon-001055	1	1		
Mon-000017	1	1	395	25
Mon-000965	1	1		
Mon-001114	1	1	-2010	0,86
Mon-000810	1	1	615	18
Mon-000964	1	1	-1300	4
Mon-000153	1	1	-2200	6,1
Mon-001033	1	-		
Mon-000225	1	-	-580	7
Mon-001580	1	-	-550	9
Mon-001017	1	3	-2230	2
Mon-000326	1	3		
Mon-000220	1	3		
Mon-000637	1	3		
Mon-000931	1	3		
Mon-000804	1	3	-2600	0,5
Mon-001003	1	3	-870	8
Mon-005664	1	3		
Mon-001573	1	3	-2280	1
Mon-000525	3	1		
Mon-000765*	3	1	-400/60	12/11
Mon-001031	-	1	-1020	4,9
Mon-000058	-	1	-2410	1,9
Mon-000378	-	1		
Mon-001064	-	1		
Mon-000754	-	1	-180	36

LC_{2008} e LC_{2011} representam a morfologia das curvas de luz do CoRoT de 2008 e 2011: "1" = tipo mancha, "3" = curva de luz não periódica. $T_F - T_M$ é a diferença de temperatura entre a fotosfera (T_F) e a temperatura da mancha (T_M) que é solução do modelo de mancha. Valores negativos indicam manchas quentes e valores positivos indicam manchas frias. A_M é amplitude estimada da mancha em porcentagem da superfície da estrela (Venuti et al. 2015). *A estrela Mon-000765 foi modelada por uma mancha quente e também por uma mancha fria.

variabilidade fotométrica da curva de luz.

3.1.3 Estrelas T Tauri de linhas fracas

As estrelas T Tauri de linhas fracas são estrelas em uma fase correspondente a uma maior evolução do disco do que as estrelas T Tauri clássicas. Na fase de linhas fracas, a estrela já finalizou a acreção de material do disco para a estrela. Por isso, esperamos que a curva de luz dessas estrelas seja dominada por manchas frias localizadas na superfície da estrela. Como vimos na Seção 3.1.1, a curva de luz de estrelas dominadas por manchas frias, em geral, é

regular com modulações periódicas. Porém, algumas estrelas podem apresentar formação de várias manchas frias em diferentes longitudes, provocando uma não periodicidade da curva de luz, ou o surgimento de múltiplos períodos. A presença de múltiplos períodos nas curvas de luz das ETTFs não será discutida nesse trabalho. Quando existe a evidência de múltipla periodicidade, o período com maior potência no periodograma é considerado como o período fotométrico da estrela.

Na Figura 3.4 apresentamos exemplos da morfologia das curvas de luz das ETTFs. Nas Figuras 3.4(a) e 3.4(b), mostramos exemplos da estabilidade das curvas de luz das estrelas periódicas, e na Figura 3.5 mostramos essas curvas de luz em fase com o período encontrado. Nas Figuras 3.4(c) e 3.4(d) vemos exemplos de duas curvas de luz que não apresentaram periodicidade em 2011.

Na Tabela 3.4 mostramos algumas estatísticas morfológicas das curvas de luz das ETTFs observadas com CoRoT em 2008 e 2011. Curvas de luz identificadas como "Não variável" na Tabela 3.1 correspondem às curvas de luz que não apresentam variabilidade significativa durante o tempo de observação. Também foram encontradas duas ETTFs possivelmente binárias eclipsantes em 2008, porém apenas uma delas foi observada em 2011. Vemos que $\sim 76\%$ das ETTFs observadas pelo CoRoT em 2008 apresentam variabilidade periódica, enquanto em 2011, $\sim 60\%$ das ETTFs apresentam variabilidade periódica.

Tabela 3.4: Estatísticas morfológicas para as curvas de luz das ETTFs observadas com o CoRoT em 2008 e 2011.

Tipo de Curva de luz	Nº de estrelas-2008	Nº de estrelas-2011
Periódica	139	163
Não Periódicas	31	92
Binárias Eclipsantes	2	1
Não variável	12	16
Total	184	272

3.1.4 Mudanças na morfologia das curvas de luz das ETTFs

Apesar da estabilidade das manchas frias na superfície das ETTFs, observamos mudanças na morfologia das curvas de luz de uma época de observação a outra, assim como observado nas ETTCs. Estrelas que eram periódicas tornaram-se aperiódicas e vice-versa. Algumas ETTFs que não apresentaram variabilidade significativa dentro do tempo de observação em uma das épocas também mudaram de morfologia. Na Tabela 3.5 mostramos a estatística de mudança de morfologia para as 149 ETTFs observadas pelo CoRoT nas duas campanhas.

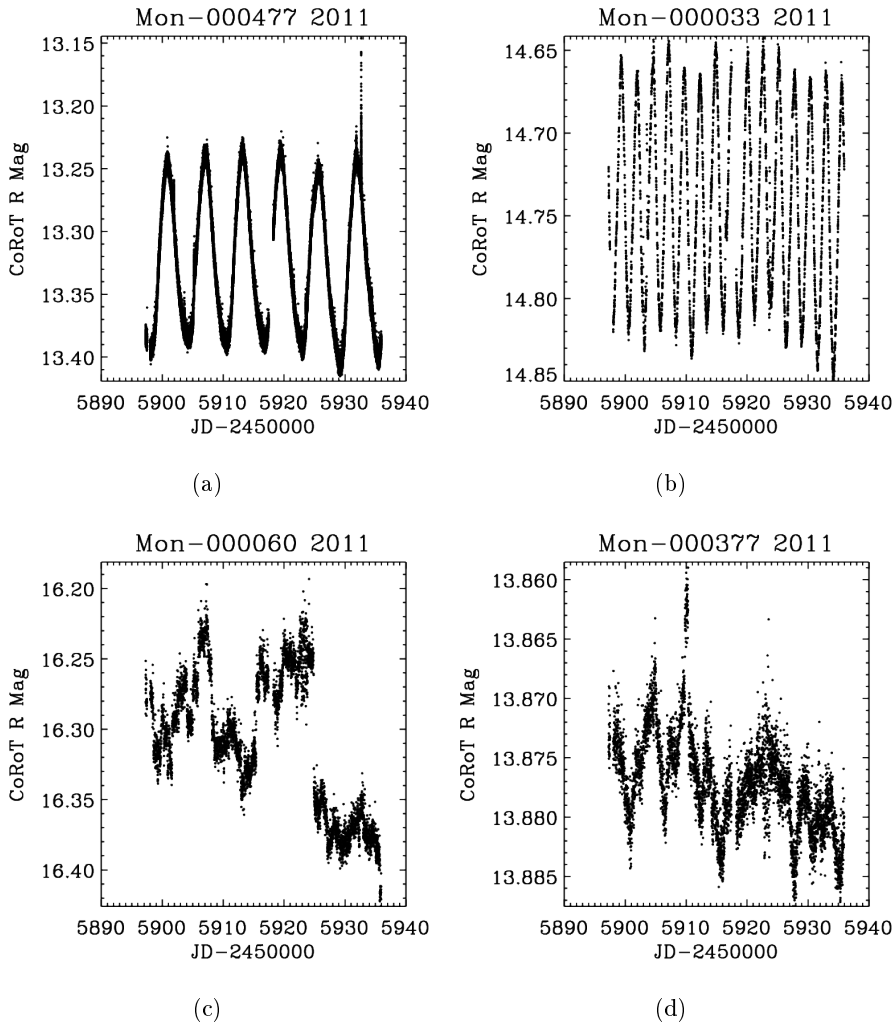


Figura 3.4: Curvas de luz do CoRoT para 4 ETTFs com dados de 2011. A magnitude foi calibrada usando o filtro R com magnitude no ponto de zero igual a 26,74 (Cody et al. 2014). (a) e (b) são curvas de luz periódicas. (c) e (d) são curvas de luz não periódicas.

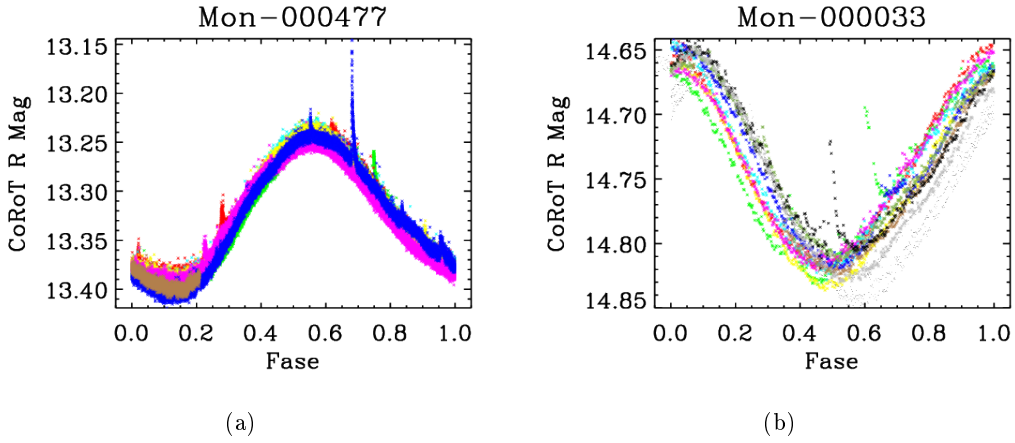


Figura 3.5: Curvas de luz do CoRoT para as ETTFs periódicas da Figura 3.4. Essa figuras foram geradas com período da variabilidade fotométrica encontrado para cada estrela, que foram: $P_{Mon-000477} = 6{,}2 \pm 0{,}5$ dias e $P_{Mon-000033} = 2{,}6 \pm 0{,}1$ dias. As cores representam diferentes fases.

Tabela 3.5: Estatísticas de mudanças morfológicas das curvas de luz de 2008 para 2011 das 149 ETTFs observadas pelo CoRoT nas duas campanhas.

Curva de luz 2008 → Curva de luz 2011	Nº de estrelas
Periódica → Não Periódica	13
Não Periódica → Periódica	1
Periódica → Não variável	2
Não variável → Periódica	1
Não Periódica → Não variável	1
Não variável → Não Periódica	2
Periódica → Periódica	99
Não Periódica → Não Periódica	24
Não variável → Não variável	5
Binária → Binária	1

Na Figura 3.6, mostramos duas ETTFs cujas curvas de luz mudaram de morfologia de 2008 para 2011. A estrela Mon-000427 (Figuras 3.6(a) e 3.6(b)) apresenta em 2008 curva de luz periódica e bem modulada por mancha fria na superfície da estrela. Em 2011 a estrela apresenta variabilidade não periódica. A estrela Mon-000624 (Figuras 3.6(c) e 3.6(d)) era não periódica em 2008, com variabilidade provavelmente devido a múltiplas manchas em diferentes localidades na superfície da estrela. Em 2011, a curva de luz da estrela é bem modulada, possivelmente, por uma única mancha principal na superfície da estrela. Diferentemente das ETTCs, não encontramos nenhuma relação entre a mudança da morfologia/periodicidade da curva de luz das ETTFs e a mudança no fluxo fotométrico de uma época a outra.

Observamos um número muito menor de ETTFs (12 %) que mudaram de morfologia, comparado as ETTCs (30 %). A mudança de morfologia das ETTCs está principalmente relacionada a variação nos parâmetros relacionados a acreção do gás, como por exemplo a taxa de acreção de massa. Nas ETTFs a mudança de morfologia está associada a variações na configuração e característica da mancha fria, que costuma ser estável em alguns anos (Herbst 1989; Vogt et al. 1999).

3.2 Distribuição de períodos

Como visto na Tabela 3.1, $\sim$ 43% das 96 ETTCs observadas pelo CoRoT em 2008 e $\sim$ 29% das 145 ETTCs observadas em 2011 foram classificadas como periódicas.

Na Figura 3.7, vemos a distribuição de períodos das estrelas do tipo AA Tau (esquerda) e do tipo mancha fria (direita) para as observações de 2008 e 2011. Nesses gráficos, vemos que apesar das inúmeras mudanças na morfologia das curvas de luz (como visto na Tabela

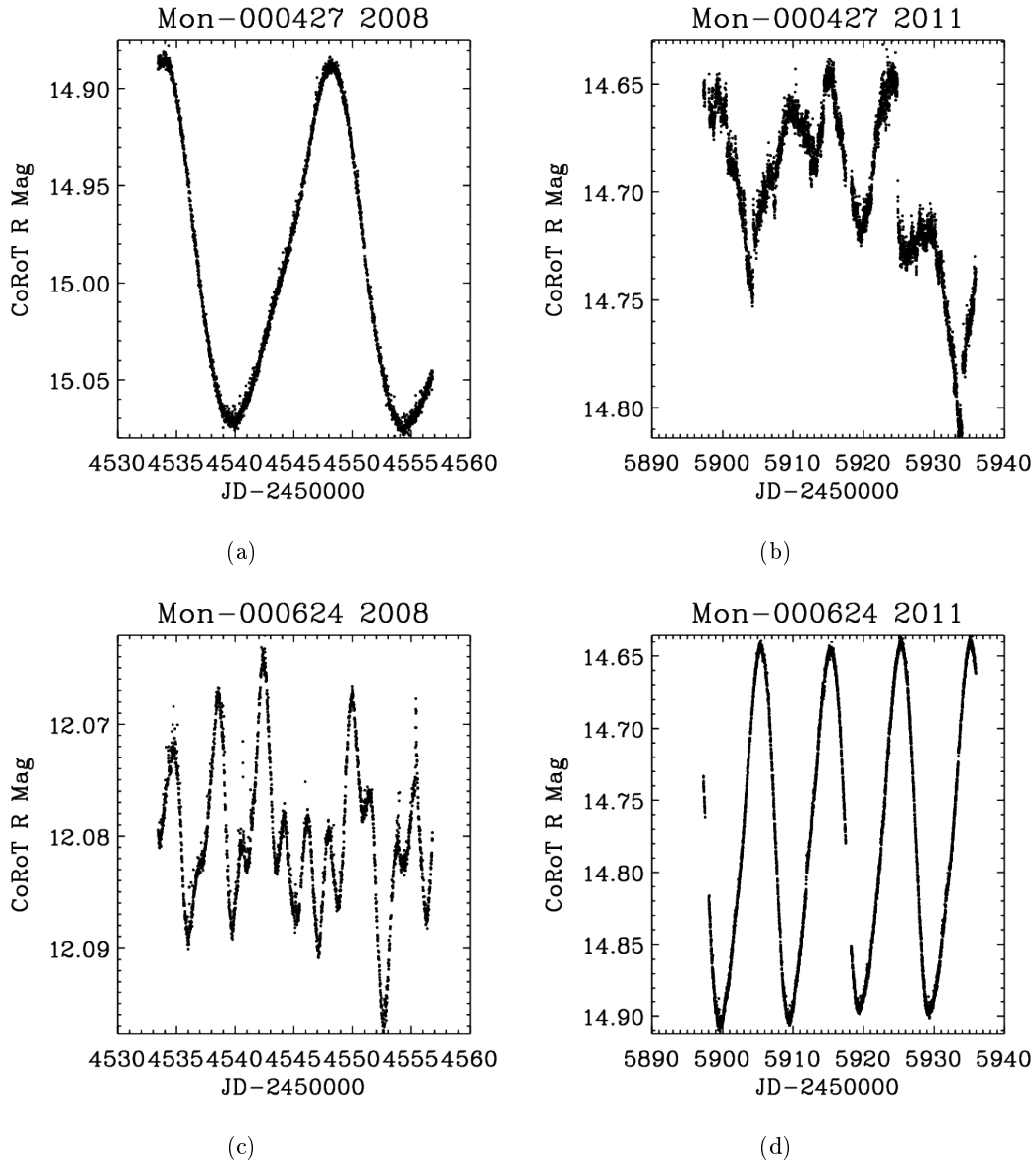


Figura 3.6: Exemplos de ETTFs cujas morfologias das curvas de luz mudaram de 2008 para 2011. Mon-000427 apresenta uma curva de luz do tipo mancha em 2008 (a) com um período de $P = 14{,}3 \pm 3{,}1$ dias, enquanto em 2011 a curva de luz é aperiódica (b). Mon-000624 era aperiódica em 2008 (c), enquanto em 2011 a curva de luz é do tipo mancha com período de $P = 10{,}0 \pm 1{,}1$ dias (d).

3.2), as distribuições de períodos das estrelas tipo mancha e tipo AA Tau não variam significativamente. Aparecem mais estrelas do tipo AA Tau com períodos fotométricos maiores em 2011, provavelmente devido à diferença no conjunto de estrelas entre as duas campanhas, e também devido ao maior tempo de observação nesta época (40 dias) do que em 2008 (23 dias), que permite determinar mais facilmente períodos mais longos em curvas de luz irregulares, porém periódicas, do tipo AA Tau. Apesar do tempo observacional mais longo, não detectamos períodos mais longos em 2011, nas estrelas do tipo mancha. Em 2008 e 2011, as curvas de luz do tipo mancha são muito regulares e os seus períodos foram facilmente medidos com nossos dados. Portanto, a falta de períodos superiores a 15 dias em 2008 e 12 dias em 2011, é provavelmente real entre as ETTCs observadas. Os períodos mais longos medidos foram diferentes em ambas as campanhas e isso é devido em parte a diferentes amostras, uma vez que as estrelas observadas em cada época não são exatamente as mesmas, e também à variabilidade de acreção, uma vez que alguns sistemas do tipo mancha tornaram-se aperiódicos, e o oposto também ocorreu entre as duas campanhas. Os períodos fotométricos obtidos com o CoRoT em 2008 e 2011 estão na Tabela A.1.

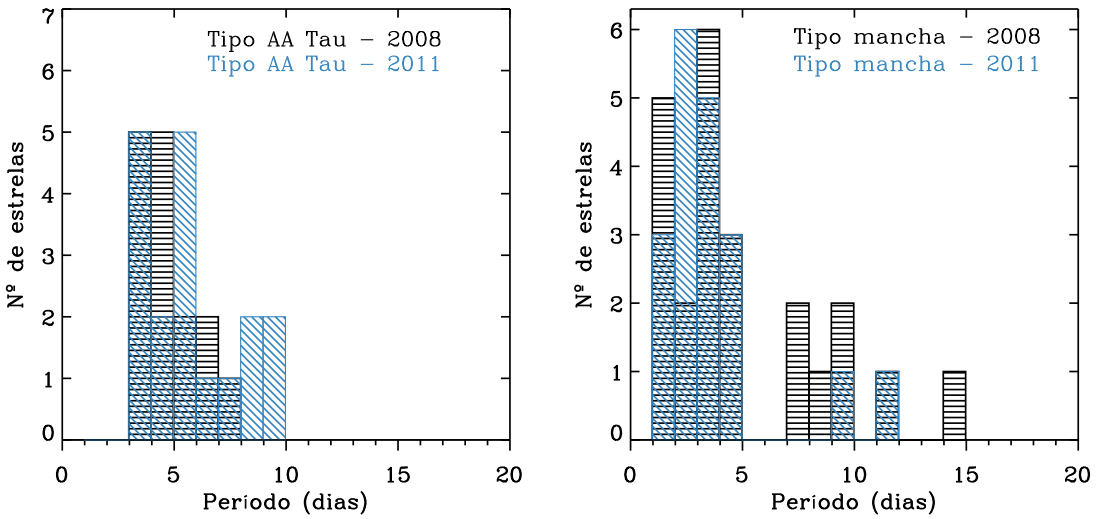


Figura 3.7: Distribuição de períodos para as ETTCs periódicas de 2011 (preto) e 2008 (azul). Esquerda: Estrelas com curvas de luz do tipo AA Tau. Direita: Estrelas com curvas de luz do tipo mancha.

Na Figura 3.8 está a distribuição de períodos das estrelas classificadas como tipo mancha e como AA Tau em 2011. Os períodos fotométricos apresentados pelas estrelas do tipo mancha fria são os períodos de rotação da própria estrela, uma vez que essas manchas estão localizadas na superfície da estrela. As distribuições de períodos são diferentes, mas

as estrelas tipo AA Tau apresentam períodos dentro da faixa de períodos rotacionais das estrelas T Tauri clássicas. Por isso, o material responsável pela ocultação da estrela não deve estar muito distante do raio de co-rotação da estrela com o disco de acreção (Alencar et al. 2010). No entanto, em ambas as campanhas, as distribuições de períodos das estrelas tipo AA Tau mostram uma falta de sistemas com rotação rápida (p $<$ 3 dias) em comparação com as estrelas do tipo mancha (ver Figura 3.7). Não encontramos nenhuma diferença nos parâmetros estelares (massa, raio, tipo espectral) ou diagnósticos de acreção (excesso de UV, largura equivalente Hα), o que poderia explicar essa diferença na distribuição de período. Supondo que o período medido dos sistemas do tipo AA Tau esteja próximo ao período de rotação estelar, este resultado pode indicar que o acoplamento disco-estrela e consequentemente a transferência de momento angular da estrela para o disco não ocorrem de maneira tão eficiente em parte da amostra de estrelas tipo mancha.

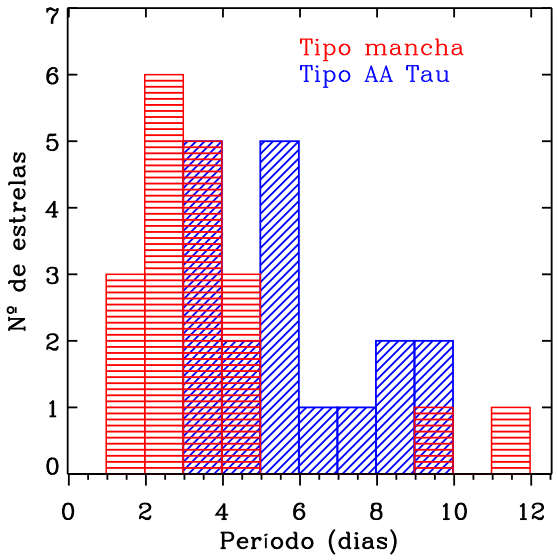


Figura 3.8: Distribuição de períodos para todas as ETTCs periódicas de 2011. Em vermelho temos a distribuição para as estrelas tipo mancha e em azul as estrelas tipo AA Tau.

As distribuições de períodos das estrelas tipo mancha mostram dois grupos aparentemente distintos, um com P $<$ 5 dias e outro com P $>$ 5 dias, em ambas as campanhas observacionais. Investigamos as propriedades estelares e de acreção de ambos os grupos, tais como massa, raio, tipo espectral, largura equivalente de Hα, luminosidade bolométrica, índice $\alpha_{\rm IRAC}$ (ver Seção 4.3), taxa de acreção de massa e excesso de UV (ver Seção 4.2), para verificar se algum parâmetro físico poderia explicar a separação observada. A população com P $<$ 5 dias não apresenta qualquer valor particular dos parâmetros investigados. Como

pode ser visto na Figura 3.9 para os dados de 2008, a população com P > 5 dias possui massas menores (0,2 M⊙ < M < 0,8 M⊙) e tipo espectral tardio (mais tardio que K7), a maior parte na faixa M0-M5. Os demais parâmetros analisados não apresentam qualquer valor particular entre as populações com P < 5 dias e P > 5 dias. A amostra de dados para P > 5 dias, porém, é muito pequena, portanto não podemos extrair nenhuma conclusão estatística significativa sobre esses resultados.

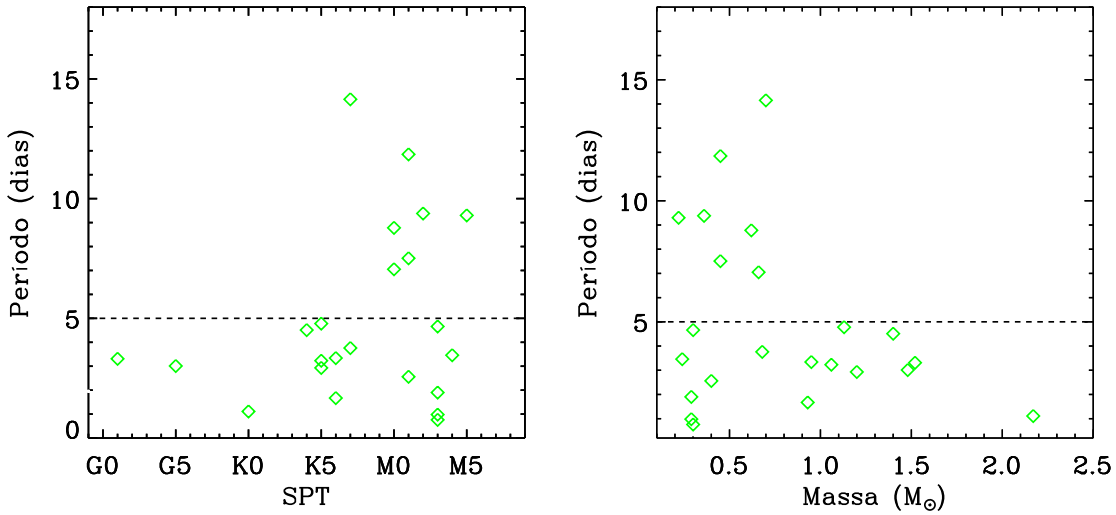


Figura 3.9: Período fotométrico com dados do CoRoT de 2008 para as estrelas do tipo mancha, em função do tipo espectral (esquerda) e da massa da estrela (direita). A linha tracejada separa a população de estrelas com período menor e maior que cinco dias.

As ETTCs estão contraindo e em processo de acreção de material, ambos fenômenos físicos devem aumentar o momento angular estelar. No entanto, as ETTCs rodam mais devagar que as ETTFs, com períodos típicos de cerca de 4 a 8 dias em aglomerados jovens. Algum mecanismo eficiente de transferência de momento angular da estrela para o disco ou para o meio interestelar deve, então, existir. O processo de acreção está relacionado com a frenagem das ETTCs, uma vez que no final da fase de acreção, as ETTFs seguem aceleradas até a Sequência Principal (Bouvier et al. 1993; Lamm et al. 2005; Cieza et al. 2007; Marilli et al. 2007; Irwin & Bouvier 2009). Na Figura 3.10 compararmos a distribuição de períodos das ETTCs e ETTFs, usando dados do CoRoT de 2008 e 2011. Há um excesso observável de ETTFs com rotação rápida (P < 3 dias) em relação as ETTCs, confirmando os resultados apresentados por Affer et al. (2013), usando os dados do CoRoT em 2008, como visto também na Figura 3.10 esquerda. Os períodos para as ETTFs estão listados no Apêndice A, na Tabela A.2.

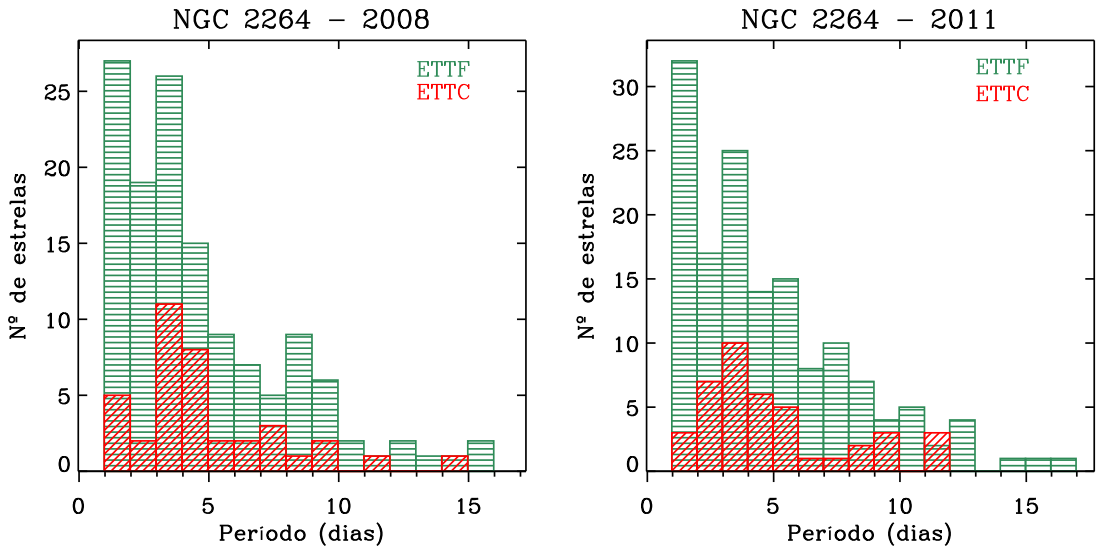


Figura 3.10: Distribuição de períodos para ETTFs (verde) e para ETTCs (vermelho) pertencentes a NGC 2264 e observadas pelo CoRoT em 2008 (esquerda) e 2011 (direita).

Capítulo 4

Observações com o Espectrógrafo FLAMES/VLT

Obtivemos dados espectroscópicos para 58 ETTCs, com o espectrógrafo FLAMES, no VLT/ESO. Essas observações abrangem comprimentos de onda de 6470 Å a 6790 Å, que incluem linhas espectrais de interesse neste trabalho, tais como: Hα, HeI (6678 Å) e LiI (6707 Å). Neste capítulo mostramos a análise da periodicidade da linha de Hα e da linha de HeI, comparando-as com a periodicidade obtida fotometricamente com o CoRoT no Capítulo 3. Calculamos a taxa de acreção de massa a partir da linha Hα. Comparamos resultados obtidos com a espectroscopia do FLAMES com resultados fotométricos obtidos por Venuti et al. (2014) com as bandas u e r do CFHT e dados obtidos nos comprimentos de onda de 3,6 μm a 8 μm com o *Spitzer* (Teixeira et al. 2012). A morfologia das curvas de luz do CoRoT, discutida no Capítulo 3, é usada como base para verificar se existe alguma correspondência entre o tipo de curva de luz e alguma característica espectroscópica.

4.1 Largura equivalente da linha de Hα

A emissão de Hα é bastante intensa nas ETTCs e alargada devido às altas velocidades do material em acreção no funil. Uma medida que pode caracterizar a proeminência dessas linhas é a sua largura equivalente. A largura equivalente da linha de Hα é usada como parâmetro para distinguir entre as ETTCs e as ETTFs, dependendo do tipo espectral da estrela, como explicado no Capítulo 2. A largura equivalente e a largura a 10% da intensidade máxima de Hα, calculadas no Capítulo 2, são variáveis de uma noite para outra.

Na Figura 4.1 esquerda, vemos a distribuição de larguras equivalentes para todas as ETTCs que possuem esses valores determinados. Comparadas com a morfologia das curvas de luz do CoRoT, discutida no Capítulo 3, as estrelas do tipo *accretion burst* possuem os maiores valores de $EW_{H\alpha}$ em nossa amostra, com valor médio de 96 ± 19 Å, que é claramente distinguível das estrelas do tipo AA Tau e do tipo mancha. As estrelas do tipo AA Tau apresentam $EW_{H\alpha}$ média de $13{,}2 \pm 2{,}4$ Å, enquanto as estrelas do tipo mancha apresentam média de $21{,}1 \pm 5{,}6$ Å. As incertezas correspondem ao desvio padrão dos valores medidos para cada estrela. A distribuição de $EW_{H\alpha}$ para esses três grupos é vista na Figura 4.1, onde incluímos as medidas de $EW_{H\alpha}$ obtidas por Dahm & Simon (2005) para as estrelas não observadas pelo FLAMES. A mesma tendência é observada para a largura a 10 % da intensidade máxima da linha de Hα.

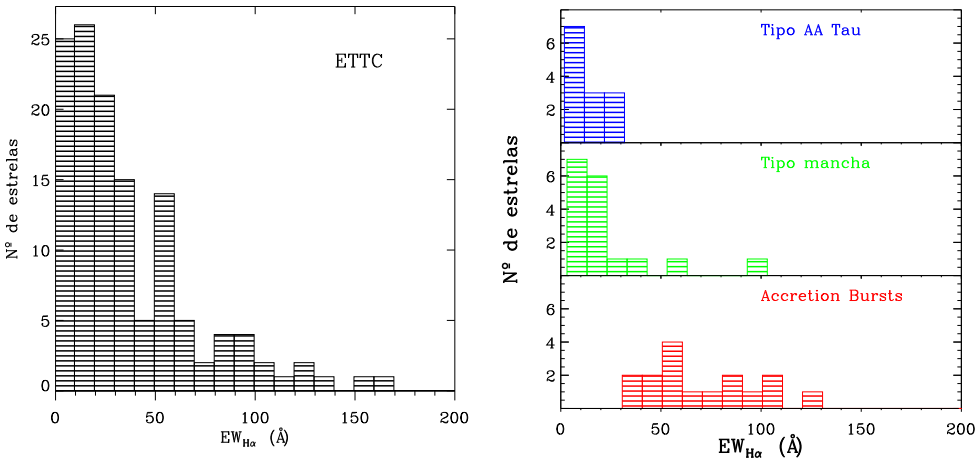


Figura 4.1: Distribuição da largura equivalente de Hα para todas as ETTCs (esquerda) e para as estrelas do tipo mancha, AA Tau e do tipo *accretion burst* observadas pelo CoRoT com largura equivalente determinada com os espectros FLAMES ou disponível na literatura.

4.2 Variabilidade da linha de Hα e fotometria com o CFHT

Nesta seção comparamos a morfologia da curva de luz do CoRoT (Capítulo 3), com diagnósticos de acreção, para determinar se a morfologia da curva de luz no óptico e acreção do material do disco para a estrela estão relacionadas.

Com os dados nas bandas u e r do CFHT, Venuti et al. (2014) obtiveram o excesso de emissão de UV para as ETTCs e ETTFs em NGC 2264. O excesso em UV está associado diretamente com a acreção de material do disco para a estrela. Como vimos no Capítulo 2, este excesso no UV é proveniente da mancha quente, que é formada no choque do gás em acreção na superfície da estrela. Dessa forma, esperamos que cessado o processo de acreção, a estrela não apresentará mais excesso no UV. Para encontrar o excesso de UV, Venuti et al. (2014) determinaram a localização das ETTFs no diagrama cor-magnitude r versus u-r, através de um ajuste de uma função polinomial, a qual foi usada como valor de referência para estrelas sem sinais de acreção. O excesso de UV das estrelas foi definido como $\mathrm{E}(u) = (u-r)_{\mathrm{obs}} - (u-r)_{\mathrm{ref}}$, onde $(u-r)_{\mathrm{obs}}$ é a cor observada da estrela, e $(u-r)_{\mathrm{ref}}$ é a cor de referência na magnitude r_{obs}. A medida do excesso de UV tem uma incerteza média de 0,16 mag, que leva em consideração a distribuição de ETTFs em torno da sequência de referência (Venuti et al. 2014). A partir do excesso de UV dessas estrelas Venuti et al. (2014) obtiveram a luminosidade do excesso de UV para obter a luminosidade de acreção e em seguida calcular a taxa de acreção de massa para as ETTCs pertencentes a NGC 2264.

Na Figura 4.2 mostramos o excesso de emissão no UV, para as ETTCs e as ETTFs e na Figura 4.3 mostramos a taxa de acreção de massa em função da largura equivalente de Hα. Como o excesso de UV foi calculado em relação aos valores de $u-r$ das ETTFs, quanto mais negativo na escala do gráfico, maior é o excesso de emissão de UV. Vemos nestes gráficos que as estrelas do tipo *accretion burst* possuem maiores excessos no UV e consequentemente maiores taxas de acreção de massa. Essas são as estrelas com maiores valores de largura equivalente de Hα, como visto na Seção 4.1. O teste de *two-sided Kolmogorov-Smirnov* mostra que a distribuição da taxa de acreção de massa das estrelas do tipo *accretion burst*, quando comparada com sistemas do tipo mancha e do tipo AA Tau, tem probabilidade de apenas $5{,}8 \times 10^{-6}$ de ser equivalente. Estrelas do tipo AA Tau e do tipo mancha constituem uma população intermediária entre as estrelas do tipo *accretion burst* e as ETTFs, que apresentam baixo excesso de UV. O valor médio do excesso de UV para cada tipo de curva

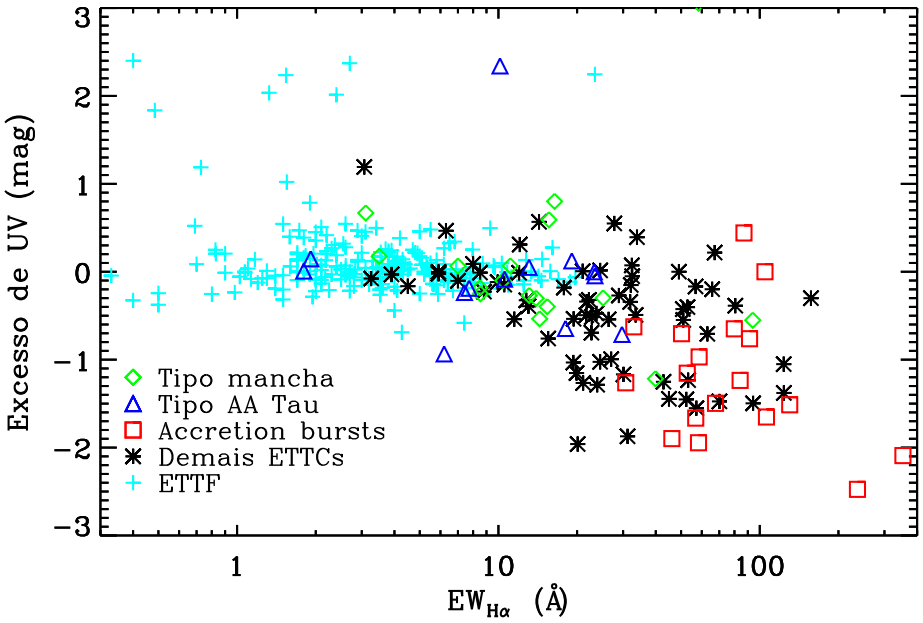


Figura 4.2: Excesso no UV em função da largura equivalente da linha de H_α.

de luz corrobora esta análise: −1,15 para estrelas do tipo *accretion bursts*, −0,04 para estrelas do tipo AA Tau, 0,05 para sistemas dominados por mancha, e 0,14 para as ETTFs. Estes resultados sugerem que a morfologia das curvas de luz do CoRoT está relacionada com a evolução do processo de acreção.

4.3 Variabilidade da linha de Hα e fotometria Spitzer

A análise da distribuição de energia espectral (DEE) de uma estrela, no infravermelho, proporciona um método para identificar discos em torno de ETTCs (Lada et al. 2006). O disco é composto de gás e também de poeira, que emite nessa faixa de comprimentos de onda. A análise da DEE dessas estrelas pode distinguir o excesso de emissão no infravermelho proveniente do disco circunstelar em relação à emissão fotosférica. Uma medida bastante útil é a inclinação da DEE no infravermelho, quanto menos inclinada a DEE, mais poeira tem no disco e quanto mais inclinada menor a quantidade de poeira. Isto pode ser verificado na Figura 1.1, que mostra uma ilustração da DEE para as estrelas de Classe 0, I, II e III.

Das 288 ETTCs pertencentes a NGC 2264, 151 possuem dados do *Spitzer* da literatura entre 3,6 e 8 μm (Teixeira et al. 2012), e destas, 90 foram observadas pelo CoRoT em 2011. Dentre as 432 ETTFs, 217 possuem dados do *Spitzer* na literatura e 153 foram observadas

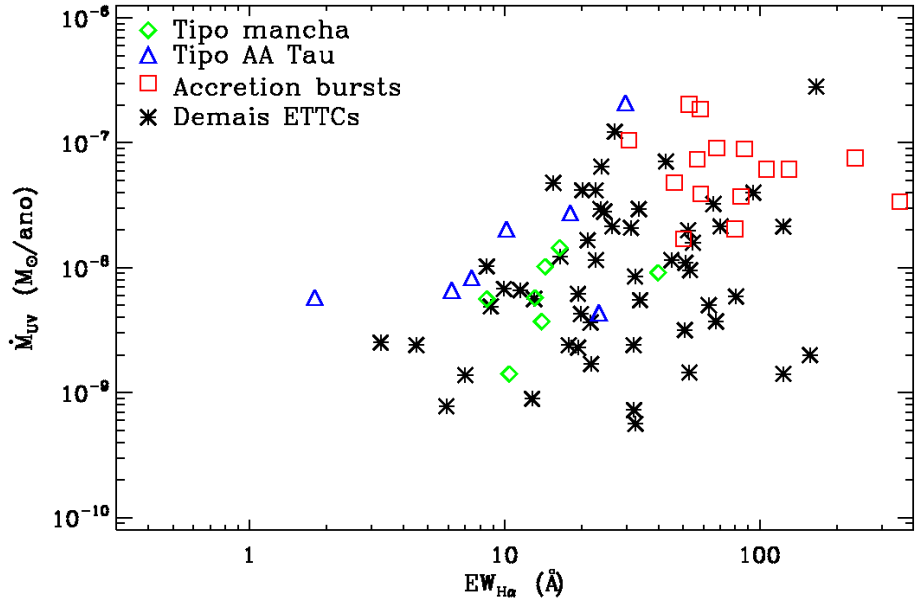


Figura 4.3: Taxa de acreção de massa nas bandas u e r em função da largura equivalente da linha de H_α.

pelo CoRoT e pelo *Spitzer*. As observações com o *Spitzer* foram obtidas nos comprimentos de onda entre $3{,}6 - 8{,}0\,\mu$m e isto permitiu calcular o índice $\alpha_{\rm IRAC}$, que é justamente a inclinação da DEE entre esses comprimentos de onda. Esse intervalo de comprimentos de onda engloba a emissão da poeira da parte interna do disco de acreção, que é onde se supõe formar a estrutura responsável pela ocultação das estrelas classificadas como AA Tau. Dessa maneira, a presença de poeira nessa região do disco é importante para a explicação destes sistemas. Então, podemos comparar a morfologia das curvas de luz do CoRoT com o excesso de emissão no infravermelho médio proveniente do disco de acreção, através do índice $\alpha_{\rm IRAC}$ (Alencar et al. 2010).

Lada et al. (2006) propuseram um método para classificar a parte interna do disco, no qual, para $\alpha_{\rm IRAC} < -2{,}56$, o disco é classificado como *apenas fotosfera*, não possuindo poeira na parte interna. Para estrelas com $-2{,}56 < \alpha_{\rm IRAC} < -1{,}80$, a parte interna do disco é opticamente fina e chamada de *disco anêmico*. Para estrelas com $-1{,}80 < \alpha_{\rm IRAC} < -0{,}5$, a parte interna do disco é bastante espessa e classificada como *disco espesso*. Estrelas com $-0{,}5 < \alpha_{\rm IRAC} < 0{,}5$ são classificadas como *espectro plano*, pois possuem grande excesso de emissão e para $\alpha_{\rm IRAC} > 0{,}5$ os objetos são classificados como Classe I.

Na Figura 4.4 mostramos o índice $\alpha_{\rm IRAC}$ em função da largura equivalente de Hα para

as estrelas observadas pelo CoRoT em 2011. A maioria das ETTCs possui poeira na parte interna do disco. Em relação à morfologia das curvas de luz das ETTCs e para as ETTFs encontramos as seguintes relações:

- **Tipo mancha:** Os sistemas dominados por manchas na superfície da estrela estão presentes em todas as classes de disco, mas são principalmente encontrados entre a população com discos classificados como anêmicos e apenas fotosfera.
- **Tipo AA Tau:** Todas as estrelas desse tipo situam-se na região que contém poeira na parte interna do disco, que é importante, pois a variabilidade do tipo de curva de luz dessas estrelas é explicada como extinção circunstelar causada por poeira na parte interna do disco.
- ***Accretion burst*:** A maioria do sistemas do tipo *accretion burst* apresenta disco espesso, que é consistente com um disco menos evoluído e fase de acreção mais intensa que as estrelas do tipo AA Tau.
- **ETTFs:** As ETTFs possuem, no geral, discos tênues e com pouca poeira na parte interna.

O valor médio de α_{IRAC} para cada grupo classificado de curva de luz corrobora esta análise: $-1{,}42$ para as estrelas do tipo *accretion bursts*, $-1{,}71$ para as estrelas do tipo AA Tau, $-1{,}84$ para os sistemas dominados por manchas, e $-2{,}76$, para as ETTFs. Estes resultados mostram que a morfologia da curva de luz também está relacionada com a evolução da parte interna do disco de acreção.

Na Figura 4.5 mostramos o índice $\alpha_{\rm IRAC}$, em função do excesso de emissão no UV. Além da morfologia das curvas de luz estar relacionada com a evolução do disco interno, também vemos que a acreção e a evolução do disco estão relacionadas uma à outra, uma vez que estrelas com fortes características de acreção (maior excesso de UV) possuem discos internos mais espessos, enquanto estrelas com pouco ou nenhum sinal de acreção (menor excesso de UV), quase não têm poeira em seus discos internos.

Podemos identificar nas Figuras 4.4 e 4.5 alguns objetos interessantes que merecem uma investigação futura mais aprofundada, além do âmbito do presente trabalho, como as ETTFs localizadas entre os sistemas de disco anêmicos e espessos. Estas são estrelas que não mostram evidências de acreção, porém mostram uma quantidade de poeira significativa em seus

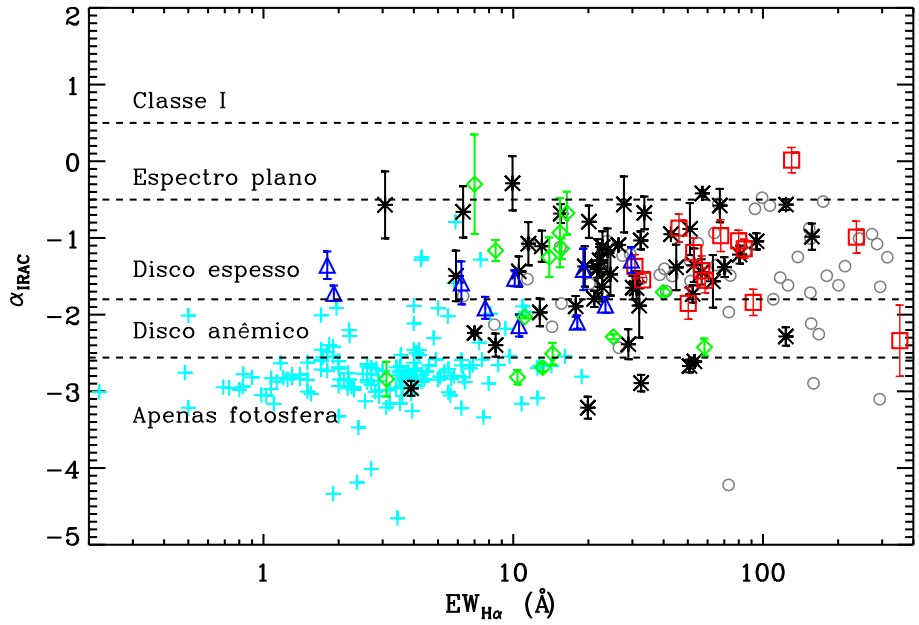


Figura 4.4: Índice $\alpha_{\rm IRAC}$ para ETTCs e ETTFs com dados *Spitzer* da literatura. Quadrados correspondem a estrelas não periódicas do tipo *accretion burst*, triângulos representam as estrelas tipo AA Tau e os losangos representam as estrelas tipo mancha fria, cruzes representam as ETTFs e asteriscos são as demais ETTCs não periódicas observadas pelo CoRoT em 2011. Nesta figura também incluímos as ETTCs que não foram observadas pelo CoRoT em 2011, representadas por círculos abertos.

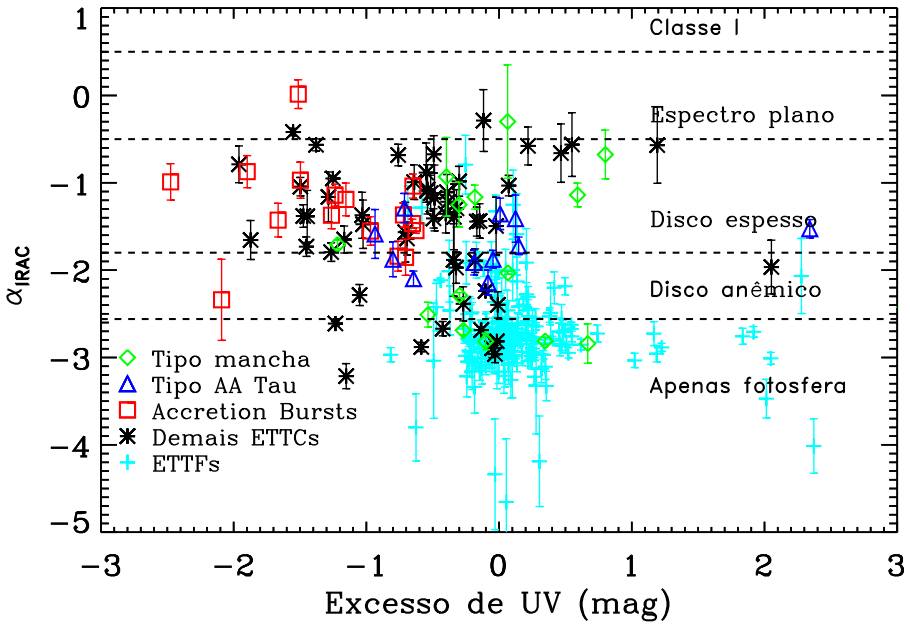


Figura 4.5: Índice $\alpha_{\rm IRAC}$ para estrelas T Tauri clássicas observadas com o CoRoT e com dados *Spitzer* da literatura, em função do excesso de UV calculado por Venuti et al. (2014).

discos internos. Por alguma razão ainda desconhecida, a acreção cessou nestes sistemas. Há também um número significativo de estrelas com disco anêmicos entre as ETTCs, com diferentes morfologias de curvas de luz que seriam alvos interessantes para investigar a evolução

de disco interno em sistemas com acreção.

4.4 Taxa de acreção de massa a partir da linha de Hα

Taxas de acreção de massa ($\dot{M}_{H\alpha}$), são frequentemente obtidas a partir do fluxo da linha de Hα, como proposto por Fang et al. (2009) e Gullbring et al. (1998). Podemos comparar a taxa de acreção de massa obtida usando o excesso de UV, com a taxa de acreção de massa usando o fluxo da linha de Hα da amostra de ETTCs e ETTFs, calculada como descrito abaixo.

Calculamos o fluxo da linha de Hα ($F_{H\alpha}$) a partir de $EW_{H\alpha}$:

$$F_{H\alpha} = EW_{H\alpha} F_c(H\alpha) \tag{4.1}$$

Para obter $F_{H\alpha}$, precisamos do fluxo do contínuo no comprimento de onda da linha de Hα, ou seja, $F_c(H\alpha)$. Porém, os espectros do FLAMES não são calibrados em fluxo. Por isso, estimamos $F_c(H\alpha)$ a partir do fluxo do CoRoT, usando as observações de 2011 obtidas simultaneamente com os espectros do FLAMES. Usamos o fluxo do CoRoT calibrado com a fotometria do filtro R com magnitude no ponto zero igual a 26,74, como descrito por Cody et al. (2014). Para estrelas observadas pelo FLAMES e não observadas pelo CoRoT em 2011, usamos o fluxo da banda r do CFHT simultâneo com as observações do FLAMES (Venuti et al. 2014). O fluxo do contínuo de Hα será $F_c(H\alpha) = \frac{\nu}{\lambda} F_0 10^{23} 10^{[-0,4(mag - A_R)]}$, onde ν e λ são a frequência e o comprimento de onda da banda R ou r, respectivamente e F_0 é o fluxo no ponto zero da banda R ($F_0 = 2971{,}4\,Jy$) ou r ($F_0 = 3126{,}8\,Jy$), mag é a magnitude obtida com o CoRoT ou CFHT. Corrigimos os efeitos da extinção interestelar no fluxo do contínuo usando as relações $A_R/A_v = 0{,}83$ e $A_R/A_v = 0{,}87$ para o CoRoT e CFHT, respectivamente. Usamos o A_v obtido por Venuti et al. (2014). A luminosidade de Hα foi obtida através da relação entre fluxo e luminosidade $L_{H\alpha} = 4\pi d^2 F_{H\alpha}$, na qual usamos $d = 760\,pc$ (Sung et al. 1997), que é a distância do aglomerado NGC 2264 desde o Sol. Usamos o ajuste proposto por Fang et al. (2009) para calcular a luminosidade de acreção (L_{acc}) a partir de $L_{H\alpha}$:

$$\log\left(\frac{L_{acc}}{L_\odot}\right) = (2{,}27 \pm 0{,}23) + (1{,}25 \pm 0{,}07) \log\left(\frac{L_{H\alpha}}{L_\odot}\right) \tag{4.2}$$

Com essa luminosidade de acreção podemos obter a taxa de acreção de massa (Gullbring

et al. 1998):

$$\dot{M}_{H\alpha} = \frac{L_{acc} R_\star}{GM_\star \left(1 - \frac{R_\star}{R_{in}}\right)} \tag{4.3}$$

onde $R_\star$ e $M_\star$ são, respectivamente, o raio e a massa da estrela, para os quais usamos valores obtidos por Venuti et al. (2014) e G é a constante gravitacional. O raio interno da magnetosfera R_{in} é incerto e depende de fatores como a intensidade do campo magnético da estrela. Porém, R_{in} deve ser menor que o raio de corrotação (tipicamente 5 a 6 $R_\star$), para que exista acreção. Assim, adotamos $R_{in} = 5\,R_\star$ seguindo Gullbring et al. (1998). Valores individuais de taxa de acreção de massa obtidos para as estrelas observadas pelo FLAMES podem ser vistos na Tabela 4.1 na página 69.

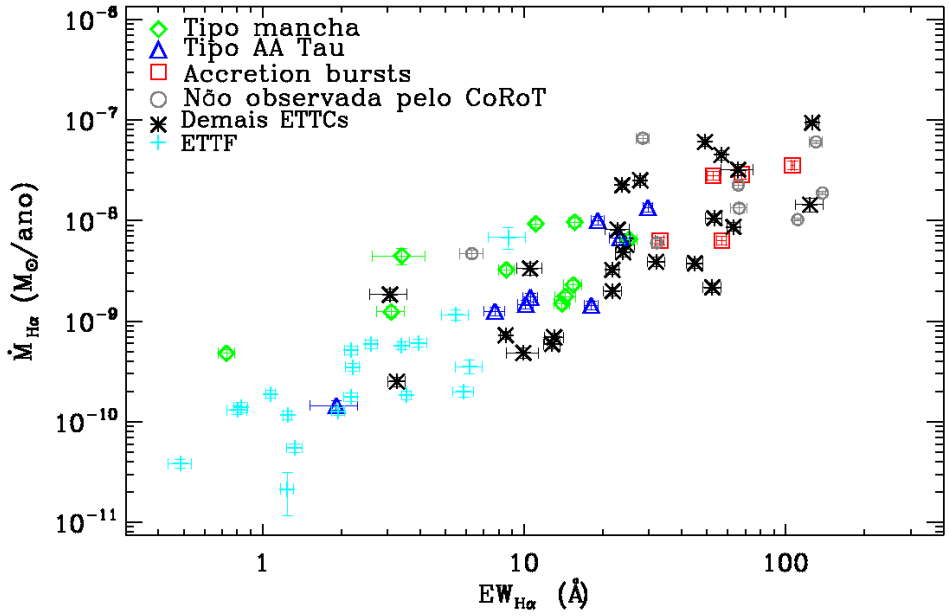


Figura 4.6: Taxas de acreção de massa, obtidas a partir do fluxo de Hα, em função da largura equivalente de Hα. A barra de erro representa a variabilidade noite a noite.

Na Figura 4.6, mostramos a taxa de acreção de massa obtida com o valor médio da largura equivalente de Hα de 4 ou 6 observações simultâneas do FLAMES e do CoRoT. A barra de erro representa a variabilidade de $EW_{H\alpha}$ e $\dot{M}_{H\alpha}$ noite a noite. Assim como observado para a $\dot{M}_{UV}$, obtida com o excesso de UV (Figura 4.3), as estrelas com curva de luz do tipo *accretion burst* apresentam os maiores valores de $\dot{M}_{H\alpha}$. Como as ETTFs não estão mais em processo de acreção de matéria, sua emissão de Hα, e consequentemente a largura equivalente dessa linha, são de origem cromosférica, uma contribuição que também

está presente nos espectros das ETTCs. Por isso, a taxa de acreção de massa apresentada pelas ETTFs representa um limite inferior para medidas de taxas de acreção de massa das ETTCs por meio da largura equivalente de Hα, como discutido em Manara et al. (2013).

A Figura 4.7, mostra a relação entre as taxas de acreção obtidas utilizando o excesso de UV e a largura equivalente de Hα. As taxas de acreção obtidas com o excesso de UV, no geral, possuem valores maiores do que os calculados usando a largura equivalente de Hα. Essa diferença pode ser devida ao fato da linha de Hα não ser formada apenas nas colunas de acreção, mas podendo ter contribuições provenientes do vento de disco e também da região de choque de acreção, gerando absorções sobrepostas ao perfil da linha, o que diminui o valor da largura equivalente, e consequentemente, diminui os valores obtidos para a taxa de acreção de massa. Uma das vantagens de usar a largura equivalente para obter a taxa de acreção de massa é poder calcular este parâmetro para todos os objetos em acreção, mesmo para aqueles que não apresentem excesso no UV, devido por exemplo, a ocultação da mancha quente por material circunstelar.

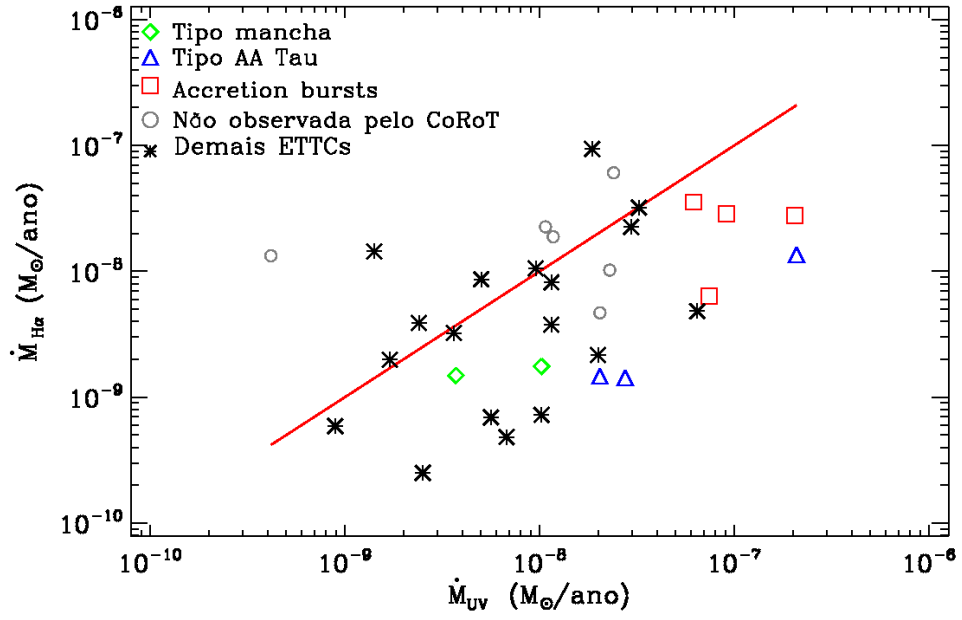


Figura 4.7: Taxas de acreção de massa obtidas a partir do fluxo da linha de Hα em função das taxas de acreção obtidas com o excesso de UV. A linha vermelha possui inclinação igual a 1.

4.5 Morfologia da linha de Hα

As ETTCs possuem uma variedade de perfis de linha de Hα. Nesta seção vamos verificar quão comum é cada tipo de perfil de linha de Hα, e comparamos sua ocorrência com a classificação morfológica das curvas de luz do CoRoT. Seguimos a classificação dos perfis de Hα proposta por Reipurth et al. (1996), que é dividida em sete tipos; I, IIB, IIR, IIIB, IIIR, IVB e IVR. Os tipos de perfis são mostrados na Figura 4.8. O perfil do tipo I é simétrico e não apresenta nenhuma característica de absorção. O perfil do tipo II apresenta dois picos de emissão, e o pico menos intenso excede a metade da intensidade do pico principal. O perfil do tipo III também apresenta dois picos de emissão, porém, o segundo pico é menos intenso que a metade da intensidade do pico principal. O perfil tipo IV apresenta uma absorção proeminente no lado azul ou vermelho do perfil, onde nenhuma emissão é observada, semelhante ao perfil P Cygni ou ao Perfil P Cygni inverso. As letras B ou R são adicionadas aos perfis do tipo II, III e IV, dependendo da localização da emissão secundária ou da absorção em relação ao pico principal; (B) para o lado azul e (R) para o lado vermelho da linha.

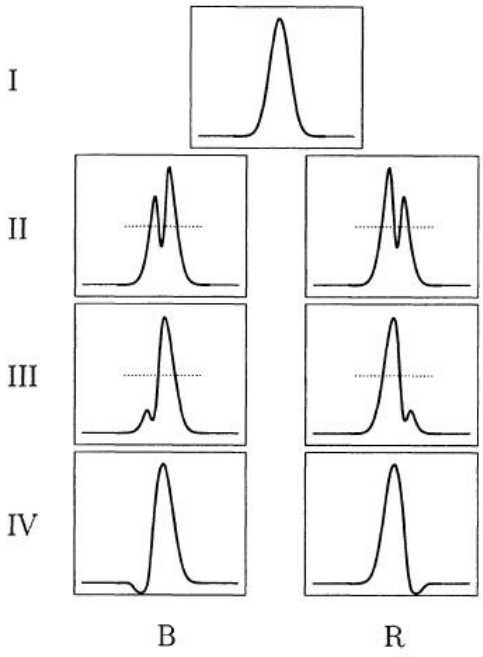


Figura 4.8: Classificação dos perfis de Hα proposto por Reipurth et al. (1996). A linha pontilhada indica 50% da intensidade máxima do perfil. As letras B (lado azul) e R (lado vermelho) representam a localização da emissão secundária ou da absorção em relação ao pico principal.

Temos 20/22 noites de observação com o espectrógrafo FLAMES para cada objeto, e como já discutido nas seções anteriores, a linha de Hα é bastante variável em intensidade e

forma noite a noite. Por isso, classificamos morfologicamente somente o perfil de Hα médio de cada estrela. Esta classificação pode ser vista para cada estrela na Tabela 4.1 na página 69.

A Figura 4.9, mostra a distribuição de classificação da linha de Hα de acordo com Reipurth et al. (1996). A Figura 4.9 esquerda, mostra a distribuição para todas as ETTCs observadas com o FLAMES. O perfil de linha de Hα do tipo I é o mais comum na nossa amostra de estrelas. Este perfil corresponde a uma emissão principal sem sinal proeminente de absorção e é atribuído a apenas acreção magnetosférica. Como estamos analisando somente o perfil médio, este resultado não significa que a maior parte das estrelas não apresentem alguma absorção eventualmente. As ETTCs têm linha de Hα altamente variável, que pode apresentar absorções em apenas certas fases de rotação.

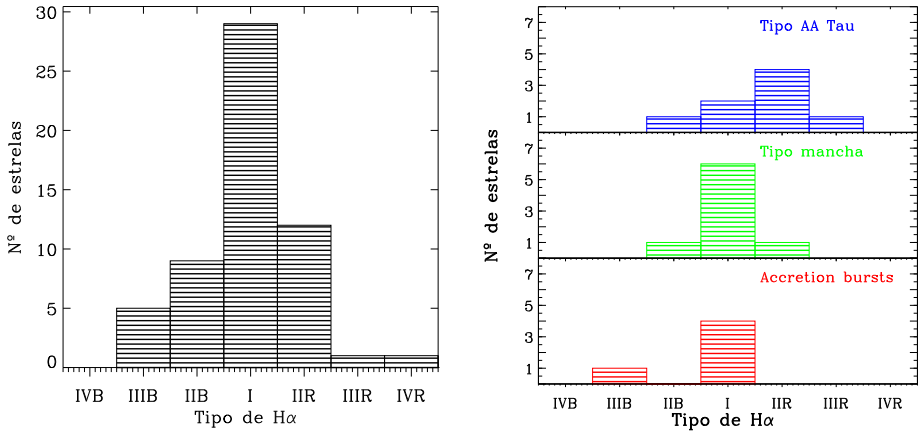


Figura 4.9: Distribuição do tipo de perfil de Hα de acordo com a classificação proposta por Reipurth et al. (1996). Esquerda: Todas as ETTCs observadas com o FLAMES. Direita: ETTCs observadas com o FLAMES e com o CoRoT. Curvas de luz classificadas como do tipo mancha (verde), AA Tau (azul) e do tipo *accretion burst* (vermelho).

A Figura 4.9 direita, mostra a distribuição do tipo de perfil de Hα de acordo com a classificação das curvas de luz do CoRoT. Notamos que estrelas do tipo mancha geralmente apresentam perfil do tipo I, no qual não há sinais de absorções desviadas para o azul devido ao vento e também nenhum sinal de absorção desviada para o vermelho, que é devida a fótons sendo absorvidos pelo funil de acreção, provenientes da região de mancha quente. Também vemos que as estrelas do tipo AA Tau tendem a apresentar mais perfis do tipo IIR e IIIR, que são caracterizados por absorções no vermelho.

Kurosawa et al. (2006), usando um modelo magneto-hidrodinâmico, que inclui acreção magnetosférica e vento de disco, examinaram a classificação morfológica de Hα proposta

por Reipurth et al. (1996). Com uma grande variedade de parâmetros, tais como taxa de acreção e ejeção de massa e inclinação do sistema em relação à linha de visada, conseguiram reproduzir todos os tipos de perfis de Hα. Eles mostraram que, em geral, o perfil mais comum entre as ETTCs é do tipo I, pois são produzidos com uma gama de inclinações do sistema e são perfis dominados por acreção magnetosférica.

Kurosawa et al. (2006) mostraram que os perfis do tipo IIR e IIB ocorrem na mesma proporção entre as ETTCs, como encontrado por Reipurth et al. (1996) e também em nossa amostra de estrelas. Estes perfis são produzidos nas mesmas condições físicas, exceto a inclinação, que é um parâmetro geométrico do sistema. Tipo IIB origina-se em sistemas de média inclinação, enquanto sistemas IIR precisam de alta inclinação para serem obtidos. Isto é consistente com nossos resultados, visto que a maioria dos sistemas do tipo AA Tau, que são vistos em alta inclinação, apresentam perfis do tipo IIR, como mostra a Figura 4.9 direita.

Reipurth et al. (1996) mostram que o tipo IIIB é o mais comum encontrado em sua amostra de ETTCs (33 % das estrelas), enquanto o tipo I é somente o segundo tipo mais comum na amostra (26 % das estrelas). Em nossa amostra, encontramos que apenas 9 % das estrelas possuem perfil do tipo IIIB. Nos modelos de Kurosawa et al. (2006), somente estrelas com alta taxa de acreção de massa possuem perfil do tipo IIIB. Então, é possível que essa diferença encontrada entre o presente trabalho e Reipurth et al. (1996) seja simplesmente um efeito de seleção. As estrelas classificadas como IIIB por Reipurth et al. (1996) possuem altos valores de largura equivalente de Hα (com tipo espectral na faixa de K7-G0), que podem corresponder a altos valores de taxa de acreção de massa. As ETTCs do tipo IIIB em nossa amostra de estrelas não possuem altos valores de taxa de acreção de massa, com valor médio de $2{,}5 \times 10^{-8}\,M_{\odot}$/ano, mas este é um dos maiores valores médios de taxa de acreção de massa entre todos os tipos de perfil na nossa amostra. A taxa de acreção de massa é vista em função da classificação do tipo de perfil na Figura 4.10. Nesta também vemos que as estrelas de perfil tipo I possuem uma variedade de taxas de acreção de massa, e as estrelas do tipo IIR e IIIR possuem as menores taxas de acreção de massa em média na nossa amostra.

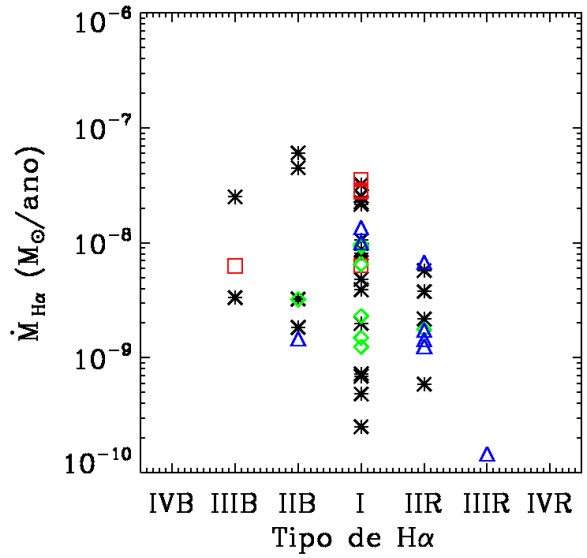


Figura 4.10: Taxa de acreção de massa em função do tipo de perfil de Hα de acordo com a classificação proposta por Reipurth et al. (1996). A morfologia das curvas de luz do CoRoT é representada por símbolos e cores diferentes: Tipo mancha (losangos), AA Tau (triângulos), do tipo *accretion burst* (quadrados). As demais estrelas são não classificadas (asteriscos).

4.6 Variabilidade de linhas fotosféricas e fotometria CoRoT

Como visto no Capítulo 2, obtivemos observações simultâneas com o espectrógrafo FLAMES e o satélite CoRoT em 4 noites para estrelas do campo I e 6 noites para estrelas do campo II. Com essas medidas simultâneas foi possível comparar a variabilidade das curvas de luz CoRoT com o velamento das linhas de absorção dos espectros FLAMES.

Nas ETTCs a profundidade e a largura das linhas fotosféricas, em espectros no óptico e no ultravioleta, são menores do que em ETTFs com o mesmo tipo espectral. Esse efeito é conhecido como velamento das linhas fotosféricas. O velamento em ETTCs é causado por um contínuo extra adicionado ao contínuo da estrela, devido à presença da mancha quente que é produzida no choque do material em acreção na superfície da estrela. Isso faz com que as linhas fotosféricas fiquem menos proeminentes. À medida que o sistema disco-estrela gira, a mancha quente pode aparecer e desaparecer na linha de visada e o velamento máximo das linhas acontece no momento que a mancha quente está em nossa linha de visada.

O velamento das linhas fotosféricas também afeta a medida da largura equivalente dessas linhas. Neste caso, o máximo velamento corresponde à menor largura equivalente, e vice-versa. Assim, usaremos a largura equivalente como um diagnóstico do velamento da linha. Comparamos o comportamento do velamento (largura equivalente) com variações fotomé-

tricas nas curvas de luz. Esta análise foi feita para ajudar a identificar, dentre as estrelas T Tauri clássicas, quais são as estrelas do tipo *accretion burst* com curvas de luz dominadas por manchas quentes na superfície da estrela (Stauffer et al. 2014).

Para essa análise usamos as linhas fotosféricas de Lítio I (6707,8Å) e Ferro I (6633,4Å), que estão presentes no espectro e estão livres da influência de outras linhas fotosféricas. Calculamos as larguras equivalentes do LiI e do FeI da maneira como calculamos a largura equivalente da linha de Hα (Equação 2.2). Usamos os valores das contagens do CoRoT de cada ponto simultâneo com o FLAMES e dividimos pela contagem máxima da curva de luz, de modo que o valor 1, no eixo x dos gráficos, representa o ponto de máxima intensidade da curva de luz. Em alguns espectros, a absorção em Li I ou em Fe I possui raios cósmicos sobrepostos à linha. Nestes casos o ponto foi removido do gráfico, pois a largura equivalente nesses espectros não apresenta um valor confiável. A linha de FeI é muito menos profunda que a linha de LiI, dessa forma, os resultados para a linha de FeI estão sujeitos a mais ruídos do espectro.

Abaixo descrevemos o comportamento encontrado para a maior parte das ETTCs analisadas.

- ***Accretion burst***: Como visto, são estrelas com curvas de luz com mínimos definidos e máximos aleatórios sobrepostos (ver Figura 3.1*f*), são caracterizadas por altas taxas de acreção de massa, e consequentemente com intensas manchas quentes na superfície da estrela. Para essas estrelas, o máximo da curva de luz acontece no momento em que a mancha quente está em nossa linha de visada, e teremos neste momento velamento máximo das linhas (largura equivalente mínima). O mínimo da curva de luz acontece quando a mancha quente não aparece na linha de visada e consequentemente teremos menor velamento (maior largura equivalente). Em resumo, o máximo da curva de luz corresponde ao mínimo da largura equivalente das linhas e vice-versa.

- **Extinção**: Ocorre em sistemas tipo AA Tau periódicos ou não (ver curvas de luz na Figura 3.1 *c*, *d*, e *e*). Para estes sistemas, a variação fotométrica principal é dada pela ocultação da estrela por material circunstelar. No caso das AA Tau, o mínimo da curva de luz é o momento de ocultação da estrela pela base do funil de acreção, cuja outra extremidade coincide com a mancha quente na linha de visada, e corresponde ao

velamento máximo (menor largura equivalente). O máximo da curva de luz (momento sem ocultação e a mancha quente fora da linha de visada) corresponde ao menor velamento (maior largura equivalente). Porém, pode acontecer de a mancha quente ser ocultada pela parte interna do disco, e não aparecer na linha de visada em nenhum momento. Assim, as linhas fotosféricas não apresentam velamento algum. Neste caso, não há alteração na largura equivalente da linha. Em resumo, o máximo da curva de luz corresponde à máxima largura equivalente ou não existe variação da largura equivalente.

- **Manchas Frias**: Para sistemas cujas curvas de luz são dominadas por manchas frias na superfície da estrela, o mínimo da curva de luz ocorre no momento em que a mancha fria está em nossa linha de visada, e o máximo da curva de luz se dá no momento em que a mancha fria está fora da linha de visada. Caso a mancha quente não esteja visível, as linhas fotosféricas não apresentarão velamento, caso contrário, existe máximo velamento (menor largura equivalente) no mínimo da curva de luz e teremos menor velamento (maior largura equivalente) no máximo da curva de luz. Isso ocorre porque espera-se que, em geral, a mancha quente e a mancha fria sejam coincidentes, pois a mancha fria tem origem em locais de intensos campos magnéticos e nessa região é onde ocorre a acreção do gás, e consequentemente onde ocorre a mancha quente na superfície da estrela (Alencar et al. 2012). Vemos que o comportamento esperado para estrelas cuja variação fotométrica seja dominada por manchas frias e dominadas por extinção é semelhante, ou seja, o máximo da curva de luz equivale ao máximo da largura equivalente e vice-versa ou não existe alteração na largura equivalente da linha.

Nas Figuras 4.11, 4.12 e 4.13 mostramos exemplos desta análise entre a largura equivalente das linhas fotosféricas e as contagens do CoRoT. Nestas figuras, os gráficos à direita são as curvas de luz do CoRoT para as estrelas em análise e os pontos vermelhos são os pontos de observação em comum entre o FLAMES e o CoRoT. Na Figura 4.11 vemos dois exemplos de gráficos para curvas de luz do CoRoT não periódicas e com variação dominada por manchas quentes causadas por *accretion burst*. Vemos que quanto maior a contagem do CoRoT, menor é a largura equivalente, como esperado para variações dominadas por manchas quentes na superfície da estrela. Na Figura 4.12, vemos dois exemplos de estrelas

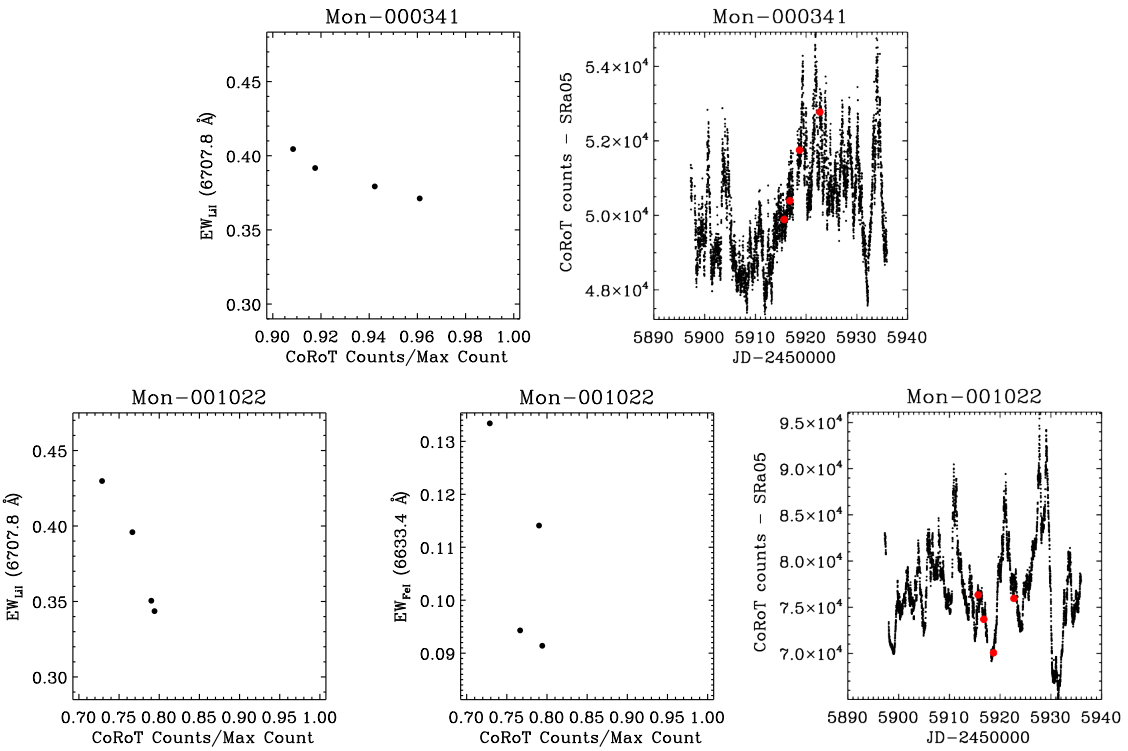


Figura 4.11: Largura equivalente de Li I e Fe I em função das contagens do CoRoT para estrelas com curvas de luz CoRoT não periódicas e com variação fotométrica dominada por manchas quentes. As figuras da direita são as curvas de luz do CoRoT para essas estrelas e os pontos vermelhos são os pontos de observação em comum entre o FLAMES e o CoRoT.

com curvas de luz dominadas por ocultação circunstelar. Nestas, quanto maior a contagem da curva de luz, maior a largura equivalente da linha fotosférica, ou não existe variação da largura equivalente. Na Figura 4.13, vemos exemplos de gráficos para curvas de luz do tipo mancha fria. Nestes casos não existe variação significativa na largura equivalente das linhas fotosféricas em função das contagens do CoRoT.

Essa análise não nos permite distinguir entre estrelas com curvas de luz do tipo extinção e estrelas com curvas de luz do tipo mancha fria. Isso nos permitiu apenas verificar se o comportamento desses gráficos está ou não de acordo com a variabilidade fotométrica observada na curva de luz da estrela. Porém, as estrelas com variabilidade fotométrica devida a *accretion burst* possuem um comportamento distinto dos outros analisados. Desta maneira este é um método eficaz para identificar esse tipo de variabilidade. Na Tabela 4.1, página 69, mostramos os resultados da análise para todas as estrelas com observações simultâneas do CoRoT e do espectrógrafo FLAMES. O número 1 indica estrelas cuja largura equivalente da linha fotosférica (LiI e FeI) em função das contagens do CoRoT está de acordo com a variabilidade fotométrica apresentada nas curvas de luz do CoRoT. O número 0 indica

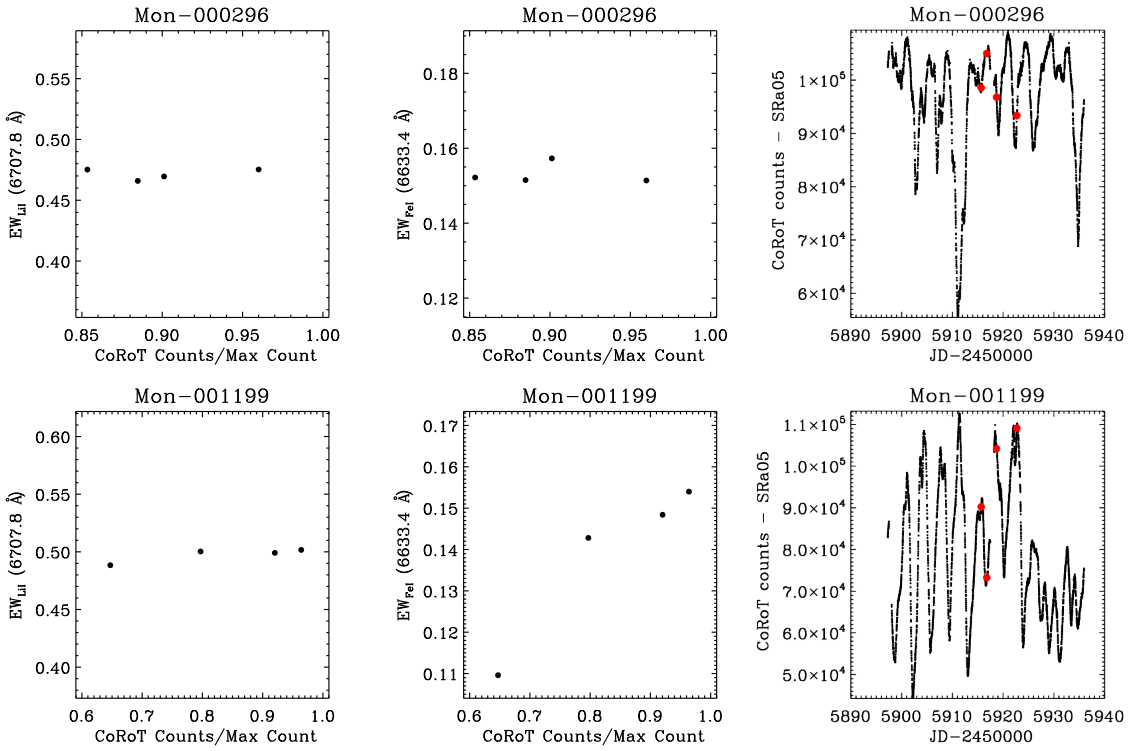


Figura 4.12: Largura equivalente de Li I e Fe I em função das contagens do CoRoT para estrelas com curvas de luz CoRoT do tipo ocultação. As figuras da direita são as curvas de luz do CoRoT para essas estrelas e os pontos vermelhos são os pontos de observação em comum entre o FLAMES e o CoRoT.

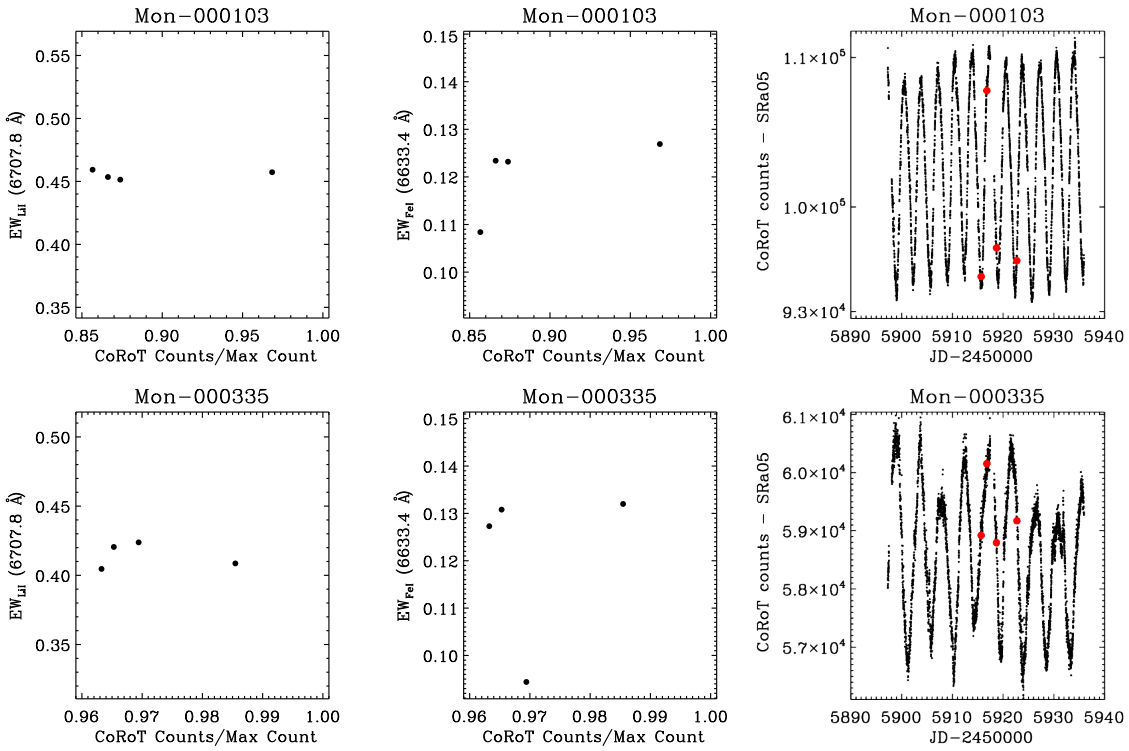


Figura 4.13: Largura equivalente de Li I e Fe I em função das contagens do CoRoT para estrelas com curvas luz CoRoT do tipo mancha fria. As figuras da direita são as curvas de luz do CoRoT para essas estrelas e os pontos vermelhos são os pontos de observação em comum entre o FLAMES e o CoRoT.

estrelas onde isso não ocorre, ou seja, as curvas de luz apresentam um tipo de variação e a análise do velamento das linhas fotosféricas indica outro tipo de variabilidade. Não classificada (NC) significa que a análise foi inconclusiva ou a curva de luz é classificada como do tipo 3 e não está associada a um fenômeno físico predominante. Foi possível obter essa análise para 44 ETTCs usando a linha de LiI. Encontramos que 55% estão de acordo com a variação fotométrica apresentada pelo CoRoT, 2% possuem diagnóstico diferente do apresentado pela variabilidade dominante fotometricamente e 43% estrelas foram não classificadas. Para poucas estrelas (23 no total), foi possível obter análise com a linha de FeI. Destas, 66% estão de acordo com a variação fotométrica do CoRoT, 4% apresentam variabilidade diferente, e 30% estrelas apresentam análises inconclusivas. Dentre as estrelas que classificamos como do tipo mancha e que analisamos a largura equivalente das linhas fotosféricas e as contagens do CoRoT, apenas a estrela Mon-000964 foi classificada como do tipo mancha quente pelo modelo de mancha de Venuti et al. (2015) (Capítulo 3). A análise da linha de LiI dessa estrela indica que a estrela é dominada por manchas frias, porém a linha de FeI indica que a curva de luz é devido a manchas quentes.

Na Tabela 4.1, vemos que todas as estrelas identificadas pela curva de luz CoRoT como do tipo *accretion burst* possuem o comportamento apresentado na Figura 4.11. No geral, o resultado dessa análise concorda com o tipo de classificação morfológica das curvas de luz. Isso reforça a explicação física que atribuímos para as variabilidades fotométricas observadas.

4.7 Periodicidade na linha de Hα

Conforme o sistema disco-estrela gira, a linha de Hα observada varia em formato e intensidade. Isto é esperado ocorrer, mesmo no regime de acreção estável, se o eixo magnético e o eixo de rotação da estrela não estão alinhados. O desalinhamento entre os eixos quebra a simetria da região de acreção e cria funis de acreção individuais em cada hemisfério, como discutido no Capítulo 1. A projeção da região de emissão de Hα perpendicular à nossa linha de visada, então, é diferente a cada fase de rotação, o que provocará a variabilidade da linha (ver, por exemplo Alencar et al. 2012). Se a maior parte da linha de Hα for formada nas colunas de acreção, é de se esperar uma variabilidade periódica da linha, quando a estrela está no regime de acreção estável. Entretanto, se a linha de Hα for formada em várias regiões diferentes, como na coluna de acreção ou no vento de disco, cada região pode ter

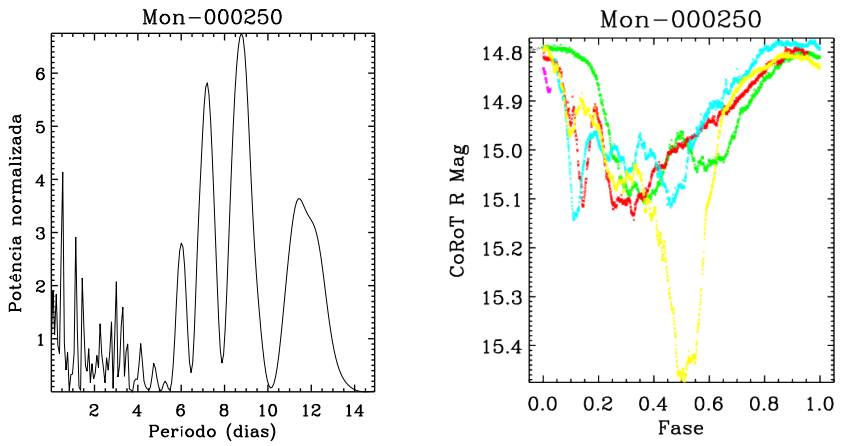


Figura 4.14: Esquerda: Periodograma de potência para a linha de Hα da estrela Mon-000250 obtido com os dados do FLAMES. O período mais apropriado para esse conjunto de dados é de $8{,}9 \pm 0{,}4$ dias. Direita: Curva de luz do CoRoT em fase dessa estrela, usando esse período obtido com a espectroscopia.

uma periodicidade diferente. Isso tornaria um único período difícil de ser detectado.

Com as 20/22 noites de observação com o espectrógrafo FLAMES, para cada objeto, podemos verificar se essas variações na linha de Hα são periódicas, e ainda compará-las com a periodicidade encontrada nas curvas de luz do CoRoT. Isso nos permite inferir se a região de formação da linha de Hα está diretamente relacionada com o processo físico que provoca a variabilidade fotométrica observada. Para isso, calculamos o período usando o método descrito em Scargle (1982), que consiste em ajustar, por mínimos quadrados, senoides à amostra de dados. Quanto mais a função senoidal se aproximar da amostra de dados, maior será a potência no periodograma. Esse ajuste é feito para um conjunto de possíveis períodos pré-determinados. Assim, o período mais adequado à amostra é aquele em que a potência seja maior. Na Figura 4.14 (esquerda), mostramos um exemplo desse periodograma, neste caso o período mais apropriado aos dados é de $8{,}9 \pm 0{,}4$ dias. Na Figura 4.14 (direita), mostramos a curva de luz do CoRoT dessa estrela, em fase usando esse período obtido com a espectroscopia.

Para obter a periodicidade de variações ao longo do perfil, dividimos a linha de Hα em pequenos intervalos de velocidades de 0,5 km/s. Para cada um desses intervalos, calculamos periodogramas como descrito acima. Obtivemos um periodograma, semelhante ao da Figura 4.14, para cada um desses intervalos independentemente. Cada um desses periodogramas foi agrupado lado a lado em velocidade, para formar um diagrama de período em função da velocidade. Nesses diagramas, a potência do periodograma é representada por cores. Com isso, podemos verificar se cada período encontrado para cada intervalo de velocidade se repete

ao longo da linha de Hα. Sinais periódicos somente em alguns intervalos de velocidades não são significativos, mas sinais periódicos que se repetem para vários intervalos de velocidade indicam periodicidade em uma certa região de formação da linha. Nestes diagramas, a escala de cores vai de 0 (branco) até a intensidade máxima da potência (preto), quanto mais escuro maior a intensidade da potência. Com este tipo de análise podemos verificar a existência ou não de periodicidade na linha de Hα, além de verificar se existe periodicidade diferente para diferentes regiões da linha, como regiões de emissões e absorções do perfil.

Das 58 ETTCs observadas com o espectrógrafo FLAMES, apenas 8 foram classificadas como periódicas na linha de Hα, (ver Tabela 4.1), e seus respectivos periodogramas podem ser vistos nas Figuras 4.15, 4.16 e 4.17. Essas figuras são discutidas individualmente nas seções seguintes, nas quais vemos que a maior parte da periodicidade vista na linha de Hα acontece na asa vermelha, que é devida ao gás afastando-se do observador, e está relacionada ao processo de acreção. Essas estrelas periódicas apresentam regiões de acreção organizada e estável, e moduladas rotacionalmente pelo campo magnético da estrela.

Os objetos observados pelo FLAMES em 2011 foram selecionados baseados na classificação de curvas de luz do CoRoT realizada em 2008. Isto foi feito com o intuito de incluir o máximo possível de objetos do tipo AA Tau e do tipo mancha nas observações do FLAMES, para estudar um número grande de objetos periódicos. Porém, não antecipamos que um grande número de objetos mudaria a morfologia de curva de luz de periódica para não periódica, e vice-versa, entre as duas épocas de observação, como aconteceu com 30% das estrelas observadas pelo CoRoT em 2008 e 2011 (ver Capítulo 3). Provavelmente devido a esse critério de seleção de objetos observados pelo FLAMES, a linha de Hα da maior parte das estrelas observadas com o FLAMES não apresentou nenhuma periodicidade. Somente 16 das 58 estrelas observadas com o FLAMES foram periódicas fotometricamente em 2011. Nas próximas subseções analisamos a periodicidade na linha de Hα comparada a morfologia das curvas de luz do CoRoT, explicada no Capítulo 3. Devido ao grande número de estrelas observadas com FLAMES que não apresentam curvas de luz do CoRoT periódicas em 2011, podemos concluir que estrelas que apresentam curvas de luz não periódicas, geralmente, não são periódicas na linha de Hα. Veremos na Seção 4.9, que a falta de periodicidade na linha de Hα e na fotometria pode estar relacionada ao regime de acreção instável, como proposto por Kurosawa & Romanova (2013).

Tabela 4.1: Parâmetros para as ETTCs observadas com o espectrógrafo FLAMES[0].

Mon ID[1]	LC_2008[2]	P_{CoRoT}_2008[2] (dias)	LC_2011[2]	P_{CoRoT}_2011[2] (dias)	$P_{H\alpha}$[3] (dias)	P_{HeI}[4] (dias)	Regime[5]	Hα Tipo[6]	$\dot{M}_{H\alpha}$[7] ($M_\odot$/ano)	LiI[8]	FeI[8]
CSIMon-001099	1	3,3±0,3	1	3,4±0,2	NP	-	S	IIB	3,23e-09	NC	NC
CSIMon-000103	1	1,67±0,08	1	3,4±0,1	NP	-		I	9,61e-09	1	1
CSIMon-000177	1	3,0±0,2	1	3,0±0,1	NP	-		I	9,29e-09	1	1
CSIMon-000335	1	4,5±0,4	1	4,6±0,2	NP	-		I	2,31e-09	1	1
CSIMon-000965	1	9,4±3,2	1	9,7±1,4	NP	9,4±0,1	S	IIR	1,76e-09	1	-
CSIMon-000810	1	2,9±0,1	1	2,9±0,1	NP	-		I	1,24e-09	1	1
CSIMon-000964	1	3,3±0,3	1	3,3±0,1	NP	-		I	1,49e-09	1	0
CSIMon-000326	1	7,1±1,0	3		NP	NP		I	1,99e-09	NC	-
CSIMon-000220	1	0,76±0,04	3		NP	-		I	2,50e-10	NC	-
CSIMon-000804	1	3,2±0,2	3		NP	-		I	4,83e-10	NC	-
CSIMon-001033	1	14,2±2,9	-		6,30±0,06	-	S	IIR	4,69e-09	-	-
CSIMon-000250	2	4,2±3,7	2	8,9±1.0	7,50±0,3/8,9±0,4	8,6±0,3	S	IIR	1,44e-09	1	1
CSIMon-000660	2	5,3±0,4	2	5,1±0,3	5,20±0,06	-	S	IIIR	1,45e-10	1	1
CSIMon-000498	2	4,2±0,3	2	4,3±0,2	NP	-		I	1,00e-08	1	1
CSIMon-001199	2	3,8±0,3	2	3,6±0,2	NP	-		IIB	1,46e-09	1	1
CSIMon-000297	2	3,2±0,2	3 (E)		NP	-		IIR	5,75e-09	1	1
CSIMon-000928	2	4,9±0,4	3		NP	10,13±0,04		I	6,91e-10	NC	NC
CSIMon-000654	2	4,7±1,5	3 (E)		NP	NP		I	4,82e-09	NC	-
CSIMon-000441	2	4,1±0,3	3 (E)		NP	Noise		IIB	3,24e-09	NC	-
CSIMon-000824	2	7,1±3,7	-		NP	-	U	IVR	3,28e-09	-	-
CSIMon-001144	3 (E)		3 (E)		NP	Noise		II	2,17e-09	1	-
CSIMon-001275	3		3		NP	-		IIIB	2,51e-08	NC	-
CSIMon-000119	3		3		NP	NP		IIIB	3,34e-09	NC	NC
CSIMon-000558	3 (A)		3	11,7±1,4?	10,5±0,5	10,7±0,3		IIB	6,06e-08	NC	-
CSIMon-000168	3 (E)		3 (E)		NP	Noise		II	3,77e-09	1	-
CSIMon-000926	3		3		NP	NP		I	8,66e-09	NC	-
CSIMon-000681	3 (E)		3 (E)		NP	NP		IIB	4,49e-08	0	NC
CSIMon-000280	3		3		NP	-		IIR	5,90e-10	NC	NC

Tabela 4.1: Continuação.

Mon ID[1]	LC_2008[2]	P_{CoRoT}_2008[2] (dias)	LC_2011[2]	P_{CoRoT}_2011[2] (dias)	$P_{H\alpha}$[3] (dias)	P_{HeI}[4] (dias)	Regime[5]	Hα Tipo[6]	$\dot{M}_{H\alpha}$[7] ($M_\odot$/ano)	LiI[8]	FeI[8]
CSIMon-000290	3		3		NP	8,3±0,3/11,2±0,5		I	2,25e-08	NC	-
CSIMon-000328	3		3		NP	NP		I	3,90e-09	NC	-
CSIMon-000448	3		3		NP	Noise		I	8,16e-09	NC	-
CSIMon-000314	3 (E)		3 (E)		NP	Noise		I	1,06e-08	-	-
CSIMon-000951	3		3		NP	Noise		I	3,21e-08	NC	-
CSIMon-000937	3		3		NP	-		I	7,24e-10	NC	-
CSIMon-000667	3 (E)		3 (E)		5,9±0,1	-	S	IIB	1,84e-09	1	1
CSIMon-000945	3 (A)		3 (A)		NP	7,4±0,2		I	6,35e-09	1	-
CSIMon-001022	3 (A)		3 (A)		NP	8,9±0,4/12,5±0,8		IIIB	6,31e-09	1	1
CSIMon-000996	3 (A)		3 (A)		8,30±0,06	8,3±0,3		I	2,79e-08	1	-
CSIMon-000510	3 (A)		3 (A)		NP	NP		I	2,87e-08	1	-
CSIMon-000341	3 (A)		3 (A)		NP	NP		I	3,55e-08	1	-
CSIMon-000370	3		3	11,8±1,3?	NP	NP		I	2,55e-08	NC	NC
CSIMon-000765	3		1	2,4±0,1	NP	-		I	6,48e-09	1	1
CSIMon-000379	3 (E)		2	3,7±1,2	NP	-	S	IIR	1,26e-09	1	1
CSIMon-001054	3 (E)		2	4,1±0,2/8,17[9]	NP	8,0±0,2		I	1,35e-08	1	-
CSIMon-000296	3 (E)		2	3,9±0,2	NP	-	S	IIR	1,73e-09	1	1
CSIMon-000811	3 (E)		2	7,9±0,7	13,0±0,7	10,5±0,4	S	IIR	6,75e-09	1	1
CSIMon-000846	3		-		NP	NP		I	-	-	-
CSIMon-000795	3		-		NP	NP		IIB	6,59e-08	-	-
CSIMon-000457	3		-		NP	-		IIIB	6,01e-09	-	-
CSIMon-000260	3 (E)		-		NP	9,20±0,06		IIB	2,26e-08	-	-
CSIMon-000893	3		-		NP	NP		I	1,02e-08	-	-
CSIMon-000131	-		3		NP	9,1±0,4		IIR	-	NC	NC
CSIMon-000423	-		3		NP	Noise		I	1,44e-08	-	-
CSIMon-000632	-		-		NP	Noise		IIB	1,33e-08	-	-
CSIMon-001287	-		-		NP	Noise		IIR	9,38e-08	-	-
CSIMon-000603	-		-		NP	Noise		IIIB	6,07e-08	-	-
CSIMon-000239	-		-		5,6±0,2	-		?	-	-	-

Tabela 4.1: Continuação.

Mon ID[1]	LC_2008[2]	P_{CoRoT}_2008[2] (dias)	LC_2011[2]	P_{CoRoT}_2011[2] (dias)	$P_{H\alpha}$[3] (dias)	P_{HeI}[4] (dias)	Regime[5]	Hα Tipo[6]	$\dot{M}_{H\alpha}$[7] ($M_\odot$/ano)	LiI[8]	FeI[8]
CSIMon-001128	-		-		NP	Noise		I	1,88e-08	-	-

[0]Esta tabela está organizada de acordo com a morfologia das curvas de luz do CoRoT de 2008. [1]"CSIMon" é uma identificação interna da campanha do CSI 2264. [2]Morfologia da curva de luz do CoRoT e período fotométrico obtidos neste trabalho: "1"= tipo mancha, "2"= tipo AA Tau, "3"= Curva de luz não periódica. Estrelas do tipo *accretion burst* e do tipo extinção não periódicas são identificadas por (A) e (E), respectivamente. [3]Período obtido com a linha de Hα dos espectros do FLAMES. NP representa linha não periódica. A incerteza na período é a metade da medida da largura a meia altura do pico de maior potência do periodograma. [4]Período obtido com a linha de HeI (6678Å) dos espectros do FLAMES. Noise significa que a linha de HeI em emissão existe no espectro, porém, é dominada por ruídos. A incerteza no período é a medida da largura a meia altura do pico de maior potência do periodograma. [5]Regime de acreção: S-estável e U-instável. [6]Morfologia da linha de Hα proposta por Reipurth et al. (1996). [7]Taxa de acreção de massa obtida com a largura equivalente de Hα. [8]Resultado da análise do gráficos da largura equivalente da linha de LiI ou FeI em função das contagens do CoRoT. 1 indica que largura equivalente da linha fotosférica em função das contagens do CoRoT está de acordo com a variabilidade fotométrica apresentada nas curvas de luz do CoRoT. O número 0 indica que isso não ocorre. NC significa que a análise foi inconclusiva ou a curva de luz é classificada como do tipo 3 e não está associada a um fenômeno físico predominante. [9]Períodos fotométricos obtidos usando periodograma Scargle e função de auto-correlação, como explicado na Seção 4.8.1.

4.7.1 Periodicidade na linha de Hα das estrelas do tipo AA Tau

Espera-se que estrelas do tipo AA Tau estejam no regime de acreção estável, no qual um funil de acreção principal é formado em cada hemisfério da estrela, cuja base é associada com uma deformação na parte interna do disco, que oculta a estrela periodicamente com a rotação do sistema (Bouvier et al. 2007; Kurosawa et al. 2008). O período fotométrico das estrelas do tipo AA Tau corresponde ao período kepleriano do material circunstelar que oculta a estrela. Este período pode ser diferente do período de rotação da estrela, a menos que a estrutura responsável pela ocultação da estrela esteja localizada no raio de co-rotação da estrela com o disco. Como vimos no Capítulo 3, o período fotométrico dos sistemas do tipo AA Tau, em nossa amostra, não difere substancialmente do período de rotação estelar.

Oito estrelas do tipo AA Tau foram observadas pelo espectrógrafo FLAMES, porém somente 3 delas são periódicas na linha de Hα (ver Figura 4.15). Este resultado é inesperado, pois supondo que estas 8 estrelas acretem no regime estável, isto naturalmente produziria variabilidade periódica na linha de Hα, se a linha for formada principalmente no funil de acreção. Porém, se o fluxo do funil for variável em escala de tempo de horas/dias, isso pode mascarar a periodicidade imposta pela rotação da estrela.

A estrela Mon-000660 (Figura 4.15(a)) é um exemplo de estrela do tipo AA Tau que apresenta o mesmo período na linha de Hα e na fotometria. Supondo que Hα seja formada principalmente no funil de acreção e que a periodicidade medida seja o período de rotação da estrela, isso ajuda a confirmar que a estrutura que causa a variabilidade fotométrica localiza-se no raio de co-rotação, como observado na própria estrela AA Tau (Bouvier et al. 2007). Mon-000250 (Figura 4.15(d)) é outra estrela do tipo AA Tau, que também é periódica em Hα e apresenta o mesmo período na fotometria CoRoT. No periodograma de Hα, esta estrela apresenta dois sinais periódicos na asa vermelha, um sinal mais intenso que mostra o mesmo período obtido pela fotometria CoRoT ($8{,}9 \pm 0{,}4$ dias) e outro de menor intensidade em torno de $7{,}5 \pm 0{,}3$ dias. Este segundo período também é visto na curva de luz CoRoT, mas com potência de menor intensidade, e é devido a uma estrutura estreita vista durante os mínimos da curva de luz (ver Figura 4.15(f)).

Por outro lado, a estrela Mon-000811 (Figura 4.15(g)), que também é do tipo AA Tau, mostra apenas um sinal fraco de periodicidade em Hα no período fotométrico ($7{,}9 \pm 0{,}4$ dias), e apresenta um sinal periódico mais intenso em $13{,}0 \pm 0{,}7$ dias na asa azul da linha de Hα. Essa estrela também apresenta dois sinais periódicos na linha de HeI (6678 Å). Um no

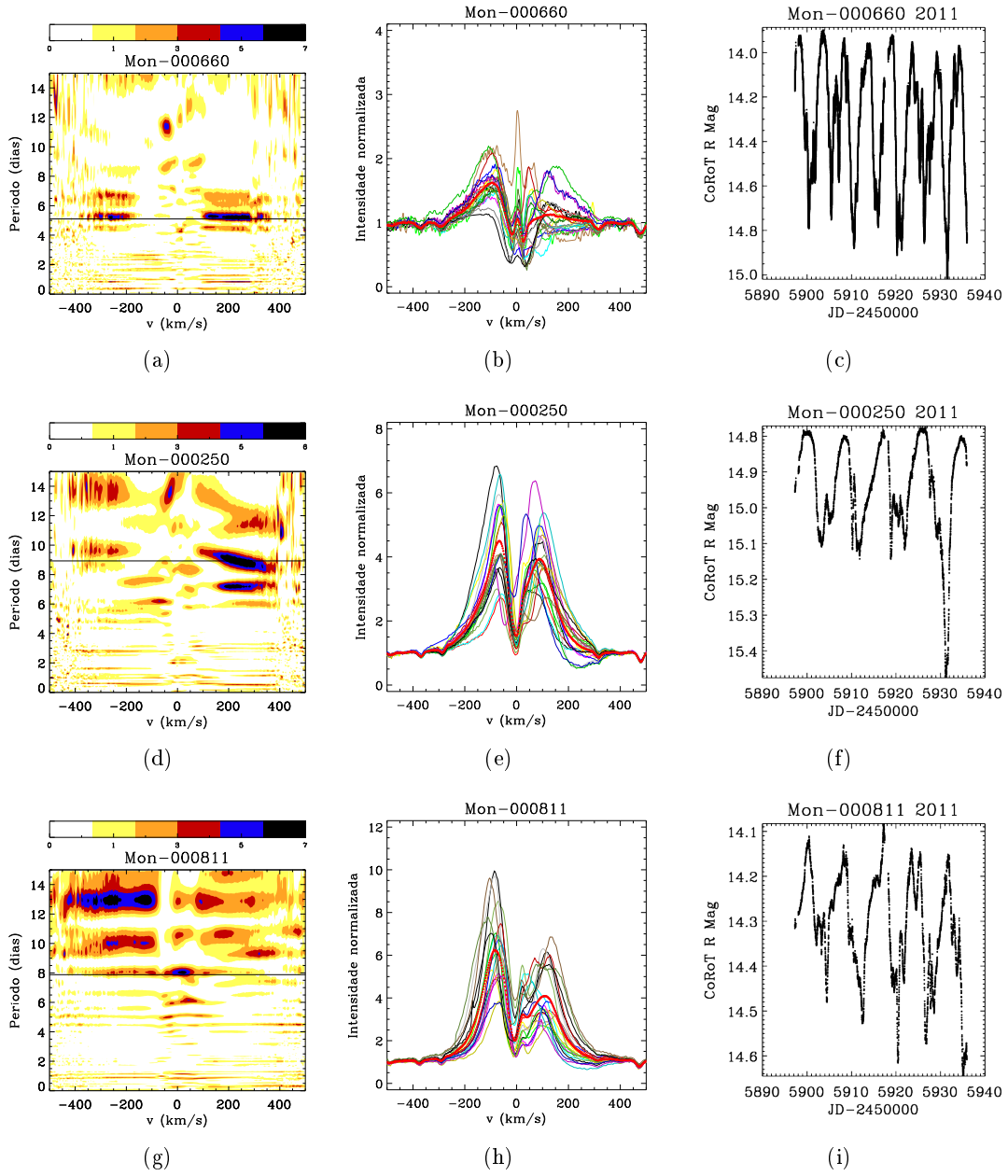


Figura 4.15: Estrelas periódicas na linha de Hα, que são do tipo AA Tau em 2011. Coluna da esquerda: Periodograma bidimensional da linha de Hα. A linha continua preta corresponde ao período fotométrico da curva de luz do CoRoT em 2011. Coluna do meio: Perfis de linha de Hα para todas as noites de observação. A linha vermelha mais espessa representa o perfil de linha médio. Coluna da direita: Curvas de luz do CoRoT de 2011.

período fotométrico e outro de $10{,}5 \pm 0{,}4$ dias. A linha de HeI forma-se próxima à mancha quente, na fotosfera estelar, então uma dessas periodicidades provavelmente corresponde ao período de rotação da estrela. Se o período de $8{,}0 \pm 0{,}3$ dias na linha de HeI corresponder ao período de rotação da estrela, a estrutura que oculta a estrela está localizada perto do raio co-rotação do sistema disco-estrela. Esta foi a única estrela a apresentar periodicidade apenas na asa azul da linha de Hα. Mon-000811 pode ser comparada a ETTC SU Aur,

que exibe uma absorção periódica desviada para o azul na linha de Hα (Johns & Basri 1994), e é explicada como a modulação rotacional do vento pelo campo magnético de SU Aur (Giampapa et al. 1993). A estrela Mon-000811, entretanto, não apresenta absorção desviada para o azul (como visto na Figura 4.15(h)), assim não podemos facilmente associar a periodicidade observada na asa azul com o vento. No entanto, o período da asa azul é maior do que o período de HeI (possivelmente o período de rotação), por isso o material responsável pela periodicidade na asa azul da linha de Hα deve estar localizado além do raio de corrotação, e poderia de fato ser devido ao vento de disco.

Como discutido acima, três estrelas apresentam a mesma periodicidade nas análises fotométrica e espectroscópica. Uma vez que os períodos espectroscópicos mais prováveis correspondem aos períodos de rotação estelar, podemos supor que, pelo menos nestes três casos, a estrutura que oculta a estrela está localizada no raio corrotação do disco com a estrela. Calculamos o raio de corrotação dessas estrelas:

$$\mathrm{R_C} = \left(\frac{\mathrm{GM_\star P^2}}{(2\pi)^2}\right)^{1/3} \frac{1}{\mathrm{R_\star}}, \tag{4.4}$$

onde a massa ($\mathrm{M_*}$) e o raio ($\mathrm{R_*}$) da estrela foram determinados por Venuti et al. (2014). O período usado foi o fotométrico supondo que esse seja o período de rotação da estrela. Os valores obtidos para o raio de corrotação podem ser vistos na Tabela 4.2. Supondo que o raio de corrotação seja igual ao raio de truncamento do disco ($\mathrm{R_{tr}}$), podemos estimar a intensidade do campo magnético da estrela, necessário para truncar o disco no raio de corrotação. Para isso, usamos a aproximação encontrada por Bessolaz et al. (2008):

$$\frac{\mathrm{R_{tr}}}{\mathrm{R_\star}} = 2{\mathrm{m_s}}^{2/7} \left(\frac{\mathrm{B_\star}}{140}\right)^{4/7} \left(\frac{\dot{\mathrm{M}}}{10^{-8}}\right)^{-2/7} \left(\frac{\mathrm{M_\star}}{0{,}8}\right)^{-1/7} \left(\frac{\mathrm{R_\star}}{2}\right)^{5/7}, \tag{4.5}$$

onde $\mathrm{m_s}$ é o número de Mach que no plano médio do disco é aproximadamente 1 (Bessolaz et al. 2008), $\dot{\mathrm{M}}$ é a taxa de acreção de massa (usamos os valores obtidos com os dados do FLAMES). A intensidade do campo magnético estimada pode ser vista na Tabela 4.2. A alguns raios estelares da estrela, espera-se que a interação estrela-disco ocorra principalmente através da componente de dipolo do campo magnético estelar, e os campos magnéticos calculados na Tabela 4.2 estão dentro da faixa de valores da componente dipolo das poucas ETTCs que tiveram campo magnético medido, listados na Tabela 2 de Gregory et al. (2012), na qual encontramos valores da componente de dipolo entre $\mathrm{B_{dip}} = 0{,}02\,\mathrm{kG}$ e $1{,}9\,\mathrm{kG}$.

Tabela 4.2: Parâmetros usados para calcular o raio de corrotação (R_C) e a intensidade do campo magnético ($B_\star$) das estrelas do tipo AA Tau, que apresentam evidência observacional de que a estrutura que oculta a estrela esteja no raio de corrotação.

Mon ID[1]	$M_\star$[2] ($M_\odot$)	$R_\star$[3] ($R_\odot$)	$\dot{M}_{H\alpha}$[4] ($M_\odot$/ano)	P_{CoRoT_2011}[5] (dias)	$P_{H\alpha}$[6] (dias)	R_C[7] ($R_\star$)	$B_\star$[8] (kG)
CSIMon-000250	1,63	1,35	1,44e-09	8,93	7,5/8,9	12,3	1,88
CSIMon-000660	1,86	1,40	1,45e-10	5,10	5,2	7,5	0,21
CSIMon-000811	0,91	1,97	6,75e-09	7,88	7,9/12,5[9]	8,2	1,44

[1]CSIMon é uma identificação interna da campanha CSI 2264. [2]Massa da estrela obtida por Venuti et al. (2014). [3]Raio da estrela obtido por Venuti et al. (2014). [4]Taxa de acreção de massa calculada com a largura equivalente da linha de Hα. [5]Período fotométrico obtido com os dados do CoRoT de 2011. [6]Período obtido na linha de Hα usando os espectros do FLAMES. [7]Raio de corrotação obtido. [8]Campo magnético obtido. [9]Esta estrela mostra somente um pequeno sinal de periodicidade, na linha de Hα, no período fotométrico ($\sim$ 7,9 dias), que foi usado como o período de rotação da estrela.

4.7.2 Periodicidade na linha de Hα das estrelas classificadas como não periódicas pela fotometria do CoRoT

As estrelas Mon-000667 (ocultação randômica por material circunstelar), Mon-000996 (*accretion burst*), Mon-000558 (irregular e não associada a um fenômeno físico principal), não são claramente periódicas nas curvas de luz do CoRoT, como visto na Tabela 4.1. Essas estrelas, porém, são periódicas na linha de Hα, como visto nas Figuras 4.16(a), 4.16(d) e 4.16(g).

Mon-000667 tem um período fotométrico de 5,92 dias medido por Flaccomio et al. (2006), que é muito similar ao período da linha de Hα (5,9$\pm$0,1 dias), e pode realmente corresponder ao período de rotação estelar. Neste caso, provavelmente a acreção do gás é organizada, mas a poeira na vizinhança não mostra uma clara correlação com a estrutura do gás.

Não encontramos informações sobre o período de rotação da estrela Mon-000996 na literatura, porém esta estrela apresenta periodicidade em Hα de $8{,}30 \pm 0{,}06$ dias, que é igual ao período ($8{,}3 \pm 0{,}3$ dias) encontrado na linha de HeI (6678 Å) (ver Figura 4.20(o), que será discutida na Seção 4.8). Isto é inesperado, pois sua curva de luz é dominada por variabilidade randômica devido a manchas quentes, que sugere que a estrela esteja no regime de acreção instável, ao invés de um ambiente de acreção globalmente organizado. Esta estrela também apresenta um período muito similar ($\sim$ 8,1 dias) nas curvas de luz do *Spitzer* (IRAC) em 3,6 μm e 4,5 μm (Cody et al. 2014). Recentemente, Blinova et al. (2015) dividiram o regime de acreção instável em duas sub classes: instável ordenada (um ou dois funis instáveis) e instável caótica (vários funis instáveis). Uma estrela no regime de acreção instável ordenada mantém alguma periodicidade durante a acreção, como pode ser o caso de Mon-000996, que possui um período detectado em baixa intensidade de $8{,}70 \pm 0{,}78$ dias na curva de luz do CoRoT.

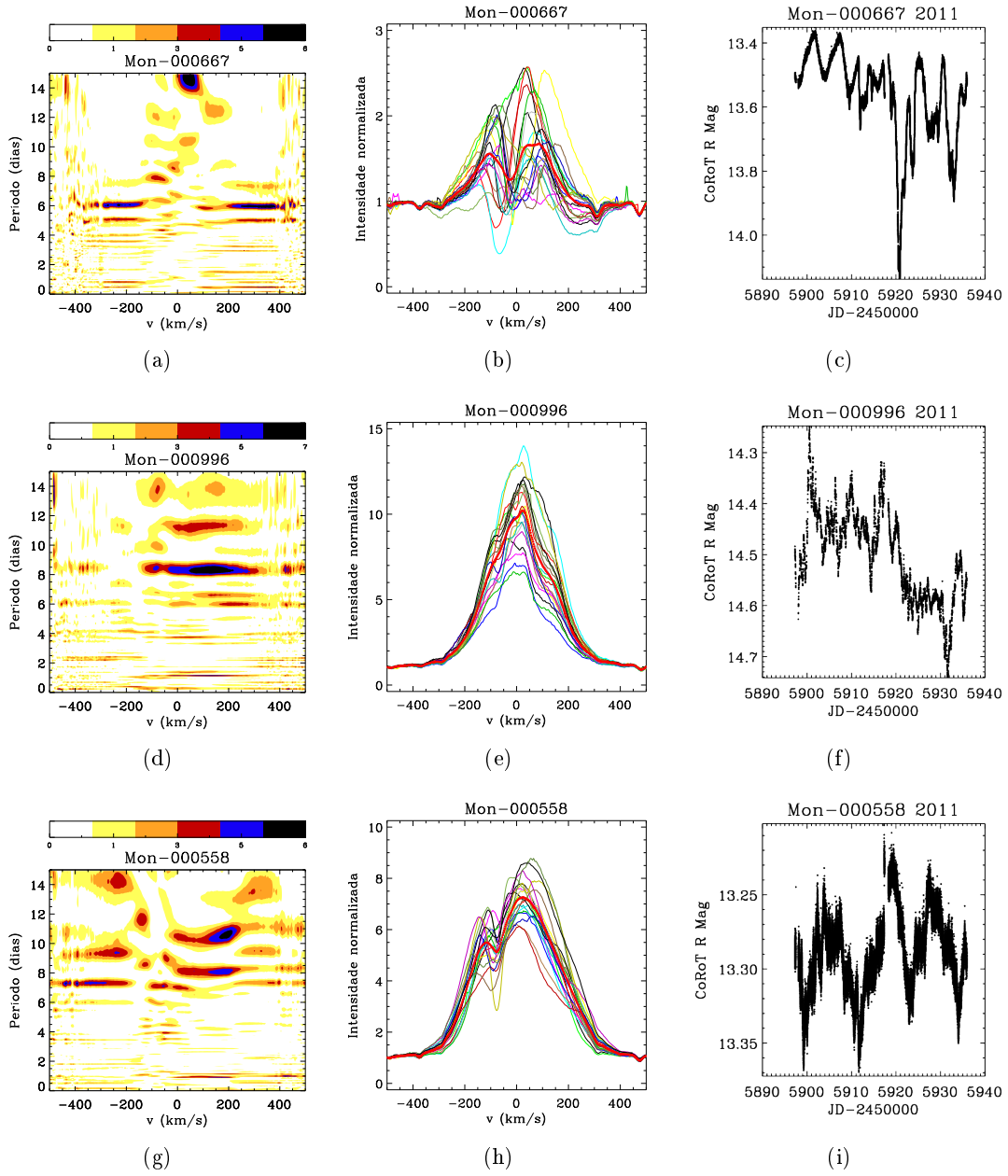


Figura 4.16: Estrelas periódicas na linha de Hα e que não são periódicas na fotometria do CoRoT. Coluna da esquerda: Periodograma bidimensional da linha de Hα. Coluna do meio: Perfis da linha de Hα. Linha vermelha mais espessa representa o perfil de linha médio. Coluna da direita: Curva de luz do CoRoT da campanha de 2011.

Mon-000558 é classificada por Cody et al. (2014), usando os mesmos dados do CoRoT de 2011, como quase periódica, pois sua curva de luz possui variabilidade estocástica de baixa intensidade sobreposta a algum sinal periódico. Assim, o possível período fotométrico dessa estrela é de 11,7$\pm$1,4 dias. Na literatura, esta estrela também possui um período de 0,88 dias (Flaccomio et al. 2006), que é muito diferente do período encontrado na linha de Hα e do possível período fotométrico encontrado em nossa campanha. Veremos na seção seguinte que

o período da linha de Hα, 10,5$\pm$0,5 dias, é também visto na linha de HeI (ver Tabela 4.1), que indica que este possivelmente é o período de rotação da estrela. Esta estrela tem curva de luz em 2008 do tipo *accretion burst*, enquanto em 2011 a curva de luz é irregular, possivelmente dominada por mancha quente, concordando com o modelo de mancha realizado por Venuti et al. (2015) e discutido no Capítulo 4 que mostra que possivelmente a estrela é dominada pela mancha quente. Isto também pode significar que a acreção na estrela está no regime instável e alternando entre caótico e ordenado (Blinova et al. 2015).

4.7.3 Periodicidade na linha de Hα das estrelas não observadas pelo CoRoT em 2011

Duas estrelas que apresentam periodicidade na linha de Hα não foram observadas pelo CoRoT em 2011. Mon-001033 (Figura 4.17(a)), entretanto mostra uma periodicidade de $\sim$ 14 dias medida nas curvas de luz do *Spitzer* (IRAC) na campanha CSI2264 (Cody et al. 2014). Esta estrela também foi observada pelo CoRoT em 2008, e sua curva de luz classificada como do tipo mancha, com período de 14,2 $\pm$ 2,9 dias que está de acordo com o período obtido com o *Spitzer* em 2011, mas é mais do que duas vezes o período obtido na linha de Hα (6,30$\pm$0,06 dias). A região periódica da linha de Hα corresponde a um pequeno intervalo de velocidades, onde se encontra uma aborção desviada para o vermelho no espectro. Não encontramos uma justificativa que explique a diferença entre os períodos nas curvas de luz do *Spitzer* e o obtido na linha de Hα.

A outra estrela é Mon-000239, Figura 4.17(d), que não foi observada pelo CoRoT em nenhuma das campanhas. Esta estrela não tem nenhuma informação de período na literatura e também não é periódica na fotometria do *Spitzer*. A periodicidade vista em Hα ocorre na asa vermelha da linha, e compreende um pequeno intervalo de velocidades.

4.7.4 Periodicidade na linha de Hα das estrelas do tipo mancha

Oito estrelas classificadas como do tipo mancha, com as observações do CoRoT de 2011, foram observadas pelo FLAMES. Porém, apesar da periodicidade fotométrica, nenhuma dessas estrelas é periódica na linha de Hα. Periodogramas para duas dessas estrelas do tipo mancha podem ser vistos na Figura 4.18. O período fotométrico dessas estrelas do tipo mancha é principalmente devido a manchas frias na fotosfera da estrela (apenas uma é devido a mancha quente de acordo com o modelo de mancha de Venuti et al. (2015)), enquanto a linha

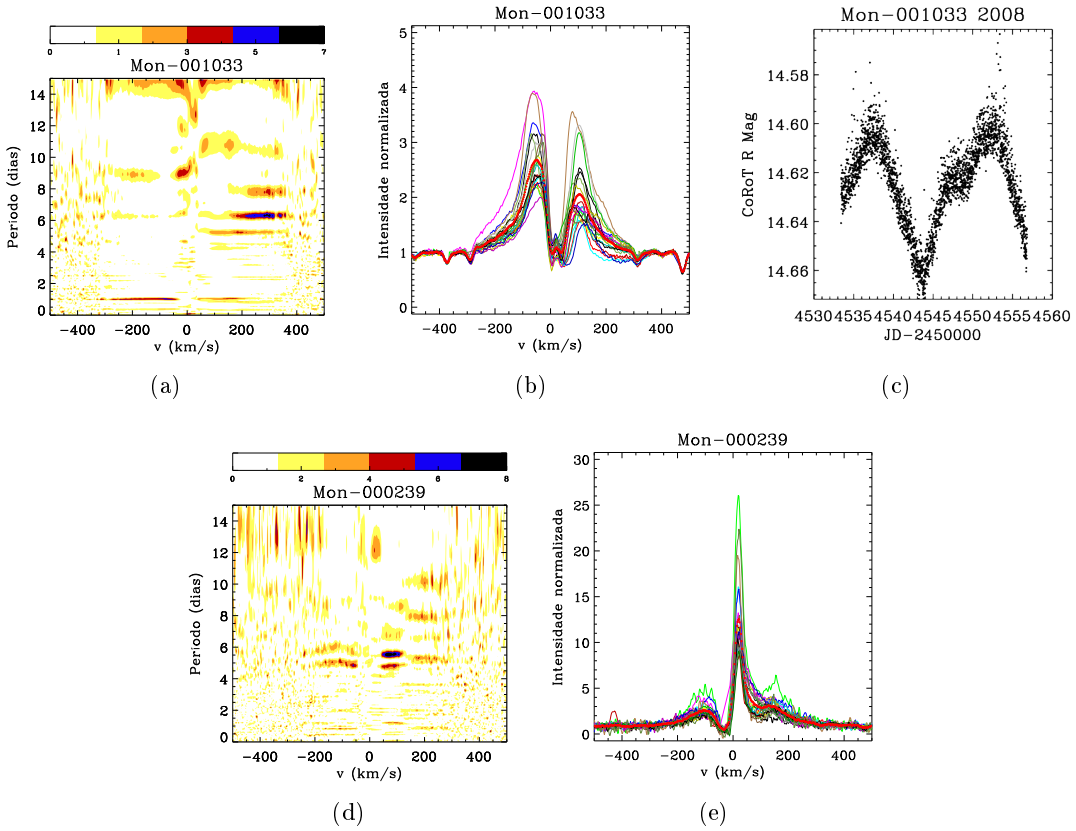


Figura 4.17: Estrelas periódicas na linha de Hα que não foram observadas pelo CoRoT em 2011. Coluna da esquerda: Periodograma bidimensional da linha de Hα. Coluna do meio: Perfis da linha de Hα. A linha vermelha mais espessa representa o perfil de linha médio. Coluna da direita: Curva de luz do CoRoT da campanha de 2008.

de Hα é formada principalmente nas colunas de acreção. Resultados de espectropolarimetria mostram que em estrelas em processo de acreção de matéria, a localização da mancha quente e da mancha fria principais tendem a coincidir (Donati et al. 2010, 2011a,b), e por isso esperávamos que a mancha fria e o funil de acreção principal, que termina na mancha quente, apresentassem a mesma periodicidade. A linha de Hα dos sistemas do tipo mancha fria não é em geral muito intensa, e por isso pode ter uma contribuição cromosférica significativa. A falta de periodicidade na linha de Hα observada nos sistemas dominados por manchas frias pode então ser devida a uma contribuição significativa e uniforme da emissão cromosférica para o perfil da linha, que atenua a modulação da linha devido ao funil de acreção.

4.8 Periodogramas da linha de HeI (6678Å) em emissão

A linha de HeI (6678 Å) é normalmente encontrada em emissão em ETTCs com moderada a alta taxa de acreção de massa (Muzerolle et al. 1998; Beristain et al. 2001; Luhman et al.

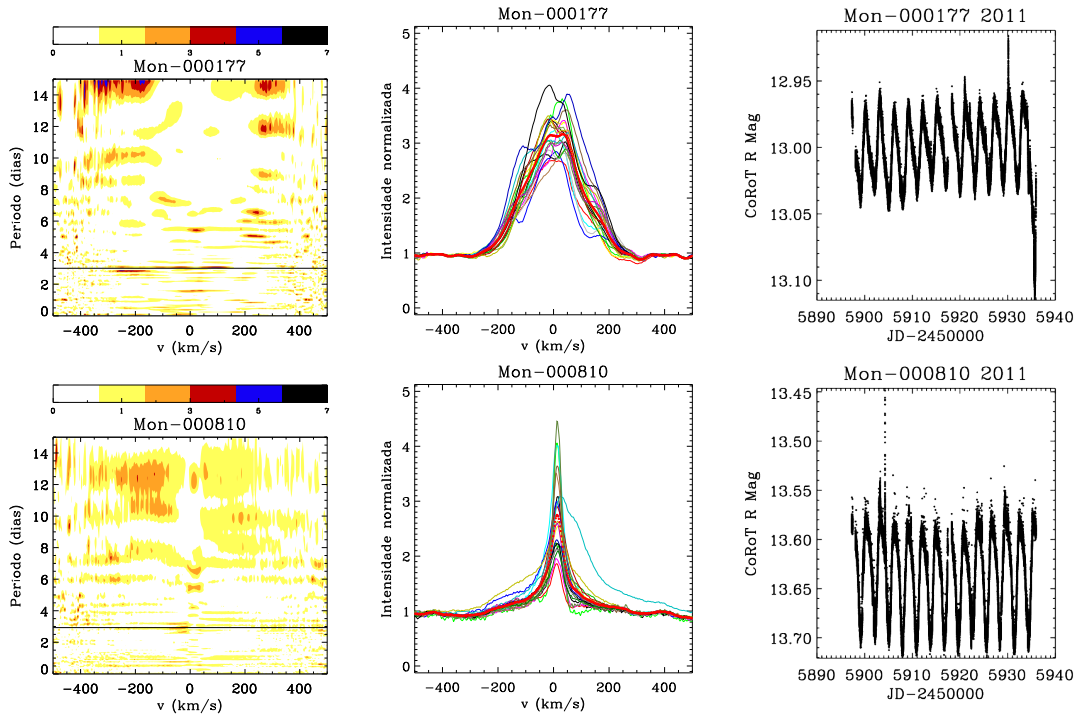


Figura 4.18: Periodograma bidimensional para a linha de Hα. Estrelas periódicas do tipo mancha fria com o CoRoT, que não apresentam sinal de periodicidade na linha de Hα. A linha preta representa o período fotométrico da estrela em 2011, obtido com o CoRoT. A linha vermelha mais espessa representa o perfil de linha médio. Nenhuma estrela do tipo mancha fria que foi observada pelo FLAMES apresentou periodicidade na linha de Hα.

2003). Semelhante à linha de HeI (5876 Å), esta linha pode apresentar uma componente estreita (NC) e uma componente alargada (BC), com diferentes características. No espectro das ETTCs, a NC é levemente desviada para o vermelho e é formada na região pós-choque próxima à superfície estelar (Beristain et al. 2001; Edwards et al. 2003). A BC nas ETTCs é mais complexa, pode ser encontrada desviada para o vermelho, mas é mais comumente observada desviada para o azul. A interpretação atual sugere que esta componente é formada nas colunas de acreção ou na base aquecida do vento estelar (Beristain et al. 2001; Edwards et al. 2006).

Dependendo da inclinação do sistema disco estrela em relação a nossa linha de visada, a mancha quente pode ser ocultada pela parte interna do disco, não sendo visível na maior parte do tempo. Neste caso, não esperamos ver a linha de HeI em emissão na estrela, mesmo em estrelas com alta taxa de acreção de massa. Este provavelmente é o caso da estrela do tipo AA Tau Mon-000660, que é vista em alta inclinação (79° ± 11° Fonseca et al. 2014), não apresenta excesso no UV e nem HeI (6678 Å) em emissão, apesar de estar em processo de acreção de matéria, como confirmado pelo perfil de Hα alargado.

A NC da linha de HeI forma-se perto da superfície da estrela, por isso o período encontrado nessa linha, quando presente, possivelmente é o período de rotação da estrela. Esperamos encontrar variabilidade periódica se a acreção estiver no regime estável, o que gera uma coluna de acreção principal em cada hemisfério e, consequentemente, uma mancha quente principal em cada hemisfério.

Vimos que 24 das 58 estrelas T Tauri clássicas observadas com o espectrógrafo FLAMES claramente possuem emissão na linha de HeI (6678 Å). Outras 11 estrelas também possuem HeI em emissão, porém a razão S/N é baixa na linha, impossibilitando a análise da variabilidade do perfil de linha. De acordo com Beristain et al. (2001), a componente estreita da linha de HeI é caracterizada pela largura equivalente da linha menor do que 50 km/s. Na nossa amostra de estrelas com HeI em emissão, encontramos valores de larguras equivalentes médias (sobre todas as noites de observação), entre 29 e 47 km/s, dependendo do objeto. Por isso em nossa amostra, todas as estrelas que apresentam HeI (6678 Å) em emissão, apresentam apenas a componente estreita. Próximo da linha de HeI (6678 Å), existe a linha fotosférica de absorção FeI (6677 Å), devido a isso, para calcular a largura equivalente da linha de HeI, usamos espectro residual, no qual a linha de FeI foi subtraída, usando como modelo o espectro de uma ETTF do mesmo tipo espectral de cada estrela.

Calculamos para a linha de HeI periodogramas semelhantes aos calculados para a linha de Hα (Seção 4.7). Dessa maneira, podemos comparar a periodicidade dessa linha com a obtida na linha de Hα e também com o período encontrado na fotometria com o CoRoT. Os periodogramas para a linha de HeI podem ser vistos nas Figuras 4.19 e 4.20. Dentre as 24 ETTCs com emissão clara na linha de HeI, 12 não apresentaram periodicidade nessa linha, e também não são periódicas na fotometria do CoRoT. A não periodicidade em metade das estrelas com emissão em HeI pode indicar a formação de várias manchas quentes de curta duração próximas à superfície da estrela, ao invés de uma mancha quente principal em cada hemisfério da estrela.

Dentre as 12 estrelas periódicas na linha HeI, duas mostram mais de um período, como visto na Tabela 4.1 e nas Figuras 4.20(e) e 4.20(i), o que pode ser explicado com a formação de várias manchas quentes de longa duração (comparado ao tempo de observação), em diferentes longitudes na superfície estelar, ao invés de uma mancha quente principal em cada hemisfério da estrela. Nas próximas subseções, apresentamos a análise da periodicidade da linha de HeI em relação à morfologia da curva de luz do CoRoT dessas estrelas.

4.8.1 Periodicidade da linha de HeI para as estrelas do tipo AA Tau

As estrelas do tipo AA Tau são sistemas vistos em alta inclinação, com relação a nossa linha de visada, e a parte interna do disco pode ocultar parte da fotosfera estelar. Dependendo da geometria do sistema, a mancha quente e consequentemente a região onde a emissão de HeI NC é formada, pode também ser ocultada nesses sistemas. Somente três dos oito sistemas do tipo AA Tau observados pelo FLAMES possuem linha de HeI em emissão, e esses três sistemas são periódicos nessa linha. Os periodogramas para as estrelas Mon-000250, Mon-001054 e Mon-000811 são apresentados na Figura 4.19 e os períodos medidos podem ser vistos na Tabela 4.1.

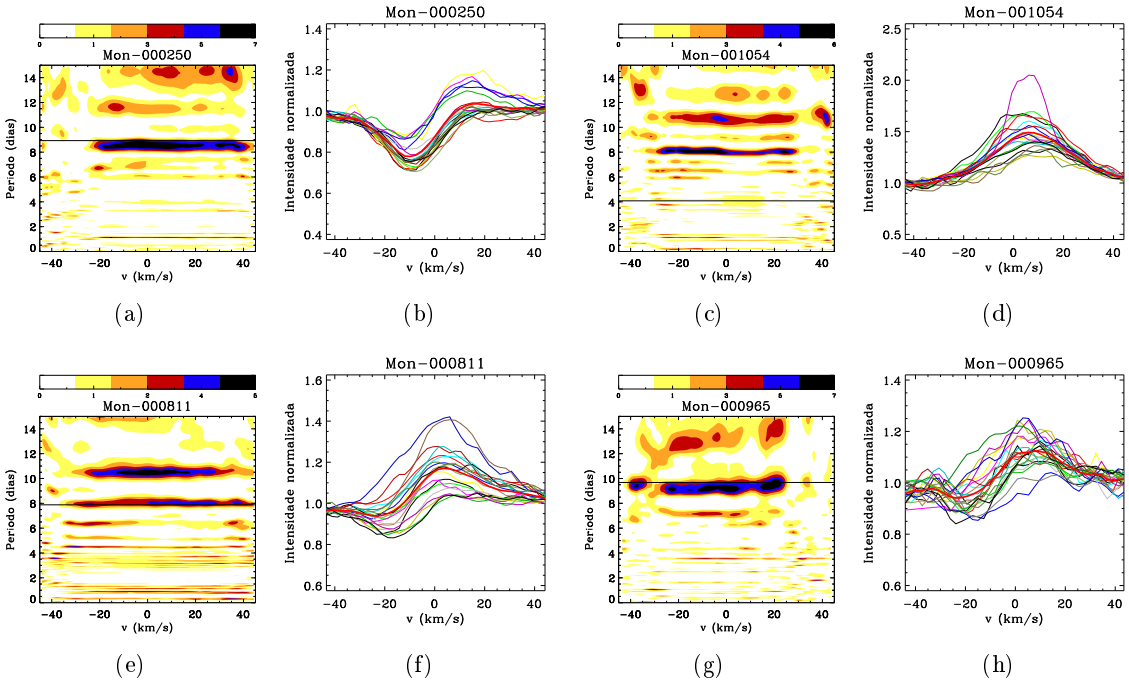


Figura 4.19: Estrelas periódicas em HeI (6678Å) e que também são periódicas nas curvas de luz do CoRoT. Periodograma bidimensional da linha de HeI (primeira e terceira colunas). O código de cores representa a potência do periodograma e a linha horizontal preta corresponde ao período da curva de luz de 2011 do CoRoT. A segunda e a quarta colunas mostram os perfis da linha de HeI (6678Å) usados para calcular os periodogramas. Diferentes cores correspondem a diferentes noites de observação e a linha mais espessa (vermelha) é o perfil de linha médio.

A estrela Mon-000250 mostra a mesma periodicidade nas linhas de HeI e Hα (Figuras 4.19(a) e 4.15(d)), e ainda apresenta o mesmo período na curva de luz do CoRoT. Isto confirma que a estrutura responsável pela ocultação da estrela está localizada nas proximidades do raio de corrotação do sistema disco-estrela.

A estrela Mon-001054 (Figura 4.19(c)) mostra um período em HeI de $8{,}0 \pm 0{,}2$ dias, que é o dobro do período fotométrico com o CoRoT em 2011. O período fotométrico, calculado

com periodogramas Lomb-Scargle, apresenta uma baixa potência de detecção. Usando um método diferente para buscar periodicidade, tal como função de auto correlação, Cody et al. (2014) encontraram um período de 8,2 dias, com os mesmos dados do CoRoT usados neste trabalho. Mas esse período também apresenta baixa significância na detecção. Na literatura, Mon-001054 possui um período de 7,8 dias (Lamm et al. 2004), que está de acordo com o período na linha de HeI e pode corresponder ao período de rotação da estrela.

A estrela Mon-000811 é periódica em HeI (8,0±0,3 e 10,5±0,4 dias), Hα (13,0±0,7 dias), como visto nas Figuras 4.19(e), 4.15(g) e ainda tem periodicidade na curva de luz do CoRoT (7,9±0,7 dias). Porém, esses períodos são diferentes um dos outros. Um possível cenário para explicar este complexo sistema é que o período de 8,0±0,4 dias na linha de HeI corresponde ao período de rotação da estrela, que é próximo do período fotométrico, e por isso, a ocultação da estrela pela parte interna do disco acontece próxima ao raio de corrotação do sistema disco-estrela. O período na linha de Hα de 13,0±0,7 dias é observado na asa azul do perfil, e pode corresponder a emissão/absorção no vento de disco, além do raio de corrotação, como explicado na Seção 4.7.1.

4.8.2 Periodicidade da linha de HeI nas estrelas do tipo mancha

Devido à estabilidade das curvas de luz das estrelas do tipo mancha na escala de tempo de nossas observações, inicialmente supomos que grandes manchas frias na superfície da estrela eram responsáveis pela variabilidade fotométrica nas curvas de luz dessas estrelas. Se, em vez disso, manchas quentes estáveis fossem as causadoras da variabilidade fotométrica, esperaríamos observar o mesmo tipo de variabilidade na linha de HeI, que é formada na mancha quente.

Observamos oito estrelas do tipo mancha com o espectrógrafo FLAMES, e somente uma, Mon-000965, tem linha de HeI em emissão, como visto na Tabela 4.1. O periodograma da linha de HeI dessa estrela, que pode ser visto na Figura 4.19(g), apresenta uma clara periodicidade que coincide com o período fotométrico obtido com o CoRoT. Mon-000965 não é claramente periódica em Hα (Seção 4.7.4), porém existe um sinal fraco de periodicidade (baixa potência no periodograma) no período fotométrico da estrela. A presença da linha de HeI NC em emissão, o que indica que a mancha quente dessa estrela é proeminente, sugere que a variabilidade da curva de luz dessa estrela seja devido a uma mancha quente estável durante o tempo de observação em 2011. Essa estrela não foi analisada com o modelo de

mancha de Venuti et al. (2015), que poderia ajudar a confirmar a variabilidade dominada por mancha quente.

4.8.3 Estrelas periódicas na linha de HeI e que não são periódicas na fotometria ou não foram observadas pelo CoRoT em 2011

Metade das estrelas com HeI em emissão são periódicas nessa linha, mas somente quatro são periódicas fotometricamente (Seções 4.8.1 e 4.8.2). As outras oito estrelas que são periódicas nessa linha, não são periódicas na fotometria (seis estrelas), ou não foram observadas pelo CoRoT em 2011 (duas estrelas), como visto na Figura 4.20.

Todas as estrelas do tipo *accretion burst* observadas pelo FLAMES (cinco no total), possuem linha de HeI em emissão, o que é razoável, pois esse tipo de estrela tem alta taxa de acreção de massa e tem variabilidade da curva de luz dominada por manchas quentes randômicas (Stauffer et al. 2014). Dentre essas 5 estrelas do tipo *accretion burst*, 3 são periódicas na linha de HeI, apesar de não apresentarem periodicidade na curva de luz do CoRoT. Mon-000558 e Mon-000996 (Figuras 4.20(m) e 4.20(o)) apresentam ainda uma periodicidade similar em ambas linhas de HeI e Hα, como visto nas Figuras 4.16(g) e 4.16(d).

4.9 Acreção nos regimes estável e instável

Como vimos, as estrelas T Tauri clássicas são fotometricamente variáveis em diferentes escalas de tempo, que vão de segundos até mesmo a décadas (Rucinski et al. 2008), e que são associadas a diferentes fenômenos físicos que afetam o sistema. Variações na taxa de acreção é uma das maiores causas de variabilidade nessa fase evolutiva. Como discutido por Kurosawa & Romanova (2013) e no Capítulo 1, a acreção pode ocorrer nos regimes estável e instável. O regime instável pode ser desencadeado pela instabilidade de Rayleigh-Taylor, que acontece na parte interna do disco de acreção (Kurosawa & Romanova 2013). Este tipo de instabilidade produz curvas de luz não periódicas e dominadas por *accretion burst*, como as observadas em parte das estrelas de NGC 2264 (ver Stauffer et al. 2014, e Figura 3.1(f)). Nestas estrelas, a matéria é acretada em vários tubos de acreção, que aparecem temporariamente em locais aleatórios, e produzem a variabilidade fotométrica não periódica. No regime instável são formadas múltiplas manchas quentes na superfície da estrela, produzindo os vários picos vistos nas curvas de luz.

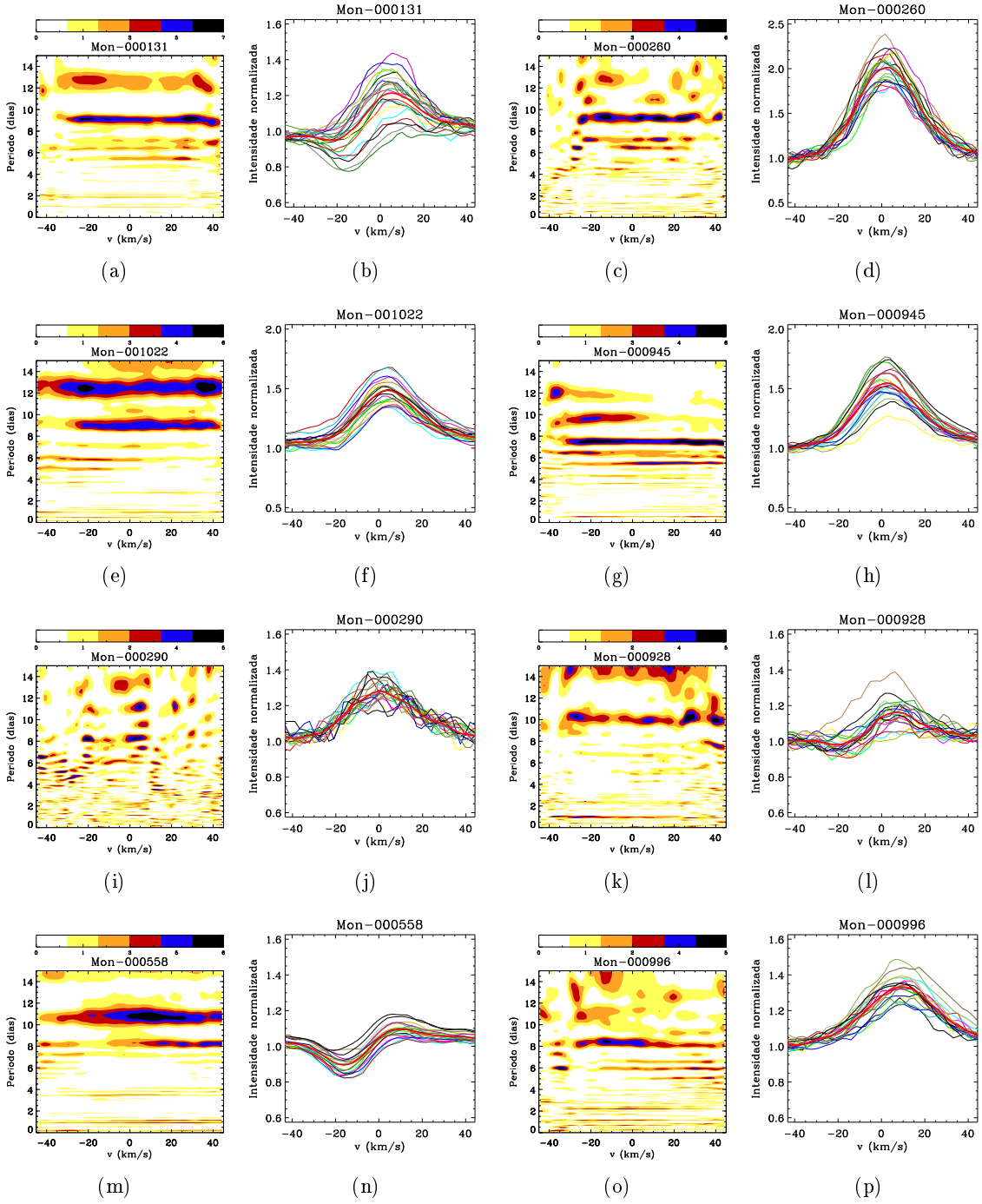


Figura 4.20: Estrelas periódicas em HeI (6678Å) e que não são periódicas nas curvas de luz do CoRoT. Periodograma bidimensional da linha de HeI (primeira e terceira colunas). O código de cores representa a potência do periodograma e a linha horizontal preta corresponde ao período da curva de luz de 2011 do CoRoT. A segunda e a quarta colunas mostram os perfis da linha de HeI (6678Å) usados para calcular os periodogramas. Diferentes cores correspondem a diferentes noites de observação e a linha mais espessa (vermelha) é o perfil de linha médio.

Segundo as previsões teóricas, no regime de acreção estável, as estrelas apresentam absorções desviadas para o vermelho em apenas algumas fases de sua rotação, quando a mancha quente é vista projetada através do funil de acreção em nossa linha de visada. Nesta situ-

ação, fótons emitidos pela mancha quente serão absorvidos pelo gás em alta velocidade no funil de acreção, dando origem às absorções desviadas para o vermelho, que são observadas nos perfis. No regime de acreção instável, absorções desviadas para o vermelho são vistas em qualquer fase rotacional, devido ao número grande de funis de acreção, e consequentemente, ao número de manchas quentes na superfície da estrela. Esperamos que as estrelas do tipo *accretion burst* estejam no regime de acreção instável. Infelizmente, em nossa amostra de estrelas observadas com o FLAMES, somente 5 estrelas do tipo *accretion burst* estão incluídas, porém nenhuma delas possui absorção desviada para o vermelho na linha de Hα. O perfil de Hα dessas estrelas é dominado por uma emissão principal (perfil Reipurth do tipo I), que tipicamente não apresenta absorções desviadas para o vermelho (ver Figura 4.9). Por isso, para análise da ocorrência de absorções desviadas para o vermelho nestes sistemas do tipo *accretion burst*, são necessárias linhas de Balmer de ordem maior, como sugerido por Kurosawa & Romanova (2013), ou a linha de HeI (10830 Å) que frequentemente apresenta absorções desviadas para o vermelho e também para o azul, como discutido por Edwards et al. (2006) e Cauley & Johns-Krull (2014).

Nas simulações realizadas por Kurosawa & Romanova (2013), a componente de absorção desviada para o vermelho também não é visível na linha de Hα, pois sua emissão é bastante intensa e atenua essa absorção. Por isso a absorção desviada para o vermelho é geralmente observada em linhas de emissão menos intensas como Hβ e Hγ, por exemplo. Entretanto, como não temos espectros para estas linhas, decidimos investigar, na nossa amostra de estrelas observadas com o FLAMES, as candidatas a possuírem variabilidade na linha de Hα nos regimes estável e instável, analisando a presença de absorções desviadas para o vermelho em função da fase de rotação das estrelas. Poucas estrelas da nossa amostra possuem absorção na asa vermelha da linha de Hα, como esperado.

Para verificar espectroscopicamente se as estrelas da nossa amostra estão no regime estável ou instável, a linha de Hα dessas estrelas tem que ter absorção desviada para o vermelho, além disso a estrela tem que apresentar alguma informação sobre o período de rotação. Seja ele fotométrico de 2011 ou 2008 com os dados do CoRoT, ou alguma informação de período encontrada na literatura. Temos dez estrelas na nossa amostra de ETTCs, observadas com o espectrógrafo FLAMES, que obedecem essas condições (ver coluna 8 da Tabela 4.1). Organizamos os espectros dessas estrelas em fase para melhor analisar a ocorrência dessas absorções. Encontramos apenas uma estrela (Mon-000824) possivelmente no regime

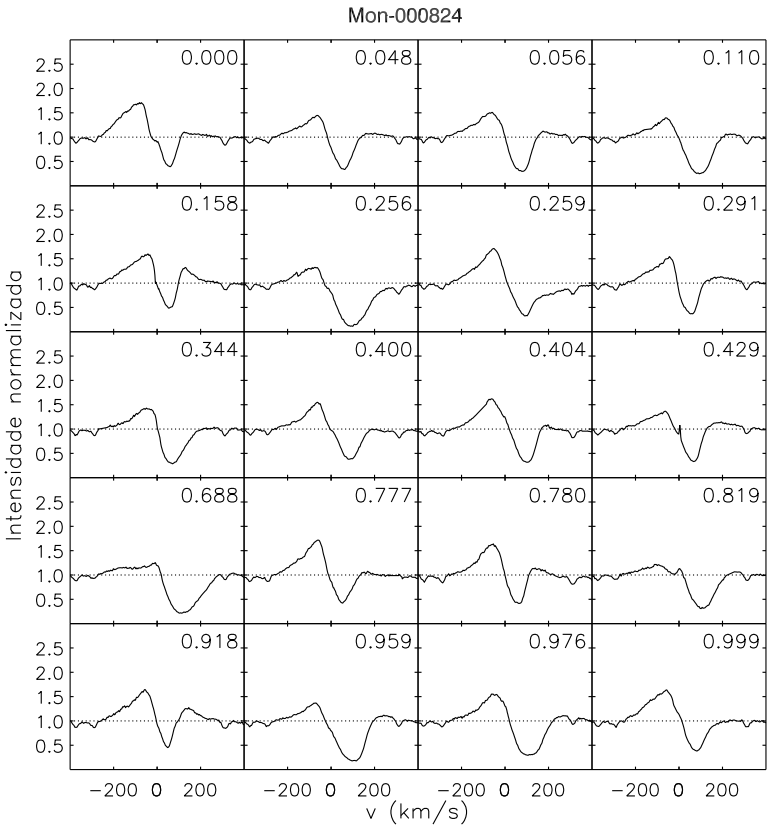


Figura 4.21: Emissão de Hα para diferentes fases de Mon-000824 que não foi observada com o CoRoT em 2011. A fase de rotação é indicada em cada gráfico. Para essa estrela, usamos o período fotométrico (7,05 dias) obtido em 2008, quando a estrela apresentou curva de luz do tipo AA Tau. Essa estrela possivelmente acreta no regime instável em 2011.

instável, onde a absorção desviada para o vermelho está sempre presente no perfil de linha. Esta estrela é classificada como do tipo AA Tau em 2008, mas não foi observada em 2011 pelo CoRoT (ver Figura 4.21), por isso, a princípio, não sabíamos o seu comportamento fotométrico quando os dados espectroscópicos foram obtidos. Como vimos no Capítulo 3, essas estrelas são muito variáveis e em poucos anos muitas mudaram de morfologia da curva de luz, passando de AA Tau para aperiódica e vice-versa. Apesar de Mon-000824 não ter sido observada com o CoRoT em 2011, durante a campanha CSI2264, foram obtidas cerca de 900 épocas de fotometria na banda I, de novembro de 2011 até março de 2012, para a região central de NGC 2264, incluindo Mon-000824, com o telescópio de 40" do US Naval Observatory. Como discutido em McGinnis et al. (2015), as curvas de luz simultâneas na banda I e as do CoRoT tipicamente possuem variabilidade correspondente. Por isso, verificamos a curva de luz da banda I da estrela Mon-000824 em 2011, que se mostrou de fato não periódica. Dessa forma, essa estrela pode ter realmente passado do regime estável de acreção em 2008, para um regime instável em 2011.

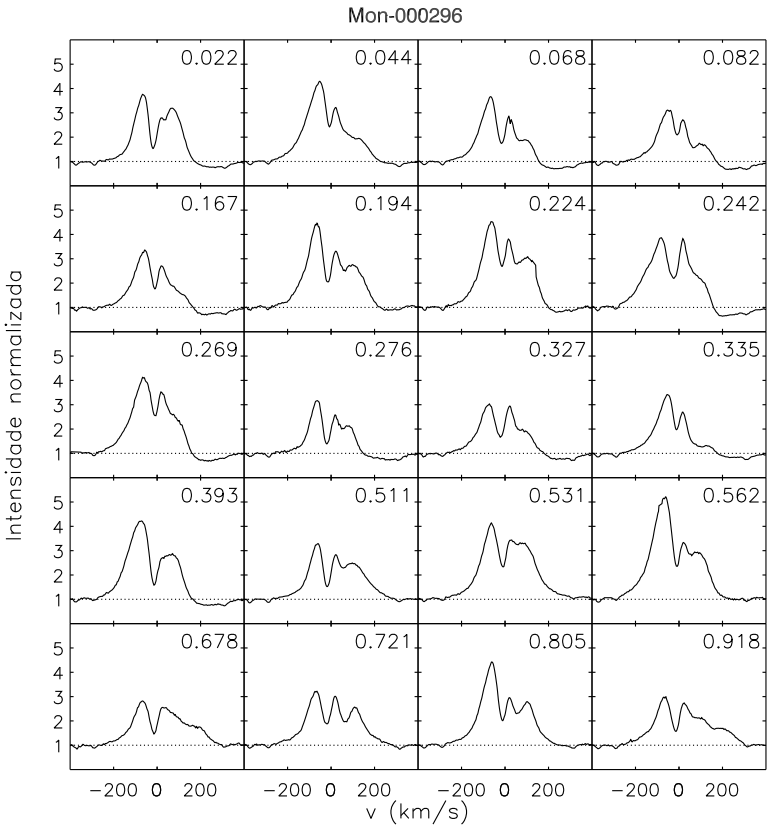


Figura 4.22: Emissão de Hα para diferentes fases de Mon-000296, que apresenta curva de luz do CoRoT do tipo AA Tau em 2011. A fase de rotação é indicada em cada gráfico. O período de rotação dessa estrela é 3,91 dias e ela possivelmente acreta no regime estável.

Outras 9 estrelas (2 do tipo mancha fria, 5 do tipo AA Tau, 2 do tipo ocultação não periódica e 1 não observada em 2011 pelo CoRoT) apresentaram variabilidade aparentemente no regime de acreção estável, mostrando absorções desviadas para o vermelho somente em algumas fases de rotação. Na Figura 4.22, mostramos exemplos de espectros de uma destas estrelas (Mon-000296).

Este método para inferir o regime de acreção de uma estrela, analisando a absorção desviada para o vermelho em linhas de emissão, é baseado em perfis de linha teóricos calculados por Kurosawa & Romanova (2013), para um sistema com inclinação de 60° em relação à linha de visada. Entretanto, dependendo da inclinação do sistema, a mancha quente estará sempre presente na linha de visada, mesmo no regime estável, consequentemente a absorção desviada para o vermelho estará sempre presente no perfil de linha. Isso pode ser visto na Figura 4.23, que mostra o perfil de linha gerado para 3 inclinações diferentes do sistema $i = 10°$, 60°, 80°. Vemos que para sistemas em baixa inclinação, a absorção desviada para o vermelho está sempre presente no perfil de linha (Figura 4.23, topo). Este não é o caso da

estrela Mon-000824 (Figura 4.21), pois a inclinação desse sistema é de $72° \pm 5°$ (McGinnis et al. 2015). Para sistemas com inclinações maiores e acreção no regime estável, a absorção desviada para o vermelho só acontece em determinadas fases de rotação do sistema (Ver Figura 4.23, meio e base).

Espera-se que as estrelas com curvas de luz periódicas estejam no regime de acreção estável e estrelas com curvas de luz não periódicas estejam no regime de acreção instável (Kurosawa & Romanova 2013; Kulkarni & Romanova 2008, 2009). Isso acontece porque a acreção no regime estável gera um ambiente circunstelar de acreção organizado, que mostra variabilidade periódica a medida que o sistema disco-estrela gira. Dentre as 9 estrelas que classificamos no regime estável, usando o critério da absorção desviada para o vermelho, apenas 2 não possuem curva de luz periódica (como visto na Tabela 4.1), classificadas como ocultação aperiódica. Assim, para a maioria das estrelas com absorção desviada para o vermelho em apenas algumas fases de rotação, o regime de acreção estável concorda com a observação de periodicidade nas curvas de luz do CoRoT.

No regime de acreção estável, espera-se que a variabilidade na absorção desviada para o vermelho seja periódica. Dentre as 9 estrelas no regime estável, 5 estrelas são periódicas na linha de Hα, concordando com as previsões teóricas de Kurosawa & Romanova (2013). Assim, apenas aproximadamente metade das estrelas classificadas com acreção no regime estável são periódicas na linha de Hα como sugerido por Kurosawa & Romanova (2013). A única estrela no regime instável de acreção (Figura 4.21) também não é periódica na linha de Hα. Isso foi previsto por Kurosawa & Romanova (2013), que inclusive compararam seu modelo com as estrelas DR Tau e DF Tau, que acretam no regime instável e não se mostram periódicas na variabilidade das linhas observadas (Hγ, Hδ).

Vemos que no geral, a classificação da acreção no regime estável, baseada na presença da absorção desviada para o vermelho, concorda com o tipo de variabilidade das curvas de luz do CoRoT. Mas não podemos afirmar que uma estrela que apresenta absorção desviada para o vermelho em todas as fases de rotação esteja acretando no regime instável. Outros fatores, como a inclinação do sistema, podem influenciar na presença da absorção desviada para o vermelho na linha de Hα. Além disto, a linha de Hα não é a melhor opção para esse tipo de análise, outra linhas, como Hβ, Hγ, Paβ, seriam mais adequadas para essa comparação, por serem menos intensas e a absorção no vermelho aparecer no espectro mais facilmente.

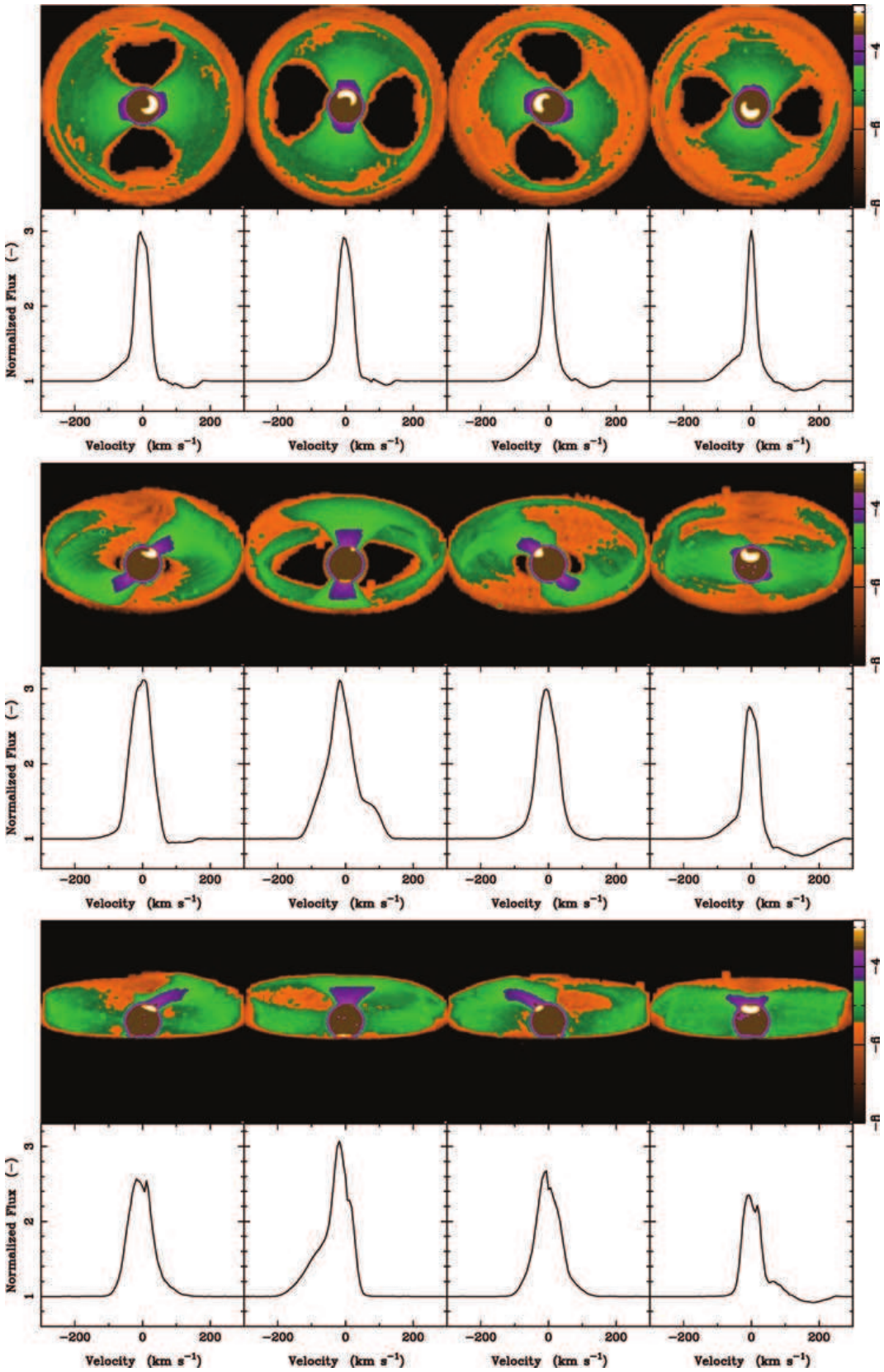


Figura 4.23: Modelo para a linha de emissão Paβ para as fases rotacionais 0,0, 0,25, 0,5 e 0,75 (da esquerda para a direita) e para 3 diferentes ângulos de inclinação do sistema $i = 10°, 60°, 80°$ (de cima para baixo). As cores representam a intensidade em escala logarítmica e em unidades arbitrárias. Figura retirada de Kurosawa et al. (2008).

4.10 Matriz de correlação

A linha de Hα pode ter origem em várias regiões diferentes do sistema, podendo ser formada no funil de acreção, vento de disco, região de choque de acreção e até mesmo no vento estelar. A análise da variabilidade da linha de Hα pode nos indicar se essa linha é formada numa mesma ou em várias regiões do sistema. A análise da correlação da variabilidade ao longo dessa linha é um método de inferir as diferentes regiões de formação da linha. Podemos saber se a variabilidade de parte da linha é correlacionada com as demais, ou ainda, se a asa azul e a asa vermelha da linha variam do mesmo modo ou se variam em anti-fase. Se a variabilidade de todo o perfil da linha está conectada, ou seja, se o perfil varia proporcionalmente à medida que o sistema gira, toda a linha é formada em uma única região, no funil de acreção por exemplo, ou a variabilidade do contínuo (que é devida ao velamento) é responsável pela variabilidade no perfil de linha observado (Johns & Basri 1995a). Porém, a variação do velamento varia apenas a intensidade do perfil, sem alterar sua morfologia.

Um método de verificar a correlação no perfil de uma linha é calcular a matriz dos coeficientes de correlação para o perfil de linha. Para isso, dividimos o perfil de linha de Hα em pequenos intervalos de 1,5 km/s cada. Para cada um desses intervalos, calculamos o coeficiente de correlação (r), como descrito em Johns & Basri (1995a). Assim, temos uma matriz formada pelos coeficientes de correlação, $r(i,j)$, que correlaciona cada intervalo de velocidade i com o j. O coeficiente de correlação varia de -1 a 1, com 1 representando a perfeita correlação entre diferentes partes da linha, 0 quando não existe nenhuma correlação entre as partes da linha e -1 quando partes da linha estão totalmente anticorrelacionadas. No caso de $i = j$ temos que $r(i,j) = 1$, e também $r(i,j) = r(j,i)$ que mostra que a matriz é simétrica em relação à diagonal. Apresentamos os resultados em um mapa de cor para os coeficientes de correlação, que é útil para identificar visualmente as regiões do perfil que estão correlacionadas ou anticorrelacionadas. Isto tem sido usado na literatura para estudar a correlação da linha de Hα e também de outras linhas como H$_\beta$ (Kurosawa et al. 2005; Alencar & Batalha 2002; Oliveira et al. 2000; Johns & Basri 1995b).

A matriz de correlação e o perfil de linha de Hα para todas as 58 ETTCs observadas com espectrógrafo FLAMES podem ser vistos no Apêndice B. Todas as ETTCs observadas pelo FLAMES apresentam algum sinal de correlação na asa vermelha com ela mesma. Algumas estrelas mostram esta correlação somente em parte da asa vermelha, na região de absorção

ou na região em emissão da asa. Encontramos que $\sim$ 74% das estrelas observadas com o FLAMES mostram uma boa correlação na asa vermelha do perfil. Dessa forma, a asa vermelha da linha de Hα varia de maneira coerente, ou seja, no geral a asa varia em intensidade com as mesmas proporções em toda sua extensão. Quase todas as ETTCs observadas com o FLAMES ($\sim$ 97%) exibem alguma correlação na asa azul com ela mesma, $\sim$ 74% delas possuem uma correlação considerável. A asa azul da linha de Hα, no geral, também varia de maneira coerente em toda sua extensão. Isso indica que a variabilidade em uma dada asa tem a mesma origem, o que pode indicar que cada asa da linha (vermelha ou azul) é formada em uma região dominada pelo mesmo processo físico.

Encontramos que $\sim$ 34% das ETTCs observadas com o FLAMES mostram nenhum sinal de correlação da asa vermelha com a asa azul, o que implica que as asas variam independentemente nesses sistemas. Ao mesmo tempo, $\sim$ 66% das ETTCs mostram alguma correlação da asa vermelha com a asa azul. Dentre estas, $\sim$ 55% mostram uma boa correlação ao longo da asa inteira, enquanto $\sim$ 45%, mostram correlação que ocorre em apenas algum intervalo de velocidade específico.

Apenas 7 estrelas, dentre as 58 observadas pelo FLAMES, mostram variação anticorrelacionada no perfil de linha de Hα. A anticorrelação vista em 4 dessas estrelas está associada com uma absorção, na asa vermelha ou na azul da linha, que varia em anti-fase com o restante do perfil. As outras três estrelas apresentam uma anticorrelação na emissão desviada para o azul com as demais partes da linha.

No geral, o perfil de linha de Hα possui variabilidade que não pode ser justificada apenas com a variabilidade do contínuo da estrela devida, por exemplo, a manchas quentes. Se o excesso de emissão do contínuo causado pela mancha quente fosse a principal causa de variabilidade da linha de emissão, o perfil de linha inteiro deveria estar correlacionado, e ainda a linha de Hα não deveria variar sua forma, apenas sua intensidade. Outros fatores, como a variabilidade de acreção, a emissão e absorção do vento, e a distribuição não simétrica do material circunstelar devem influenciar a variabilidade da linha, muitas vezes simultaneamente, pois a matriz de correlação da maior parte das estrelas não é inteiramente correlacionada. Apesar disso, em alguns casos, a linha de Hα pode ser formada principalmente em uma mesma região, como no vento ou na coluna de acreção. Assim, todo o perfil seria dominado pelo mesmo processo, e a variabilidade do perfil da linha estaria correlacionada.

Nas Figuras 4.24 e 4.25, vemos exemplos de matrizes de correlação para algumas dessas

estrelas, juntamente com seus perfis de linha observados. Essas figuras são representativas dos diferentes comportamentos encontrados nas matrizes de correlação que obtivemos. Nesses gráficos, os coeficientes de correlação para cada par (i,j) de velocidade são representados por cores que vão do preto (r=-1, anticorrelação máxima) ao laranja (r=1, correlação máxima), também temos o azul claro representando nenhuma correlação (r=0).

Na Figura 4.24(a),(b) mostra que para a estrela Mon-000457, a asa vermelha da linha é bem correlacionada com ela mesma no intervalo de $50\,\mathrm{km/s} < \mathrm{v} < 350\,\mathrm{km/s}$, e a asa azul mostra uma boa correlação com ela mesma para $-350\,\mathrm{km/s} < \mathrm{v} < -75\,\mathrm{km/s}$. Vemos também uma região de variabilidade correlacionada na asa azul no intervalo de $-100\,\mathrm{km/s} < \mathrm{v} < 0\,\mathrm{km/s}$, que corresponde à absorção desviada para o azul vista no perfil e é associada ao vento, que varia de maneira bastante independente do restante do perfil da linha. Notamos ainda, uma região de anticorrelação da asa azul com a vermelha para velocidades no intervalo de ~ -100 a $\sim -350\,\mathrm{km/s}$ e ~ 0 a $\sim 350\,\mathrm{km/s}$. Como visto no perfil de linha, esses intervalos de velocidade correspondem a emissões nas asas azul e vermelha, que variam em anti-fase uma com a outra. Isto sugere uma forte influência de diferentes processos físicos em cada asa do perfil de Hα, a asa vermelha é, provavelmente, dominada por acreção e a asa azul pelo vento. O processo de acreção e o vento podem contribuir para o perfil inteiro, mas podem ter uma contribuição mais intensa em uma faixa de velocidade em particular, como pode ser visto, por exemplo, em perfis de linha teóricos calculados por Kurosawa et al. (2006) e Lima et al. (2010), que incluem tanto as contribuições de vento quanto a acreção do material. No caso de Mon-000457, se a asa azul é influenciada principalmente pelo vento e acreção é o principal processo que atua na asa vermelha, a anticorrelação vista entre as duas asas pode ser explicada como sendo devido a modulação rotacional de uma ETTC com uma magnetosfera inclinada, como também observado em SU Aur (Johns & Basri 1994). Quando o funil de acreção principal está na linha de visada (maior emissão na asa vermelha), a acreção é importante e a ejeção é baixa. Metade de um ciclo de rotação mais tarde ocorre o oposto, criando as variações vistas na linha de Hα com a rotação do sistema. Em um caso ideal, essas variações deveriam ser periódicas, mas o periodograma da linha de Hα dessa estrela não apresenta sinal muito claro de periodicidade.

Na Figura 4.24(c) da estrela Mon-001022, vemos uma forte correlação na asa vermelha com ela mesma e com relação à asa azul para altas velocidades ($|\mathrm{v}| > 200\,\mathrm{km/s}$). Ao mesmo tempo, a forte absorção desviada para o azul ($-200\,\mathrm{km/s} < \mathrm{v} < 0\,\mathrm{km/s}$) mostra

uma anticorrelação com regiões em emissão nas asas azul e vermelha do perfil de Hα. Essa absorção é devida a fótons provenientes das colunas de acreção e da mancha quente sendo absorvidos por material vindo em nossa direção. Normalmente essa absorção está associada ao vento de disco. Estrelas que apresentam aborção desviada para o azul muito forte na linha de Hα, normalmente apresentam perfil de emissão dominado pelo vento, como calculado por Kurosawa et al. (2006) e Lima et al. (2010). Quando a emissão devido ao vento aumenta, os fótons serão ainda mais absorvidos pelo vento, aumentando a profundidade da absorção desviada para o azul. Assim, a absorção desviada para o azul estaria em anticorrelação com o restante da linha, que está em emissão. Devemos entretanto lembrar que a anticorrelação vista é fraca e as variações da região de absorção do perfil de linha são pequenas.

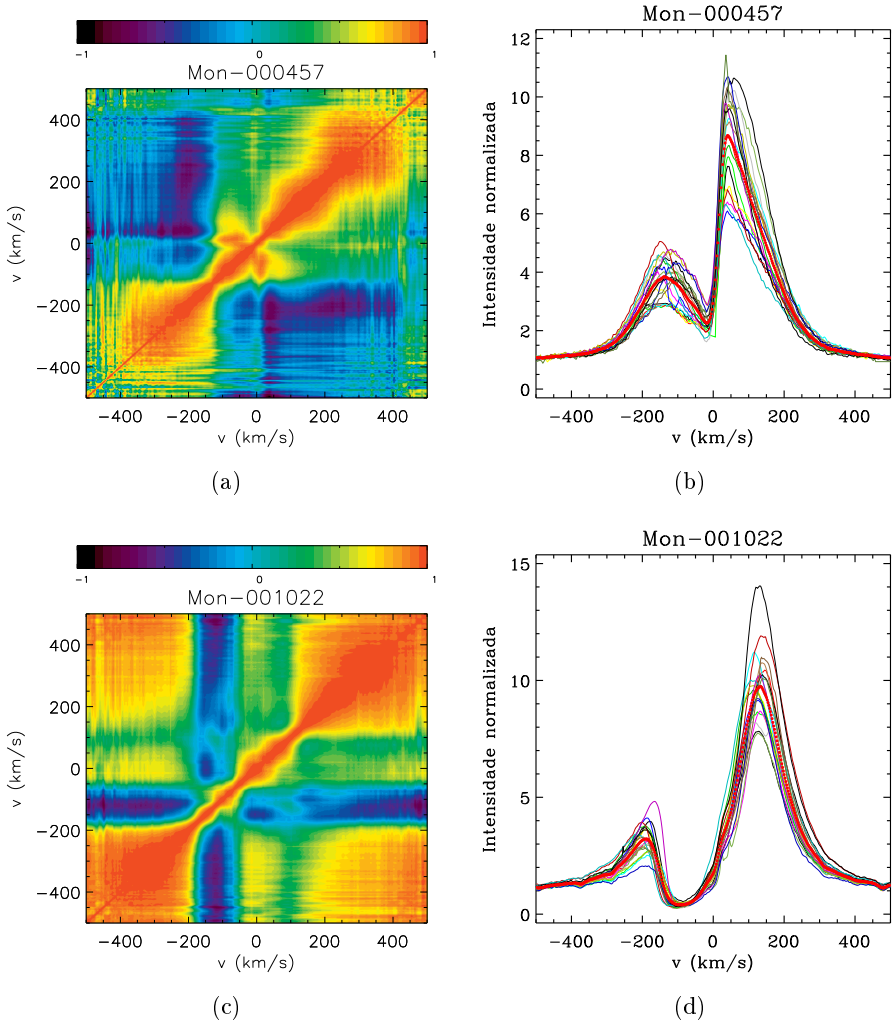


Figura 4.24: Exemplos de matrizes de correlação (esquerda) da linha de Hα para duas estrelas. Perfil de linha de Hα (direita), para todas as noites de observação dessas estrelas. A linha vermelha mais espessa é o perfil médio das observações.

A Figura 4.25(a),(b) mostra a matriz de correlação e os perfis de linha da estrela Mon-

001033. As asas azul e vermelha da linha de Hα são bem correlacionadas com elas mesmas, mas não mostram nenhuma correlação ou anticorrelação uma com a outra. A componente de emissão é bastante variável, não muito intensa, e sofre forte influência de absorções nas asas azul e vermelha da linha. Absorções desviadas para o azul são associadas com ventos e desviadas para o vermelho com o funil de acreção. A combinação de fraca emissão e absorções que provavelmente vêm de diferentes processos físicos, criam um padrão de variabilidade, onde as variações de uma asa não estão correlacionados com a outra asa.

Perfis de correlação teóricos são escassos na literatura. Em Alencar et al. (2012), matrizes de correlação de Hα são calculadas usando perfis de linha teóricos, que incluem somente a contribuição da magnetosfera da estrela para o perfil. As matrizes de correlação obtidas dessa maneira mostram uma boa correlação em todo o perfil de Hα, mas a ejeção de material não foi levada em consideração. Esta boa correlação para perfis dominados por acreção também é vista em nossas matrizes de correlação, um exemplo desse tipo de perfil é mostrado na Figura 4.25(c), (d) para a estrela Mon-000945, cujos perfis de linha de Hα em emissão não mostram indícios de absorções desviadas para o azul e devem ser dominados por acreção. A matriz de correlação para Mon-000945 é bem correlacionada em todo o perfil, como previsto teoricamente por modelos de acreção magnetosfera. Porém, vemos que no geral o perfil de Hα não é formado somente nas colunas de acreção. Assim, necessitamos de matrizes de correlação calculadas a partir de modelos que incluam também o vento. Com isto poderíamos comparar as matrizes de correlação das linhas de Hα da nossa amostra de ETTCs observadas com o FLAMES, com as matrizes teóricas.

Variações do velamento podem produzir correlação em todo o perfil da linha, como a observada no perfil de linha da estrela Mon-000945, pois com a rotação da estrela, a mancha quente aparece e desaparece da linha de visada. No momento em que a mancha quente fosse visível, o contínuo extra da mancha quente aumentaria, e então toda a linha de Hα diminuiria. Quando a mancha quente estivesse oculta, a linha voltaria ao seu estado original. Dessa forma, o perfil da linha de Hα dessa estrela variaria de maneira totalmente correlacionada. No entanto, o perfil de linha de Hα apresenta alterações em sua morfologia, e não apenas em sua intensidade (Figura 4.25(d)), como seria esperado para variações devidas apenas ao contínuo adicional da mancha quente. As estrelas T Tau (Johns & Basri 1995b) e TW Hya (Alencar & Batalha 2002) também são bem correlacionadas em todo o perfil de linha, e nestes casos sugere-se que a linha de Hα seja formada nas colunas de acreção.

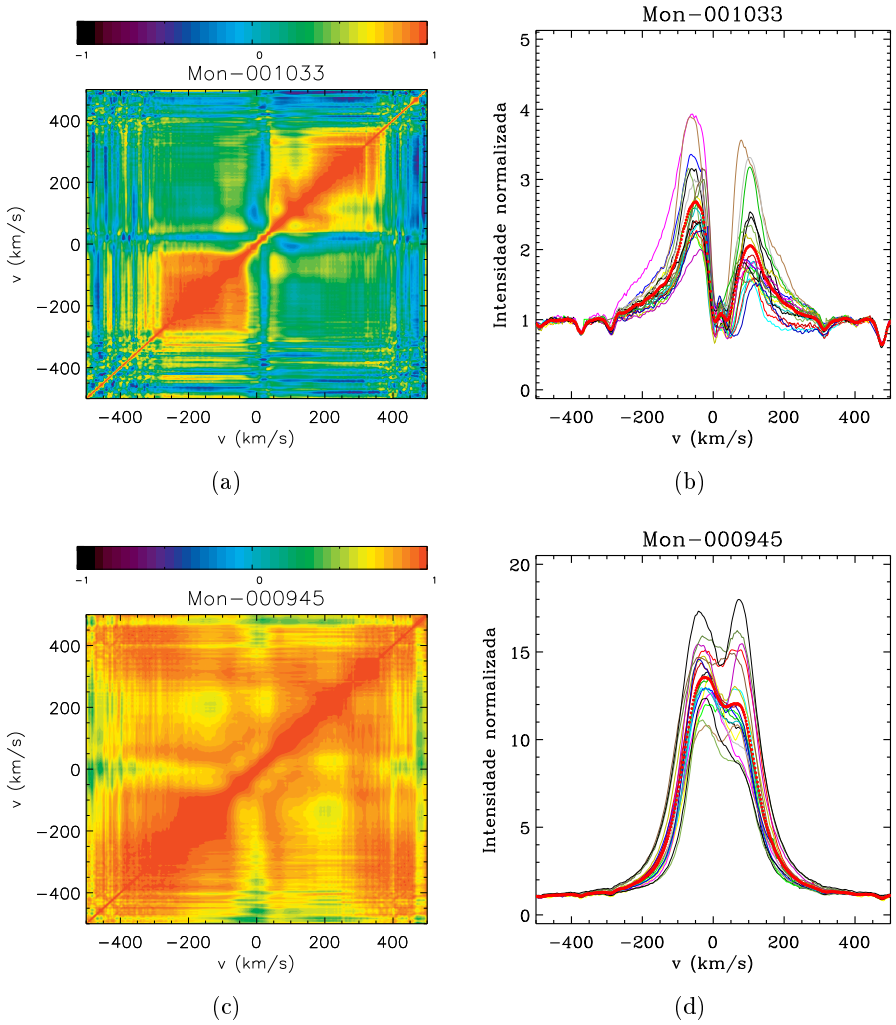


Figura 4.25: Exemplos de matrizes de correlação (esquerda) da linha de Hα para duas estrelas. Perfil de linha de Hα (direita), para todas as noites de observação. A linha vermelha mais espessa é o perfil médio das observações.

A análise das matrizes de correlação mostra que a variabilidade da linha de Hα deve estar associada a diferentes processos físicos. Em muitos casos, a variabilidade na asa vermelha não afeta a variabilidade na asa azul. Isso é confirmado pela falta de correlação da asa azul com a vermelha vista em $\sim 34\%$ das matrizes de correlação de Hα. Esta falta de correlação das asas vermelha com azul não está de acordo com as previsões teóricas encontradas na literatura. Porém, os modelos teóricos para os quais foram calculadas matrizes de correlação incluem apenas acreção magnetosférica e não incluem a contribuição do vento. Seria muito interessante comparar as matrizes de correlação observacionais a matrizes calculadas a partir de modelos híbridos, com magnetosfera e vento, tais como Kurosawa et al. (2006) e Kurosawa et al. (2011), e determinar qual ambiente circunstelar seria capaz de reproduzir as matrizes de correlação observadas. Ao mesmo tempo, a asa vermelha é quase sempre bem correlacionada

com ela mesma, o mesmo acontece com a asa azul, indicando que a variabilidade de casa asa é dominada pelo mesmo fenômeno físico.

Capítulo 5

Objetos Interessantes e Trabalhos Futuros

Durante o desenvolvimento do trabalho, discutido nos capítulos anteriores, observamos alguns objetos com comportamentos peculiares ou até mesmo objetos que são interessantes para uma abordagem individual. Neste capítulo serão apresentados alguns desses objetos, para os quais uma análise mais profunda ainda precisa ser realizada.

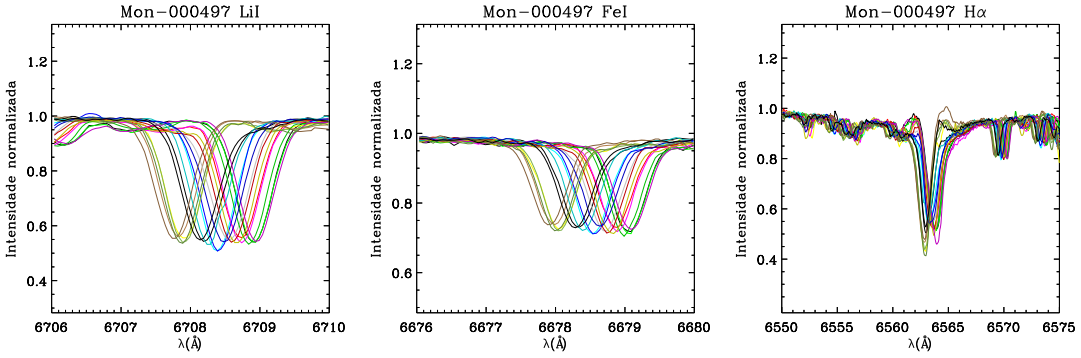
5.1 Binárias espectroscópicas

Entre as estrelas observadas pelo espectrógrafo FLAMES, encontramos quatro com características de binaridade. Três estrelas são binárias de linha simples e uma estrela é binária de linha dupla. Nenhuma destas estrelas apresentou eclipses na fotometria. Abaixo detalhamos algumas informações sobre cada uma dessas estrelas.

Mon-000497

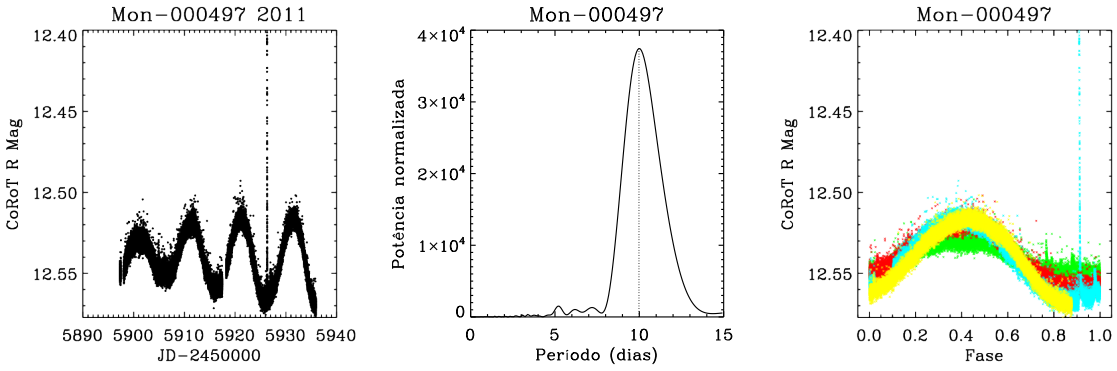
Mon-000497 é uma estrela T Tauri de linhas fracas, com massa de $\sim 2{,}08\,M_{\odot}$ (Venuti et al. 2014). Essa estrela é uma binária de linha simples. As linhas de absorção dessa estrela deslocam-se devido ao efeito Doppler, causado pela presença da companheira. Na

Figura 5.1 mostramos o perfil de algumas linhas de absorção dessa estrela, LiI (6707,8Å), FeI (6677,98Å) e Hα. Como essa estrela não está mais em processo de acreção, a absorção na linha de Hα dessa estrela é fotosférica.



(a) (b) (c)

Figura 5.1: Perfis de linha de LiI (6707,8Å), FeI (6677,98Å) e Hα da estrela Mon-000497, para todas as noites de observação.

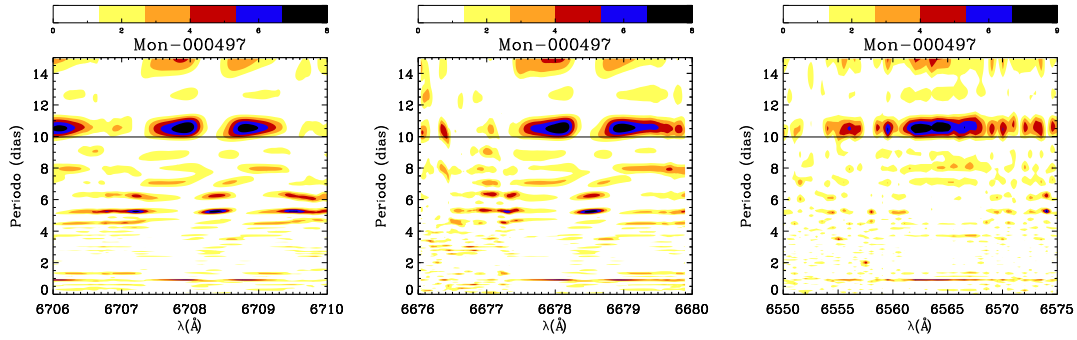


(a) (b) (c)

Figura 5.2: (a)Curva de luz do CoRoT para a estrela Mon-000497 com dados de 2011. Essa estrela apresenta modulação periódica da curva de luz devido a manchas frias. (b)Potência do periodograma indicando o melhor período fotométrico. (c)Curva de luz do CoRoT em fase com período fotométrico de P = 9,97 ± 1,1 dias.

A curva de luz desse sistema é periódica e dominada por manchas frias na superfície da estrela (Figura 5.2a). Na Figura 5.2, vemos também a potência do periodograma, indicando o melhor período fotométrico (9,9 ± 1,1 dias), e a curva de luz em fase com esse período.

Podemos observar que a medida que as linhas fotosféricas variam em comprimento de onda, existe uma variação na intensidade do perfil em cada comprimento de onda. Por isso, podemos calcular o período dessa variabilidade em intensidade, de maneira a obtermos o período orbital do sistema binário. Para isso, calculamos periodogramas, semelhantes aos obtidos para as linhas de Hα e HeI das ETTCs (Capítulo 4), para as linhas LiI, FeI e Hα. Esta



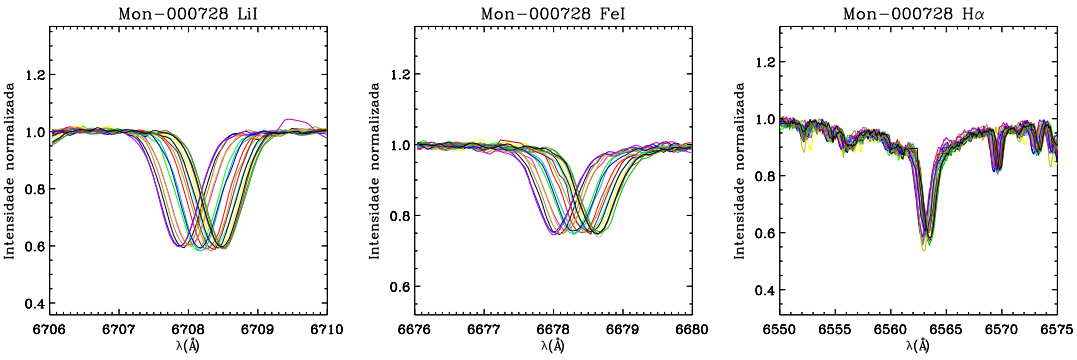
(a) (b) (c)

Figura 5.3: Periodogramas bidimensionais das linhas de LiI (a), FeI (b) e Hα (c) da estrela Mon-000497. A linha preta horizontal representa a período fotométrico obtido em 2011 com o CoRoT.

não é a maneira padrão de se determinar o período orbital de um sistema binário, em geral usa-se a análise da variabilidade da velocidade radial do sistema, futuramente uma análise mais completa será realizada. Os periodogramas obtidos podem ser vistos na Figura 5.3. Encontramos o mesmo período nas três linhas analisadas, e este período ($10{,}50 \pm 0{,}03$ dias) provavelmente corresponde ao período orbital do sistema, que é muito próximo do período fotométrico ($9{,}9 \pm 1{,}1$ dias).

Mon-000728

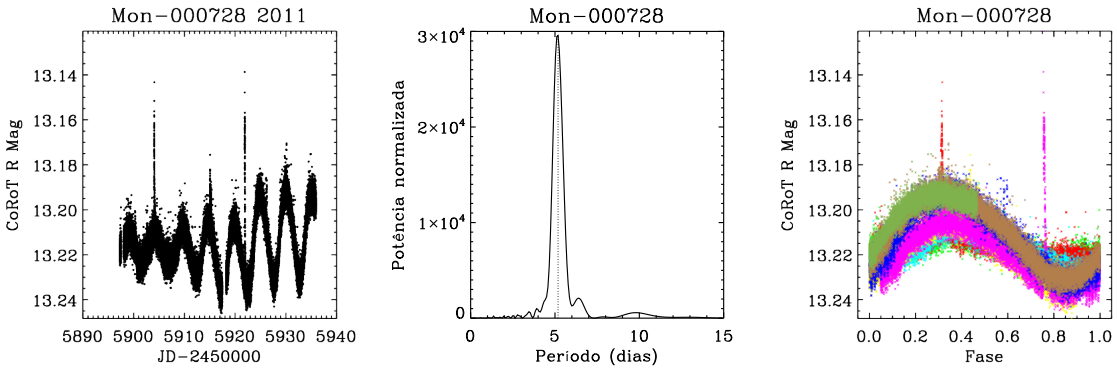
Mon-000728 também é uma ETTF, binária de linha simples, com massa de $1{,}58\,M_\odot$ (Venuti et al. 2014). Na Figura 5.4 mostramos as linhas fotosféricas de LiI, FeI e Hα.



(a) (b) (c)

Figura 5.4: Perfis de linha de LiI (6707,8Å), FeI (6677,98Å) e Hα da estrela Mon-000728, para todas as noites de observação.

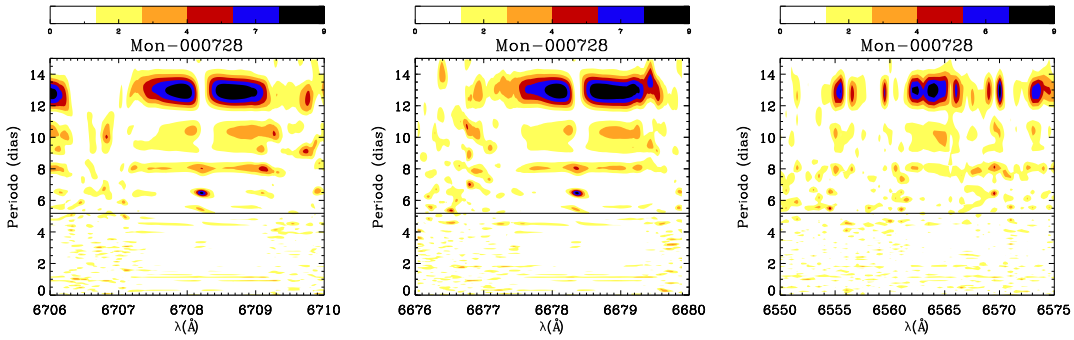
Na Figura 5.5 vemos a curva de luz, modulada por mancha dessa estrela, o periodograma indicando o periodicidade da curva de luz e a curva de luz em fase com o período de $5{,}2 \pm 0{,}4$ dias encontrado.



(a) (b) (c)

Figura 5.5: (a)Curva de luz do CoRoT para a estrela Mon-000728 com dados de 2011. Essa estrela apresenta modulação periódica da curva de luz devido a manchas frias. (b)Potência do periodograma indicando o melhor período fotométrico. (c)Curva de luz do CoRoT em fase com período fotométrico de P = 5,18 ± 0,4 dias.

Também calculamos periodogramas bidimensionais para as linhas de LiI, FeI e Hα da estrela Mon-000728. O período encontrado foi o mesmo nas três linhas fotosféricas (12,9 ± 0,8 dias), e é o período orbital do sistema.



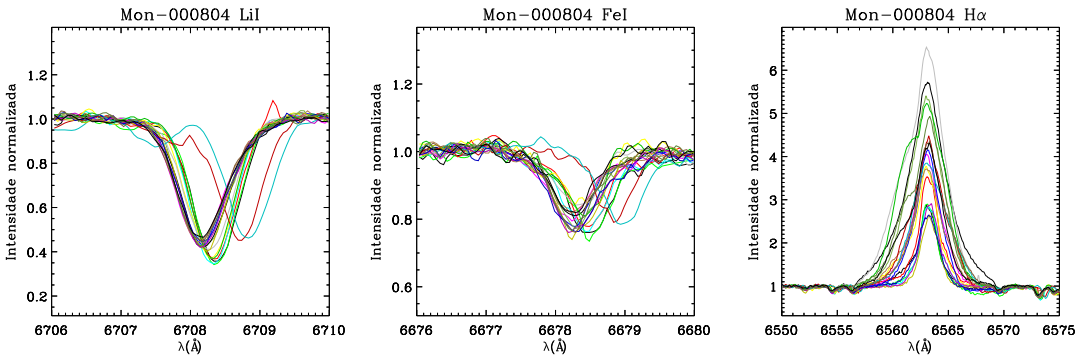
(a) (b) (c)

Figura 5.6: Periodogramas bidimensionais das linhas de LiI (a), FeI (b) e Hα (c) da estrela Mon-000728. A linha preta horizontal representa a período fotométrico obtido em 2011 com o CoRoT.

Mon-000804

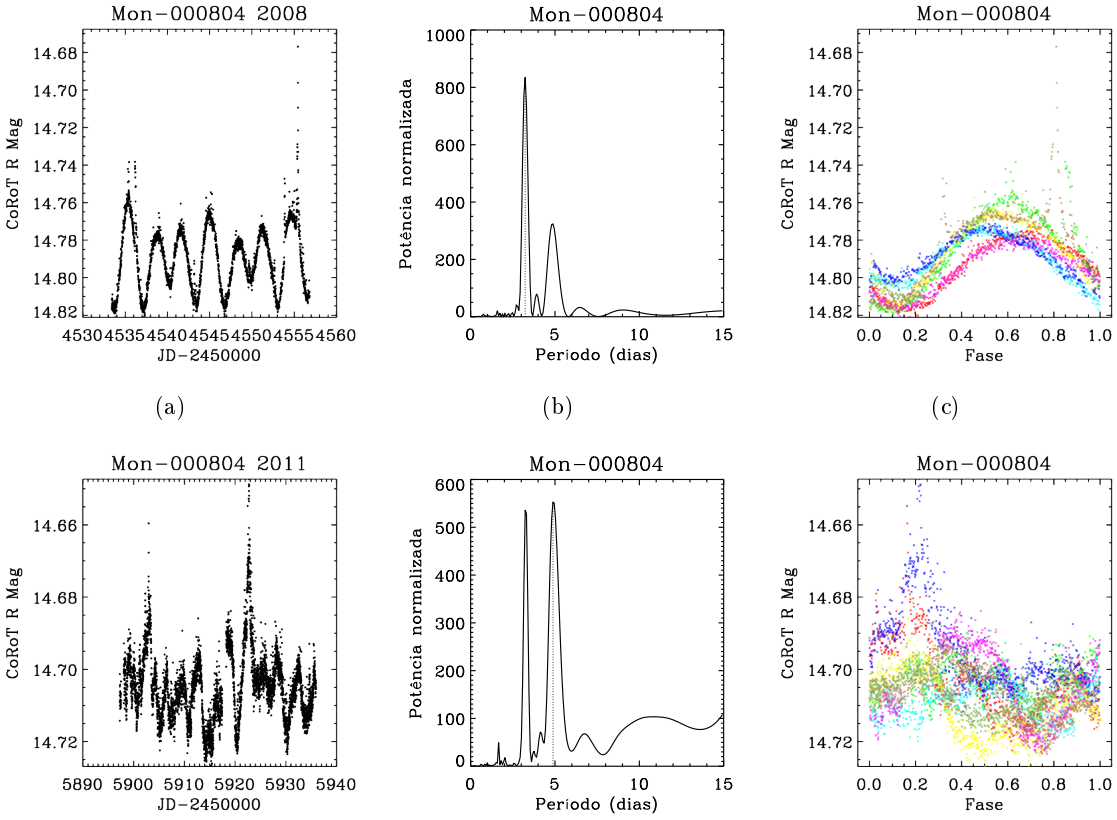
Mon-000804 é uma estrela T Tauri clássica, com massa estimada em 1,06 $M_\odot$, e também é um sistema binário de linha simples. Podemos ver na Figura 5.7a,b as linhas fotosféricas LiI e FeI, variando em torno do centro devido ao efeito Doppler. Como trata-se de uma ETTC, a linha de Hα é devido a acreção, de modo que os efeitos da companheira não são claros nessa linha (Figura 5.7c).

Mon-000804 era claramente periódica, do tipo mancha, com a fotometria do CoRoT em



(a) (b) (c)

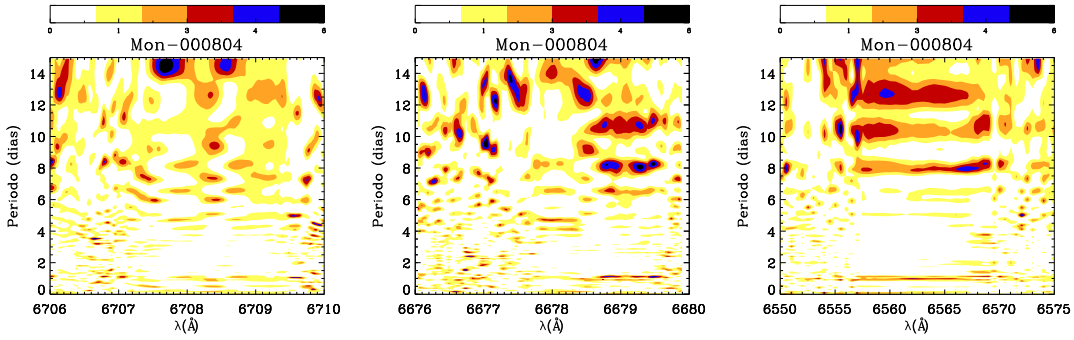
Figura 5.7: Perfis de linha de LiI (6707,8Å), FeI (6677,98Å) e Hα da estrela Mon-000804, para todas as noites de observação.



(a) (b) (c)

(d) (e) (f)

Figura 5.8: Curvas de luz do CoRoT de 2008 (a) e 2011 (d) para a estrela Mon-000804. Potência do periodograma indicando o melhor período fotométrico em 2008 (b) e 2011 (e). Curvas de luz do CoRoT em fase com período fotométrico de $P = 3{,}2 \pm 0{,}2$ dias (c) e $P = 4{,}9 \pm 0{,}4$ dias (f).



(a) (b) (c)

Figura 5.9: Periodogramas bidimensionais das linhas de LiI (a), FeI (b) e Hα (c) da estrela Mon-000804

2008, porém em 2011 o sistema mudou a morfologia da curva de luz para aperiódica. As curvas de luz de 2008 e 2011 dessa estrela podem ser vistas na Figura 5.8a,d. Essa estrela apresenta dois picos no periodograma de 2011 (Figura 5.8e), o menor deles no período fotométrico de 2008. A curva de luz de 2011 dobrada em fase com o período de maior potência pode ser vista na Figura 5.8f, que mostra que em 2011 essa estrela é aperiódica.

Também calculamos periodogramas para as linhas de LiI, FeI e Hα (Figura 5.9). Os periodogramas das linhas de LiI e FeI não mostram uma periodicidade clara, como apresentado para as ETTFs binárias. Esse método que utilizamos para o cálculo do período calcula a periodicidade da variabilidade da intensidade da linha, porém, as linhas fotosféricas das ETTCs sofrem variabilidade em intensidade devido ao velamento, que é causado pelo contínuo extra devido a mancha quente (Capítulo 1 e 4). Isto pode mascarar, no periodograma, o período orbital do sistema binário. A linha de Hα dessa estrela também não é periódica.

Mon-000448

Essa estrela é uma ETTC, mas diferente das demais binárias, Mon-000448 é binária de linha dupla. A razão S/N é baixa nos espectros dessa estrela, impossibilitando a análise da variabilidade da linha FeI. As linhas de LiI e Hα podem ser vistas na Figura 5.10. A linha de LiI varia em cada noite de observação, ora é dupla, e ora é simples e mais profunda.

Na Figura 5.11 vemos a curva de luz de 2011, o periodograma indicando o melhor período fotométrico e a curva de luz dobrada em fase com esse período. Essa estrela não é claramente periódica na curva de luz do CoRoT.

O periodograma da linha de LiI mostra um período significativo de 4,7$\pm$0,1 dias. A linha de Hα não apresenta sinal de periodicidade. Para facilitar a visualização da variabilidade da

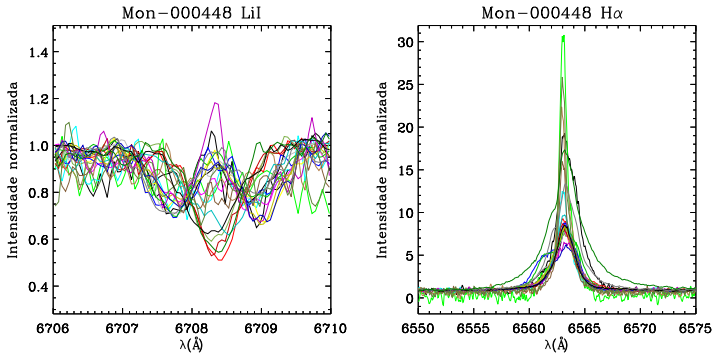
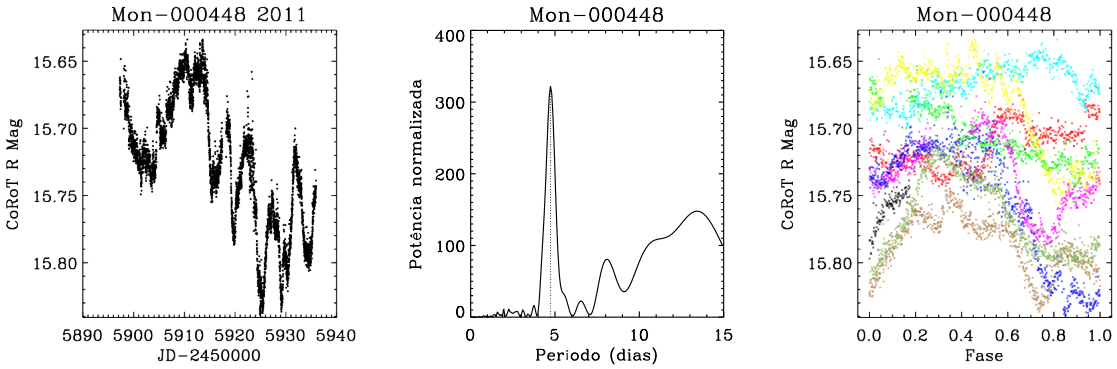
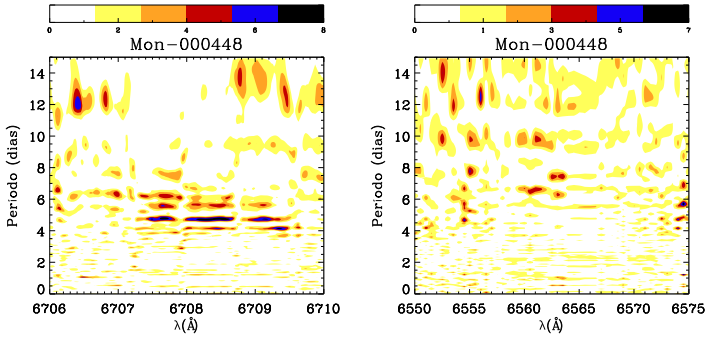


Figura 5.10: Perfis de linha de LiI (6707,8Å) e Hα da estrela Mon-000448, para todas as noites de observação.



(a) (b) (c)

Figura 5.11: (a)Curva de luz do CoRoT para a estrela Mon-000448 com dados de 2011. (b)Potência do periodograma indicando que o melhor período fotométrico possui baixa potência. (c)Curva de luz do CoRoT em fase com período fotométrico de P = 4,73 ± 0,3 dias.



(a) (b)

Figura 5.12: Periodogramas bidimensionais das linha de LiI (a) e Hα (b) da estrela Mon-000448

linha de LiI, usamos esse período de $4{,}7 \pm 0{,}1$ dias e organizamos os perfis de linha em fase (como mostrados na Figura 5.12), onde vemos a linha LiI com componentes dupla e única.

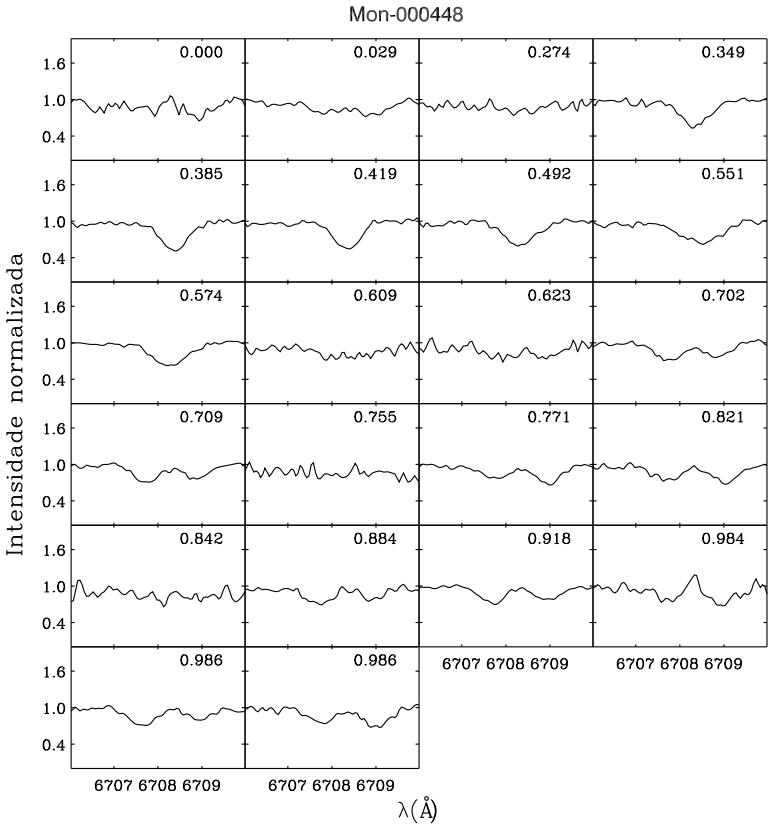


Figura 5.13: Perfis de linha de LiI para diferentes fases de Mon-000448. A fase é indicada em cada gráfico. Para essa estrela, usamos o período espectroscópico na linha de LiI ($4{,}7 \pm 0{,}1$ dias).

5.2 Estrela Mon-000811

A estrela do tipo AA Tau Mon-000811 é uma ETTC com diferentes períodos medidos. Uma possível interpretação é que os diferentes períodos vêm de diferentes regiões do sistema disco-estrela. A estrela têm um período fotométrico do CoRoT de 2011 de $7{,}9 \pm 0{,}7$ dias como visto na Figura 5.14a,b, que é devido à ocultação da estrela pela parte interna do disco, um período equivalente, possivelmente de rotação estelar ($8{,}0 \pm 0{,}3$ dias) obtido da análise da periodicidade da linha de HeI (Figura 5.14d), um terceiro período de $10{,}5 \pm 0{,}4$ dias, obtido também da linha de HeI, e um quarto período de $13{,}0 \pm 0{,}7$ dias, encontrado para a asa azul da linha de Hα (Figura 5.14), que associamos ao vento do disco (ver Capítulo 4).

Como Mon-000811 ainda está em processo de acreção, esperamos ver a variabilidade nas linhas fotosféricas devido ao contínuo extra por causa da presença da mancha quente, fazendo com que as linhas de absorção fiquem menos profundas quando a mancha que está na linha

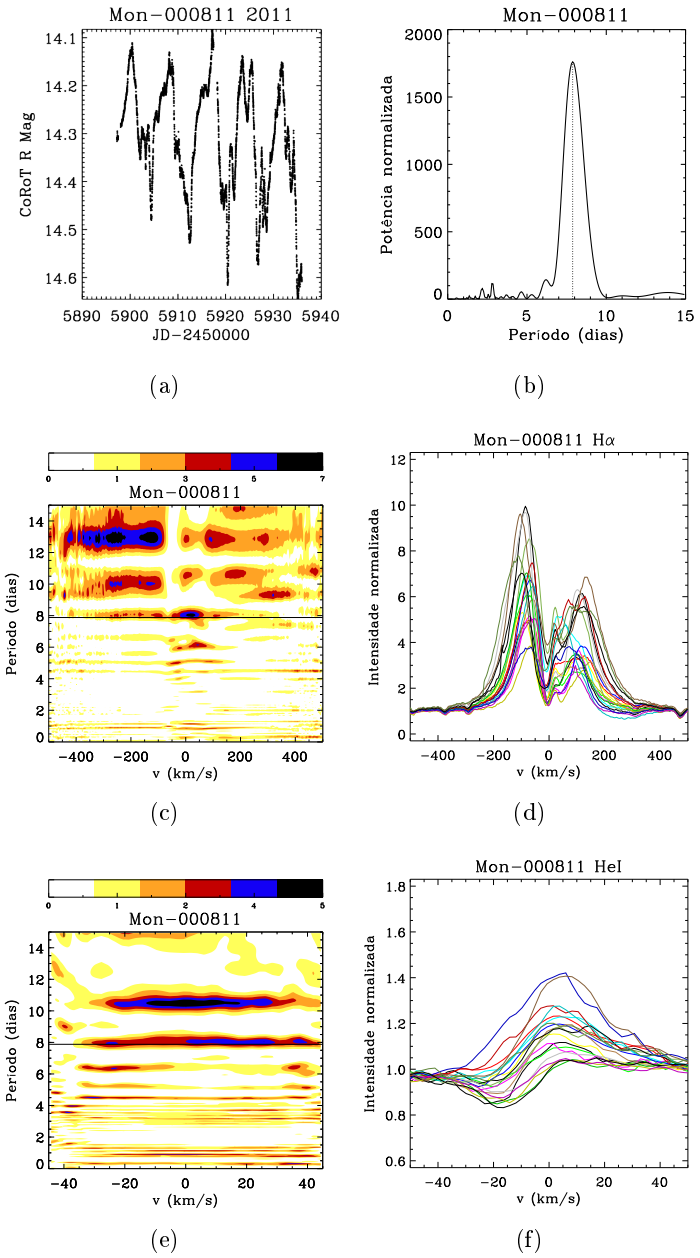


Figura 5.14: (a) Curva de luz do CoRoT da estrela Mon-000811 em 2011. (b)Potência do periodograma, indicando o melhor período fotométrico. (c) Periodograma da linha de Hα. (d) Periodograma da linha de HeI. A linha preta horizontal representa a período fotométrico obtido em 2011 com o CoRoT.

de visada. Calculamos o periodograma da linha de LiI dessa estrela, com o intuito de tentar obter a periodicidade do velamento. Na Figura 5.15 vemos o perfil de linha de LiI para todas as noites de observação e o periodograma obtido. A periodicidade mais significativa da linha acontece no período fotométrico, que é o que tínhamos suposto como o período de rotação da estrela.

Mon-000811 é uma estrela com características peculiares que seriam interessantes para uma análise mais profunda, semelhante à análise feita para a estrela Mon-000660 (Fonseca

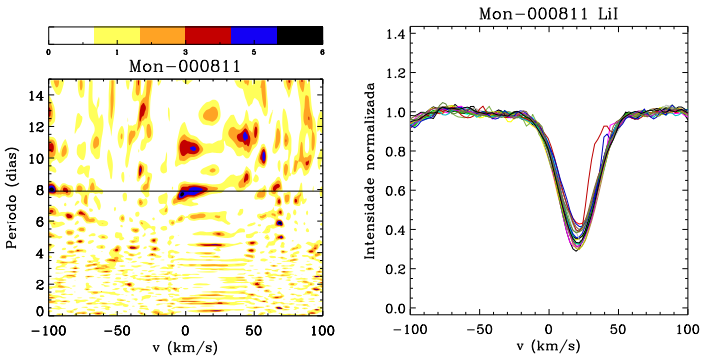


Figura 5.15: (a) Periodograma da linha de LiI. A linha preta horizontal representa a período fotométrico obtido em 2011 com o CoRoT. (b) Perfil de linha de LiI para todas as noites de observação

et al. 2014).

5.3 Novas observações

Em 2013 o aglomerado NGC 2264 foi alvo de uma nova campanha observacional com o espectrógrafo FLAMES. Nesta campanha foram observadas 85 estrelas, entre ETTCs e ETTFs, porém os dados ainda estão em processo de análise. Com estas observações poderemos analisar uma possível variabilidade espectroscópica das estrelas observadas em 2011 e 2013. Nesta campanha foram incluídas um número maior de estrelas do tipo *accretion burst*.

Capítulo 6

Conclusão

Investigamos a acreção em um grupo de estrelas T Tauri clássicas pertencentes ao aglomerado jovem NGC 2264. Usamos dados obtidos na campanha observacional *Coordinated Synoptic Investigation* de NGC 2264, em vários comprimentos de onda. Selecionamos 288 estrelas pertencentes a NGC 2264 com características de ETTCs, baseando-se em dados espectroscópicos e/ou fotométricos. Os principais resultados obtidos neste trabalho estão listados abaixo:

- As curvas de luz das estrelas observadas pelo CoRoT foram classificadas morfologicamente como do tipo mancha, AA Tau, ou não-periódica. Entre as curvas de luz não periódicas, algumas são devidas a *accretion bursts*, outras a ocultação circunstelar pela parte interna do disco, mas a maioria das curvas de luz não periódicas são muito complexas e não podem ser associadas a um único fenômeno físico. Na campanha de 2011, encontramos $\sim 13\,\%$ das curvas de luz do tipo mancha, $\sim 12\,\%$ do tipo AA Tau e $\sim 70\,\%$ não periódicas. Entre as não-periódicas, $\sim 19\,\%$ são devido a *accretion bursts*, $\sim 13\,\%$ são ocultação de poeira circunstelar e $\sim 68\,\%$ apresentam variabilidade de origem desconhecida.

- Dentre as ETTCs observadas pelo CoRoT, $\sim 43\%$ e $\sim 30\%$ exibiram curvas de luz

periódicas em 2008 e 2011, respectivamente. O número de estrelas periódicas não se alterou significativamente entre as duas campanhas observacionais, mas foi observado um maior número de estrelas em 2011 em relação a 2008. No geral, espera-se que estrelas com curvas de luz periódicas estejam no regime de acreção estável e estrelas com curvas de luz não periódicas estejam no regime de acreção instável.

- Em um total 84 ETTCs foram observadas com o satélite CoRoT nas duas épocas (2008 e 2011), $\sim 30\%$ das quais apresentaram uma substancial variabilidade na morfologia da sua curva de luz, mudando de uma para outra em nosso sistema de classificação de curva de luz. Essas mudanças mostram quão dinâmica pode ser a vizinhança das ETTCs em apenas alguns anos. Em poucos anos a geometria da acreção pode evoluir de um funil de acreção principal em cada hemisfério, que corresponde ao regime de acreção estável, para um cenário de acreção instável, onde funis de acreção aleatórios são formados. Apesar das mudanças na morfologia das curvas de luz, as distribuições de períodos de estrelas do tipo AA Tau e do tipo mancha não se alteraram significativamente de 2008 para 2011.

- Como visto em outros aglomerados na literatura (Cieza et al. 2007, por exemplo), as distribuições de período das ETTCs e ETTFs são diferentes. Apenas algumas ETTCs rodam rapidamente ($P < 3$ dias), o que indica que o processo de acreção está relacionado com a frenagem das ETTCs.

- ETTFs não tem excesso de UV, o que corrobora que estas estrelas não acretam mais material do disco de acreção (Venuti et al. 2014). Por outro lado, as estrelas do tipo *accretion bursts* têm os maiores valores de excesso no UV e maiores larguras equivalente de Hα. As estrelas do tipo Tau AA têm valores intermediários entre o excesso de UV do tipo *accretion bursts* e as ETTFs. As estrelas do tipo mancha, em geral, têm excesso no UV semelhantes aos apresentados pelas ETTFs. Ou seja, a morfologia da curva de luz reflete a evolução do processo de acreção.

- Quando os excessos de UV não estão disponíveis, taxas de acreção de massa podem ser obtidas a partir de fluxo Hα, utilizando calibrações disponíveis na literatura.

- A maior parte das ETTCs possui poeira na parte interna do disco na direção radial. Para as estrelas do tipo AA Tau, isto é relevante, pois a variação fotométrica na curva

de luz dessas estrelas é explicada como resultado da ocultação da estrela por material circunstelar (poeira) na parte interna do disco de acreção.

- A maior parte da ETTCs observadas pelo espectrógrafo FLAMES não mostrou periodicidade na linha de Hα. Apenas oito, numa amostra de 58 ETTCs, foram periódicas em Hα.

- Nenhum dos sistemas do tipo mancha apresentou periodicidade na forma da linha de Hα. Resultados de espectropolarimetria mostram que as manchas quente e fria principais tendem a ser coincidentes. Neste caso, esperaríamos observar a mesma periodicidade na mancha fria e no funil de acreção. Sistemas do tipo mancha tendem a apresentar taxas de acreção de massa baixas, e a falta de periodicidade na linha de Hα desses sistemas poderia ser devido à emissão cromosférica contribuindo significativamente para o perfil de Hα, o que diluiria a modulação de Hα da estrela.

- A variabilidade na forma da linha de HeI (6678 Å) pode fornecer o período de rotação das ETTCs, quando a estrela está no regime de acreção estável, no qual espera-se formar uma mancha quente em cada hemisfério estelar. 24 das 58 estrelas observadas pelo FLAMES têm essa linha em emissão, e 12 delas são periódicas.

- Verificamos na nossa amostra de ETTCs observadas com o espectrógrafo FLAMES, quais delas estavam nos regimes de acreção estável ou instável. Kurosawa & Romanova (2013) sugerem que ETTCs em regime de acreção estável devem apresentar componentes de absorção desviada para o vermelho apenas em algumas fases de rotação, quando a mancha quente é vista em nossa linha de visão projetada contra a coluna de acreção principal. Sistemas em acreção instável irão produzir funis de acreção aleatórios, e devem apresentar componentes de absorção desviada para o vermelho, em qualquer fase de rotação. Analisamos 10 ETTCs que têm componentes de absorção desviada para o vermelho em Hα e para as quais temos alguma informação sobre o período de rotação. Entre estas, 9 ETTCs provavelmente estão no regime de acreção estável, e quase todos esses sistemas em regime estável concordam com o tipo de variabilidade observada nas curvas de luz do CoRoT. Somente uma, das 10 estrelas selecionadas, está aparentemente no regime de acreção instável, porém essa estrela não foi observada pelo CoRoT em 2011, mas não é periódica na linha de Hα, como esperado.

- A análise das matrizes de correlação mostraram que a variabilidade na linha de Hα pode ser associada a diferentes processos físicos, e que as asas vermelhas e azuis são muitas vezes formadas em diferentes regiões, uma vez que a variabilidade de uma asa nem sempre se correlaciona com a variabilidade da outra. Isto é confirmado pela falta de correlação das asas azul com a vermelha, vista em $\sim 34\%$ das ETTCs. Cada asa tende a ser bem correlacionada com ela mesma, indicando que é dominada por um único fenômeno físico.

Apêndice A

Amostra de Estrelas T Tauri Clássicas e de Linhas Fracas

Tabela A.1: Parâmetros das ETTCs observadas pelo CoRoT e/ou pelo FLAMES/VLT[0].

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P (dias)	Q[9]	Crit.[10]
Mon-000007	06415304+0958028	K7					c	-1,47	3 (A)			3 (A)			0,75	W10%
Mon-000011	06411725+0954323	K7				58,3			3 (A)			3 (A)				EW
Mon-000017	06413199+1000244	K5				13,1		-2,69	1	4,8	0,1	1	4,7	0,3	-0,03	EW
Mon-000021	06405944+0959454	K5				7,4	c		2	3,2	0,2	2	3,2	0,1	0,15	W10%/EW
Mon-000056	06415315+0950474	K5				1,8	w	-1,36	2	5,7	0,7	2	5,9	0,4	0,14	W10%
Mon-000058	06420870+0941212	K4.5				94,0	c					1	2,1	0,1	0,22	W10%/EW
Mon-000063	06411193+0959412	M2.5				19,4		-1,37				3				EW
Mon-000090	06410896+0933460	M3				51,0	c	-0,88	3			3				W10%/EW
Mon-000103	06405954+0935109	K6	15,6	0,9	401	6,4	c	-1,14	1	1,67	0,07	1	3,4	0,1	0,21	W10%/EW
Mon-000117	06405413+0948434	M2.5				353,0		-2,34				3 (A)			0,72	
Mon-000119	06412100+0933361	K6	10,5	0,9	466	10,6	c	-1,44	3			3			0,62	W10%/EW
Mon-000123	06410821+0934094	M2.5:				12,0						3				EW
Mon-000126	06405783+0941201	M0				26,4	c	-1,09				3 (E)				EW
Mon-000131	06404927+0923503	K7	39,3	1,4	515	35,9	c					3			0,44	W10%/EW
Mon-000153	06405990+0947044	M3				39,9		-1,71	1	1,90	0,05	1	1,90	0,03	0,35	EW
Mon-000168	06414287+0925084	K5:M0	44,9	3,2	390	86,0	c	-1,38	3 (E)			3 (E)				W10%/EW
Mon-000177	06410620+0936229	G5	11,1	0,4	412	10,0	c	-2,03	1	3,0	0,2	1	3,01	0,08	0,22	W10%/EW
Mon-000185	06413876+0932117	K4				58,6	c	-1,55	3 (A)			3 (A)				EW
Mon-000220	06412454+0937355	M3	3,3	1,5	315	8,9			1	0,76	0,03	3			0,51	W10%
Mon-000225	06410622+0925036	M5				34,7	w	-1,58	1	9,3	1,8					EW
Mon-000239	06411128+0919485		20,6	3.9	329											W10%
Mon-000250	06410050+0945031	K3	18,1	1,0	457	15,0	c	-2,10	2	4,2	1,0	2	8,9	1,0	0,37	W10%/EW
Mon-000260	06411099+0935556	K7	65,8	2,8	348	61,5	c	-0,93	3 (A)							W10%/EW
Mon-000273	06411837+0939411	M1				123,5	c	-2,28				3				W10%/EW

Tabela A.1: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P (dias)	Q[9]	Crit.[10]
Mon-000280	06404100+0927543	K4	12,8	1,9	486	13,2	w	-1,97	3			3				W10%/EW
Mon-000290	06405867+0936132	M4	23,7	1,6	308	22,2			3			3			0,41	W10%/EW
Mon-000296	06405059+0954573	K2	10,6	0,7	375	11,2	c	-2,14	3 (E)			2	3,9	0,2	0,57	W10%/EW
Mon-000297	06404516+0928444	K2	24,5	0,9	520	7,2	c		2	3,2	0,2	3 (E)				W10%/EW
Mon-000314	06404459+0932261	M3	53,2	5,0	287	60,0		-2,61	3 (E)			3 (E)			0,80	W10%/EW
Mon-000326	06405882+0939187	M0	21,8	1,3	247	27,9	c	-1,39	1	7,1	1,0	3				W10%/EW
Mon-000328	06412700+0930131	M1	31,9	2,5	231	25,8	w	-1,88	3			3				EW
Mon-000335	06413728+0945066	K4	15,4	0,8	340	35,0	c	-0,93	1	4,5	0,4	1	4,6	0,2	0,004	W10%/EW
Mon-000340	06415593+0940468	M2.5						-2,82				3				UV
Mon-000341	06405426+0949203	M0.5	106,1	1,6	442	161,1	c		3 (A)			3 (A)			0,89	W10%/EW
Mon-000342	06405573+0946456	M4				21,1	c	-1,79				3			0,68	W10%/EW
Mon-000346	06410908+0930090	K7				27,0	c					3				W10%/EW
Mon-000357	06410574+0931012	K5				8,0	c					3			0,15	W10%/EW
Mon-000358	06410673+0947275	M3				6,2		-1,59	3 (E)			2	5,9	0,4	0,32	W10%/EW
Mon-000370	06405679+0937490	K5	73,4	1,1	325	113,2	c	-1,17	3			UNC	11,8	1,3	0,21	W10%/EW
Mon-000378	06405292+0944544	K5.5				8,5	w	-1,16				1	11,0	1,4	0,78	EW
Mon-000379	06410497+0950460	K2	7,7	0,6	510	36,5	c	-1,91	3 (E)			2	3,7	0,6		W10%/EW
Mon-001179	06402924+0944075	M2				31,3	c	-1,93	3			3			0,50	W10%/EW
Mon-000406	06405968+0928438	K3				46,1		-0,87				3 (A)			0,51	EW
Mon-000412	06404711+0932401	M1				30,7	c	-1,37				3 (A)				W10%/EW
Mon-000423	06411485+0925550	M2.5	123,6	7,6	295	89,8		-0,57				3				W10%/EW
Mon-000424	06411521+0937576	M1				11,5		-1,08				3				EW
Mon-000425	06411668+0929522	K5				6,3	c	-0,66				3				W10%/EW
Mon-000426	06411945+0930286	K5				21,0						3			0,50	EW

Tabela A.1: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P (dias)	Q[9]	Crit.[10]
Mon-000433	06410111+0934522	M1				7,0	c	-2,24				3 (E)			0,80	W10%
Mon-000441	06405809+0936533	M2	21,7	2,3	342	34,0		-1,41	2	4,1	0,3	3 (E)			0,78	W10%/EW
Mon-000448	06410360+0930290	M4	22,8	2,8	214	20,4		-1,12	3			3			0,63	EW
Mon-000456	06405154+0943242	K4				13,1	c					2	5,0	0,8		W10%/EW
Mon-000457	06410673+0934459	G6:	32,1	1,5	524	49,4	c	-0,01	3						0,78	W10%/EW
Mon-000462	06404218+0933374					7,3	c		3			3			0,90	W10%
Mon-000469	06404114+0933578	K7:				236,5		-0,99				3 (A)				EW
Mon-000474	06410682+0927322					104,7	c					3 (A)			0,99	W10%/EW
Mon-000491	06405616+0936309	K3				67,2	c	-0,58				3			0,15	W10%/EW
Mon-000498	06404750+0949289	K3	19,1	0,5	423	12,8	c	-1,41	2	4,2	0,3	2	4,3	0,2		W10%/EW
Mon-000510	06410429+0924521	M0	67,7	1,6	379	101,8	c	-0,97	3 (A)			3 (A)			0,48	W10%/EW
Mon-000525	06405118+0944461	G0				3,5	c		3			1	1,98	0,05		W10%
Mon-000553	06410303+0937357	M1				34,1			3						0,43	EW
Mon-000558	06413974+0940279	K4	49,1	0,6	586	52,5			3 (A)			3			0,87	W10%/EW
Mon-000566	06405275+0943004	M3.5				19,4			3			3				EW
Mon-000567	06405639+0935533	K3				84,1		-1,14				3 (A)			0,70	EW
Mon-000577	06414382+0940500	K1				5,9	c	-1,49				3			2,74	W10%/EW
Mon-000590	06405891+0928528	M1				17,8	w	-1,89				3				EW
Mon-000598	06405932+0946165	M1				22,7	w	-1,64				3				EW
Mon-000603	06405295+0926257	M5	130,4	7,9	377	130,8										W10%/EW
Mon-000613	06410577+0948174	K6.5				30,1	c	-1,65				3				W10%/EW
Mon-000619	06411475+0934134	K8.5				94,3	c	-1,04				3 (E)			0,65	W10%/EW
Mon-000632	06404936+0952539	M0.5	66,3	4,6	293	78,5										W10%/EW
Mon-000636	06404884+0943256	M0				15,5	c	-0,68				3				W10%/EW

Tabela A.1: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$ [4] (Å)	Er_{EW} [4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$ [4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$ [5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC} [7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P (dias)	Q[9]	Crit.[10]
Mon-000637	06404921+0957387	M1				50,8		-2,67	1	11,9	2,7	3			1,55	EW
Mon-000650	06410098+0932444					6,4	c		3			3			0,34	W10%
Mon-000654	06405949+0929517	M3	23,9	2,2	361	26,2		-1,16	2	4,7	1,5	3 (E)				W10%/EW
Mon-000660	06410051+0929159	K4	1,9	1,0	484	16,6	c	-1,72	2	5,3	0,4	2	5,1	0,3		W10%/EW
Mon-000667	06412878+0938388	K3	3,1	0,5	413		w	-0,57	3 (E)			3 (E)				W10%/EW
Mon-000681	06413111+0926582	K3.5	56,8	1,1	637	25,9	c	-1,44	3			3				W10%/EW
Mon-000697	06413455+0936325	M1				4,5	c		3			3			0,49	W10%
Mon-000717	06411511+0926443	M0.5				24,5		-1,47				3 (E)				EW
Mon-000718	06410416+0920443	M2:M2				8,8			3			3			0,13	UV
Mon-000754	06405302+0952594	M0				10,4		-2,82				1	0,97	0,03	0,22	EW
Mon-000765	06405363+0933247	K1	25,2	1,0	362	18,2	c	-2,29	3			1	2,4	0,1	0,63	W10%/EW
Mon-000766	06404837+0948385	M0.5				70,1		-1,38				3				EW
Mon-000771	06411827+0933535	K4				28,9	c	-2,39	3			3			0,82	W10%/EW
Mon-000774	06405884+0930573	K2.5				14,3	c		2	3,5	0,2	3 (E)				W10%/EW
Mon-000795	06411257+0952311	G:V:e	28,4	0,5	598	35,3	c	-1,72	3							W10%/EW
Mon-000804	06405571+0951138	K5.5	9,9	0,8	286	8,0	w	-0,29	1	3,2	0,2	3			0,56	W10%/EW
Mon-000808	06405159+0928445	K4				50,2	c	-1,85				3 (A)			0,06	W10%/EW
Mon-000810	06410982+0927122	K5	3,1	0,7	228	3,1	c	-2,84	1	2,9	0,1	1	2,93	0,09	0,40	W10%/EW
Mon-000811	06404321+0947072	K6	23,3	1,0	436	27,1	c		3 (E)			2	7,9	0,7		W10%/EW
Mon-000823	06405014+0957039	M3				5,9						3				UV
Mon-000824	06410183+0938411	K4	-0,5	0,6	493	1,5	c	-2,41	2	7,1	3,6					W10%
Mon-000846	06411286+0926148		90,6	0,9	512	85,6	c		3							W10%/UV
Mon-000860	06415492+0942527	M2.5				261,0		-3,23	3 (A)						0,50	EW
Mon-000877	06411678+0927301	K4				91,4	c	-1,84				3 (A)				W10%/EW

Tabela A.1: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P (dias)	Q[9]	Crit.[10]
Mon-000879	06410338+0940448	M1				16,5	c	-2,69				UNC	11,4	1,7		W10%/EW
Mon-000893	06410457+0938308	M3	110,9	2,2	478	108,0		-0,78	3						0,98	W10%/EW
Mon-000914	06405191+0937558	G0:G5						1,87				3				UV
Mon-000919	06411329+0931503	M4				79,9		-1,04				3 (A)				EW
Mon-000926	06410642+0928388	M1.5	63,0	2,6	258	56,1	c	-1,57	3			3				W10%/EW
Mon-000928	06412562+0934429	M0	13,0	1,4	360	15,9		-1,11	2	5,0	0,4	3				W10%/EW
Mon-000931	06411808+0938253	M3				32,5		-2,89	1	1,0	0,7	3				EW
Mon-000936	06410715+0927294	K5				42,8	w	-0,95				3			1,05	EW
Mon-000937	06405255+0952059	K7	8,5	1,0	371	6,9		-2,40	3			3				W10%/EW
Mon-000945	06404989+0936494	K4	56,9	1,4	383	66,3		-1,43	3 (A)			3 (A)			0,61	W10%/EW
Mon-000951	06411792+0929011	M2.5	65,7	4,5	206	231,4	w		3			3			0,54	W10%/EW
Mon-000964	06410711+0912383	K6	13,9	1,2	233		w	-1,25	1	3,3	0,3	1	3,3	0,1	0,03	W10%/EW
Mon-000965	06404600+0917582	M2	14,4	1,6	305		c	-2,51	1	9,4	3,2	1	9,7	1,4	0,88	W10%/EW
Mon-000996	06404131+0951023	K7	52,8	1,3	506	24,5		-1,19	3 (A)			3 (A)			0,55	W10%/EW
Mon-001003	06402564+0959597	M4				157,0		-0,98	1	3,5	0,2	3			1,06	EW
Mon-001017	06402373+0955238	M3				80,6	c	-1,22	1	4,7	0,4	3			0,63	W10%/EW
Mon-001022	06403911+0950586	K4	33,0	1,1	584	46,5	c	-1,55	3 (A)			3 (A)			0,42	W10%/EW
Mon-001031	06404005+0935029	K4				7,0	c	-0,30				1	4,5	0,2		W10%/EW
Mon-001033	06404102+0947577	K7	6,3	0,9	434	7,5	w	-1,97	1	14,2	2,9				0,55	W10%
Mon-001037	06403086+0934405	K1				22,2	c	-1,29	3 (E)			3 (E)			0,52	W10%/EW
Mon-001053	06404113+0952565	K6				32,4	w	-1,03				3			0,71	EW
Mon-001054	06403652+0950456	M2	29,7	1,5	295	21,1	w	-1,29	3 (E)			2	4,1	0,2	0,23	W10%/EW
Mon-001055	06404041+0950504	K7				58,3		-2,42	1	3,8	0,3	1	3,8	0,1	0,78	EW
Mon-001061	06402416+0934124	M0				20,1	c	-0,79				3			-0,06	EW

Tabela A.1: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P (dias)	Q[9]	Crit.[10]
Mon-001064	06403518+0951567	M1				16,4		-0,68				1	2,7	0,1	0,39	EW
Mon-001094	06403164+0948233	K5				54,6	c	-1,96				UNC	4,3	0,2	0,36	EW
Mon-001099	06404136+0954138	G1	8,5	0,5	406	12,2	c		1	3,3	0,3	1	3,4	0,2	0,58	W10%
Mon-001100	06403934+0934455	K6				57,2	c	-0,42				3			0,41	W10%/EW
Mon-001114	06393339+0952017	M1.5					c		1	2,6	0,1	1	2,56	0,05	0,44	W10%
Mon-001128	06401780+0925478	M2.5	137,9	9,2	514	34,4										W10%/EW
Mon-001131	06393441+0954512	M2					c		3 (E)			2	5,2	0,3	0,51	W10%
Mon-001132	06402587+0950576	M2.5				166,0		-0,99				UNC	2,93	0,06	0,48	EW
Mon-001140	06394147+0946196	K4					c		2	3,9	0,5	2	3,9	0,2	0,75	W10%
Mon-001144	06402309+0927423	K5	52,3	3,4	536	49,5	c	-1,73	3 (E)			3 (E)				W10%/EW
Mon-001149	06403059+0950147	M3				33,9	c					3			0,22	W10%/EW
Mon-001156	06403357+0933363	M2.5:				19,9		-3,21				3			0,80	EW
Mon-001167	06403787+0934540	M3				23,4	c	-1,87	3 (E)			2	8,8	0,8	0,64	W10%/EW
Mon-001174	06401370+0956305	M2				130,2	c	0,01	3 (A)			3 (A)			0,57	W10%/EW
Mon-001181	06401801+0950220	M2				12,1						3			0,59	EW
Mon-001199	06404184+0951445	K5	10,1	0,8	487	22,9		-1,53	2	3,8	0,3	2	3,6	0,2	0,56	W10%/EW
Mon-001217	06403665+0952032	K4				87,0	c					3 (A)			0,62	W10%/EW
Mon-001221	06402342+0954555	M4.5				32,1						3			0,22	EW
Mon-001234	06401113+0938059	K6				52,9	c	-1,35	3			3			0,71	W10%/EW
Mon-001249	06402027+0956063	M3				33,5	c	-0,67				3				W10%/EW
Mon-001275	06402877+0931002	K4	27,8	1,9	640	1,8	w	-0,56	3			3			0,30	W10%/EW
Mon-001287	06401110+0921270	M3	126,0		315	163,1										W10%/EW
Mon-001294	06400552+0922260	K2:K4				31,2	c	-1,65				3			0,33	EW
Mon-001296	06390374+0940234	K7					c		3 (E)			2	9,8	1,1	0,40	W10%

Tabela A.1: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P (dias)	Q[9]	Crit.[10]
Mon-001304	06401361+0924494	K0					c	-2,81	1	1,11	0,04	1	1,08	0,04		W10%
Mon-001308	06395924+0927245	M0					c	-1,87	2	6,5	0,9	2	6,7	0,6		W10%
Mon-001573	06401258+1005404	M0					c	-1,37	1	8,8	1,7	3 (A)				W10%
Mon-001580	06410285+1007119	M1					c		1	7,5	1,3					W10%
Mon-005009	06420991+0947540	M2.5										3				UV
Mon-005664	06405448+0909318								1	1,19	0,04	3				UV
Mon-005745	06420434+0909408	M2.5										3				UV
Mon-005836	06412909+0918155											3				UV
Mon-006079	06392911+0942386	M1							B			B				UV
Mon-006324	06394874+0917351											3				UV
Mon-006325	06401447+0913372	M0.5						-2,88				3				UV
Mon-006465	06392516+0932381	K3.5							B			B				UV
Mon-006491	06392550+0931394	K5										3				UV
Mon-006930	06390409+0916139	M0							3			3				UV
Mon-006986	06390996+1005127	K7:M1							2	6,2	0,6					UV
Mon-006991	06392200+1006233	M0.5							3			3				UV
Mon-007004	06392595+1005075								3			3				UV
Mon-014132	06390355+0916159	M3.5										2	9,1	0,2		UV

[0]Esta tabela está organizada de acordo com a identificação Mon. [1]"Mon" é uma identificação interna da campanha CSI 2264. [2]Identificação do 2MASS. [3]Tipo espectral obtido por Venuti et al. (2014); Dahm & Simon (2005); Rebull et al. (2002); Walker (1956). [4]Parâmetros da linha de Hα obtidos neste trabalho usando os espectros do FLAMES. Usamos a convenção que largura equivalente positiva indica Hα em emissão, e valores negativos indicam Hα em absorção. As incertezas foram obtidas supondo uma distribuição de Poisson. [5]Largura equivalente de Hα obtida por Dahm & Simon (2005). [6]Classificação como ETTC (c) e ETTF (w) feita por Fűrész et al. (2006). [7]α_{IRAC} é a inclinação da distribuição de energia espectral entre 3,6 μm e 8 μm obtida por Teixeira et al. (2012). [8]Morfologia da curva de luz do CoRoT e período fotométrico obtido neste trabalho: "1" = tipo mancha, "2" = tipo AA Tau, "3" = curva de luz não periódica. Curvas de luz do tipo *Accretion bursts* e extinção aperiódica são identificadas por (A) e (E), respectivamente. "UNC" = curva de luz não classificada e "B" = Binaria. A incerteza no período é a medida da largura a meia altura do pico de maior potência do periodograma [9]Parâmetro definido por Cody et al. (2014) para distingui curvas de luz periódica e aperiódica. De acordo com Cody et al. (2014), quando Q>0,6 a estrela é não periódica fotometricamente. [10]Critério usado para classificar a estrela como T Tauri Clássica.

Tabela A.2: Parâmetros das ETTFs observadas pelo CoRoT e/ou pelo FLAMES/VLT[0].

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$ [4] (Å)	Er_{EW} [4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$ [4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$ [5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC} [7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P [8] (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P [8] (dias)
Mon-000008	06414859+0954115	K5										3		
Mon-000009	06420914+0948048	F5							3			3		
Mon-000014	06420664+0941317	K7:M0										NV		
Mon-000015	06420911+0959027	K7:M0							3			3		
Mon-000018	06411322+0955086	K3:K4				3,0		-2,73	1	3,7	0,4	1	4,3	0,2
Mon-000020	06420924+0944034	K7					w		-			1	5,9	0,3
Mon-000022	06410457+1000426	M4							-			3		
Mon-000024	06415684+0947451	M1							-			3		
Mon-000026	06410518+1000189	M4				6,5			3			3		
Mon-000029	06410328+0957549	K7				1,5		-2,85	1	8,0	1,6	1	8,0	0,8
Mon-000033	06410726+0958311	K5				1,4	w	-2,78	1	2,6	0,2	1	2,3	0,1
Mon-000035	06414775+0952023	F0							1	2,4	0,1	1	2,4	0,1
Mon-000038	06411088+1000409	F2:F5							1	3,6	0,5	1	3,6	0,2
Mon-000045	06415305+1000023	M3.5						-2,72	-			1	0,85	0,01
Mon-000050	06410153+1000365	K4				1,1		-2,88	1	3,6	0,3	1	3,6	0,2
Mon-000051	06411380+0955439	G0				-2,6			1	3,8	0,3	1	3,7	0,2
Mon-000055	06413491+1001472	M2						-2,80	-			3		
Mon-000057	06410393+0958094	M3				4,1	w	-2,74	1	4,6	0,4	1	4,6	0,2
Mon-000060	06411532+0954509	M3				4,0		-2,92	-			3		
Mon-000066	06410357+1000353	M1				6,9		-2,66	1	11,1	3,4	1	11,3	1,4
Mon-000071	06410025+0958496	K1.5				-1,2			1	3,1	0,2	1	5,4	0,4
Mon-000075	06411159+1002235	K4						-2,84	1	2,4	0,1	1	2,4	0,1
Mon-000086	06404645+0959463	M0						-3,04	1	2,3	0,1	-		
Mon-000087	06410659+0935451	G5										NV		

Tabela A.2: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)
Mon-000088	06413404+0921132	M2:M2							-			3		
Mon-000093	06411705+0932523	M2.5				2,1			3			-		
Mon-000096	06405863+0945546	M0							-			3		
Mon-000102	06404323+0931149	M3				5,0	w		1	8,6	1,6	1	8,5	1,2
Mon-000105	06405041+0948506	K4				0,4			NV			NV		
Mon-000108	06411484+0932358	M3				2,2		-2,85	-			1	2,0	0,9
Mon-000122	06414711+0938047	K6				1,4		-2,84	1	5,3	0,6	1	5,3	0,3
Mon-000130	06410521+0953157		0,9	0,7	249	1,5			1	2,6	0,2	-		
Mon-000135	06405999+0928500	K7				1,7		-2,59	1	4,2	0,3	-		
Mon-000139	06405367+0958000	M1				3,2		-3,16	-			1	7,7	3,9
Mon-000145	06412346+0945586	K7				4,0		-2,46	-			3		
Mon-000146	06404572+0958288	K5							3			3		
Mon-000149	06411330+0951544	M1				2,0		-2,69	1	12,1	2,5	1	12,1	1,2
Mon-000158	06404484+0946384	K0.5						-3,80				NV		
Mon-000159	06405146+0937144	M1				3,4		-4,65	-			1	8,8	0,9
Mon-000160	06405983+0951489	M2	3,4	1,2	165	4,9		-2,96	1	1,81	0,05	1	1,79	0,04
Mon-000164	06410450+0930134	M				8,6			-			3	0,9	0,2
Mon-000169	06414806+0942433	G5							1	1,18	0,03	1	0,59	0,01
Mon-000172	06411031+0921495	M2.5				2,7			3			3		
Mon-000176	06405220+0952311	M2				3,5		-2,85	-			1	7,7	0,8
Mon-000188	06410172+0955514	M3.5				3,6		-2,82	-			1	1,8	0,3
Mon-000198	06411963+0931443	K5				1,5		-2,63	1	4,6	0,5	1	2,5	0,1
Mon-000200	06410801+0930403	K4				0,5		-3,22	-			1	1,9	0,9
Mon-000206	06405938+0957356	K7						-2,48	-			3		

Tabela A.2: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)
Mon-000207	06405904+0949062	M2:M2				10,3			-			1	2,0	0,5
Mon-000216	06410370+0928200	M1				9,3		-2,18	-			3		
Mon-000217	06410696+0940544	M3.5				2,8			3			3		
Mon-000223	06405542+0937237	K6				1,8	w	-2,73	-			1	1,90	0,03
Mon-000226	06410536+0933134	K5				2,7	w	-2,78	-			1	1,21	0,03
Mon-000227	06405395+0950580	M3.5						-3,32	3			3		
Mon-000236	06410253+0934557	K0	0,8	0,6	212	0,6		-2,98	1	1,98	0,09	1	1,98	0,06
Mon-000237	06410968+0924547	M1				1,7			1	3,4	0,2	-		
Mon-000241	06412303+0927266	G8	-2,3	0,5	967				1	3,2	0,2	1	3,3	0,2
Mon-000247	06410728+0949566	M4.5				4,3			-			3		
Mon-000253	06411288+0946007	M3.5						-2,93	-					
Mon-000255	06414273+0942566	M0				0,9	w	-2,82	1	4,0	0,3	1	3,9	0,1
Mon-000256	06414422+0925024	M2	5,5	2,0	236			-2,02	B			B		
Mon-000263	06410258+0935131	K5				1,3		-2,82	-			1	4,3	0,3
Mon-000279	06412119+0932146	M2.5				5,8		-1,59	1	4,3	0,2	1	7,9	0,9
Mon-000281	06405607+0942540	M4				8,0			3			-		
Mon-000292	06414741+0942003	M1				2,6		-2,88	1	6,5	1,0	1	6,3	1,0
Mon-000294	06410436+0927306	M3										NV		
Mon-000298	06410568+0954187	M1				3,8		-2,75	1	1,28	0,04	1	1,30	0,02
Mon-000306	06411249+0946203	>M4				12,5		-2,70	-			1	0,42	0,03
Mon-000307	06411792+0933370	M0				2,9		-2,99	1	6,5	0,9	-		
Mon-000311	06415578+0939580	M2.5						-2,74	1	6,5	0,8	1	6,4	0,4
Mon-000319	06405146+0931468	M2							-			3		
Mon-000330	06413160+0948328	K2	1,2	0,6	145	5,2		-2,84	1	5,0	0,5	1	5,0	0,3

Tabela A.2: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)
Mon-000339	06413433+0925533	M3				4,5		-2,74	-			3		
Mon-000344	06410951+0935254	M2				3,9			-			1	0,86	0,01
Mon-000345	06404506+0951276	M2				2,1			-			3		
Mon-000348	06405008+0952275	M4				6,2		-2,59	-			3		
Mon-000351	06412280+0929389	K5						-3,04				NV		
Mon-000365	06404492+0949091	M2:M2				2,6			NV					
Mon-000368	06405839+0927250	>M4				6,7		-2,70	1	1,02	0,02	3		
Mon-000372	06412054+0945355	K4	0,5	0,6	110			-2,76	1	2,6	0,1	1	2,56	0,09
Mon-000377	06414886+0943134	K5	-1,2	0,7	113				3			3		
Mon-000383	06405577+0940181	M2.5				4,6		-2,66	1	1,02	0,07	3		
Mon-000389	06404875+0932425	K4				1,5			-			3		
Mon-000394	06410776+0941149	M0				2,9	w	-2,87	-			1	1,96	0,04
Mon-000395	06411013+0931285	M3.5				3,6			-			3		
Mon-000396	06411251+0935088	M4:M5							1	1,05	0,03	-		
Mon-000397	06411078+0946411	M3.5				3,9		-2,96	1	5,0	0,4	-		
Mon-000407	06412203+0951126	K7				2,8		-2,71	-			1	2,3	0,5
Mon-000413	06414644+0943068	K6				2,1			-			1	4,3	0,2
Mon-000415	06404385+0948305	M1				4,8		-2,31	-			1	0,96	0,01
Mon-000420	06405419+0955519	M0				2,0		-1,91	-			1	8,0	0,7
Mon-000427	06404244+0932206	K4				0,5		-2,01	1	14,3	3,1	3		
Mon-000430	06405677+0930150	M0.5				5,0		-2,85	-			1	0,53	0,03
Mon-000434	06410406+0935211	M2.5				4,3		-1,25	-			1	7,1	0,7
Mon-000438	06410342+0930049	M2:				4,0		-2,63	-			1		
Mon-000440	06413905+0929381	M0							NV			3		

Tabela A.2: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)
Mon-000443	06412756+0931558	K4						-2,73	NV			3		
Mon-000444	06414457+0942124	M2				3,7		-2,77	1	10,1	1,7	1	10,7	1,5
Mon-000445	06420256+0936525	K6							1	3,7	0,3	1	3,7	0,2
Mon-000450	06415804+0943062	K6					w	-2,95	-			1	2,1	0,1
Mon-000451	06415147+0944096	M1						-2,71	-			3		
Mon-000459	06411303+0927319	G0							B					
Mon-000461	06415496+0930065	M2						-2,77	-			1	3,4	0,1
Mon-000468	06410886+0946010		-3,2	0,3		-2,6			1	4,1	0,3	1	4,1	0,2
Mon-000477	06411574+0926168	K5				1,9	w		1	6,2	0,9	1	6,2	0,5
Mon-000486	06410403+0949087	K7				2,0		-2,70	-			1	12,3	1,6
Mon-000488	06405783+0956299	K2.5						-2,93	1	0,58	0,01	1	0,58	0,01
Mon-000493	06412508+0936001	M3.5						-2,87	1	1,6	0,5	-		
Mon-000497	06410220+0951519	K0	-1,3	0,3	261	-1,6			1	5,5	0,6	1	10,0	1,1
Mon-000499	06410455+0925183	M4				2,7			-			3		
Mon-000515	06413623+0939204	K7	1,3	1,1	159	1,6			1	6,5	0,9	1	6,5	0,5
Mon-000516	06404735+0948494	M1				1,8		-2,49	1	3,5	0,6	-		
Mon-000518	06410168+0948221	K5	0,7	0,5	208	1,8		-2,96	1	3,2	0,9	1	3,3	0,4
Mon-000519	06410992+0930202	M2:M2										NV		
Mon-000524	06410433+0948220	K4						-2,71	-			1	5,2	0,4
Mon-000529	06405121+0927578	M2:M2							-			3		
Mon-000535	06404587+0938443	M5				4,1		-2,50	1	2,3	0,1	-		
Mon-000536	06405201+0945048	M1	2,2	0,9	270	2,8		-2,28	1	3,5	0,2	1	3,4	0,1
Mon-000545	06410581+0952478	K7				0,9			1	4,3	0,3	-		
Mon-000548	06410856+0942515	M1				1,7		-2,61	-			1	10,7	1,5

Tabela A.2: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)
Mon-000555	06412445+0932451	M5				1,8			-			1	1,04	0,01
Mon-000559	06412425+0931541	K6							1	8,3	1,1	1	7,9	0,9
Mon-000560	06411571+0938182	G5	-3,3	0,3					1	5,3	0,5	1	5,3	0,3
Mon-000563	06414184+0933022	M4							-			3		
Mon-000565	06410077+0951223	K4.5				1,6	w		1	4,4	0,4	1	4,4	0,2
Mon-000568	06405377+0930389	F5							1	8,6	1,4	NV		
Mon-000574	06405086+0955530	K7				2,3		-2,98	1	3,8	0,3	1	3,8	0,1
Mon-000583	06405321+0929541	M3				15,8			3			3		
Mon-000596	06414744+0937526	M1				5,6		-3,05	-			1	9,3	0,8
Mon-000606	06411446+0933214	K5				1,9		-2,42	1	10,8	2,8	1	11,0	1,5
Mon-000607	06411563+0926334	M3.5				5,5		-2,71	1	1,3	0,1	1	1,58	0,03
Mon-000609	06413960+0933198	M3				12,5		-3,09	-			3		
Mon-000610	06404539+0937515	K7:M0						-2,29	-			3		
Mon-000612	06405820+0955445	M3				5,3		-2,75	-			1	4,3	0,3
Mon-000614	06404184+0941386	M3:M3				3,1			1	1,80	0,05	3		
Mon-000617	06410948+0951500	M3				2,2	w	-2,20	-			1	5,9	0,5
Mon-000620	06412074+0930119	M2							-			1	8,5	0,8
Mon-000622	06412179+0945309	K5				1,5		-3,03	-			1	12,8	1,8
Mon-000624	06410510+0951445	K5	1,0	0,7	190	1,7	w	-3,06	3			1	10,0	1,0
Mon-000629	06410599+0935513	G2							1	12,0	1,3	NV		
Mon-000630	06405750+0949208	M3.5							1	2,2	0,1	-		
Mon-000646	06404608+0949173	K0							1	0,75	0,03	1	0,75	0,05
Mon-000647	06410295+0947543	F5							1	1,15	0,03	1	1,18	0,01
Mon-000656	06412054+0947300	M2				2,7		-2,92	-			1	4,4	0,3

Tabela A.2: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)
Mon-000657	06411771+0929261	M3	3,4	1,2	145	2,4	c	-2,69	1	2,4	0,2	1	2,44	0,04
Mon-000661	06405024+0920023	M0						-2,81	NV					
Mon-000665	06410593+0927174	M3	8,7	1,6	160	2,6		-2,66	1	2,5	0,2	-		
Mon-000677	06405932+0922218	M4							-			3		
Mon-000680	06411333+0928074	K5				1,9		-4,34	-			1	5,8	0,4
Mon-000684	06414359+0939411	M4				4,2		-2,46	NV					
Mon-000688	06410509+0948479	M0	0,8	0,9	190			-2,94	1	3,8	0,3	1	3,8	0,1
Mon-000695	06413250+0938074	K6	1,1	0,6	152	1,3		-2,83	1	3,2	0,2	1	3,2	0,1
Mon-000705	06411027+0933250	M3				2,7		-2,69	1	0,34	0,01	1	0,34	0,01
Mon-000714	06412214+0921310	M3				3,8			1	7,9	0,2	3		
Mon-000719	06410443+0951260	K5						-2,79	1	4,0	0,4	1	4,0	0,2
Mon-000723	06405254+0950585	M2.5						-2,00	-			3		
Mon-000724	06405267+0944210	M2	3,9	1,1	186	2,2	w	-3,26	1	4,8	0,4	1	5,1	0,4
Mon-000728	06410777+0944030	F2	-2,2	0,4					1	5,0	0,4	1	5,2	0,4
Mon-000743	06410740+0931110	M2.5				1,7			-			3		
Mon-000745	06404827+0936386	M1				2,5		-2,77	-			1	1,7	0,8
Mon-000747	06412202+0943127	K6					w		-			1	6,6	0,5
Mon-000749	06411413+0926405	M1				1,9		-2,54	-			1	1,43	0,03
Mon-000753	06410597+0939142	M5				7,4		-1,28	1	2,6	0,2	3		
Mon-000755	06404695+0948480	K6				2,0		-2,93	-			1	4,1	0,2
Mon-000757	06405219+0956433	M1				3,1		-3,21	1	8,6	1,6	1	8,5	1,2
Mon-000758	06413731+0931577	M2.5							1	8,2	2,5	-		
Mon-000769	06405411+0929510	M2	6,2	2,2	97	3,6			1	9,8	1,7	-		
Mon-000770	06411448+0937143	M0	2,2	1,3	154	4,1		-2,96	1	5,4	0,5	1	5,4	0,5

Tabela A.2: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)
Mon-000777	06410319+0926030	M0				3,9			1	1,80	0,01	-		
Mon-000779	06404819+0927008	M5				3,3			-			3		
Mon-000784	06410141+0934081	K5				1,8	w	-2,40	-			1	10,1	1,3
Mon-000798	06405694+0948407	F9				3,9			1	1,96	0,05	1	3,8	0,2
Mon-000805	06414494+0944403	K7							1	3,4	0,2	3		
Mon-000809	06410349+0931184	G3				-2,5			1	2,15	0,07	1	2,17	0,04
Mon-000819	06412918+0939359	G5	-1,8	0,3		-1,4			1	3,3	0,2	1	3,3	0,2
Mon-000826	06405208+0952138	K8.5				2,0		-3,33	-			1	14,5	2,3
Mon-000842	06405810+0951134	M2.5						-2,53	-			3		
Mon-000843	06405137+0930133	M5				3,5		-2,79	3			3		
Mon-000848	06412473+0926233	G8							1	8,3	1,2	1	8,5	0,9
Mon-000869	06405745+0929234	M2.5	3,5	2,0	116	4,0		-2,53	1	8,6	1,7	3		
Mon-000872	06404610+0947501	M2				0,7			-			1	5,9	0,4
Mon-000876	06411212+0929521	M3.5				2,8			-			3		
Mon-000878	06412297+0929307	M2.5							-			3		
Mon-000881	06410891+0941147	K5				1,0		-3,05	-			1	3,9	0,2
Mon-000886	06404504+0945418	K7				2,4	w		1	4,7	0,4	-		
Mon-000890	06405517+0950498	K5.5	1,9	0,9	191	2,8		-9,15	1	1,17	0,04	1	1,8	0,1
Mon-000894	06411542+0946396	K1				0,2		-3,01	1	1,47	0,04	1	1,46	0,03
Mon-000901	06404335+0950595	K7				1,7	w	-2,46	1	9,1	2,2	1	9,1	1,0
Mon-000907	06413589+0940419	M2.5:						-2,13				NV		
Mon-000910	06404792+0933031	M2.5						-2,83	1	2,58	0,09	1	2,6	0,3
Mon-000920	06412884+0934540	M2.5							3			-		
Mon-000927	06413899+0933168	M4							-			1	5,9	0,4

Tabela A.2: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)
Mon-000932	06404485+0957442	K6				1,6	w		1	15,0	2,9	1	15,6	2,0
Mon-000933	06410554+0931405	M3				3,0			1	1,89	0,05	1	1,89	0,03
Mon-000938	06404232+0934250	M3				5,2			-			3		
Mon-000941	06412874+0927107	M3				4,1			-			1	1,31	0,02
Mon-000948	06412715+0935061	K2				1,1		-2,97	1	1,54	0,03	1	1,54	0,04
Mon-000954	06410734+0925549	K4				1,7	w	-2,01	-			1	7,4	0,7
Mon-000958	06405545+0909289	M1							-			3		
Mon-000967	06411362+0913534	K5							1	3,4	0,2	1	3,38	0,1
Mon-000977	06405910+0916593	M3.5						-3,02	-			1	0,72	0,4
Mon-000985	06401515+1001578	K0					w		3			3		
Mon-000989	06400851+0944134	M1				3,5		-2,75	1	0,96	0,04	1	0,96	0,02
Mon-000990	06403768+0939397	K7				2,0		-2,61	-			3		
Mon-000991	06401930+0948299	M0				2,5		-3,13	-			1	1,0	0,6
Mon-000995	06402569+0958356	K2							1	7,1	1,5	1	6,9	3,3
Mon-001000	06401168+0945559	M2				8,0		-2,90	-			1	1,43	0,03
Mon-001005	06400522+0950565	M2.5					w	-2,00	-			1	1,75	0,05
Mon-001009	06394626+0948198	K7:M0							3			3		
Mon-001012	06403332+0958529	M0						-2,90	1	9,0	1,9	3		
Mon-001015	06393931+0955596	M0					w		1	0,86	0,02	1	0,86	0,08
Mon-001016	06402103+0936319	G6				0,3	w		1	1,7	0,1	1	1,46	0,04
Mon-001023	06401030+0938550	K7				2,0	w	-2,84	1	3,8	0,3	1	3,8	0,2
Mon-001024	06402313+0956198	G8							1	13,9	4,0	-		
Mon-001027	06403720+0931098	M2.5				4,4	w	-2,85	-			1	7,21	0,7
Mon-001029	06395984+0933416	K7						-3,13	1	2,6	0,3	-		

Tabela A.2: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)
Mon-001047	06395562+0947318	M3					w	-2,79	1	0,68	0,03	1	0,68	0,01
Mon-001051	06400420+0943123	M2				5,7		-2,84	1	6,7	1,1	-		
Mon-001056	06400630+0935565	M2						-2,60	-			1	0,495	0,002
Mon-001067	06401092+0954260	M3				14,2		-2,67	-			3		
Mon-001072	06403134+0941292	K7							3			3		
Mon-001074	06400842+0959259	M3				12,8		-2,67	-			3		
Mon-001075	06402547+0948259	K5				0,8	w	-2,78	1	3,2	0,2	-		
Mon-001081	06402096+0923542	K7							3			3		
Mon-001082	06400112+0935335	M2.5					w	-2,73	1	8,7	1,7	1	9,0	1,1
Mon-001085	06403280+0951293	K6				2,7	w	-4,01	1	3,5	0,2	1	3,5	0,1
Mon-001087	06400121+0942364	M2.5:							-			3		
Mon-001089	06402989+0950104	K2	-0,6	0,5					3			3		
Mon-001092	06403867+0936569	M3				4,3		-2,88	-			1	1,32	0,02
Mon-001101	06401095+0938407	M0.5							-			3		
Mon-001102	06401212+0949306	K5						-2,88				NV		
Mon-001105	06402886+0933055	M3				3,5		-2,73	-			1	0,8	0,5
Mon-001115	06400215+0945143	K6						-2,46	1	1,35	0,03	1	1,35	0,04
Mon-001126	06400961+0941434	G9				-1,7			1	1,23	0,05	1	1,23	0,03
Mon-001133	06395957+0956243	K6				3,5		-2,67	1	1,25	0,08	1	1,25	0,02
Mon-001142	06403446+0935182	M2				10,9	w	-1,89	-			1		
Mon-001147	06394982+0956218	K7:M0							3			3		
Mon-001152	06403948+0948399	F6							3			NV		
Mon-001157	06402009+0928285	K6	5,9	2,1	218	3,2		-0,79	1	4,0	1,0	1	3,8	0,2
Mon-001158	06392625+0941108	M0				-1,1	w		1	5,5	0,6	1	5,6	0,3

Tabela A.2: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)
Mon-001163	06402974+0959333	K7:M0							3			3		
Mon-001170	06403636+0922445	K7						-2,76	3			-		
Mon-001171	06393398+0949208	K7					w		3			3		
Mon-001172	06400637+0939335	K7:M0					w	-2,62	-			1	6,4	0,4
Mon-001189	06403902+0935599	M0				3,5		-3,16	NV			1	4,6	0,3
Mon-001192	06403878+0921382	K3	-1,3	0,9				-2,97	1	9,8	1,5	3		
Mon-001193	06393474+0946541	M0							-			3		
Mon-001194	06403668+0922051	K7:M0						-2,84	3			3		
Mon-001195	06403489+0954071	M4				5,2			1	4,7	0,5	-		
Mon-001200	06401244+0944231	M1				3,6	w	-2,93	1	2,7	0,1	1	2,71	0,06
Mon-001201	06403662+0948229	K5	2,4	0,8	171	4,9	w	-4,19	1	14,9	3,1	1	14,9	1,4
Mon-001204	06394960+0933221	K5					w	-2,75	1	3,3	0,2	1	3,23	0,1
Mon-001205	06402881+0948240	K5						-2,07	1	6,8	0,8	1	6,9	0,5
Mon-001209	06400143+0931057	K7:M0							3			3		
Mon-001218	06402858+0935476	M0				1,2	w	-2,63	-			3		
Mon-001219	06402744+0952303	M4				6,8			-			3		
Mon-001223	06400600+0949426	M2				4,3	w	-1,29	-			1	8,1	0,9
Mon-001226	06401535+0942424	K5:K7							-			3		
Mon-001229	06403697+0939097	M1				5,0		-1,92	3			-		
Mon-001232	06403785+0949509	M2.5:				3,0			-			3		
Mon-001235	06403667+0947225	K5							1	4,1	0,3	-		
Mon-001236	06402221+0954288	M0				2,1	w	-2,86	1	2,4	0,1	3		
Mon-001238	06395109+0936328	M1:						-2,87	-			1	1,36	0,02
Mon-001239	06393884+0951518	F2							3			3		

Tabela A.2: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$[4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)
Mon-001242	06403749+0954578	G0							1	1,21	0,03	-		
Mon-001247	06402894+0942171	K6				1,7	w	-2,56	1	7,2	0,9	1	7,06	0,7
Mon-001248	06394672+0940539	G5						-2,78	1	3,8	0,3	1	3,8	0,2
Mon-001250	06402066+0934343	K5						-2,42	-			1	2,37	0,07
Mon-001251	06403183+0936006	M2.5						-2,46	-			3		
Mon-001254	06401700+0946332	M0				0,7		-2,95	-			1	0,78	0,03
Mon-001256	06394157+0934405	G0				-3,3			1	3,7	0,2	1	3,7	0,2
Mon-001259	06403482+0945452	M2.5				4,2			-			3		
Mon-001261	06401727+0925442	M4				4,0		-2,70	-			3		
Mon-001264	06403061+0946106	K4				1,5			1	7,1	0,9	1	7,1	0,7
Mon-001265	06401088+0940072	M3				9,7		-2,54	-			3		
Mon-001271	06400267+0941488	M2.5						-2,85	1	9,7	2,2	3		
Mon-001274	06404142+0948096	K5				2,4		-3,47	1	4,7	0,5	1	4,7	0,3
Mon-001277	06402651+0935219	M1				2,9		-3,06	-			3		
Mon-001278	06404179+0949523	M0				4,2	w	-2,53	1	1,05	0,03	1	1,05	0,03
Mon-001279	06403123+0931071	K6	2,6	1,1	217	1,7		-2,85	1	1,98	0,05	1	1,97	0,05
Mon-001281	06392269+0917037	F2							1	4,0	0,4	1	4,1	0,2
Mon-001282	06400268+0918198	G2:G5							NV					
Mon-001284	06401344+0919276	G1:G2							3			3		
Mon-001286	06401187+0921100	M1				3,9		-2,81	1	5,3	0,6	1	5,4	0,3
Mon-001290	06393037+0933374	K7					w		1	2,26	0,07	1	2,26	0,06
Mon-001291	06395232+0919094	M0:M2						-2,73	3			3		
Mon-001292	06394771+0926067	F5							1	0,5	0,6	1	0,545	0,004
Mon-001295	06401580+0921333	M1				5,8		-2,80	-			1	0,64	0,01

Tabela A.2: Continuação.

Mon ID[1]	2Mass ID[2]	SpT[3]	$EW_{H\alpha}$[4] (Å)	Er_{EW}[4] (Å)	$W10\%_{H\alpha}$ [4] (kms^{-1})	$EW_{H\alpha}$[5] (Å)	F06[6]	α_{IRAC}[7]	LC[8] (2008)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)	LC[8] (2011)	P[8] (dias)	Er_P[8] (dias)
Mon-001298	06401404+0920285	G6							1	1,28	0,03	1	1,28	0,03
Mon-001300	06393602+0924261	K7							NV			NV		
Mon-001302	06391570+0929293	K7							NV			NV		
Mon-001303	06400402+0927070	M0							1	0,82	0,03	3		
Mon-001307	06392294+0936168	K0							1	9,8	2,0	1	9,6	1,0
Mon-001309	06394264+0931514	M1							3			3		
Mon-001310	06392935+0920589	F7							NV			NV		
Mon-001313	06403632+0918575	M1	2,2	0,9	251		w	-2,76	1	1,15	0,03	1	1,2	0,2
Mon-001359		M3	5,4		116	3,1			1	3,16	0,2	1	3,16	0,1
Mon-001386	06391703+0958153	K5							NV			NV		
Mon-001388	06393297+0956293	G2:G5							3			3		
Mon-001397	06401095+0938407	M2:M2							-			3		
Mon-001579	06403511+1004218	K7						-2,78	1	1,34	0,03	1	1,34	0,03
Mon-001581	06413573+1004158	M3.5							-			3		
Mon-001610	06395509+0921526								-			3		
Mon-001618	06414559+0939311					2,6			-			3		
Mon-001624	06405362+0947043	M4				8,1	w	-1,99	1	7,4	1,1	-		
Mon-005589	06404058+0927492	M3						-2,71	-			1	12,68	1,8
Mon-006037	06392936+0943398								1	3,2	0,2	1	3,2	0,1
Mon-001090	06402774+0925191	M4	5,1		84	2,6		-2,81						

[0]Esta tabela está organizada de acordo com a identificação Mon. [1]"Mon" é uma identificação interna da campanha CSI 2264. [2]Identificação do 2MASS. [3]Tipo espectral obtido por Venuti et al. (2014); Dahm & Simon (2005); Rebull et al. (2002); Walker (1956). [4]Parâmetros da linha de Hα obtidos neste trabalho usando os espectros do FLAMES. Usamos a convenção que largura equivalente positiva indica Hα em emissão, e valores negativos indicam Hα em absorção. As incertezas foram obtidas supondo uma distribuição de Poisson. [5]Largura equivalente de Hα obtida por Dahm & Simon (2005). [6]Classificação como ETTC (c) e ETTF (w) feita por Fűrész et al. (2006). [7]α_{IRAC} é a inclinação da distribuição de energia espectral entre 3,6 μm e 8 μm obtida por Teixeira et al. (2012) [8]Morfologia da curva de luz do CoRoT e período fotométrico obtido neste trabalho: "1" = periódica, "3" = curva de luz não periódica, "UNC" = curva de luz não classificada, "NV" = não variável e "B" = Binaria. A incerteza no período é a medida da largura a meia altura do pico de maior potência do periodograma.

Apêndice B

Matrizes de Correlação e Perfis de Linha de Hα

Apresentamos neste apêndice as matrizes de correlação e os perfis de linha de Hα para todas as ETTCs que observamos com o espectrógrafo FLAMES durante a campanha CSI 2264. Organizamos as matrizes de correlação de acordo com as morfologias principais discutidas na Seção 4.10. Algumas matrizes de correlações são difíceis de encaixar em uma única classe morfológica, e nestes casos, classificamos a estrela de acordo com a característica mais representativa na matriz de correlação. Na Figura B.1, agrupamos todas as ETTCs que mostram anticorrelação em alguma parte do perfil de linha de Hα, semelhantes às estrelas na Figura 4.24. Umas poucas estrelas que não estão incluídas neste primeiro grupo, apresentam matrizes com anticorrelação apenas na região de emissão nebular, perto da velocidade zero. Isto aconteceu devido à dificuldade em remover totalmente a contribuição da emissão nebular, mas esta anticorrelação não está relacionada com emissão ou absorção do sistema disco estrela. Nas Figuras B.2, B.3 e B.4, organizamos as estrelas que mostram correlação em quase todo o perfil, semelhante à matriz de correlação vista na Figura 4.25(c). Finalmente, nas Figuras B.5 e B.6, apresentamos as matrizes das estrelas que não mostram sinais de correlação entre a asa azul e a asa vermelha do perfil de linha, semelhante à matriz vista na Figura 4.25(a).

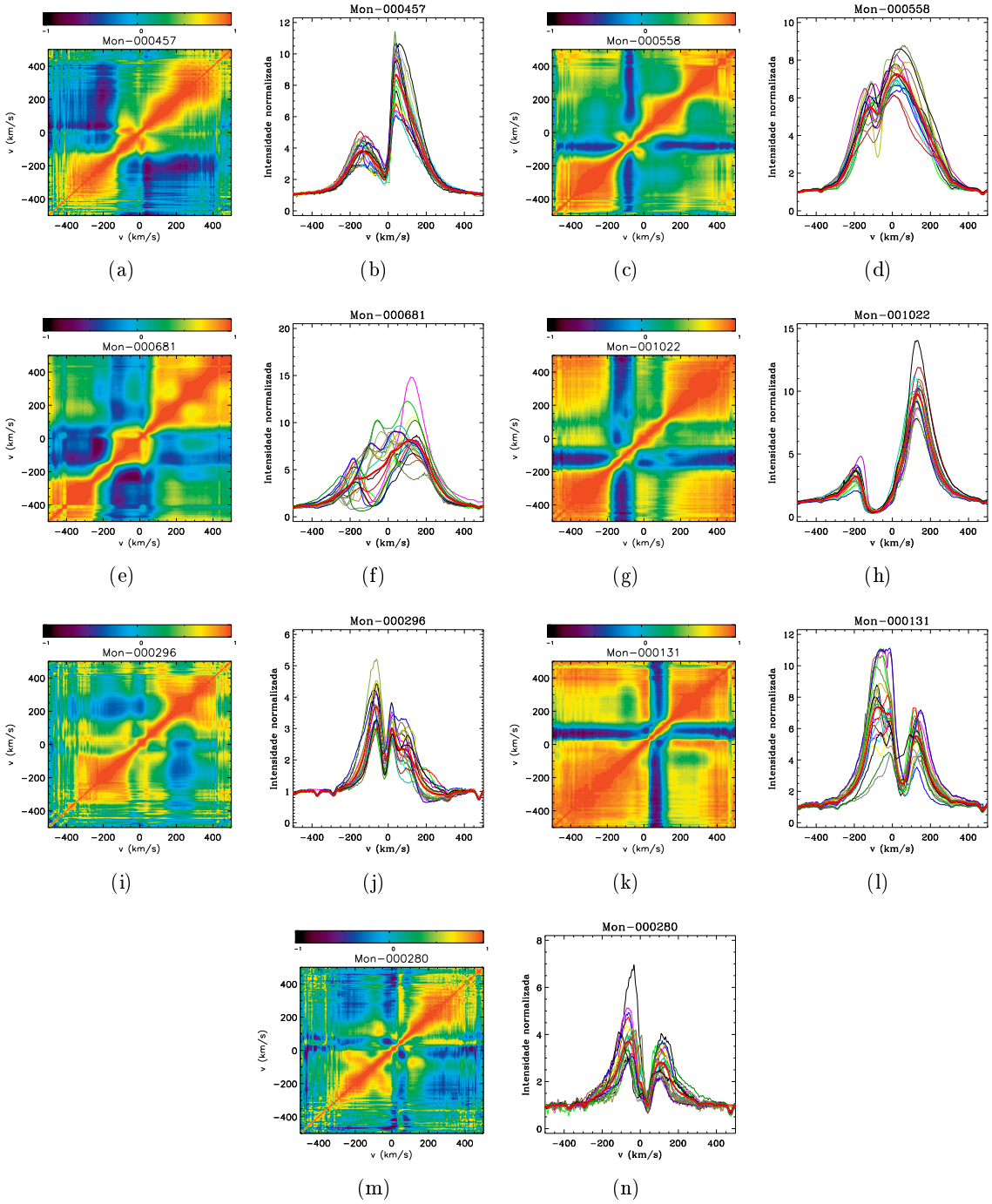


Figura B.1: Matrizes de correlação (esquerda) da linha de Hα de ETTCs selecionadas e perfil de linha correspondente (direita). Nos painéis da esquerda, as cores correspondem ao valor do coeficiente de correlação, $r(i,j)$, entre diferentes intervalos de velocidade (i e j), do perfil de linha de Hα, como descrito na Seção 4.10. Anticorrelação perfeita corresponde a -1 (preto), nenhuma correlação a 0 (azul claro), e uma correlação perfeita corresponde 1 (laranja). Quando $i = j$, $r(i,j) = 1$, e para todos os valores de i e j, $r(i,j) = r(j,i)$, que significa que a matriz é simétrica com relação à diagonal. Nos painéis da direita, diferentes cores correspondem a espectros observados em diferentes noites, e a linha vermelha mais intensa é o perfil de linha médio. As estrelas nesse grupo apresentam anticorrelação em alguma parte do perfil de linha. A anticorrelação vista nessas estrelas é associada com absorções, no azul ou no vermelho, ou emissão que varia em anti-fase com o resto do perfil. Por exemplo, no painel a (Mon-000457), quando a emissão na asa vermelha aumenta em intensidade, a emissão da asa azul diminui.

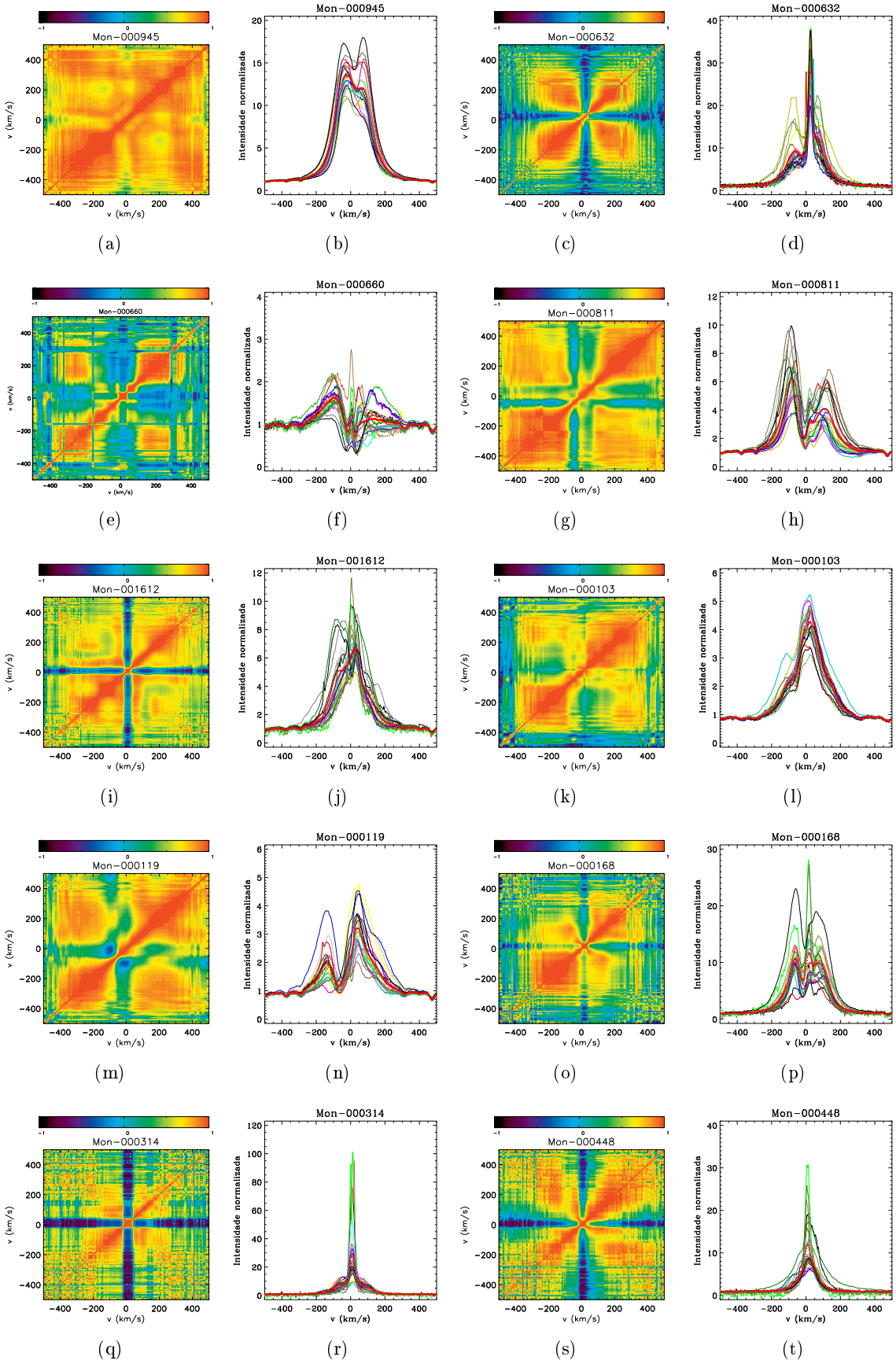


Figura B.2: Figuras semelhantes à Figura B.1, porém para estrelas que apresentam correlação em quase todo perfil de linha. A região de anticorrelação estreita nas matrizes de correlação de Mon-000632, Mon-001612, Mon-000119, Mon-000314 e Mon-000448 é devida à contribuição nebular que não foi inteiramente removida.

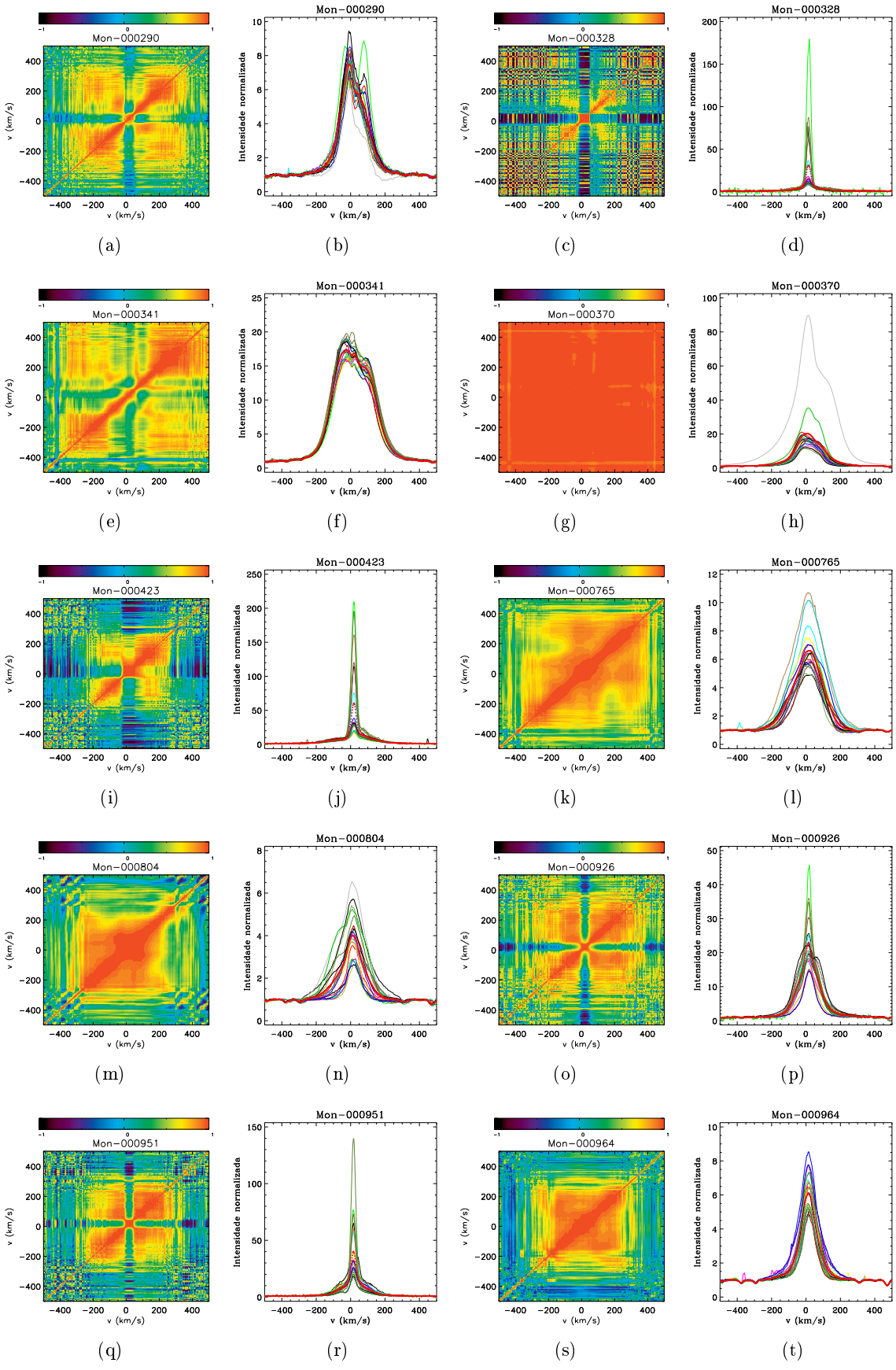


Figura B.3: Continuação da Figura B.2

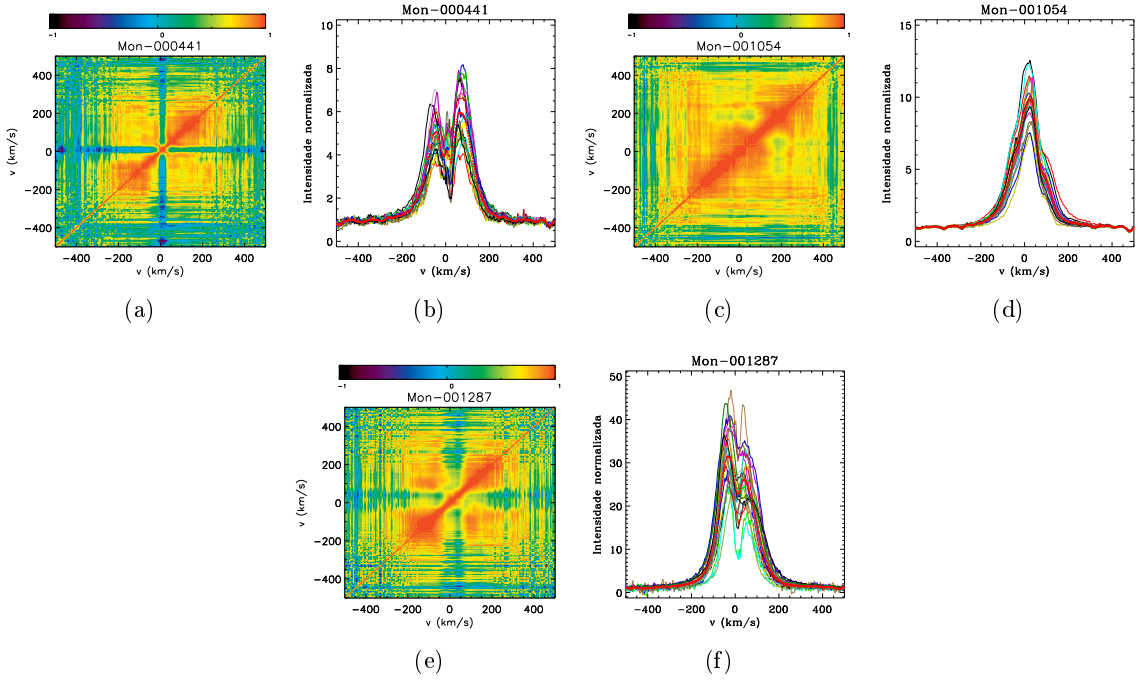


Figura B.4: Continuação da Figura B.2

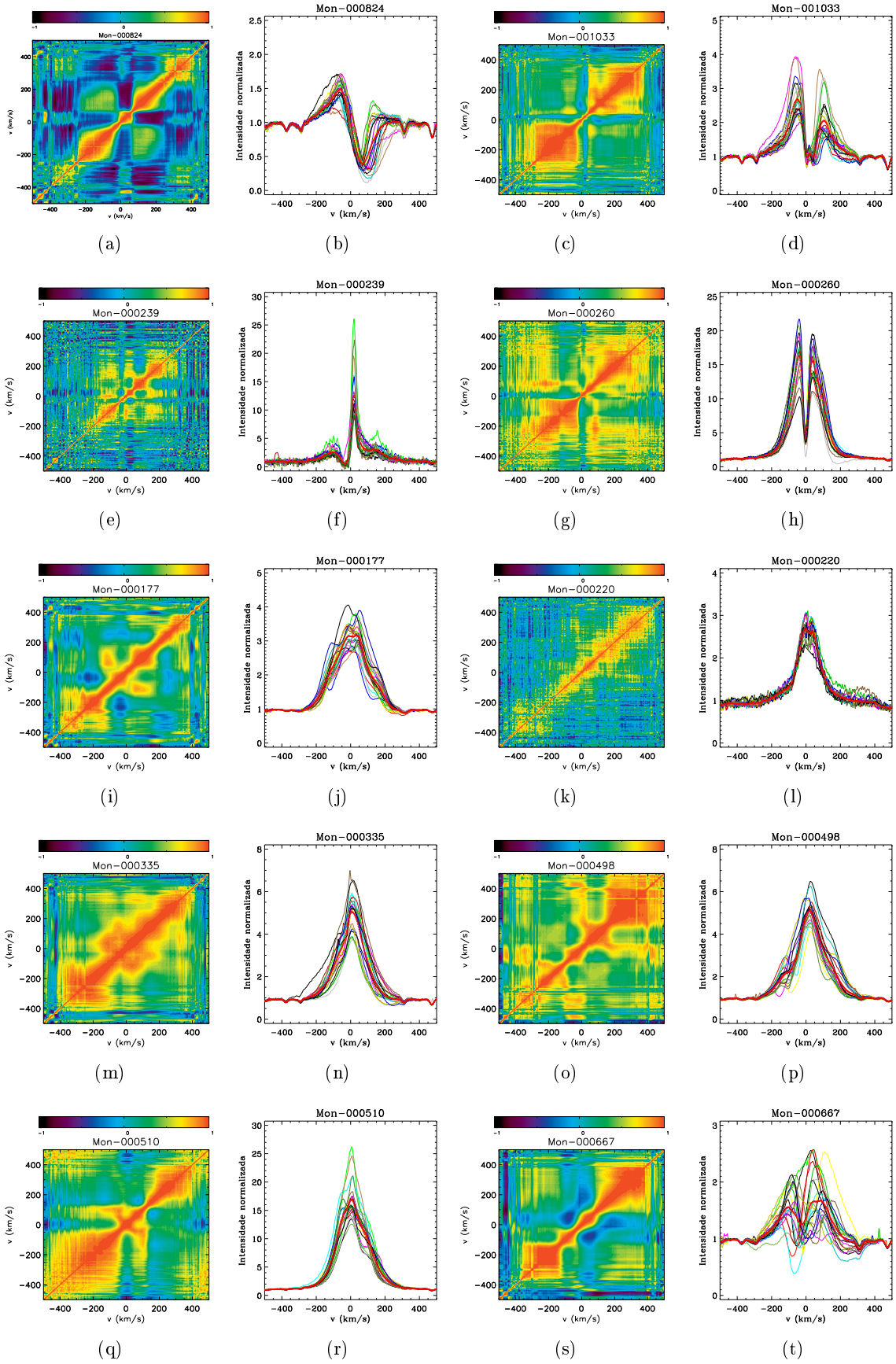


Figura B.5: Gráficos semelhantes à Figura B.1, porém para estrelas que não mostram sinais de acreção da asa vermelha com a asa azul do perfil de linha de Hα. A região de anticorrelação estreita nas matrizes de correlação de Mon-000824, Mon-000177, e Mon-000667 é devida à contribuição da emissão nebular que não foi inteiramente removida.

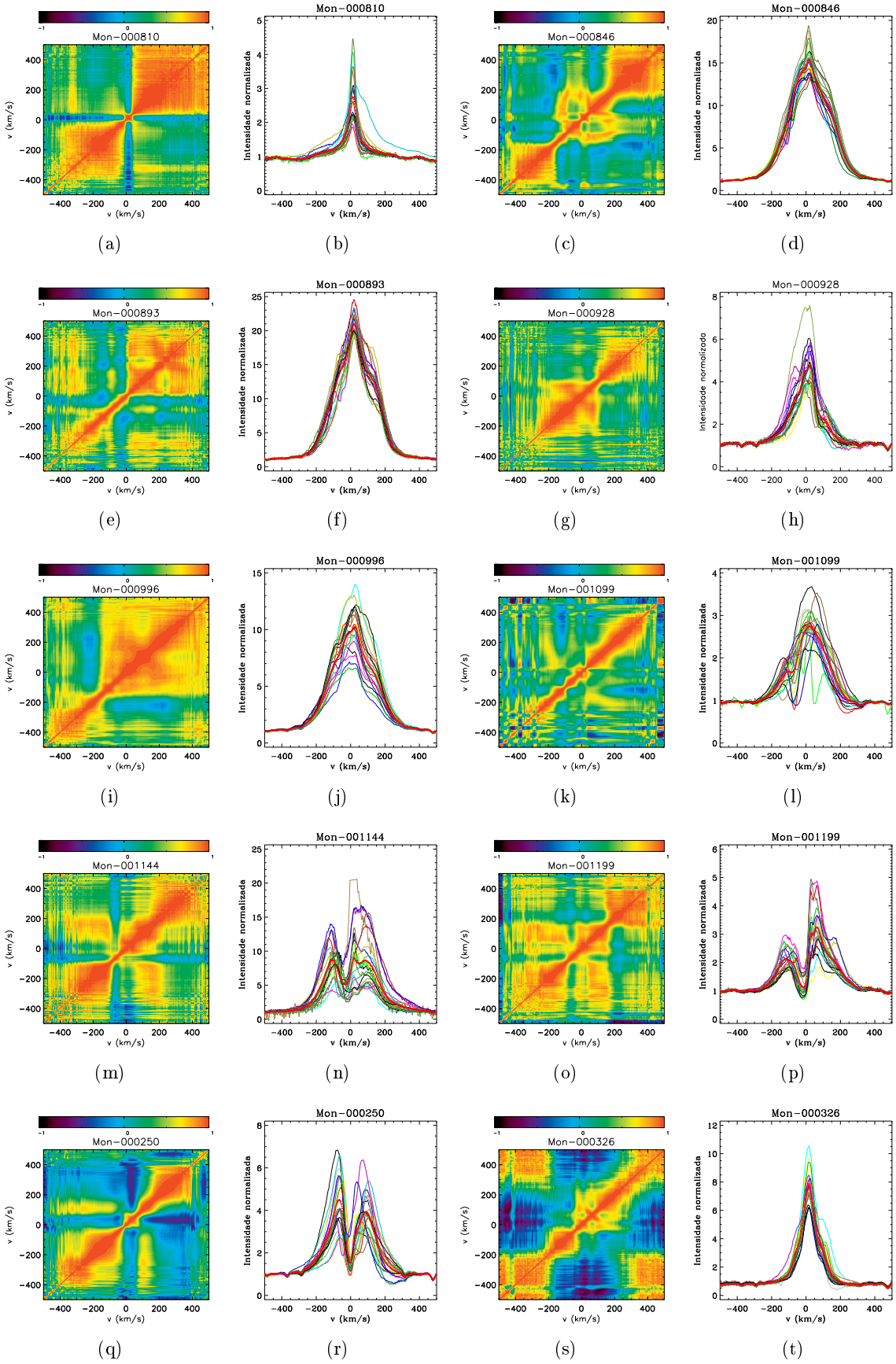


Figura B.6: Continuação da Figura B.5. A anticorrelação vista na matriz de correlação da estrela Mon-000250 é devida à contribuição nebular que não foi inteiramente removida.

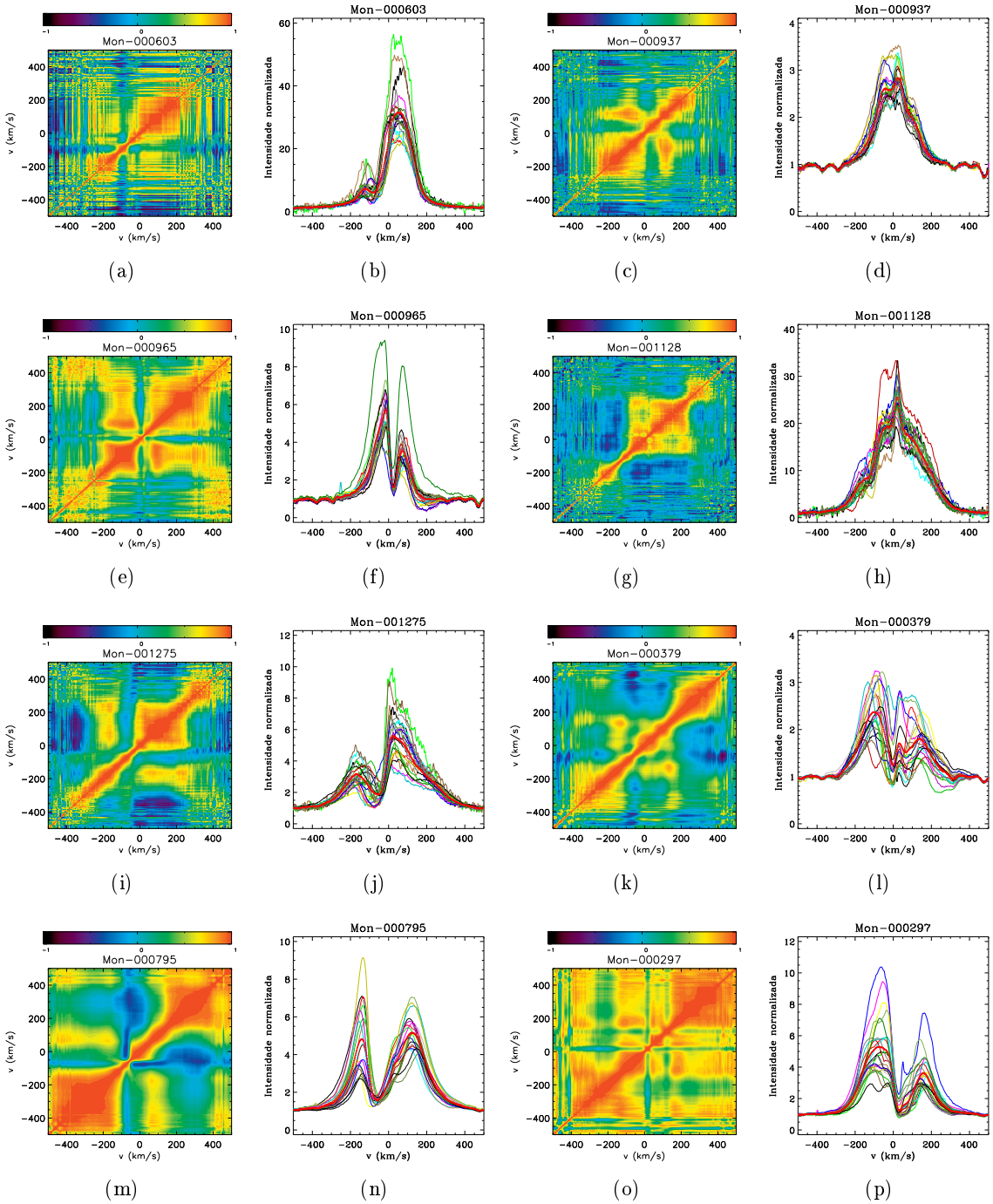


Figura B.7: Continuação da Figura B.5. A anticorrelação vista na matriz de correlação da estrela Mon-000795 é devida à contribuição nebular que não foi inteiramente removida.

Apêndice C

Artigos Publicados

A análise dos resultados dessa tese resultou em artigos em variabilidade fotométrica e espectroscópica de estrelas T Tauri (Sousa et al. 2016), excesso no UV (Venuti et al. 2014), estudo da interação disco-estrela das estrelas do tipo AA Tau (McGinnis et al. 2015) e caracterização das estrelas dominadas por acreção estocástica (Stauffer et al. 2016). Todos esses artigos foram feitos em colaboração com a equipe CSI2264.

A&A 586, A47 (2016)
DOI: 10.1051/0004-6361/201526599
© ESO 2016

Astronomy & Astrophysics

CSI 2264: Accretion process in classical T Tauri stars in the young cluster NGC 2264⋆

A. P. Sousa[1], S. H. P. Alencar[1], J. Bouvier[2,3], J. Stauffer[4], L. Venuti[2,3], L. Hillenbrand[5], A. M. Cody[6], P. S. Teixeira[7], M. M. Guimarães[8], P. T. McGinnis[1], L. Rebull[4], E. Flaccomio[9], G. Fürész[10], G. Micela[9], and J. F. Gameiro[11]

[1] Departmento de Física-Icex-UFMG Antônio Carlos, 6627, 31270-90 Belo Horizonte, MG, Brazil
e-mail: alana@fisica.ufmg.br
[2] Univ. Grenoble Alpes, IPAG, 38000 Grenoble, France
[3] CNRS, IPAG, 38000 Grenoble, France
[4] Spitzer Science Center, California Institute of Technology, 1200 East California Boulevard, Pasadena, CA 91125, USA
[5] Astronomy Department, California Institute of Technology, Pasadena, CA 91125, USA
[6] NASA Ames Research Center, Kepler Science Office, Mountain View, CA 94035, USA
[7] Universität Wien, Institut für Astrophysik, Türkenschanzstrasse 17, 1180 Vienna, Austria
[8] Departmento de Física, Universidade Federal de Sergipe, SE 49100-000 Aracaju, Brazil
[9] INAF–Osservatorio Astronomico di Palermo, Piazza del Parlamento 1, 90134 Palermo, Italy
[10] MIT Kavli Institute for Astrophysics and Space Research, 77 Mass Ave 37-582f, Cambridge, MA 02139, USA
[11] Instituto de Astrofísica e Ciências Espaciais and Faculdade de Ciências Universidade do Porto, CAUP, Rua da Estrelas, 4150-762 Porto, Portugal

Received 25 May 2015 / Accepted 4 September 2015

ABSTRACT

Context. NGC 2264 is a young stellar cluster (~3 Myr) with hundreds of low-mass accreting stars that allow a detailed analysis of the accretion process taking place in the pre-main sequence.
Aims. Our goal is to relate the photometric and spectroscopic variability of classical T Tauri stars to the physical processes acting in the stellar and circumstellar environment, within a few stellar radii from the star.
Methods. NGC 2264 was the target of a multiwavelength observational campaign with CoRoT, MOST, *Spitzer*, and *Chandra* satellites and photometric and spectroscopic observations from the ground. We classified the CoRoT light curves of accreting systems according to their morphology and compared our classification to several accretion diagnostics and disk parameters.
Results. The morphology of the CoRoT light curve reflects the evolution of the accretion process and of the inner disk region. Accretion burst stars present high mass-accretion rates and optically thick inner disks. AA Tau-like systems, whose light curves are dominated by circumstellar dust obscuration, show intermediate mass-accretion rates and are located in the transition of thick to anemic disks. Classical T Tauri stars with spot-like light curves correspond mostly to systems with a low mass-accretion rate and low mid-IR excess. About 30% of the classical T Tauri stars observed in the 2008 and 2011 CoRoT runs changed their light-curve morphology. Transitions from AA Tau-like and spot-like to aperiodic light curves and vice versa were common. The analysis of the Hα emission line variability of 58 accreting stars showed that 8 presented a periodicity that in a few cases was coincident with the photometric period. The blue and red wings of the Hα line profiles often do not correlate with each other, indicating that they are strongly influenced by different physical processes. Classical T Tauri stars have a dynamic stellar and circumstellar environment that can be explained by magnetospheric accretion and outflow models, including variations from stable to unstable accretion regimes on timescales of a few years.

Key words. stars: formation – stars: variables: T Tauri, Herbig Ae/Be – open clusters and associations: individual: NGC 2264 – accretion, accretion disks

The Astronomical Journal, 151:60 (30pp), 2016 March doi:10.3847/0004-6256/151/3/60
© 2016. The American Astronomical Society. All rights reserved.

CSI 2264: CHARACTERIZING YOUNG STARS IN NGC 2264 WITH STOCHASTICALLY VARYING LIGHT CURVES*

John Stauffer[1], Ann Marie Cody[2], Luisa Rebull[1], Lynne A. Hillenbrand[3], Neal J. Turner[4], John Carpenter[3], Sean Carey[1], Susan Terebey[5], María Morales-Calderón[6], Silvia H. P. Alencar[7], Pauline McGinnis[7], Alana Sousa[7], Jerome Bouvier[8,9], Laura Venuti[8,9], Lee Hartmann[10], Nuria Calvet[10], Giusi Micela[11], Ettore Flaccomio[11], Inseok Song[12], Rob Gutermuth[13], David Barrado[6], Frederick J. Vrba[14], Kevin Covey[15], William Herbst[16], Edward Gillen[17], Marcelo Medeiros Guimarães[18], Herve Bouy[6], and Fabio Favata[19]
[1] Spitzer Science Center, California Institute of Technology, Pasadena, CA 91125, USA; stauffer@ipac.caltech.edu
[2] NASA Ames Research Center, *Kepler* Science Office, Mountain View, CA 94035, USA
[3] Astronomy Department, California Institute of Technology, Pasadena, CA 91125, USA
[4] Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, Pasadena, CA 91109, USA
[5] Department of Physics and Astronomy, 5151 State University Drive, California State University at Los Angeles, Los Angeles, CA 90032, USA
[6] Centro de Astrobiología, Dpto. de Astrofísica, INTA-CSIC, P.O. BOX 78, E-28691, ESAC Campus, Villanueva de la Cañada, Madrid, Spain
[7] Departamento de Física—ICEx—UFMG, Av. Antônio Carlos, 6627, 30270-901, Belo Horizonte, MG, Brazil
[8] Université de Grenoble, Institut de Planétologie et d'Astrophysique de Grenoble (IPAG), F-38000 Grenoble, France
[9] CNRS, IPAG, F-38000 Grenoble, France
[10] Department of Astronomy, University of Michigan, 500 Church Street, Ann Arbor, MI:48105, USA
[11] INAF—Osservatorio Astronomico di Palermo, Piazza del Parlamento 1, I-90134, Palermo, Italy
[12] Department of Physics and Astronomy, The University of Georgia, Athens, GA 30602-2451, USA
[13] Department of Astronomy, University of Massachusetts, Amherst, MA 01003, USA
[14] U.S. Naval Observatory, Flagstaff Station, 10391 West Naval Observatory Road, Flagstaff, AZ 86001, USA
[15] Department of Physics and Astronomy (MS-9164), Western Washington Univ., 516 High St., Bellingham, WA 98225, USA
[16] Astronomy Department, Wesleyan University, Middletown, CT 06459, USA
[17] Department of Physics, University of Oxford, Keble Road, Oxford, OX1 3RH, UK
[18] Departamento de Física—UFS—Rod. Marechal Rondon, 49100-000, São Cristovão, SE, Brazil
[19] European Space Agency, 8-10 rue Mario Nikis, F-75738 Paris Cedex 15, France
Received 2015 October 12; accepted 2016 January 7; published 2016 February 18

ABSTRACT

We provide *CoRoT* and *Spitzer* light curves and other supporting data for 17 classical T Tauri stars in NGC 2264 whose *CoRoT* light curves exemplify the "stochastic" light curve class as defined in 2014 by Cody et al. The most probable physical mechanism to explain the optical variability within this light curve class is time-dependent mass accretion onto the stellar photosphere, producing transient hot spots. Where we have appropriate spectral data, we show that the veiling variability in these stars is consistent in both amplitude and timescale with the optical light curve morphology. The veiling variability is also well-correlated with the strength of the He I 6678 Å emission line, predicted by models to arise in accretion shocks on or near the stellar photosphere. Stars with accretion burst light curve morphology also have variable mass accretion. The stochastic and accretion burst light curves can both be explained by a simple model of randomly occurring flux bursts, with the stochastic light curve class having a higher frequency of lower amplitude events. Members of the stochastic light curve class have only moderate mass accretion rates. Their Hα profiles usually have blueshifted absorption features, probably originating in a disk wind. The lack of periodic signatures in the light curves suggests that little of the variability is due to long-lived hot spots rotating into or out of our line of sight; instead, the primary driver of the observed photometric variability is likely to be instabilities in the inner disk that lead to variable mass accretion.

Key words: circumstellar matter – open clusters and associations: individual (NGC 2264) – stars: pre-main sequence – stars: protostars – stars: variables: T Tauri, Herbig Ae/Be

A&A 577, A11 (2015)
DOI: 10.1051/0004-6361/201425475
© ESO 2015

Astronomy & Astrophysics

CSI 2264: Probing the inner disks of AA Tauri-like systems in NGC 2264⋆,⋆⋆

P. T. McGinnis[1], S. H. P. Alencar[1], M. M. Guimarães[2], A. P. Sousa[1], J. Stauffer[3], J. Bouvier[4,5], L. Rebull[3], N. N. J. Fonseca[1,4], L. Venuti[4], L. Hillenbrand[6], A. M. Cody[3], P. S. Teixeira[7], S. Aigrain[8], F. Favata[9], G. Fűrész[10], F. J. Vrba[11], E. Flaccomio[12], N. J. Turner[13], J. F. Gameiro[14], C. Dougados[4], W. Herbst[15], M. Morales-Calderón[16], and G. Micela[12]

[1] Departamento de Física – ICEx – UFMG, Av. Antônio Carlos, 6627, 30270-901 Belo Horizonte, MG, Brazil
e-mail: pauline@fisica.ufmg.br
[2] Departamento de Física e Matemática – UFSJ – Rodovia MG 443, KM 7, 36420-000, Ouro Branco, MG, Brazil
[3] Spitzer Science Center, California Institute of Technology, Pasadena, CA 91125, USA
[4] Univ. Grenoble Alpes, IPAG, 38000 Grenoble, France
[5] CNRS, IPAG, 38000 Grenoble, France
[6] Astronomy Department, California Institute of Technology, Pasadena, CA 91125, USA
[7] University of Vienna, Department of Astrophysics, Türkenschanzstr. 17, 1180 Vienna, Austria
[8] Department of Astrophysics, Denys Wilkinson Building, University of Oxford, Oxford OX1 3RH, UK
[9] European Space Agency, 8-10 rue Mario Nikis, 75738 Paris, Cedex 15, France
[10] MIT Kavli Institute for Astrophysics and Space Research, 77 Mass Ave 37-582f, Cambridge, MA 02139, USA
[11] U.S. Naval Observatory, Flagstaff Station, 10391 West Naval Observatory Road, Flagstaff, AZ 86001, USA
[12] INAF – Observatorio Astronomico di Palermo, Piazza del Parlamento 1, 90134 Palermo, Italy
[13] Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, Pasadena, CA 91109, USA
[14] Instituto de Astrofísica e Ciências Espaciais and Faculdade de Ciências, Universidade do Porto, Rua das Estrelas, 4150-762 Porto, Portugal
[15] Astronomy Department, Wesleyan University, Middletown, CT 06459, USA
[16] Centro de Astrobiología, Departamento de Astrofísica, INTA-CSIC, PO BOX 78, ESAC Campus, 28691 Villanueva de la Cañada, Madrid, Spain

Received 5 December 2014 / Accepted 6 February 2015

ABSTRACT

Context. The classical T Tauri star (CTTS) AA Tau has presented photometric variability that was attributed to an inner disk warp, caused by the interaction between the inner disk and an inclined magnetosphere. Previous studies of the young cluster NGC 2264 have shown that similar photometric behavior is common among CTTS.
Aims. The goal of this work is to investigate the main causes of the observed photometric variability of CTTS in NGC 2264 that present AA Tau-like light curves, and verify if an inner disk warp could be responsible for their observed variability.
Methods. In order to understand the mechanism causing these stars' photometric behavior, we investigate veiling variability in their spectra and $u - r$ color variations and estimate parameters of the inner disk warp using an occultation model proposed for AA Tau. We also compare infrared *Spitzer* IRAC and optical CoRoT light curves to analyze the dust responsible for the occultations.
Results. AA Tau-like variability proved to be transient on a timescale of a few years. We ascribe this variability to stable accretion regimes and aperiodic variability to unstable accretion regimes and show that a transition, and even coexistence, between the two is common. We find evidence of hot spots associated with occultations, indicating that the occulting structures could be located at the base of accretion columns. We find average values of warp maximum height of 0.23 times its radial location, consistent with AA Tau, with variations of on average 11% between rotation cycles. We also show that extinction laws in the inner disk indicate the presence of grains larger than interstellar grains.
Conclusions. The inner disk warp scenario is consistent with observations for all but one star with AA Tau-like variability in our sample. AA Tau-like systems are fairly common, comprising 14% of CTTS observed in NGC 2264, though this number increases to 35% among systems of mass $0.7\ M_\odot \lesssim M \lesssim 2.0\ M_\odot$. Assuming random inclinations, we estimate that nearly all systems in this mass range likely possess an inner disk warp. We attribute this to a possible change in magnetic field configurations among stars of lower mass.

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

A&A 570, A82 (2014)
DOI: 10.1051/0004-6361/201423776
© ESO 2014

Astronomy & Astrophysics

Mapping accretion and its variability in the young open cluster NGC 2264: a study based on *u*-band photometry⋆,⋆⋆

L. Venuti[1,2,3], J. Bouvier[1,2], E. Flaccomio[4], S. H. P. Alencar[5], J. Irwin[6], J. R. Stauffer[7], A. M. Cody[7], P. S. Teixeira[8], A. P. Sousa[5], G. Micela[4], J.-C. Cuillandre[9], and G. Peres[3]

[1] Univ. Grenoble Alpes, IPAG, 38000 Grenoble, France
e-mail: Laura.Venuti@obs.ujf-grenoble.fr
[2] CNRS, IPAG, 38000 Grenoble, France
[3] Dipartimento di Fisica e Chimica, Università degli Studi di Palermo, Piazza del Parlamento 1, 90134 Palermo, Italy
[4] Istituto Nazionale di Astrofisica, Osservatorio Astronomico di Palermo G.S. Vaiana, Piazza del Parlamento 1, 90134 Palermo, Italy
[5] Departamento de Física – ICEx – UFMG, Av. Antônio Carlos, 6627, 30270-901 Belo Horizonte, MG, Brazil
[6] Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, 60 Garden Street, Cambridge, MA 02138, USA
[7] Spitzer Science Center, California Institute of Technology, 1200 E California Blvd., Pasadena, CA 91125, USA
[8] Universität Wien, Institut für Astrophysik, Türkenschanzstrasse 17, 1180 Vienna, Austria
[9] Canada–France–Hawaii Telescope Corporation, 65-1238 Mamalahoa Highway, Kamuela, HI 96743, USA

Received 7 March 2014 / Accepted 29 July 2014

ABSTRACT

Context. The accretion process has a central role in the formation of stars and planets.
Aims. We aim at characterizing the accretion properties of several hundred members of the star-forming cluster NGC 2264 (3 Myr).
Methods. We performed a deep *ugri* mapping as well as a simultaneous *u*-band+*r*-band monitoring of the star-forming region with CFHT/MegaCam in order to directly probe the accretion process onto the star from UV excess measurements. Photometric properties and stellar parameters are determined homogeneously for about 750 monitored young objects, spanning the mass range ∼0.1–2 $M_{\odot}$. About 40% of the sample are classical (accreting) T Tauri stars, based on various diagnostics (H_{α}, UV and IR excesses). The remaining non-accreting members define the (photospheric + chromospheric) reference UV emission level over which flux excess is detected and measured.
Results. We revise the membership status of cluster members based on UV accretion signatures, and report a new population of 50 classical T Tauri star (CTTS) candidates. A large range of UV excess is measured for the CTTS population, varying from a few times 0.1 to ∼3 mag. We convert these values to accretion luminosities and accretion rates, via a phenomenological description of the accretion shock emission. We thus obtain mass accretion rates ranging from a few 10^{-10} to $\sim 10^{-7}$ $M_{\odot}$/yr. Taking into account a mass-dependent detection threshold for weakly accreting objects, we find a >6σ correlation between mass accretion rate and stellar mass. A power-law fit, properly accounting for censored data (upper limits), yields $\dot{M}_{\rm acc} \propto M_{*}^{1.4\pm0.3}$. At any given stellar mass, we find a large spread of accretion rates, extending over about 2 orders of magnitude. The monitoring of the UV excess on a timescale of a couple of weeks indicates that its variability typically amounts to 0.5 dex, i.e., much smaller than the observed spread in accretion rates. We suggest that a non-negligible age spread across the star-forming region may effectively contribute to the observed spread in accretion rates at a given mass. In addition, different accretion mechanisms (like, e.g., short-lived accretion bursts vs. more stable funnel-flow accretion) may be associated to different $\dot{M}_{\rm acc}$ regimes.
Conclusions. A huge variety of accretion properties is observed for young stellar objects in the NGC 2264 cluster. While a definite correlation seems to hold between mass accretion rate and stellar mass over the mass range probed here, the origin of the large intrinsic spread observed in mass accretion rates at any given mass remains to be explored.

Key words. accretion, accretion disks – stars: formation – stars: low-mass – stars: pre-main sequence – ultraviolet: stars – open clusters and associations: individual: NGC 2264

Bibliografia

Affer, L., Micela, G., Favata, F., Flaccomio, E., & Bouvier, J. 2013, MNRAS, 430, 1433

Alencar, S. H. P. & Batalha, C. 2002, APJ, 571, 378

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, A88

André, P. & Montmerle, T. 1994, ApJ, 420, 837

Appenzeller, I. & Mundt, R. 1989, A& ARv, 1, 291

Argiroffi, C., Flaccomio, E., Bouvier, J., et al. 2011, A& A, 530, A1

Beristain, G., Edwards, S., & Kwan, J. 2001, APJ, 551, 1037

Bessolaz, N., Zanni, C., Ferreira, J., Keppens, R., & Bouvier, J. 2008, A&A, 478, 155

Blinova, A. A., Romanova, M. M., & Lovelace, R. V. E. 2015, ArXiv e-prints

Bouvier, J., Alencar, S. H. P., Boutelier, T., et al. 2007, A&A, 463, 1017

Bouvier, J., Cabrit, S., Fernandez, M., Martin, E. L., & Matthews, J. M. 1993, A&A, 272, 176

Bouvier, J., Chelli, A., Allain, S., et al. 1999, A&A, 349, 619

Bouvier, J., Grankin, K. N., Alencar, S. H. P., et al. 2003, A&A, 409, 169

Camenzind, M. 1990, in RVMA, Vol. 3, 234–265

Cauley, P. W. & Johns-Krull, C. M. 2014, APJ, 797, 112

Cieza, L., Padgett, D. L., Stapelfeldt, K. R., et al. 2007, APJ, 667, 308

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

Costigan, G., Vink, J. S., Scholz, A., Ray, T., & Testi, L. 2014, MNRAS, 440, 3444

Cox, A. W., Grady, C. A., Hammel, H. B., et al. 2013, ApJ, 762, 40

Dahm, S. E. & Simon, T. 2005, AJ, 129, 829

Donati, J., Jardine, M. M., Gregory, S. G., et al. 2007, MNRAS, 380, 1297

Donati, J., Jardine, M. M., Gregory, S. G., et al. 2008, MNRAS, 386, 1234

Donati, J.-F., Bouvier, J., Walter, F. M., et al. 2011a, MNRAS, 412, 2454

Donati, J.-F., Gregory, S. G., Alencar, S. H. P., et al. 2011b, MNARS, 417, 472

Donati, J.-F., Skelly, M. B., Bouvier, J., et al. 2010, MNRAS, 409, 1347

Ebbets, D. 1995, in Calibrating Hubble Space Telescope. Post Servicing Mission, ed. A. P. Koratkar & C. Leitherer, 207

Edwards, S., Fischer, W., Hillenbrand, L., & Kwan, J. 2006, ApJ, 646, 319

Edwards, S., Fischer, W., Kwan, J., Hillenbrand, L., & Dupree, A. K. 2003, ApJL, 599, L41

Fang, M., van Boekel, R., Wang, W., et al. 2009, A&A, 504, 461

Feigelson, E., Giampapa, M., & Vrba, F. 1991, in The Sun in Time, Vol. 1, 658–681

Feigelson, E. D. & Montmerle, T. 1999, AR&A, 37, 363

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

Fonseca, N. N. J., Alencar, S. H. P., Bouvier, J., Favata, F., & Flaccomio, E. 2014, A&A, 567, A39

Giampapa, M. S., Basri, G. S., Johns, C. M., & Imhoff, C. 1993, ApJS, 89, 321

Gillen, E., Aigrain, S., McQuillan, A., et al. 2014, A&A, 562, A50

Gilmore, G., Randich, S., Asplund, M., et al. 2012, The Messenger, 147, 25

Gregory, S. G., Donati, J.-F., Morin, J., et al. 2012, ApJ, 755, 97

Gullbring, E., Hartmann, L., Briceño, C., & Calvet, N. 1998, APJ, 492, 323

Hartigan, P., Hartmann, L., Kenyon, S., Hewett, R., & Stauffer, J. 1989, ApJS, 70, 899

Hartigan, P., Kenyon, S. J., Hartmann, L., et al. 1991, ApJ, 382, 617

Hartmann, L., Hewett, R., & Calvet, N. 1994, APJ, 426, 669

Herbig, G. H. 1954, ApJ, 119, 483

Herbst, W. 1989, AJ, 98, 2268

Herbst, W., Rhode, K. L., Hillenbrand, L. A., & Curran, G. 2000, AJ, 119, 261

Horne, J. H. & Baliunas, S. L. 1986, APJ, 302, 757

Hussain, G. A. J., Collier Cameron, A., Jardine, M. M., et al. 2009, MNRAS, 398, 189

Ingleby, L., Calvet, N., Herczeg, G., et al. 2013, ApJ, 767, 112

Irwin, J. & Bouvier, J. 2009, in IAU Symposium, Vol. 258, IAU Symposium, ed. E. E. Mamajek, D. R. Soderblom, & R. F. G. Wyse, 363–374

Isella, A. 2006, Ph.d. thesis, Universit a degli Studi di Milano

Johns, C. M. & Basri, G. 1994, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 64, Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, ed. J.-P. Caillault, 190

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

Johns-Krull, C. M., Valenti, J. A., & Koresko, C. 1999, APJ, 516, 900

Johnstone, C. P., Jardine, M., Gregory, S. G., Donati, J.-F., & Hussain, G. 2014, MNRAS, 437, 3202

Kulkarni, A. K. & Romanova, M. M. 2008, MNRAS, 386, 673

Kulkarni, A. K. & Romanova, M. M. 2009, MNRAS, 398, 701

Kurosawa, R., Harries, T. J., & Symington, N. H. 2005, MNRAS, 358, 671

Kurosawa, R., Harries, T. J., & Symington, N. H. 2006, MNARS, 370, 580

Kurosawa, R. & Romanova, M. M. 2013, MNRAS, 431, 2673

Kurosawa, R., Romanova, M. M., & Harries, T. J. 2008, MNRAS, 385, 1931

Kurosawa, R., Romanova, M. M., & Harries, T. J. 2011, MNRAS, 416, 2623

Lada, C. 1987, in Star Forming Regions, Vol. 115, 1–17

Lada, C. J., Muench, A. A., Luhman, K. L., et al. 2006, ApJ, 131, 1574

Lamm, M. H., Bailer-Jones, C. A. L., Mundt, R., Herbst, W., & Scholz, A. 2004, A&A, 417, 557

Lamm, M. H., Mundt, R., Bailer-Jones, C. A. L., & Herbst, W. 2005, A&A, 430, 1005

Lima, G. H. R. A., Alencar, S. H. P., Calvet, N., Hartmann, L., & Muzerolle, J. 2010, A&A, 522, A104+

Luhman, K. L., Briceño, C., Stauffer, J. R., et al. 2003, APJ, 590, 348

Lynden-Bell, D. & Pringle, J. E. 1974, RAS, 168, 603

Manara, C. F., Testi, L., Rigliaco, E., et al. 2013, A&A, 551, A107

Marilli, E., Frasca, A., Covino, E., et al. 2007, A&A, 463, 1081

McGinnis, P. T., Alencar, S. H. P., Guimarães, M. M., et al. 2015, A&A, 577, A11

Ménard, F., Bouvier, J., Dougados, C., Mel'nikov, S. Y., & Grankin, K. N. 2003, A&A, 409, 163

Meyer, M. R. 2009, in IAU Symposium, Vol. 258, IAU Symposium, ed. E. E. Mamajek, D. R. Soderblom, & R. F. G. Wyse, 111–122

Muzerolle, J., Hartmann, L., & Calvet, N. 1998, AJ, 116, 455

Oliveira, J. M., Foing, B. H., van Loon, J. T., & Unruh, Y. C. 2000, A& A, 362, 615

Papaloizou, J. & Terquem, C. 1999, ApJ, 521, 823

Ramírez, S. V., Rebull, L., Stauffer, J., et al. 2004, AJ, 127, 2659

Randich, S., Gilmore, G., & Gaia-ESO Consortium. 2013, The Messenger, 154, 47

Rebull, L. M. 2001, AJ, 121, 1676

Rebull, L. M., Makidon, R. B., Strom, S. E., et al. 2002, AJ, 123, 1528

Reipurth, B. & Heathcote, S. 1997, in IAU Symposium, Vol. 182, Herbig-Haro Flows and the Birth of Stars, ed. B. Reipurth & C. Bertout, 3–18

Reipurth, B., Pedrosa, A., & Lago, M. T. V. T. 1996, A&AS, 120, 229

Romanova, M. M., Kulkarni, A. K., Long, M., & Lovelace, R. V. E. 2008, in American Institute of Physics Conference Series, Vol. 1068, American Institute of Physics Conference Series, ed. R. Wijnands, D. Altamirano, P. Soleri, N. Degenaar, N. Rea, P. Casella, A. Patruno, & M. Linares, 87–94

Romanova, M. M., Ustyugova, G. V., Koldoba, A. V., & Lovelace, R. V. E. 2004, ApJ, 610, 920

Romanova, M. M., Ustyugova, G. V., Koldoba, A. V., Wick, J. V., & Lovelace, R. V. E. 2003, APJ, 595, 1009

Rucinski, S. M., Matthews, J. M., Kuschnig, R., et al. 2008, MNRAS, 391, 1913

Scargle, J. D. 1982, ApJ, 263, 835

Shu, F., Najita, J., Ostriker, E., et al. 1994, ApJ, 429

Shu, F. H., Adams, F. C., & Lizano, S. 1987, ARA&A, 25, 23

Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, A& A, 358, 593

Sousa, A. P., Alencar, S. H. P., Bouvier, J., et al. 2016, A&A, 586, A47

Stassun, K. G., Mathieu, R. D., Mazeh, T., & Vrba, F. J. 1999, AJ, 117, 2941

Stauffer, J., Cody, A. M., Baglin, A., et al. 2014, AJ, 147, 83

Stauffer, J., Cody, A. M., Rebull, L., et al. 2016, AJ, 151, 60

Sung, H., Bessell, M. S., Chun, M.-Y., Karimov, R., & Ibrahimov, M. 2008, AJ, 135, 441

Sung, H., Bessell, M. S., & Lee, S.-W. 1997, AJ, 114, 2644

Sung, H., Stauffer, J. R., & Bessell, M. S. 2009, AJ, 138, 1116

Teixeira, P. S., Lada, C. J., Marengo, M., & Lada, E. A. 2012, A&A, 540, A83

Venuti, L., Bouvier, J., Flaccomio, E., et al. 2014, A&A, 570, A82

Venuti, L., Bouvier, J., Irwin, J., et al. 2015, A&A, 581, A66

Vogt, S. S., Hatzes, A. P., Misch, A. A., & Kürster, M. 1999, ApJS, 121, 547

Walker, M. F. 1956, APJS, 2, 365

White, R. J. & Basri, G. 2003, ApJ, 582, 1109

Zwintz, K., Fossati, L., Ryabchikova, T., et al. 2013, A&A, 550, A121