



Universidade Federal do Rio de Janeiro

Observatório do Valongo

Departamento de Astronomia

Projeto Final

Variabilidade de Estrelas T-Tauri Sulinas

Aluna: Juliana Pereira Moura

Orientadores: Dr. Celso Batalha e Dr. Flávio Pereira (ON/MCT)

Rio de Janeiro, Março de 2003.

*A Deus,
a minha família.*

Agradecimentos

As dificuldades foram muitas...a cidade estranha, a saudade infinita da família, a falta dos amigos, as horas de solidão, a dificuldade financeira, enfim, chegar até este dia precisou de muita garra e uma força que Deus soube medir e me dar nas horas em que mais precisei. O sonho se transformou na vontade de se formar, mas tenho certeza que todo esse caminho, tudo que passei e aprendi, as pessoas que encontrei, boas ou más, me fizeram crescer e me tornar uma vencedora. E sinceramente valeu!!!!

Deus, obrigada por me carregar no colo e por sempre fazer do impossível o possível em minha vida.

Pai, aquela menininha de vestido azul que você deixou na ladeira do Valongo tem muito o que te agradecer, por abrir mão de tantas coisas para nos dar o melhor ensino, por tanto amor e confiança. Obrigada pai.

Mãe, se consegui chegar até aqui é porque sou parte de ti, tenho um pouco da sua luta, da sua força e da sua vontade de vencer...e claro da sua inteligência. Muito obrigada mãe.

Irmãos (Patrícia, Celo, Gui e Lipe) obrigada por fazerem parte da minha vida e por me apoiarem nas horas em que nem eu mesma achei que seria possível. Irmã, você é minha luz e minha fortaleza, Celo sua oração e amor me fizeram vencer, Gui suas palavras sempre me acalmam e incentivam, Lipe seu carinho e amor me fazem prosseguir.

Fio, obrigada por entender as noites em claro e tanto estudo. Você não é mais um satélite, já faz parte desse mundinho e gira com ele.

Dr. Celso e Dr. Flávio, os conselhos e os ensinamentos seguem comigo. Obrigada por me incentivarem com tanta sabedoria e por dedicarem esse tempo ao meu aprendizado.

Professores (Encarnacion, Alexandre), obrigada por toda ajuda nunca negada e pelos conselhos que me ajudaram sempre a escolher o melhor caminho.

Amigos, ah amigos...Bia (obrigada por tanto carinho e por toda ajuda nesta monografia) , Bruninho, Rose, Wailã, e tantos outros...vocês são os anjinhos que Deus me enviou para fazer o caminho menos árduo e mais prazeroso. Obrigada por tudo...

Du, obrigada por toda paciência e por estar sempre pronto a me ajudar. Você será um ótimo orientador, a começar comigo!!!!

Rosinha, Elias, Claudinho, Rundstein, obrigada pelo carinho e por sempre me atenderem com tanta presteza.

Xand (e família) obrigada pelo incentivo, pela força e por me mostrar, que apesar de tudo, eu conseguiria voltar e concluir a minha batalha.

Resumo

Neste trabalho apresentamos um estudo sobre a variabilidade das estrelas T-Tauri, que são estrelas Pré-Sequência Principal, de baixa massa ($M_* \leq 2M_\odot$) e que possuem um disco circunstelar.

Analisamos essa variabilidade estudando três importantes fenômenos observados nessas estrelas: o Velamento, a Descontinuidade de Balmer e por último a Largura Equivalente (EW) e o fluxo das principais linhas de emissão presentes no espectro da estrela. As medidas foram feitas para as estrelas EX Lupi, BZ Sgr, RU Lupi, VW Cha, HO Lupi, AS 205 e CT Cha, onde destacamos uma maior importância à estrela EX Lupi por ser uma estrela bastante variável e por nos permitir medir os três parâmetros acima mencionados.

Comparamos as medidas de Velamento e Descontinuidade de Balmer das estrelas EX Lupi e BZ Sgr para analisarmos uma possível anti-correlação entre esses dois parâmetros, assim como se verificou em estudos anteriores para as estrelas GQ Lupi (Batalha et al. 2001a) e TW Hydra (Batalha et al. 2001a) e ainda analisamos as medidas das Larguras Equivalentes juntamente com o fluxo absoluto das linhas de emissão da estrela Ex Lupi para verificarmos se há também uma correlação entre essas linhas e qual a relação entre fluxo da linha e o velamento, já que acredita-se que essas linhas sejam formadas no funil de acreção em direção à estrela central.

Abstract

In this work we introduce a study of the variability of T-Tauri stars, which are Pre-Main Sequence stars with low mass ($M_* \leq 2M_\odot$) and circumstellar disks. We analyse this variability considering three important phenomena in T-Tauri stars, namely, the veiling, the Balmer Jump, and the equivalent width and the fluxes of the main emission lines in the star spectrum. Measures these quantities were done for the EX Lupi, BZ Sgr, RU Lupi, VW Cha, HO Lupi, AS 205 and CT Cha stars. More importance is given in our analysis to EX Lupi star because of the great variability presented by this star allowing the measurements mentioned quantities.

Comparing the veiling and Balmer Jump data of the EX Lupi and BZ Sgr stars we search a possible anti-correlation between these measurements, as was made for the GQ Lupi and TW Hydra stars. We analyse the equivalent widths and fluxes of the EX Lupi star emission lines to verify a possible correlation among these lines. We also search a relation between veiling and equivalent width believing that these lines may be formed in the accretion funnel.

Conteúdo

Dedicatória	i
Agradecimentos	ii
Resumo	iv
Abstract	v
Índice	vi
Lista de Figuras	viii
Lista de Tabelas	x
1 Introdução	1
2 Classificação das Estrelas T-Tauri	5
2.1 Estrela EX Lupi	7
3 Observações	11
4 Velamento	17
4.1 Cálculo do Velamento	17
4.2 Distribuição noite à noite do Velamento	19
5 Descontinuidade de Balmer	21
5.1 Método para Determinação da Descontinuidade de Balmer	22
6 Velamento X Descontinuidade de Balmer	26
7 Velamento X Linhas de Emissão	29
8 Conclusões	35

CONTEÚDO

vii

Bibliografía

36

Lista de Figuras

1.1	Posição das estrelas jovens da nuvem molecular de Taurus-Auriga no diagrama HR. CTTS são as estrelas T-Tauri Clássicas e WTTS são as estrelas T-Tauri Fracas. ZAMS significa sequência principal de idade zero.	3
2.1	Observação espectrofotométrica da estrela EX Lupi no mês de maio.	9
2.2	Observação espectrofotométrica da estrela EX Lupi no mês de julho.	10
3.1	Observações espectrofotométricas da estrela EX Lupi no mês de maio.	12
3.2	Observações espectrofotométricas da estrela EX Lupi no mês de maio.	13
3.3	Observações espectrofotométricas da estrela EX Lupi no mês de julho.	14
3.4	Observações espectrofotométricas da estrela EX Lupi no mês de julho.	15
3.5	Observações espectrofotométricas da estrela EX Lupi no mês de julho.	16
4.1	Distribuição do velamento noite à noite da estrela EX Lupi no mês de maio.	20
5.1	Método utilizado para o cálculo da Descontinuidade de Balmer, mostrando as janelas escolhidas ao longo dos contínuos de Balmer e Paschen e a extrapolação com o polinômio de segundo grau.	23
5.2	Distribuição temporal da Descontinuidade de Balmer no mês de maio das estrelas VW Cha, BZ Srg, RU Lupi, HO Lupi e EX Lupi.	24
5.3	Distribuição temporal da Descontinuidade de Balmer no mês de julho das estrelas CT Cha, BZ Sgr, AS 205, RU Lupi, HO Lupi e EX Lupi.	25
6.1	Relação entre o velamento e a Descontinuidade de Balmer para a estrela EX Lupi no mês de maio de 1998.	27
6.2	Relação entre o velamento e a Descontinuidade de Balmer para a estrela BZ Sgr no mês de julho de 1998.	28

7.1	Correlação entre as linhas de emissão do Hidrogênio e CaII.	32
7.2	Relação entre Velamento médio e as linhas de emissão do Hidrogênio e CaII .	34

Lista de Tabelas

3.1	Estrelas Observadas, Período de Observação e Número de Espectros	12
7.1	Largura Equivalente das Linhas de Emissão (EW) e Medidas de Fluxo x 10^{-14} (ergs s ⁻¹ cm ⁻²)	30
7.2	Largura Equivalente das Linhas de Emissão (EW) e Medidas de Fluxo x 10^{-14} (ergs s ⁻¹ cm ⁻²)	31

Capítulo 1

Introdução

Muito do que nós conhecemos ou imaginamos sobre o processo físico envolvido na formação estelar é derivado do estudo detalhado sobre nuvens moleculares. As estrelas na vizinhança solar são formadas por um colapso gravitacional do gás molecular frio. Esse gás deve se contrair por um fator de um milhão, em dimensão linear, para formar uma única estrela.

O modelo básico de formação de estrelas de baixa massa ($M \leq 2M_{\odot}$) estabelece que um fragmento de nuvem molecular (de tamanho tipicamente da ordem de 2-5pc, massa entre 10^3 - $10^4 M_{\odot}$ e densidades ao redor de $n_{H_2} \sim 10^{2.5} \text{cm}^{-3}$), colapsa e se fragmenta sucessivamente. Os fragmentos onde o suporte turbulento e a pressão interna do gás não são suficientes para vencer a gravidade, evoluem transformando-se em núcleos densos (de tamanhos ~ 0.05 - 0.2 pc, massas ~ 0.3 - $10 M_{\odot}$ e densidades $n_{H_2} > 10^4 \text{cm}^{-3}$) em escalas de tempo da ordem de 10^6 - 10^7 anos e podem ser observados como núcleos de amoníaco. Em $\sim 10^5$ anos os núcleos alcançam condições apropriadas para formar estrelas.

Cálculos detalhados da fase de colapso para formação de uma estrela sozinha (e.g. Cassen & Moosman 1981, Teredy, Shu & Cassen 1984, Morfill et al. 1985, Tschanuter 1987, Boss 1987, Cantó & Moreno 1996) pressupõem que o material de menor momento angular se condensa no centro de massa do sistema formando a proto-estrela enquanto que o de maior momento angular tende a concentrar-se no plano equatorial, dando origem ao disco circunstelar. Provavelmente a maioria do material de uma estrela típica é acretaado através do disco, com uma pequena quantia deixada para trás para formar sistemas planetários.

As estrelas jovens não estão distribuídas ao acaso na Via Láctea, elas são geralmente encontradas perto do plano do disco galáctico, perto ou dentro de nuvens moleculares de relativa densidade de gás molecular. Três dos mais estudados complexos de nuvens moleculares que formam estrelas são: Taurus, a uma distância de ~ 140 pc, com uma massa de $10^4 M_{\odot}$ e uma extensão de ~ 20 pc (Ungerechts & Thaddeus 1987); Ophiuchus, a uma distância similar a de Taurus, com uma massa similar, mas com uma concentração muito mais densa de gás (DeGeus, Bronfman & Thaddeus 1990; Loren, Wooten & Wilking 1990); e Orion, a uma distância de ~ 450 pc, com uma massa $\sim 10^5 M_{\odot}$ distribuída por uma região de ~ 100 pc, também com várias regiões de densa formação estelar (Bally et al. 1987; Genzel & Stutzki 1989). E ainda os complexos de Chamaleon e Lupus que também estão formando estrelas na vizinhança solar.

Na classe de estrelas jovens podemos destacar as estrelas jovens de baixa massa, que foram originalmente reconhecidas como um subconjunto de objetos com linha de emissão no óptico, exibindo forte emissão da linha do hidrogênio (Balmer, $H_{\alpha}(\lambda = 6563\text{Å})$). A juventude dessas estrelas foi sugerida por sua correlação espacial com nebulosas de reflexão e com nuvens escuras (Joy 1945), que seria material remanescente do nascimento, e por sua concentração perto de estrelas de alta massa que necessariamente são jovens (Ambartsumian 1947). Este grupo atualmente é entendido como o resultado da formação estelar em nuvens moleculares, pois estrelas com idades menores que 10^6 anos não podem deslocar-se do lugar de sua formação com velocidades típicas $\leq 1-2 \text{Kms}^{-1}$ relativa ao gás molecular (Herbig 1977a, Jones & Herbig 1979; Hartmann *et al.* 1986).

Objetos observados com prisma que exibiam fortes linhas de emissão (H_{α} principalmente) levaram ao primeiro catálogo intensivo de estrelas jovens. Com o advento de técnicas no infra-vermelho foram encontrados objetos adicionais obscurecidos pela poeira em comprimentos de onda no óptico. Por causa da extinção provocada pelo material circunstelar (efeito de "avermelhamento" do espectro pois os grãos em volta da estrela absorvem mais no ultravioleta e emitem esta radiação no infra-vermelho), a emissão em raio X também tem sido usada para identificar objetos jovens, especialmente estrelas que não exibem forte excesso de emissão no infra-vermelho ou no óptico.

A luminosidade estelar e a temperatura efetiva, ou a equivalente posição no diagrama HR (Hertzsprung-Russel) nos fornecem importantes informações sobre o estado evolucionário das estrelas jovens. As temperaturas efetivas são determinadas a partir das me-

didadas de profundidade das linhas de absorção. Usualmente razões de linhas espectrais são usadas para determinar o tipo espectral da estrela e a classe de luminosidade, que podem ser associadas com a temperatura efetiva estelar e a gravidade da superfície. A figura abaixo representa o diagrama HR.

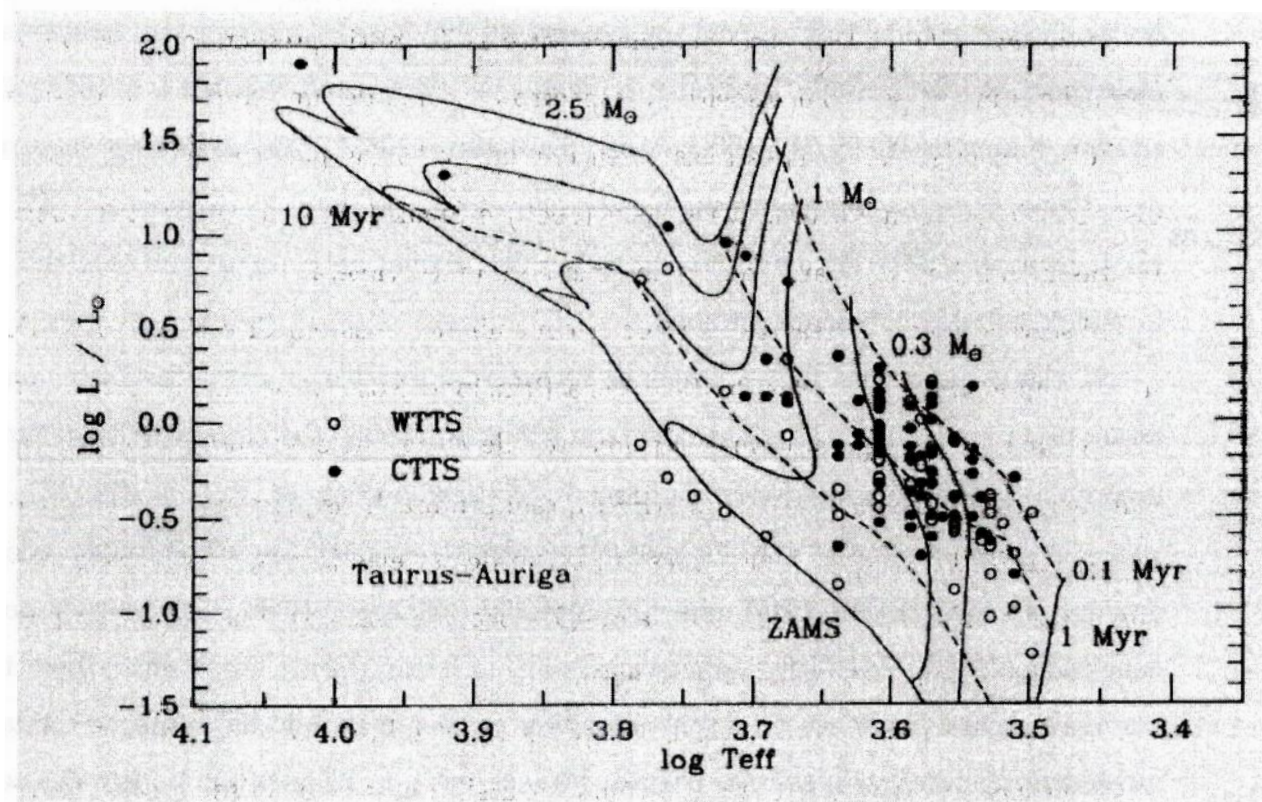


FIGURA 1.1: Posição das estrelas jovens da nuvem molecular de Taurus-Auriga no diagrama HR. CTTS são as estrelas T-Tauri Clássicas e WTTS são as estrelas T-Tauri Fracas. ZAMS significa sequência principal de idade zero.

Observando o diagrama podemos destacar algumas importantes classes de estrelas: as estrelas Pré-Sequência Principal de alta massa ($\sim 2-10 M_{\odot}$) são classificadas como estrelas Herbig Ae/Be (Herbig 1960) para distingui-las de outros tipos de estrelas A-B, com temperaturas $\sim 8.000-30.000K$ que são presumidamente mais evoluídas. Já as estrelas Pré-Sequência Principal de baixa massa ($M_{*} \leq 3 M_{\odot}$), com tipo espectral F-M, e com temperaturas efetivas correspondentes a $7000-3000K$ são chamadas estrelas T-Tauri (Joy 1945; Herbig 1962; Bertout 1989).

As estrelas T-Tauri descobertas por Joy (1945), são objetos em uma fase evolutiva anterior ao sistema solar. Caracterizam-se por sua associação com nuvens escuras e seus espectros apresentam linhas do Hidrogênio e CaII em emissão, linhas proibidas de [OI] e [SII] e a linha LiI ($\lambda=6707\text{\AA}$) em absorção (Herbig, Bastian et al. 1983). A idade estimada para essas estrelas é aproximadamente 10^6 anos (Strom et al. 1993).

Mendonza (1966,1968) observou que as estrelas T-Tauri apresentam emissão no infravermelho, um excesso com respeito ao espectro contínuo de uma fotosfera estelar, e para explicá-lo propôs que essas estrelas se encontram rodeadas por poeira, com uma ampla distribuição de temperatura. Varsaviski (1960) e Smak (1964) observaram também que muitas T-Tauri apresentam excesso de emissão no ultravioleta.

Observações como essas têm levado a concluir que existem discos em torno de uma fração importante de estrelas Pré-Sequência Principal. Nos últimos anos, observações com interferômetro que operam em comprimentos de onda entre submm e rádio e também com as imagens do telescópio Hubble (HST), têm produzido as primeiras evidências diretas da existência de discos circunstelares em torno de estrelas jovens. Esses discos viscosos, chamados também como -discos de acreção- são mecanismos poderosos que permitem transformar energia potencial em radiação.

Na primeira parte desse trabalho (capítulo 1) introduzimos as características das estrelas jovens de baixa massa e no capítulo 2 classificamos as estrelas T-Tauri segundo os aspectos espectrofotométricos detalhando a escolha da estrela EX Lupi como principal fonte de estudo. No capítulo 3 comentamos as observações e redução de dados. O capítulo 4 traz uma discussão sobre a causa do excesso de fluxo contínuo emitido por essas estrelas (velamento) e qual o método utilizado para calculá-lo. O próximo capítulo (capítulo 5) é reservado para a determinação da Descontinuidade de Balmer das principais estrelas de nossa amostra. A seguir, no capítulo 6, mostramos a relação entre o velamento e a Descontinuidade de Balmer das estrelas EX Lupi e BZ Sgr, onde tentamos verificar se havia uma anti-correlação entre esses dois fenômenos assim como se verificou para algumas estrelas T-Tauri. No capítulo 7 apresentamos a relação entre o velamento e as principais linhas de emissão para a estrela EX Lupi bem como a relação linha-linha, como forma de entendermos os mecanismos que governam a região onde as linhas de emissão são formadas e o contínuo. E por fim o capítulo 8 traz as conclusões de nosso trabalho.

Capítulo 2

Classificação das Estrelas T-Tauri

Embora os objetos estelares jovens (OEJs) possuam características próprias de variabilidade espectroscópica e fotométrica, esses objetos compartilham propriedades básicas suficientes para serem agrupados em determinadas classes de estrelas. O termo OEJs foi sugerido pelo reconhecimento de que a aparência desses objetos pode ser fortemente alterada ou afetada pelo material circunstelar. Serve também como termo relativamente neutro para identificar objetos cuja natureza básica ainda não é totalmente entendida - estrelas T-Tauri, estrelas Herbig Ae/Be, proto-estrelas Pré-Sequência Principal com disco de acreção.

O principal catálogo de referência para objetos estelares jovens é o Herbig & Bell (1988), que fornece informações espectroscópicas de alguns objetos com linha de emissão. Este catálogo é bastante incompleto, devido ao grande número de estrelas jovens descobertas desde sua elaboração. Algumas dessas estrelas foram detectadas somente no infravermelho, por esta razão a massa e a temperatura efetiva, e conseqüentemente a luminosidade desses objetos, são pobremente conhecidos.

Estrelas T-Tauri

As estrelas T-Tauri foram originalmente identificadas como estrelas de tipo tardio com fortes linhas de emissão e variação irregular de luz associadas com nebulosas claras ou escuras. O termo 'estrelas T-Tauri' é usado como sinônimo de estrelas de baixa massa

Pré-Sequência Principal.

A classificação dessas estrelas baseia-se em propriedades espectroscópicas bem como no tipo de variabilidade fotométrica que elas exibem. Podemos agrupá-las da seguinte forma:

Estrelas T-Tauri Clássicas (ETTC)

A maioria das estrelas que foram primeiro identificadas como estrelas T-Tauri são chamadas estrelas com 'forte emissão' ou T-Tauri Clássicas (ETTC), para assim diferenciá-las de outro tipo de estrelas Pré-Sequência Principal com 'fraca emissão', estrelas T-Tauri Fracas (ETTF). Para fazermos a distinção entre emissão forte e fraca observamos a emissão da linha $H\alpha$; se a largura equivalente de $H\alpha$ é menor que 10\AA , o objeto é usualmente identificado como uma estrela T-Tauri Fraca.

Alfred H. Joy identificou essas estrelas como um novo tipo de estrelas variáveis cujo proto-tipo é T-Tauri, baseado no seguinte critério: variação irregular de brilho (aproximadamente 3 magnitudes), tipo espectral F5-G5, baixa luminosidade e associação com nebulosa escura ou clara. Estas estrelas diferem de outras estrelas variáveis conhecidas especialmente por sua baixa luminosidade e alta intensidade do brilho de Ca(H) e Ca(K) em seu espectro.

Estrelas YY Orionis

O termo "estrelas YY Orionis" foi introduzido por Walker para definir uma subclasse de ETTC que apresentavam o perfil P-Cygni invertido na região de Balmer e linhas de emissão CaII. O perfil P-Cygni invertido, visto como uma componente de absorção, aparece no espectro deslocado para comprimentos de onda no vermelho, sendo assim uma direta indicação de queda de material em direção à estrela. Observações dos espectros de estrelas YY Orionis nos revela que 75% dessas estrelas apresentam esta componente em absorção enquanto para as estrelas T-Tauri clássicas isso é verdade somente para 50% do total de estrelas observadas.

Estrelas T-Tauri Fracas (ETTF)

Em anos mais recentes, esta classe de estrelas jovens tipo solar que tinham escapado da detecção foram descobertas devido a uma forte emissão em raio X. O critério básico para seleção destes objetos foi: espectro tipo tardio, emissão $H\alpha$ com largura equivalente menor que 10\AA , absorção LiI ($\lambda = 6707\text{\AA}$) com largura equivalente maior que 0.1\AA , e associação com nebulosas. Esses objetos foram assim denominados porque apresentavam pequena atividade no alcance óptico e ausência de linhas de emissão, exceto para fraca emissão $H\alpha$.

Estrelas FU Orionis

Esta classe de jovens objetos com grande variação de brilho foi introduzida por Herbig. São estrelas ETTCs caracterizadas por explosões fortes de luminosidade ("outbursts"), causadas por instabilidades no disco circunstelar. Nesta classe de estrelas podemos destacar uma estrela que se apresenta bastante variável ao observarmos o complexo de Lupus, a estrela EX Lupi, que por sua aparente atividade ganha destaque neste trabalho.

2.1 Estrela EX Lupi

A variabilidade da estrela EX Lupi foi descoberta por Miss E. Janssen em 1944 enquanto examinava espectros no Observatório de Harvard (McLaughlin 1946). Herbig (1950) primeiramente apontou as características espectrais da EX Lupi e de estrelas T-Tauri com forte emissão nas linhas H, CaII, FeII e HeI, e a presença de P-Cygni invertido nas linhas H e CaII e a classificou como uma M0. Observações da estrela revelaram um comportamento fotométrico irregular. Variações bruscas de até 5 magnitudes podem ocorrer, mas a estrela normalmente mostra somente pequenas variações irregulares de amplitude. Somente algumas poucas estrelas jovens apresentam essas características. Este pequeno grupo de estrelas T-Tauri, muito ativas, tem sido chamado de EXors ou Sub-Fuors. Ambos os nomes com características das estrelas FU Orionis. A estrela Ex Lupi tem apresentado um nível baixo de atividade durante os anos 80, mas no começo dos anos 90 esta situação mudou e

a estrela começou sua atividade.

Lehmann, Reipurth Brander (1995) observaram a estrela EX Lupi durante um máximo de emissão e poucos meses depois quando a estrela apresentava uma diminuição da sua variabilidade. O perfil P-Cygni invertido somente se apresenta durante a fase brilhante. Eles interpretaram a variação observada em termos de uma massa de acreção causando um aumento de emissão na região quente da superfície da estrela onde há queda de material, com um conseqüente aumento no fluxo contínuo e no velamento espectral (o fenômeno de velamento está descrito no capítulo 4). Quando há um máximo de emissão, as linhas fotosféricas desaparecem e os perfis P-Cygni invertidos são claramente visíveis.

Em nosso trabalho, observando os espectro da estrela EX Lupi durante os meses de maio e julho do ano de 1998 (figuras 2.1 e 2.2), podemos destacar uma considerável variação. As linhas de absorção presentes no mês de maio não são observadas no mês de julho, destacando-se as linhas do Cálcio (4226Å) e a banda molecular de Óxido de Titânio (4750Å) bastante aparentes no primeiro mês e totalmente ausentes logo no segundo mês de observação. Verificamos a ocorrência do perfil P-Cygni invertido em algumas linhas somente no mês de julho, como um indicativo de queda de material na estrela central.

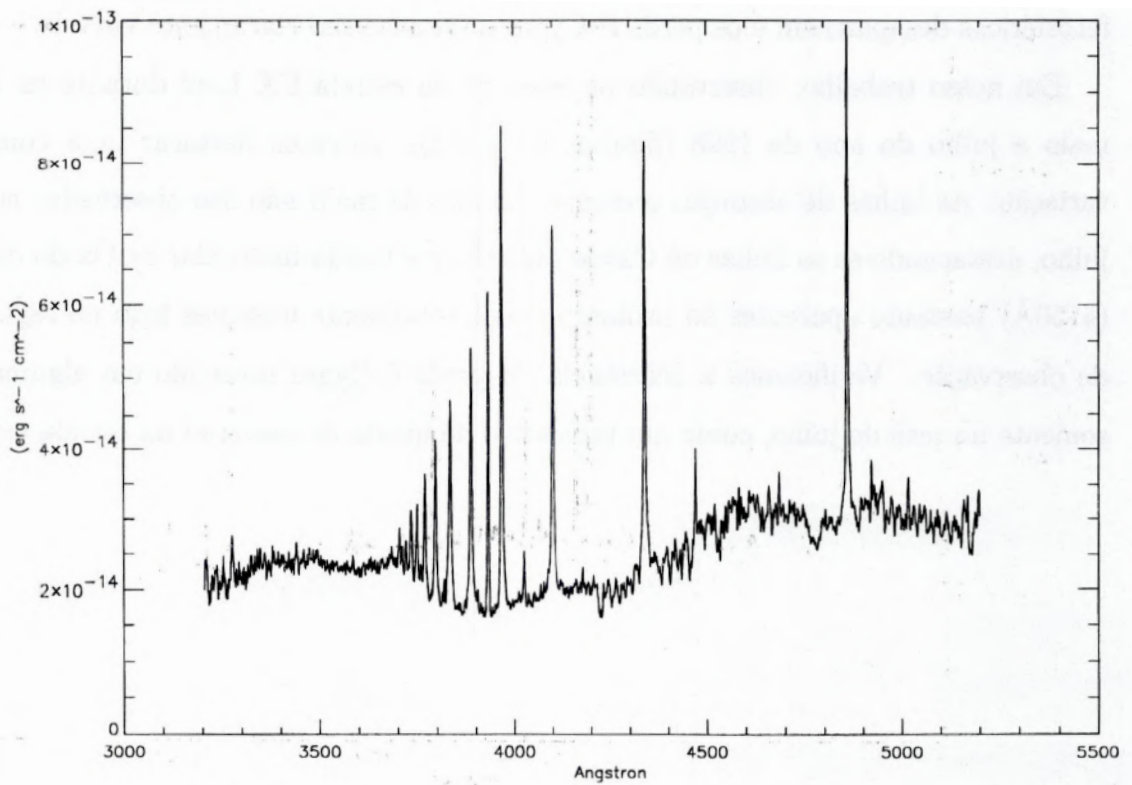


FIGURA 2.1: Observação espectrofotométrica da estrela EX Lupi no mês de maio.

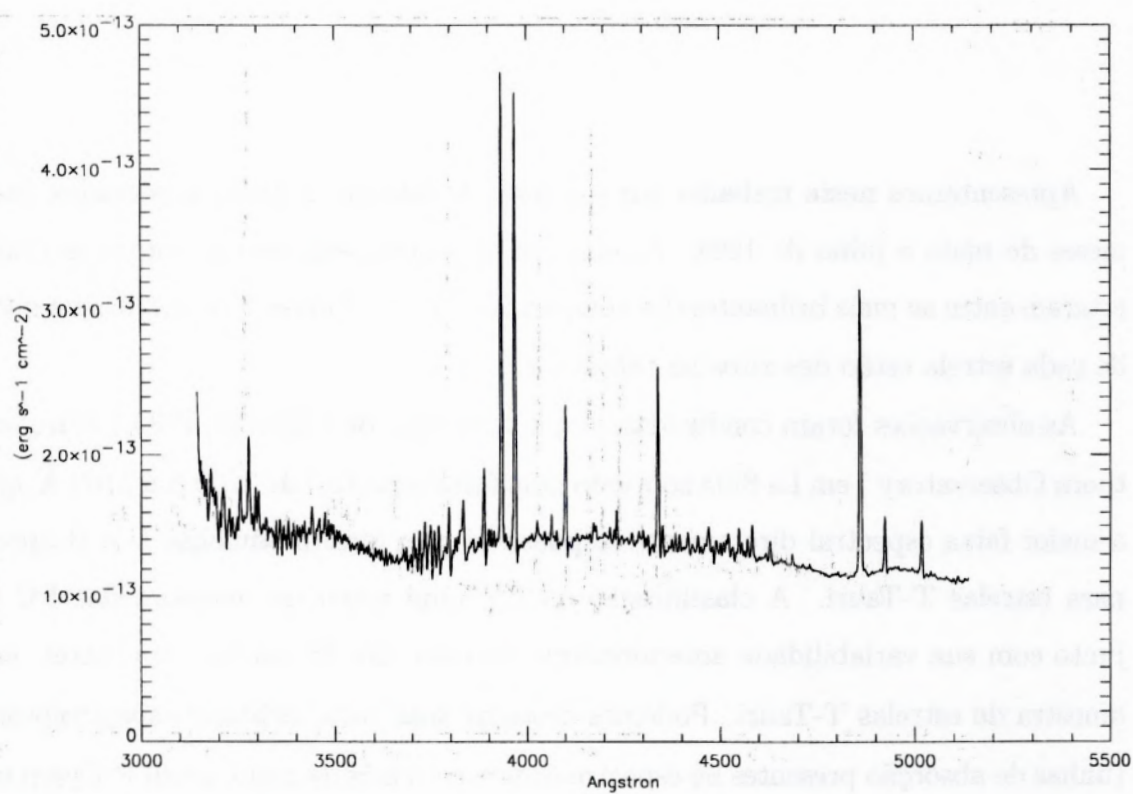


FIGURA 2.2: Observação espectrofotométrica da estrela EX Lupi no mês de julho.

Capítulo 3

Observações

Apresentamos neste trabalho um conjunto de estrelas T-Tauri observadas durante os meses de maio e julho de 1998. As estrelas presentes neste estudo foram escolhidas por estarem entre as mais brilhantes dos complexos de Cha e Lupus. Os detalhes da observação de cada estrela estão descritos na tabela 3.1.

As observações foram conduzidas com o telescópio de 1.52m do ESO (European Southern Observatory) em La Silla cobrindo uma faixa espectral de 3100 Å a 5100 Å, que inclui a maior faixa espectral diretamente responsável pela forte modulação U e B apresentada para estrelas T-Tauri. A classificação da EX Lupi como um membro das FU Orionis, junto com sua variabilidade anteriormente relatada, nos fez incluir esta estrela em nossa amostra de estrelas T-Tauri. Podemos destacar suas características espectrofotométricas (linhas de absorção presentes no espectro somente no mês de maio, perfil P-Cygni invertido e acentuadas linhas de emissão) observando as figuras 3.1-5.

Para calibração de fluxo foram observadas duas estrelas padrões (EG 274, LTT 7379). Essencialmente observou-se em torno de 5 a 10 estrelas T-Tauri em seguida as padrões, assegurando assim uma série de curvas respostas para cada noite distribuídas por diferentes massas de ar. Os dados foram reduzidos utilizando os modelos padrões: flat-fielding, bias e subtração do céu por meio de rotinas do IDL desenvolvidas por G.Basri.

TABELA 3.1: Estrelas Observadas, Período de Observação e Número de Espectros

Estrela	Período de observação (mês/ano)	número de espectros
EX Lupi	05/98 e 07/98	22
BZ Sgr	05/98 e 07/98	68
RU Lupi	05/98 e 07/98	18
VW Cha	05/98	10
HO Lupi	05/98 e 07/98	15
AS 205	05/98 e 07/98	10
CT Cha	07/98	9

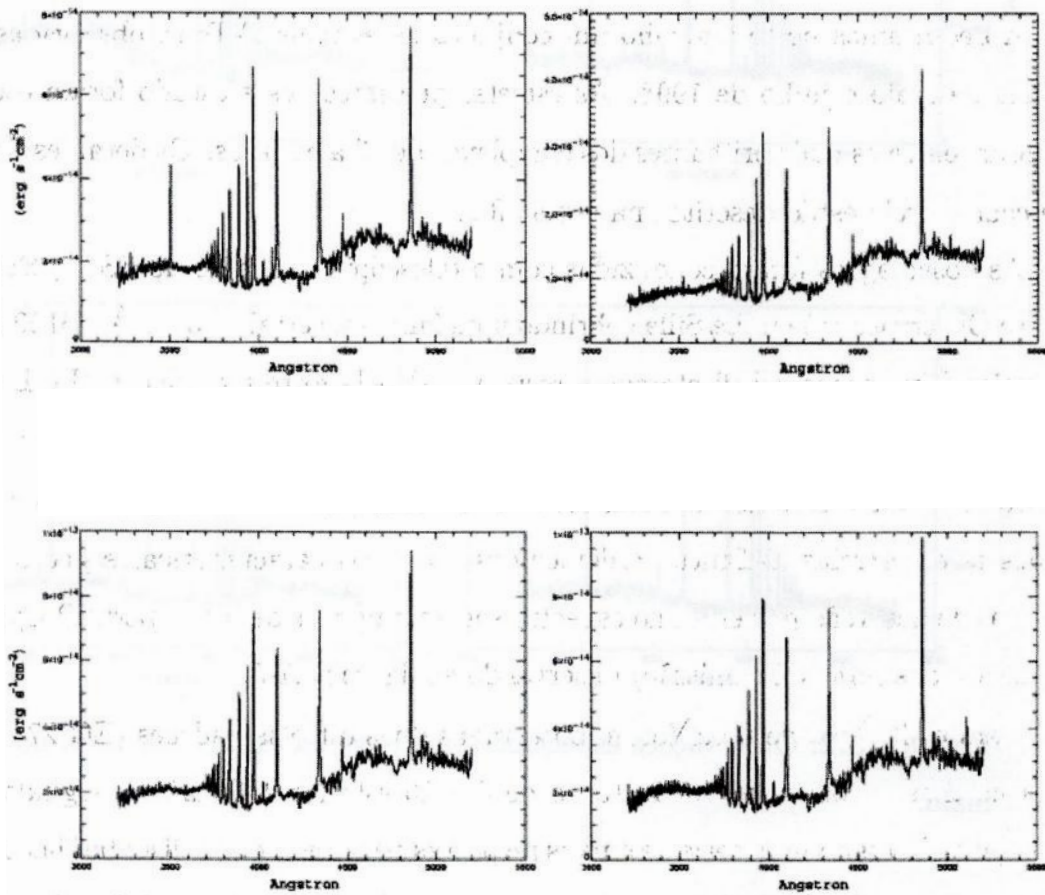


FIGURA 3.1: Observações espectrofotométricas da estrela EX Lupi no mês de maio.

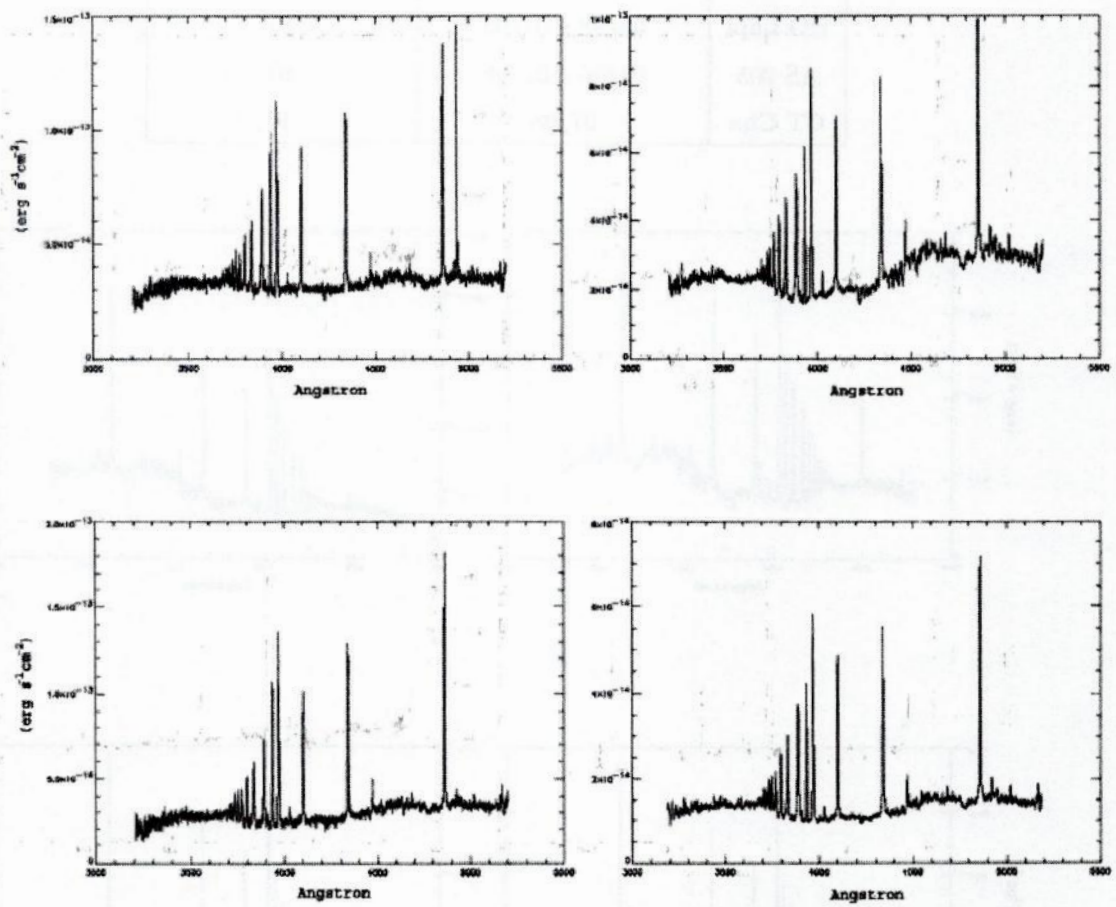


FIGURA 3.2: Observações espectrofotométricas da estrela EX Lupi no mês de maio.

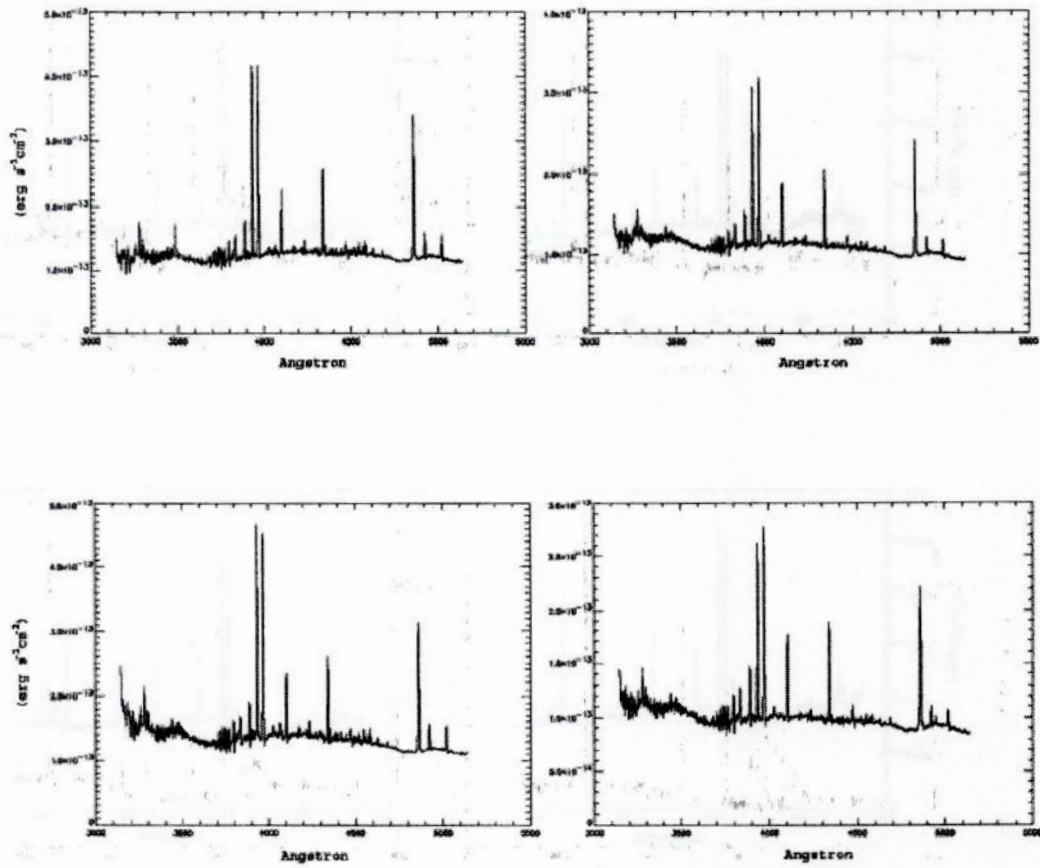


FIGURA 3.3: Observações espectrofotométricas da estrela EX Lupi no mês de julho.

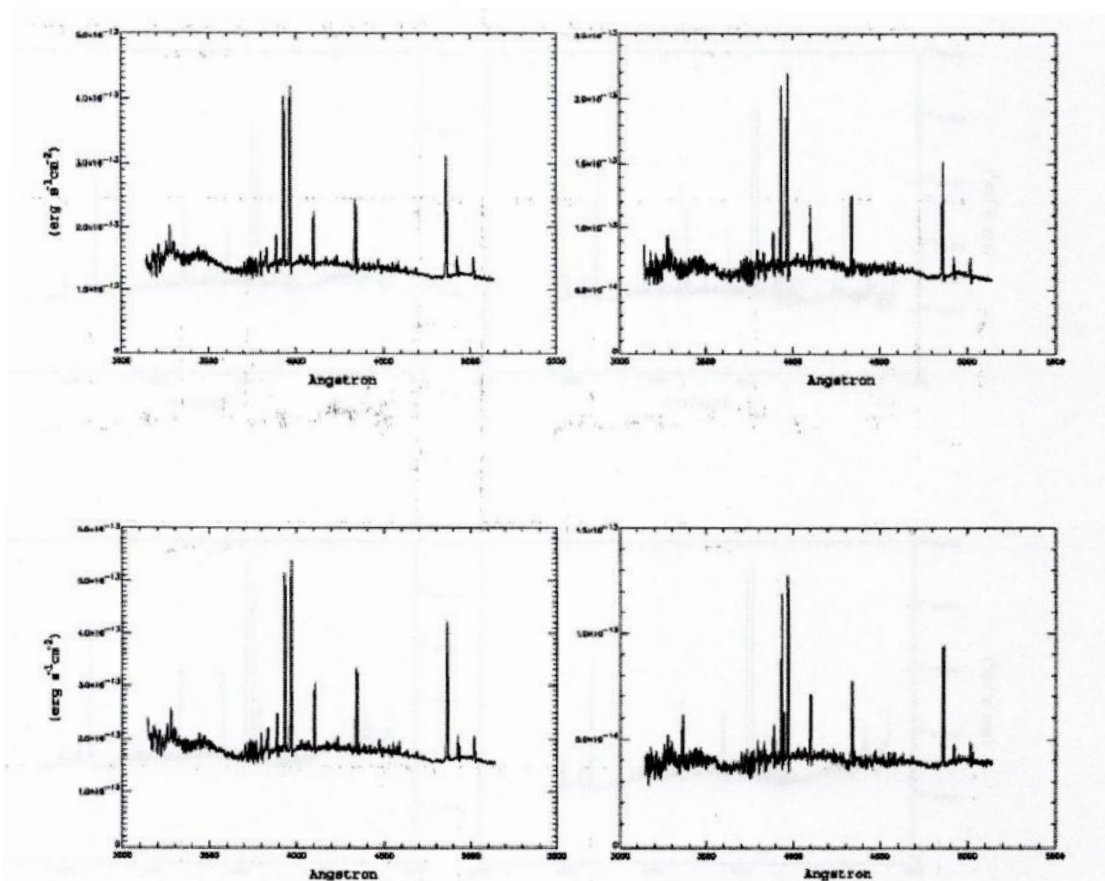


FIGURA 3.4: Observações espectrofotométricas da estrela EX Lupi no mês de julho.

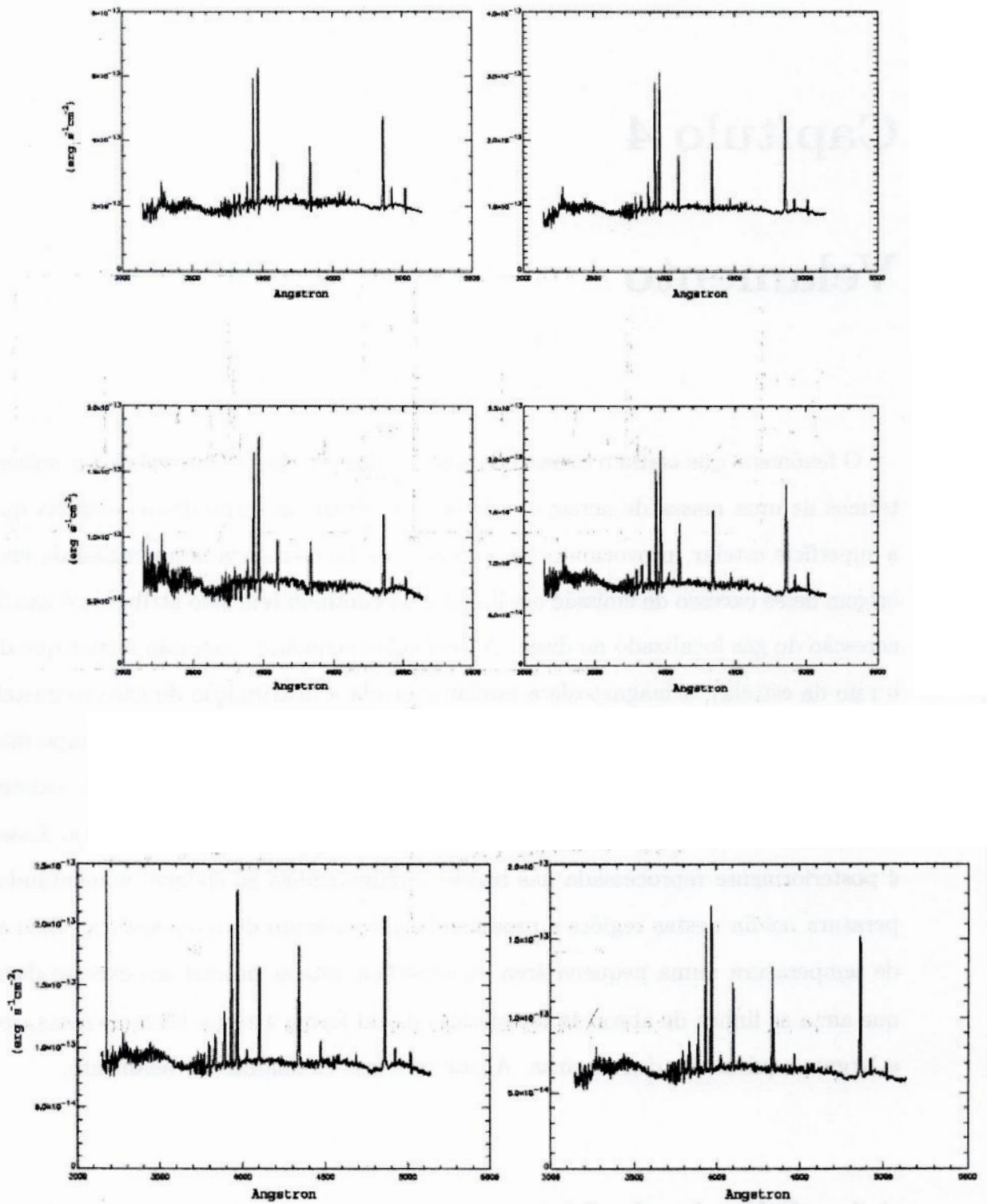


FIGURA 3.5: Observações espectrofotométricas da estrela EX Lupi no mês de julho.

Capítulo 4

Velamento

O fenômeno que causa o excesso de emissão das estrelas T-Tauri pode ser entendido em termos de uma massa de acreção existente no disco em torno dessas estrelas que atinge a superfície estelar, provocando um aumento de temperatura nesta região de choque. A origem desse excesso de emissão em linhas e no contínuo tem sido atribuída à existência de acreção do gás localizado no disco. A distâncias pequenas (com raio menor que dez vezes o raio da estrela), a magnetosfera estelar controla a distribuição do gás circunstelar e faz com que esse gás migre em direção à estrela central seguindo as linhas do campo magnético, finalmente atingindo a superfície estelar em regiões de choque. O fato de existirem tais regiões aquecidas deve-se à conversão de energia cinética em energia térmica. Essa energia é posteriormente reprocessada nas regiões circunvizinhas ao choque, aumentando a temperatura média nestas regiões e produzindo um aumento de temperatura. Esse aumento de temperatura numa pequena área da superfície estelar produz um excesso de radiação que afeta as linhas de absorção fotosféricas de tal forma a torná-las mais rasas, reduzindo a largura equivalente das mesmas. A este processo chamamos de velamento.

4.1 Cálculo do Velamento

O método utilizado para calcularmos o velamento é baseado na comparação das linhas espectrais da estrela T-Tauri com as linhas espectrais de uma estrela que apresenta uma

atmosfera representativa da T-Tauri em estudo. Essas estrelas padrões foram pesquisadas na biblioteca de Jacobi, Hunter and Christian (1984). Ao compararmos as linhas produzidas na atmosfera da estrela padrão com aquelas provenientes da T-Tauri, nota-se que as linhas da T-Tauri estão diminuídas, essa diferença será calculada e nos fornecerá o valor do velamento.

O cálculo desse velamento pode ser obtido observando os espectros que contenham linhas de absorção da seguinte forma: vamos supor que a estrela a qual queremos medir o velamento possua um fluxo contínuo fotosférico dado por F_c , com um dado perfil de linha F_l . Sabemos que na região de choque estelar há um aumento de temperatura e conseqüentemente um excesso de emissão e que esse excesso é dado em unidades de fluxo fotosférico estelar. Temos então a seguinte relação:

$$F_{ext} = V.F_c$$

sendo V (velamento) o fator de proporcionalidade entre fluxo externo e o fluxo fotosférico. Logo o fluxo observado da linha será:

$$F_{obs}^l = F_l + V.F_c$$

E o fluxo observado do contínuo será:

$$F_{obs}^c = F_c + V.F_c$$

Sendo assim, o perfil observado normalizado será dado por:

$$F_{normal} = (F_l + V.F_c) / (F_c + V.F_c)$$

Nesse caso, F_l/F_c é o perfil normalizado da linha estudada proveniente da fotosfera da estrela central. O parâmetro V (velamento) será desta forma determinado, pois sabemos que o perfil de linha F_l/F_c foi obtido de uma estrela padrão.

4.2 Distribuição noite à noite do Velamento

Para medirmos o velamento, selecionamos as principais linhas de absorção da estrela EX Lupi onde podemos destacar a linha do cálcio (4226\AA) e a banda molecular de óxido de Titânio (4750\AA).

Mostramos no capítulo 2, figura 2.1 e 2.2, que a EX Lupi apresentou uma grande variabilidade nos dois meses de observação, como a presença das linhas de absorção bastante visíveis no mês de maio; desaparecendo logo após no mês de julho onde há a ocorrência do perfil P-Cygni invertido.

Como sabemos, o cálculo do velamento é medido a partir das linhas de absorção que somente são observadas no espectro da estrela no mês de maio. Dessa forma apresentamos na figura 4.1 a distribuição do velamento noite à noite para o respectivo mês. Podemos observar que a distribuição se apresenta de acordo com o que esperávamos, pois a região de choque que gera altas temperaturas faz com que no azul a estrela apresente alto valor de velamento diminuindo à medida que se aproxima do vermelho, ou seja, para comprimentos de onda maiores. Percebemos assim que há uma anti-correlação entre velamento e comprimento de onda.

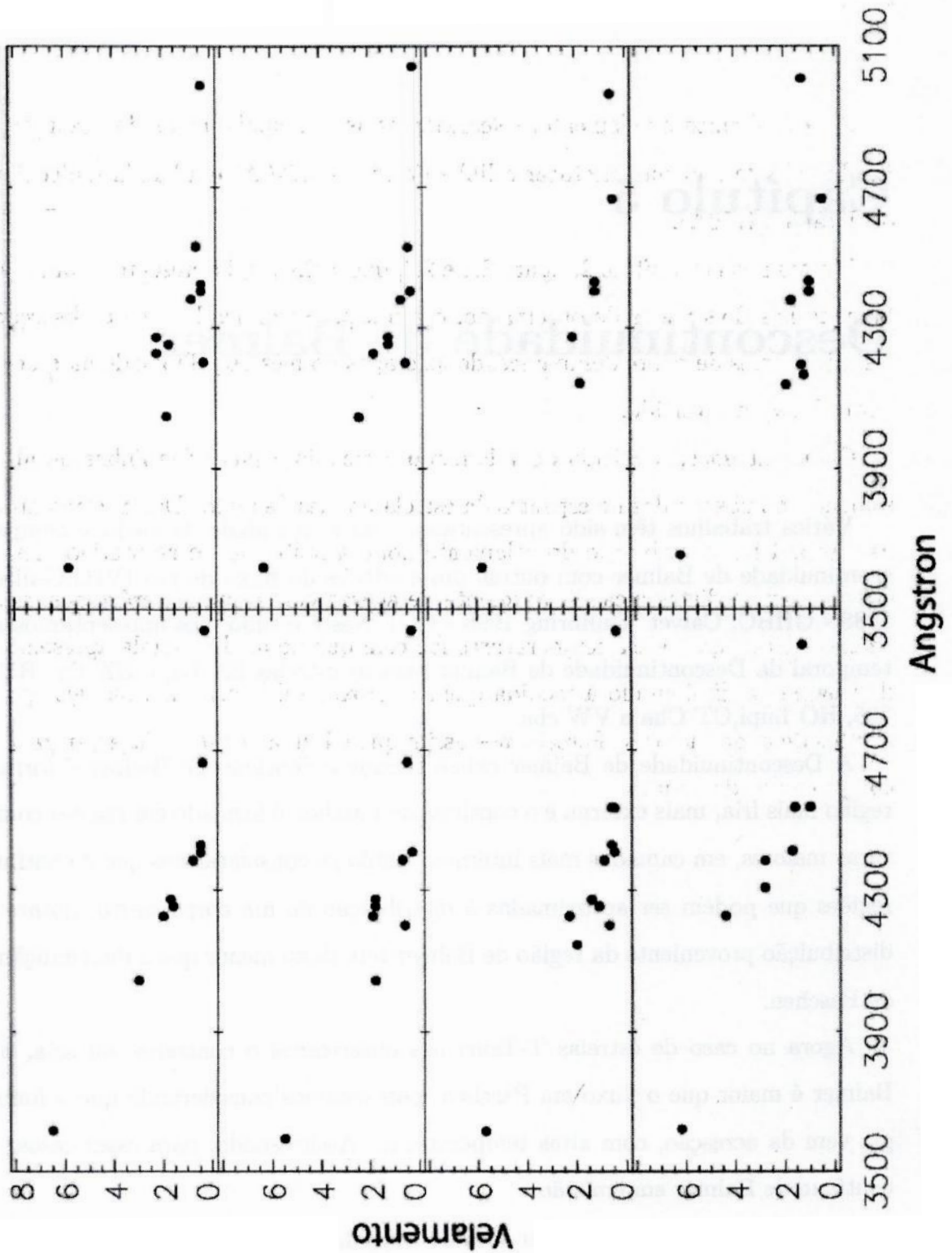


FIGURA 4.1: Distribuição do velamento noite à noite da estrela EX Lupi no mês de maio.

Capítulo 5

Descontinuidade de Balmer

Vários trabalhos têm sido apresentados com a finalidade de medir e comparar a Descontinuidade de Balmer com outras propriedades do fluxo de gás (VBJ, Gullbring et al. 1988 - GHBC, Calvet Gullbring 1998 - CG). Neste estudo, nós apresentamos a evolução temporal da Descontinuidade de Balmer para as estrelas EX Lupi, BZ Sgr, RU Lupi, AS 205, HO Lupi, CT Cha e VW cha.

A Descontinuidade de Balmer existe porque o contínuo de Balmer é formado numa região mais fria, mais externa e o contínuo de Paschen é formado em regiões com temperaturas maiores, em camadas mais internas. Então se considerarmos que o contínuo vem de regiões que podem ser aproximadas à distribuição de um corpo negro, notaremos que a distribuição proveniente da região de Balmer tem fluxo menor que a distribuição da região de Paschen.

Agora no caso de estrelas T-Tauri nós observamos o contrário, ou seja, o fluxo em Balmer é maior que o fluxo em Paschen, pois estamos considerando que a fonte de energia vem da acreção, com altas temperaturas. Assim sendo, para esses casos, teremos o contínuo de Balmer em emissão.

A Descontinuidade de Balmer é então definida como a razão entre esses dois fluxos, e podemos calculá-la da seguinte forma :

$$R_{Bal} = F_{CBal} / F_{CPas}$$

onde $F_{c_{Bal}}$ é o fluxo do contínuo de Balmer e $F_{c_{Pas}}$ é o fluxo do contínuo de Paschen.

5.1 Método para Determinação da Descontinuidade de Balmer

O método desenvolvido para determinarmos a Descontinuidade de Balmer é simples e se baseia na escolha de janelas ao longo do espectro observado. Estas janelas localizam-se em regiões livres de linhas de absorção ou linhas de emissão, como podemos observar na figura 5.1. Escolhemos três janelas na região do contínuo de Balmer e cinco janelas na região do contínuo de Paschen. Excluimos uma possível janela (a 3860 Å), já que nessa região o excesso de emissão das linhas da série de Balmer faz com que o contínuo local sofra uma aparente elevação. Traçamos uma extrapolação do contínuo de Paschen em direção ao corte de Balmer com um polinômio de segundo grau. A escolha do polinômio de segundo grau ao invés de um polinômio de primeiro grau deve-se ao fato deste não se encaixar perfeitamente ao contínuo de Paschen de acordo com as janelas escolhidas no espectro. Assim, o valor medido a partir do contínuo de Balmer até a extrapolação com o polinômio nos fornece a razão entre o fluxo de Balmer e o fluxo de Paschen (Descontinuidade de Balmer).

Cálculo do erro para a Descontinuidade de Balmer

Sabemos que:

$$B_j = F_b / F_p$$

B_j é a Descontinuidade de Balmer, F_b é o fluxo na região de Balmer e F_p é o fluxo na região de Paschen. Associando a esses fluxos seus erros, teremos:

$$F_b = F_b \pm 0,04,$$

onde o erro de 0,04 referente à região de Balmer é devido a erros de redução, e

$$F_p = F_p \pm 0,10.$$

Encontramos esse erro de 0,10 para a extrapolação, fazendo várias medidas e verificando que os valores eram iguais exceto por uma variação de 10%. Assim teremos para o erro da descontinuidade de Balmer:

$$(\sigma_{B_j/F_b})^2 = (1/F_p F_b)^2 * (\sigma_{F_b})^2 + (-1/F_p^2)^2 * (\sigma_{F_p})^2.$$

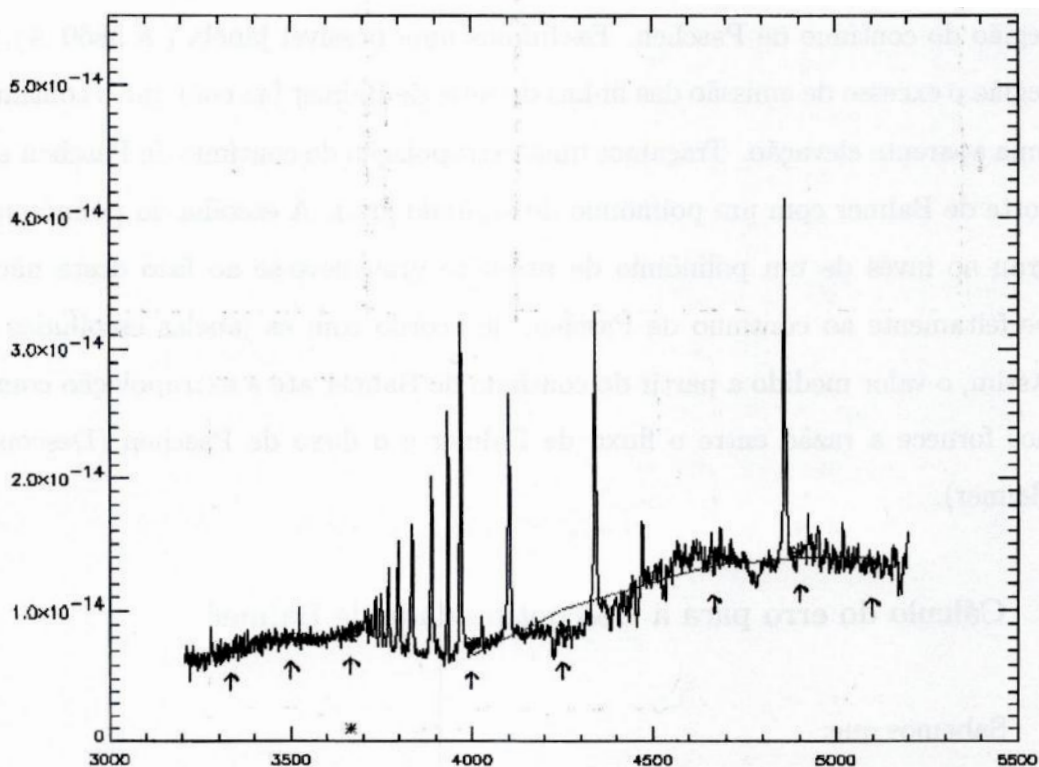


FIGURA 5.1: Método utilizado para o cálculo da Descontinuidade de Balmer, mostrando as janelas escolhidas ao longo dos contínuos de Balmer e Paschen e a extrapolação com o polinômio de segundo grau.

Nas figuras 5.2 e 5.3 observamos a distribuição temporal da Descontinuidade de Balmer para as estrelas EX Lupi, BZ Sgr, RU Lupi, AS 205, HO Lupi, CT Cha e VW cha, realizadas com o método acima descrito. As medidas da Descontinuidade de Balmer para

as estrelas CT Cha e AS 205 no mês maio e da estrela VW Cha no mês de julho não estão representadas nas figuras por não apresentarem pontos suficientes para se visualizar algum comportamento.

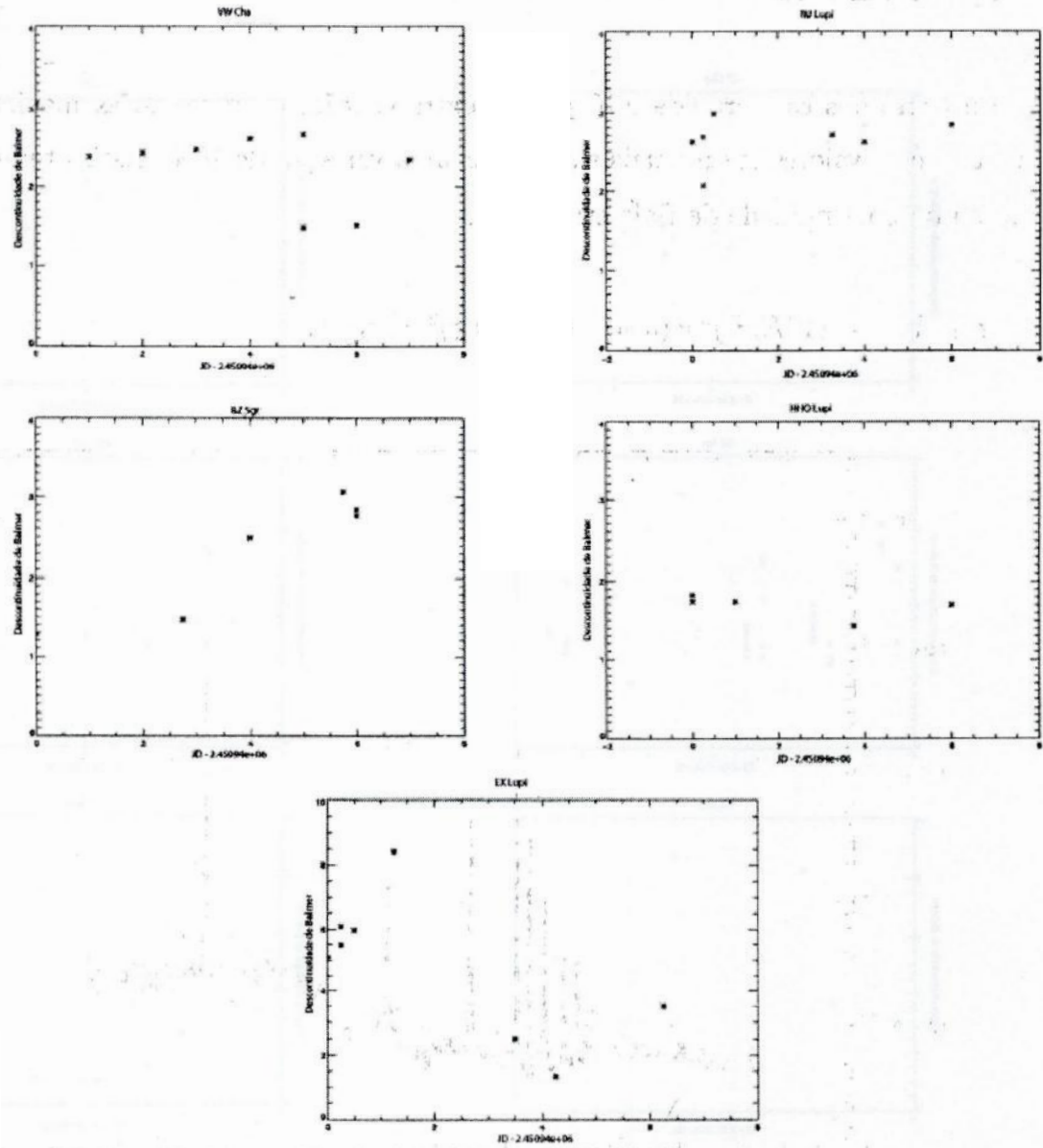


FIGURA 5.2: Distribuição temporal da Descontinuidade de Balmer no mês de maio das estrelas VW Cha, BZ Srg, RU Lupi, HO Lupi e EX Lupi.

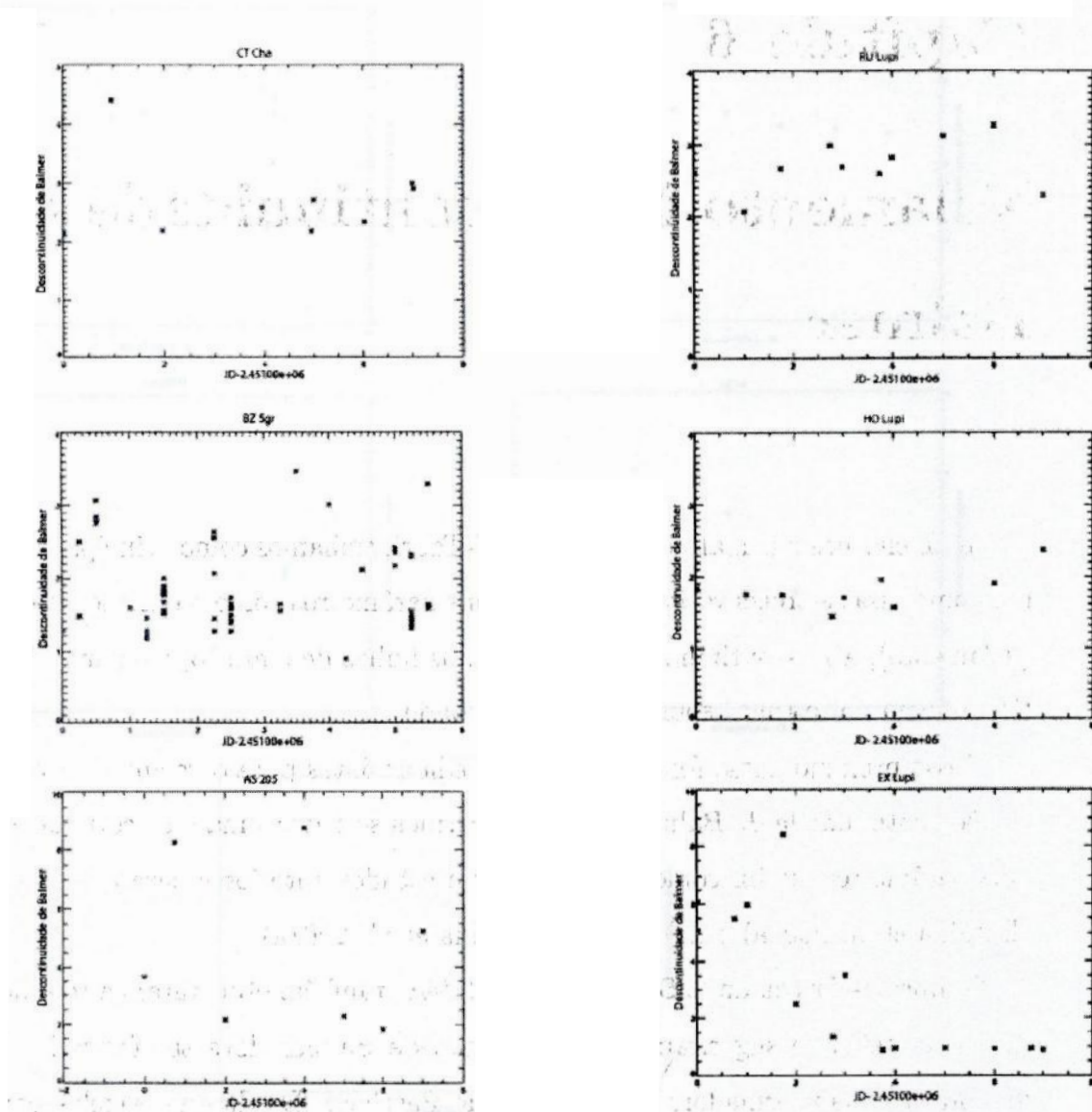


FIGURA 5.3: Distribuição temporal da Descontinuidade de Balmer no mês de julho das estrelas CT Cha, BZ Sgr, AS 205, RU Lupi, HO Lupi e EX Lupi.

Capítulo 6

Velamento X Descontinuidade de Balmer

Ao iniciarmos o trabalho com estrelas T-Tauri, tínhamos como principal objetivo entender como essas estrelas variam e o que alguns parâmetros como o excesso de fluxo contínuo (velamento), a Descontinuidade de Balmer, as linhas de emissão, e o perfil P-Cygni invertido podem nos afirmar sobre essa variabilidade.

Nosso próximo passo foi comparar as medidas feitas para o velamento com as medidas da Descontinuidade de Balmer para verificarmos se havia uma anti-correlação entre esses dois parâmetros, assim como se verificou em estudos anteriores para as estrelas GQ Lupi (Batalha et al. 2001a) e TW Hydra (Batalha et al. 2001a).

Gullbring-Hartmann & Briceno-Calvet (1998) também observaram a relação entre esses dois parâmetros e sugeriram que o contínuo de Balmer deve ser formado numa região distinta à região formadora do contínuo de Paschen. Desde que estrelas com alta taxa de acreção mostram quase nenhuma Descontinuidade de Balmer, eles concluíram que o contínuo de Paschen deve aumentar muito mais rapidamente do que o contínuo de Balmer.

A anti-correlação entre o velamento e a Descontinuidade de Balmer é esperada porque a fonte de energia proveniente da acreção afeta de maneira diferente essas duas regiões do contínuo, principalmente devido ao efeito de opacidade que é controlado por parâmetros do gás local. Sabendo que a região de Paschen é menos opaca que a região de Balmer, quando a acreção aumenta a razão entre o contínuo de Balmer e o contínuo de Paschen

deve diminuir.

Nós verificamos a relação entre estes dois parâmetros para duas estrelas de nossa amostra: EX Lupi e BZ Sgr. Como podemos observar nas figuras 6.1 e 6.2 não podemos afirmar que exista uma anti-correlação entre o velamento e a Descontinuidade de Balmer. Uma das explicações para não encontrarmos tal relação é o fato de possuímos poucas noites de observação, principalmente para a estrela EX Lupi que somente nos permitiu medir o velamento para as noites de maio onde estão presentes as linhas de absorção.

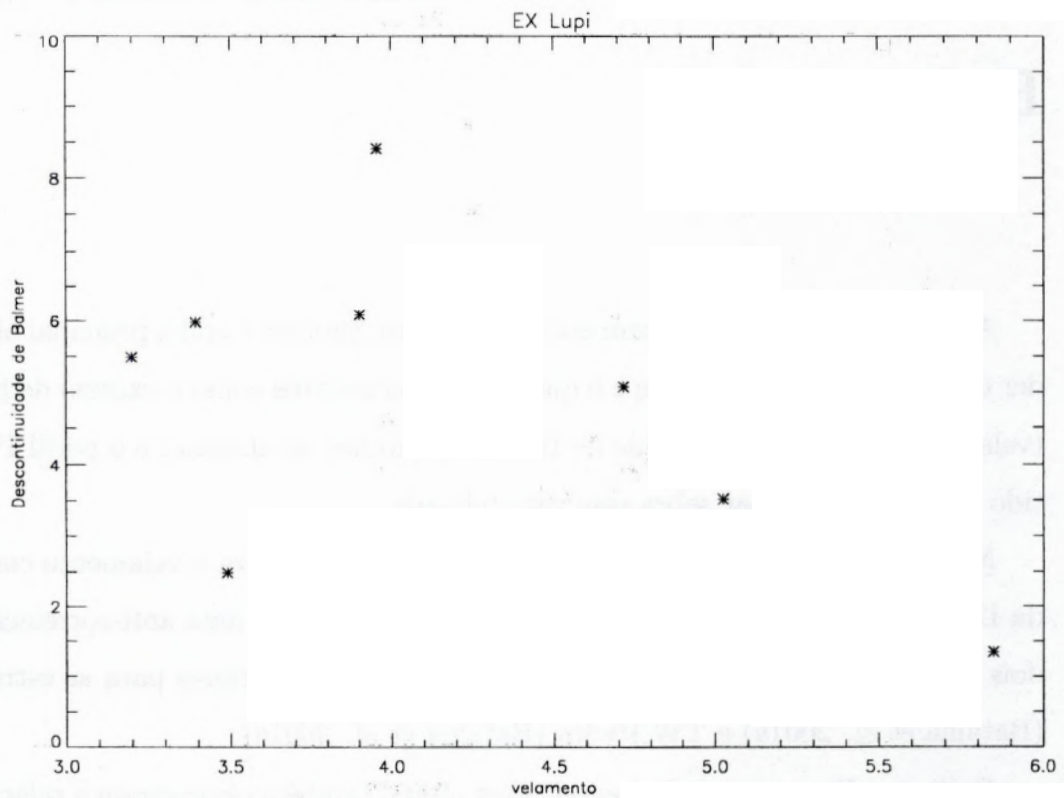


FIGURA 6.1: Relação entre o velamento e a Descontinuidade de Balmer para a estrela EX Lupi no mês de maio de 1998.

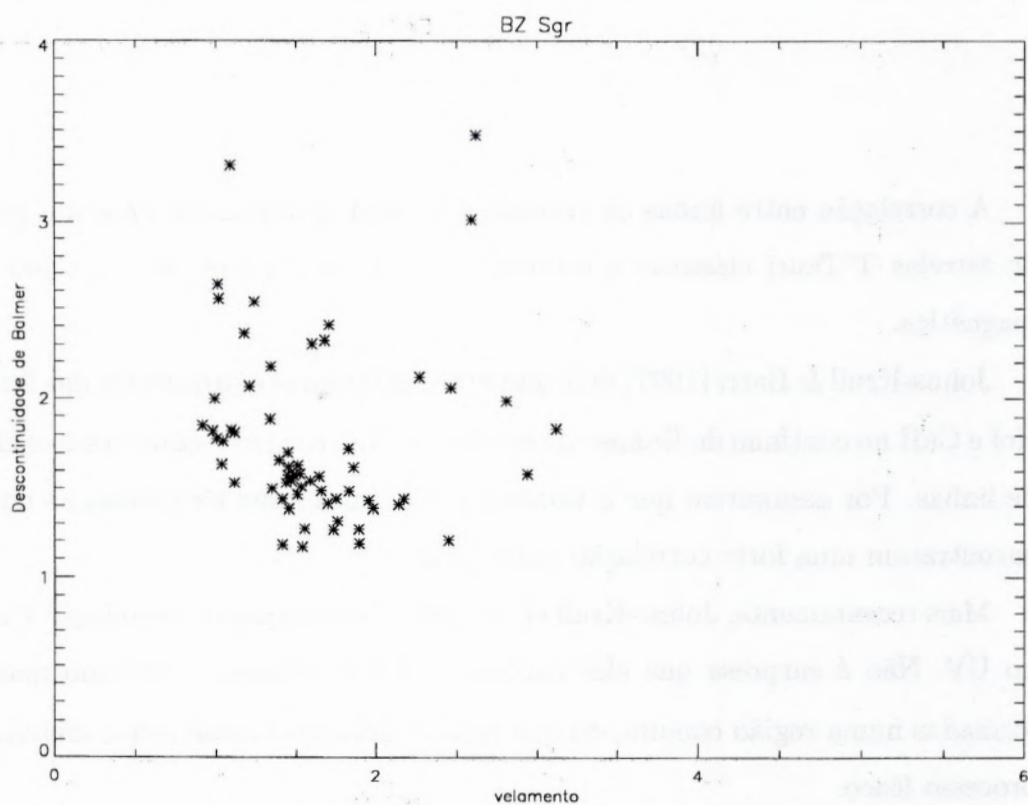


FIGURA 6.2: Relação entre o velamento e a Descontinuidade de Balmer para a estrela BZ Sgr no mês de julho de 1998.

Capítulo 7

Velamento X Linhas de Emissão

A correlação entre linhas de emissão está bem determinada para um grande conjunto de estrelas T-Tauri clássicas e estabelece um forte suporte para o cenário de acreção magnética.

Johns-Krull & Barri (1997) determinaram as larguras equivalentes das linhas de emissão HeI e CaII no contínuo de Balmer da estrela DF Tau e converteram essas medidas em fluxos de linhas. Por assumirem que o velamento é a única fonte de mudanças no contínuo, eles encontraram uma forte correlação linha-linha.

Mais recentemente, Johns-Krull et al. (2000) provou que tal correlação é mais observada no UV. Não é surpresa que eles encontrem tal correlação, indicando que as linhas são formadas numa região comum, ou que regiões diferentes estão sendo afetadas pelo mesmo processo físico.

O que fizemos então foi calcular a largura equivalente e o fluxo das principais linhas de emissão [HeII(4685Å), HeI(4470Å), Ca(H)(4968Å), Ca(K)(4931Å), H γ (4339Å), H8(3888Å), H9(3833Å), H10(3797Å), H11(3769Å), H12(3747Å), H13(3733Å)] da estrela EX Lupi. Os resultados são mostrados nas tabelas 7.1 e 7.2.

TABELA 7.1: Largura Equivalente das Linhas de Emissão (EW) e Medidas de Fluxo x 10^{-14} (ergs s $^{-1}$ cm $^{-2}$)

Data Juliana	EW(HeII)	F(HeII)	EW(HeI)	F(HeI)	EW(H γ)	F(H γ)	EW(Ca(H))	F(Ca(H))	EW(Ca(K))	F(Ca(K))
2450941.6158	0.67	2.04	1.36	3.83	17.42	3.97	21.24	3.87	11.08	1.83
2450941.7568	0.67	2.07	1.30	3.60	16.64	3.70	21.77	3.62	11.25	1.71
2450941.8350	0.72	1.81	0.91	2.23	17.06	3.18	20.10	3.00	10.62	1.43
2450941.9336	0.55	1.72	1.47	3.39	14.57	3.33	20.47	3.43	11.53	1.71
2450942.7613	0.70	9.60	1.14	1.42	14.23	1.44	17.14	1.30	10.35	7.00
2450944.9320	0.36	1.32	1.68	5.48	17.31	5.34	22.67	5.98	19.65	4.53
2450945.8078	0.33	1.22	0.86	3.12	11.08	3.90	11.40	3.97	9.85	2.85
2450947.6581	0.89	1.34	1.91	2.66	23.85	2.85	28.10	2.95	13.99	1.42
2450997.6646			0.53	7.21	5.34	6.98	11.46	1.54	11.10	1.55
2450997.7861	0.31	3.76	0.66	8.38	5.81	7.37	12.57	1.51	11.30	1.41
2450998.5742	0.34	3.18	0.61	6.02	5.52	5.34	9.61	9.49	7.94	7.90
2450998.6946	0.31	3.19	0.60	6.62	4.95	5.39	9.66	1.07	8.27	9.32
2450999.5692	0.25	4.14	0.55	9.92	5.41	9.46	11.33	2.00	9.89	1.79
2450999.7667	0.22	2.85	0.35	4.90	4.86	6.52	11.42	1.59	10.07	1.44
2451000.5220	0.43	1.66			5.95	2.26	10.52	4.30	8.66	3.59
2451000.6561	0.24	1.59			5.63	3.58	10.26	7.27	8.93	6.40
2451001.5568	0.16	1.01			4.22	2.49	9.31	6.02	8.54	5.45
2451001.7462	0.28	5.89			4.94	9.80	10.97	2.20	9.39	1.94
2451002.6669	0.29	2.17	0.29	2.37	5.89	4.54	9.64	7.28	6.85	5.34
2451003.7150	0.29	2.70	0.37	3.74	5.70	5.39	11.53	1.09	9.99	9.43
2451004.4824	0.35	3.00	0.68	6.06	5.76	5.03	8.64	7.39	6.16	5.29
2451004.7006	0.35	2.20	0.57	3.78	5.78	3.65	8.52	5.46	6.22	5.33

TABELA 7.2: Largura Equivalente das Linhas de Emissão (EW) e Medidas de Fluxo x 10^{-14} (ergs s $^{-1}$ cm $^{-2}$)

Data Juliana	EW(H8)	F(H8)	EW(H9)	F(H9)	EW(H10)	F(H10)	EW(H11)	F(H11)	EW(H12)	F(H12)	EW(H13)	F(H13)
2450941.6158	12.37	2.30	12.15	2.20	6.88	1.32	3.48	7.39	2.26	4.93	1.77	4.06
2450941.7568	10.19	1.83	10.68	1.84	5.90	1.08	3.65	3.96	2.14	4.31	1.76	3.53
2450941.8350	12.83	1.88	10.01	1.54	6.25	9.77	3.32	5.62	2.00	3.57	1.81	3.27
2450941.9336	11.27	1.96	10.39	1.77	5.27	9.83	3.75	7.09	2.05	4.14	2.05	4.20
2450942.7613	11.99	8.48	8.83	6.40	6.12	4.50	4.19	3.11	1.32	1.13	2.56	1.98
2450944.9320	11.09	2.79	5.68	1.66	6.98	1.68	2.69	7.41	4.50	1.09	1.42	4.33
2450945.8078	7.46	2.34	4.28	1.47	2.95	9.83	3.26	9.67	1.52	5.16	2.17	6.84
2450947.6581	13.32	1.56	11.34	1.36	7.96	9.08	3.45	4.55	7.39	4.82	2.27	3.18
2450997.6646	2.04	2.73	0.62	9.02	1.06	1.38	1.13	1.38	2.04	2.41	1.96	2.30
2450997.7861	2.59	3.09	0.78	1.04	1.36	1.56	1.16	1.26	2.08	2.19	1.81	1.93
2450998.5742	1.86	1.91	0.69	7.56	1.01	9.99	1.27	1.14	1.80	1.59	1.80	1.60
2450998.6946	1.84	2.08	0.70	8.44	0.72	8.04	1.11	1.13	1.44	1.47	1.47	1.49
2450999.5692	2.11	3.75	0.45	8.93	0.80	1.40	0.99	1.60	1.78	2.80	1.79	2.81
2450999.7667	1.60	2.30	0.38	5.85	0.67	9.43	0.93	1.20	1.78	2.22	1.68	2.09
2451000.5220	1.82	7.53	0.82	3.31	1.26	4.92	1.68	5.64	2.60	8.44	2.13	7.28
2451000.6561	1.93	1.33	0.54	3.83	0.86	5.92	1.64	9.35	3.01	1.63	3.00	1.67
2451001.5568	1.52	9.63	0.54	3.33	0.83	5.25	2.02	9.97	2.78	1.34	2.93	1.48
2451001.7462	1.65	3.35	0.53	1.10	0.78	1.54	1.50	2.49	2.26	3.74	2.66	4.42
2451002.6669	2.31	1.80	1.18	9.46	1.32	9.89	1.28	8.87	1.57	1.09	1.68	1.19
2451003.7150	2.23	2.11	0.83	8.18	1.07	9.88	1.57	1.27	2.36	1.86	2.19	1.78
2451004.4824	2.45	2.13	0.75	7.06	0.82	7.21	1.21	9.45	1.66	1.28	1.66	1.30
2451004.7006	2.16	1.42	0.81	5.64	0.75	4.96	1.32	7.61	2.07	1.16	1.72	9.89

Após esse estudo, comparamos os fluxos das linhas de emissão e encontramos a correlação linha-linha esperada, o que vem afirmar a teoria de uma região comum de formação de linhas. A correlação da linha $H\gamma$ com as linhas $Ca(H)$ e $Ca(K)$, $H8$ com $H9$ (linhas do hidrogênio), e $Ca(H)$ com $Ca(K)$ são apresentadas na figura 7.1. Importante destacar que os gráficos à esquerda correlacionam linhas de uma mesma espécie, enquanto os gráficos à direita linhas de espécies diferentes.

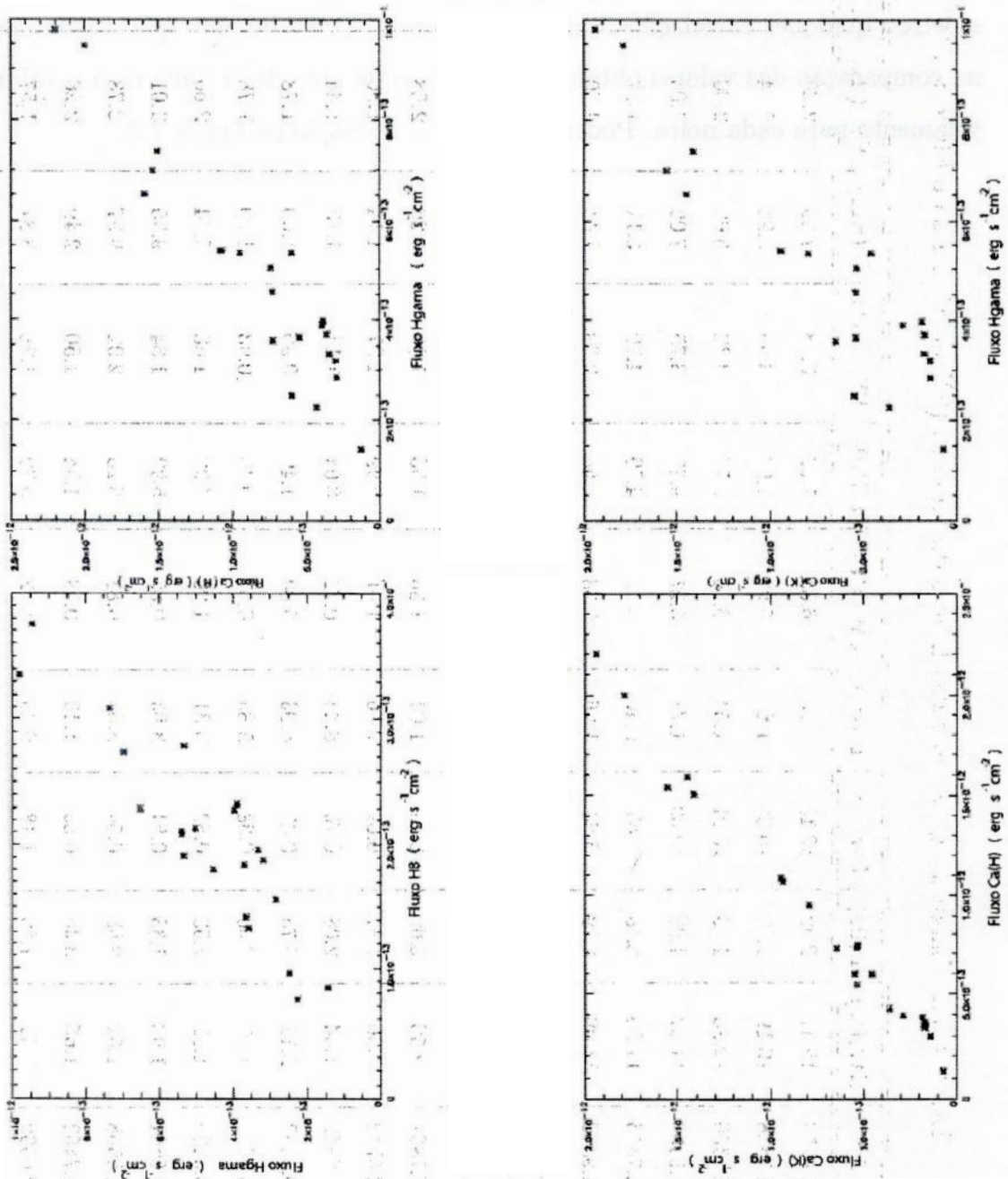


FIGURA 7.1: Correlação entre as linhas de emissão do Hidrogênio e $CaII$.

Num cenário de disco de acreção, acredita-se que o excesso de emissão contínua se origine próximo à região de impacto e que as linhas de emissão se originem no gás em queda. Linha e excesso de contínuo dependem exclusivamente da massa de acreção do disco, então presumidamente espera-se que eles estejam em fase. Mas o que se tem publicado na literatura indica que nem sempre é o que ocorre.

Investigamos como o excesso de emissão contínua medido para a estrela EX Lupi se comporta em relação às linhas de emissão, e surpreendentemente nenhuma das linhas mostrou qualquer correlação com o velamento. O procedimento que utilizamos se baseia na comparação dos valores obtidos para o fluxo de uma dada linha com o valor médio do velamento para cada noite. Podemos observar a relação na figura 7.2.

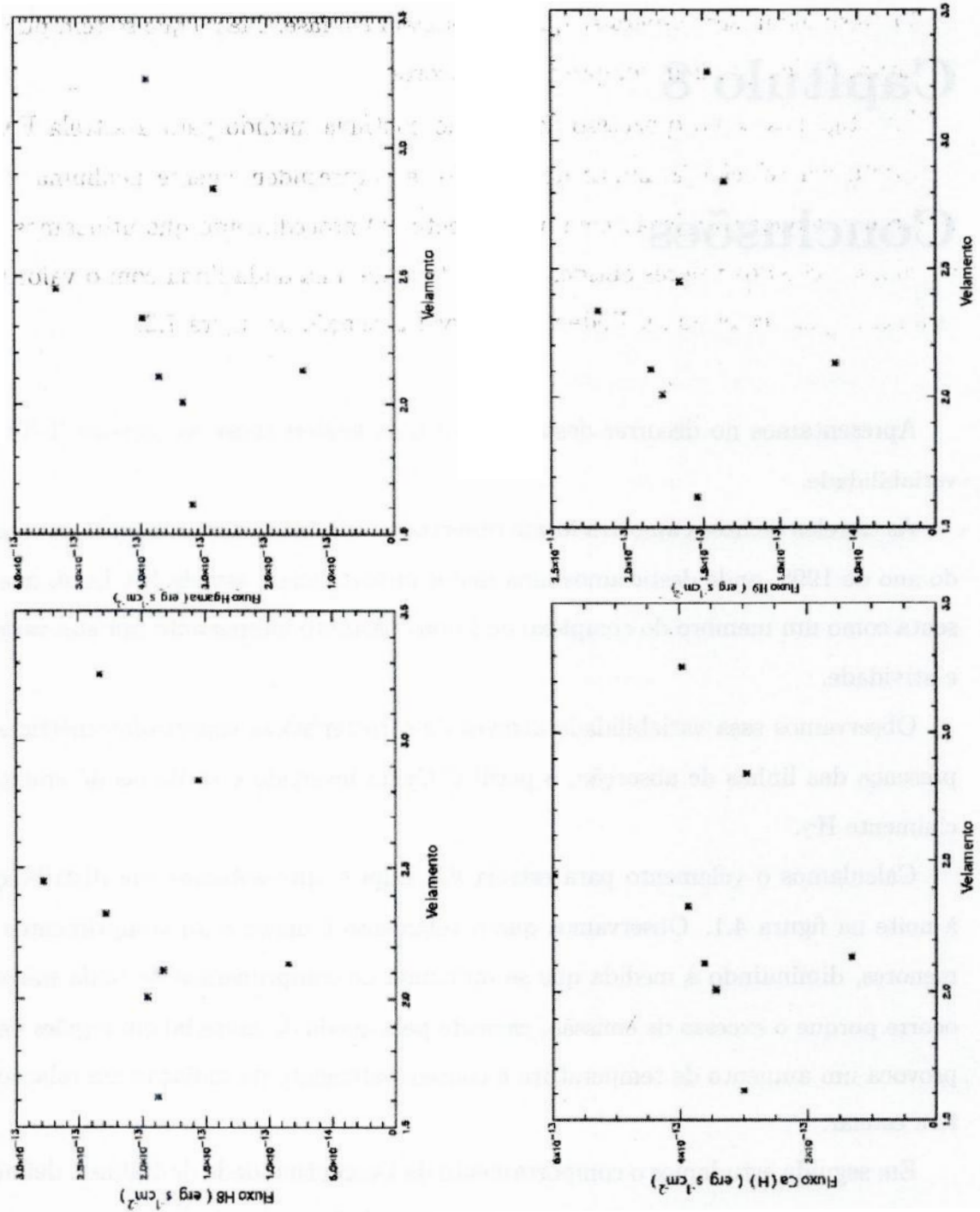


FIGURA 7.2: Relação entre Velamento médio e as linhas de emissão do Hidrogênio e CaII .

Capítulo 8

Conclusões

Apresentamos no decorrer deste projeto uma análise sobre as estrelas T-Tauri e sua variabilidade.

As estrelas de nossa amostra foram observadas durante as noites do mês de maio e julho do ano de 1998, onde destacamos uma maior importância à estrela EX Lupi, que se apresenta como um membro do complexo de Lupus bastante interessante por sua variabilidade e atividade.

Observamos essa variabilidade através de características espectrofotométricas como a presença das linhas de absorção, o perfil P-Cygni invertido e as linhas de emissão, especialmente H γ .

Calculamos o velamento para estrela EX Lupi e apresentamos sua distribuição noite à noite na figura 4.1. Observamos que o velamento é maior para comprimentos de onda menores, diminuindo à medida que se aproxima de comprimentos de onda maiores. Isso ocorre porque o excesso de emissão, causado pela queda de material em regiões de choque, provoca um aumento de temperatura e conseqüentemente de radiação em relação à fotosfera estelar.

Em seguida estudamos o comportamento da Descontinuidade de Balmer, definida como a razão entre o contínuo de Balmer e o contínuo de Paschen. Apresentamos os resultados para as estrelas EX Lupi, BZ Sgr, RU Lupi, AS 205, HO Lupi, VW Cha e CT CHa e podemos observá-los nas figuras 5.2 e 5.3. A determinação deste parâmetro foi feita a partir da escolha de janelas espectrais ao longo do contínuo de Balmer e do contínuo de

Paschen, para assim traçarmos um extrapolação com um polinômio de segundo grau até o corte de Balmer. Esta diferença nos forneceu o valor da razão entre os dois contínuos.

Com os valores obtidos para o velamento e a Descontinuidade de Balmer comparamos tais medidas para verificarmos se a anti-correlação observada em algumas estrelas T-Tauri se apresentava também para as estrelas EX Lupi e BZ Sgr. Esta relação era esperada porque o velamento, que é o excesso de fluxo contínuo que se observa devido à queda de material na superfície da estrela, não afeta da mesma forma o contínuo de Balmer e o contínuo de Paschen. Devido ao efeito de opacidade do gás, o contínuo de Balmer aumenta mais lentamente do que o contínuo de Paschen. Como podemos ver nas figuras 6.1 e 6.2, não conseguimos confirmar tal relação para as estrelas acima mencionadas e podemos justificar este resultado levando em consideração as poucas noites de observação.

E por fim estudamos as linhas de emissão da estrela EX Lupi, principalmente as linhas do hidrogênio ($H\gamma$, $H8$, $H9$) e as linhas H e K do Ca. Entendemos a correlação linha-linha como uma conclusão de que essas linhas são formadas numa mesma região ou que um certo processo físico afeta da mesma forma diferentes regiões. E ainda relacionamos as medidas do fluxo integrado das linhas de emissão com o velamento médio para cada noite, mas não encontramos qualquer relação entre esses dois parâmetros.

Bibliografia

- [1] Alencar, S.H.P., Johns-Krull, C.M., & Basri, G. 2001, A.J., 122, 3335
- [2] Basri, G., & Batalha, C. 1990, Ap.J., 363, 654
- [3] Batalha, C., Lopes, D.F., & Batalha, N.M. 2001, Ap.J., 548, 377 (BLB)
- [4] Bertout, C. 1989, Ann. Rev. Astr. ap., 27, 351
- [5] Calvet, N., & Hartmann, L. 1992, Ap.J., 386, 239
- [6] Covino, E., Terranegra, L., Franchini, M., Chavarria, K., & Stalio, R. 1992, A&AS, 94, 273
- [7] Edwards, S., Hartigan, P., Ghandour, L., & Andrulis, C. 1994, A.J., 108, 1056
- [8] Filippenko, A.V. 1982, PASP, 94, 715
- [9] Hartmann, L., Hewett, R., Stahler, S., & Mathieu, R.D. 1986, Ap.J., 309, 275
- [10] Hartmann, L., Hewett, R., & Calvet, N. 1994a, Ap.J., 426, 669
- [11] Herbig, G.H. 1960, Ap.JSupp., 4, 337
- [12] Herbig, G.H., & Bell, K.R. 1988, Third Catalog of Emission-Line Stars of the Orion Population, Lick Observatory Bulletin No. 1111 (HBC) Hillenbrand, L.A., Strom, S.E., Vrba, F.J., & Keene, J. 1992, Ap.J., 397, 613
- [13] Horne, J.H., & Baliunas, S., L. 1986, Ap.J., 302, 757
- [14] Johns-Krull, C.M., & Basri, G. 1997, Ap.J., 474, 433
- [15] Joy, A.H. 1945, Ap.J., 102, 168

- [16] Kenyon, S.J., & Hartmann, L. 1995, *Ap.JSupp.*, 101, 117
- [17] Kenyon, S.J., Mahdavi, A. 1998, *Ap.J.*, 497, 342
- [18] Lehmann, T., Reipurth, B., and Brandner, W. 1995, *A&AS*, 300, L9
- [19] Lynden-Bell, D., & Pringle, J.E. 1974, *M.N.R.A.S.*, 168, 603
- [20] Mendoza V, E.E., 1968, *Ap.J.*, 151, 977