

UNIVERSIDADE FEDERAL DE MINAS GERAIS
Instituto de Ciências Exatas
Programa de Pós-graduação em Física

Fernanda Silva de Oliveira

ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA DE ESTRELAS COM VARIABILIDADE
DOMINADA PELO PROCESSO DE ACREÇÃO EM NGC 2264

Belo Horizonte
2025

Fernanda Silva de Oliveira

**ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA DE ESTRELAS COM
VARIABILIDADE DOMINADA PELO PROCESSO DE
ACREÇÃO EM NGC 2264**

Dissertação apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física do Instituto de Ciências Exatas da Universidade Federal de Minas Gerais como requisito parcial para obtenção do título de Mestre em Ciências.

Orientadora: Silvia Helena Paixão
Alencar

Coorientadora: Alana Paixão de
Sousa

Belo Horizonte

2025

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

O48a Oliveira, Fernanda Silva de.

Análise espectroscópica de estrelas com variabilidade dominada pelo processo de acreção em NGC 2264 / Fernanda Silva de Oliveira. – 2025.
68 f. : il.

Orientadora: Silvia Helena Paixão Alencar.

Coorientadora: Alana Paixão de Sousa.

Dissertação (mestrado) – Universidade Federal de Minas Gerais,
Departamento de Física.

Bibliografia: f. 55-60.

1. Estrelas. 2. Estrelas T Tauri. 3. Acreção. I. Título. II. Alencar, Silvia Helena Paixão. III. Sousa, Alana Paixão de. IV. Universidade Federal de Minas Gerais, Departamento de Física.

CDU – 52 (043)



UNIVERSIDADE FEDERAL DE MINAS GERAIS

ATA

ATA DA SESSÃO DE ARGUIÇÃO DA 768ª DISSERTAÇÃO DO PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA, DEFENDIDA POR FERNANDA SILVA DE OLIVEIRA orientada pela professora **Silvia Helena Paixão Alencar** e coorientada pela Dra. **Alana Paixão de Sousa** para obtenção do grau de **MESTRE EM FÍSICA, área de concentração Astrofísica**. Às dez horas do dia dez de julho de dois mil e vinte e cinco reuniu-se, por videoconferência, a Comissão Examinadora composta pelos professores **Silvia Helena Paixão Alencar** (Orientadora - Departamento de Física/UFMG), **Alana Paixão de Sousa** (Coorientadora - Institut de Planétologie et d'Astrophysique de Grenoble), **Bonnie Romano Zaire** (Departamento de Física/UFMG) e **Gabriel Armando Pellegatti Franco** (Departamento de Física/UFMG), para dar cumprimento ao Artigo 37 do Regimento Geral da UFMG, submetendo **FERNANDA SILVA DE OLIVEIRA** à arguição de seu trabalho de dissertação, que recebeu o título de "**Análise espectroscópica de estrelas com variabilidade dominada pelo processo de acreção em NGC 2264**". A candidata fez uma exposição oral de seu trabalho durante aproximadamente 50 minutos. Após esta, os membros da comissão prosseguiram com a sua arguição, e apresentaram seus pareceres individuais sobre o trabalho, concluindo pela aprovação do candidata.

Belo Horizonte, 10 de julho de 2025.

Prof. Silvia Helena Paixão Alencar
Orientadora da estudante
Departamento de Física/UFMG

Dra. Alana Paixão de Sousa
Coorientadora da estudante
Institut de Planétologie et d'Astrophysique de Grenoble

Profa. Bonnie Romano Zaire
Departamento de Física/UFMG

Prof. Gabriel Armando Pellegatti Franco
Departamento de Física/UFMG

CANDIDATA: Fernanda Silva de Oliveira



Documento assinado eletronicamente por **Fernanda Silva de Oliveira, Usuária Externa**, em 10/07/2025, às 16:31, conforme horário oficial de Brasília, com fundamento no art. 5º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).



Documento assinado eletronicamente por **Silvia Helena Paixão Alencar, Professora do Magistério Superior**, em 10/07/2025, às 16:35, conforme horário oficial de Brasília, com fundamento no art. 5º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).



Documento assinado eletronicamente por **Gabriel Armando Pellegatti Franco, Professor do Magistério Superior**, em 10/07/2025, às 16:40, conforme horário oficial de Brasília, com fundamento no art. 5º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).



Documento assinado eletronicamente por **Bonnie Romano Zaire, Professor(a)**, em 10/07/2025, às 17:32, conforme horário oficial de Brasília, com fundamento no art. 5º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).



Documento assinado eletronicamente por **Alana Paixão de Sousa, Usuário Externo**, em 11/07/2025, às 10:58, conforme horário oficial de Brasília, com fundamento no art. 5º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).



A autenticidade deste documento pode ser conferida no site https://sei.ufmg.br/sei/controlador_externo.php?acao=documento_conferir&id_orgao_acesso_externo=0, informando o código verificador **4367126** e o código CRC **7C1BA2B1**.

Agradecimentos

Gostaria de agradecer, primeiramente, à incrível dupla Sílvia e Alana, pela enorme paciência e atenção comigo durante esse processo. Não foi um caminho fácil e sei que se tivesse outras pessoas ao meu lado não teria chegado tão longe. Também gostaria de agradecer às mulheres que estiveram lá por mim, minha mãe Lúcia, enquanto pôde aproveitar a vida neste planeta, minhas tias Maria Lúcia e Maria Terezinha, que sempre foram como segundas mães, minha médica Dra. Juni, que me deu coragem e ânimo para iniciar essa empreitada, e a minha amada Eve, que sempre acreditou em mim, até mesmo nos momentos em que eu havia perdido qualquer vontade de seguir em frente.

O albatroz

“[...]”

*O Poeta é semelhante ao príncipe da altura
Que busca a tempestade e ri da flecha no ar;
Exilado no chão, em meio à corja impura,
As asas de gigante impedem-no de andar.*

(Flores das Flores do mal de Baudelaire , Guilherme de Almeida)

Resumo

Estrelas T Tauri clássicas (ETTCs) são estrelas jovens de baixa massa ($M_{\star} < 2 M_{\odot}$), com idades estimadas entre $10^6 - 10^7$ anos, ainda em processo de formação, e variáveis. Neste trabalho, analisamos séries temporais de espectros de 54 ETTCs, com variabilidade fotométrica dominada por manchas quentes, pertencentes ao aglomerado jovem NGC 2264 (~ 3 Myr). Temos como objetivo verificar se estrelas cuja variabilidade é dominada pela acreção poderiam ser a causa da dispersão de $\sim 1 - 2$ dex observada na relação entre taxa de acreção de massa e massa estelar, que ainda não é explicada na literatura. Inicialmente, removemos toda a contaminação nebular presente nos espectros das estrelas. Em seguida, normalizamos os espectros, e calculamos a taxa de acreção de massa, através do fluxo da linha de emissão de $H\alpha$. Utilizamos em nossos cálculos a distância média mais atual do aglomerado (722 ± 2 pc), obtida com os dados do satélite Gaia. Nossos resultados apontaram para uma variabilidade média da taxa de acreção de massa de 0,4 dex em escala de dias, com apenas 7,4% de nossas estrelas possuindo uma variabilidade maior do que 1 dex em escala de dias, dentro do limite da dispersão da taxa de acreção de massa em função da massa levantada pela literatura. Ao compararmos os resultados obtidos com a nossa amostra, constituída por estrelas cuja variabilidade é dominada pela acreção, com amostras de ETTCs em outros trabalhos da literatura que apresentam variabilidades por diversos processos (acreção, ocultação por poeira, manchas frias), verificamos que a porcentagem de estrelas com alta variabilidade é maior na nossa amostra. Esse resultado indica que, apesar da variabilidade do processo de acreção não explicar toda a dispersão de taxa de acreção de massa por massa observada, podemos dizer que ela tem uma contribuição importante nesta dispersão.

Palavras-chave: Formação estelar, Estrelas T Tauri Clássicas, Acreção, NGC 2264, Taxa de acreção de massa.

Abstract

Classical T Tauri stars (CTTS) are low-mass young stars ($M_{\star} < 2 M_{\odot}$), with estimated ages between $10^6 - 10^7$ years, still in the process of formation, and variable. In this work, we analyzed time series spectral data of 54 CTTS with photometric variability dominated by hot spots, in the young cluster NGC 2264 (~ 3 Myr). Our goal was to investigate whether stars with accretion-dominated variability could be responsible for the observed spread of $\sim 1 - 2$ dex in the mass accretion rate vs. stellar mass relation, which remains unexplained in the literature. First, we removed all nebular contamination from the stellar spectra. We then normalized the spectra and calculated the mass accretion rate using the H α emission line flux. For our calculations, we adopted the most up-to-date average distance to the cluster (722 ± 2 pc), obtained from Gaia satellite data. Our results revealed an average mass accretion rate variability of 0.4 dex on day timescales, with only 7.4% of our stars exhibiting day-scale variability greater than 1 dex, within the range of the mass-dependent accretion rate dispersion reported in the literature. When comparing our results from a sample of accretion-dominated CTTS, with literature samples where variability arises from different processes (accretion, occultation by dust, cold spots), we found that our sample had a higher percentage of stars with strong variability. This suggests that while accretion variability alone cannot fully explain all the observed mass-dependent dispersion in accretion rates, it plays a significant role in contributing to this dispersion.

Keywords: Star formation, Classical T Tauri Stars, Accretion, NGC 2264, Mass accretion rate.

LISTA DE FIGURAS

Figura 1 – Ilustração da evolução de uma estrela de baixa massa até a sequência principal	13
Figura 2 – Diagrama HR com trilhas evolutivas na pré-sequência principal	14
Figura 3 – Ilustração dos estágios evolutivos de uma estrela de baixa massa e seu disco de acreção	15
Figura 4 – Visão esquemática do modelo de acreção magnetosférica para uma estrela T Tauri clássica	17
Figura 5 – Diagrama esquemático de perfis de linhas circunstelares de emissão, em diferentes linhas de visada	18
Figura 6 – Simulação de magneto-hidrodinâmica para uma estrela T Tauri clássica	19
Figura 7 – Exemplo de acreção magnetosférica em regime estável e instável	20
Figura 8 – Tipos de variabilidade em objetos estelares jovens	21
Figura 9 – Variação da taxa de acreção de massa durante a formação de uma estrela do tipo solar	22
Figura 10 – Curvas de luz de acreção eruptiva em objetos prototípicos do tipo FU Ori e EX Lup	23
Figura 11 – Amostra de curvas de luz de estrelas T Tauri clássicas do aglomerado jovem NGC 2264 observadas com o satélite CoRoT	24
Figura 12 – Curvas de luz de estrelas T Tauri clássicas do tipo <i>burster</i> pertencentes ao aglomerado jovem NGC 2264 observadas com o satélite CoRoT	25
Figura 13 – Distribuição da taxa de acreção de massa em função da massa de ETTCs	26
Figura 14 – Imagem e diagrama HR do aglomerado NGC 2264	27
Figura 15 – Disposição das fibras do espectrógrafo FLAMES	30
Figura 16 – Disposição das fibras do espectrógrafo FLAMES antes da exclusão e correção de fibras contaminadas	31
Figura 17 – Disposição das fibras do espectrógrafo FLAMES depois da exclusão e correção de fibras contaminadas	32
Figura 18 – Espectros da estrela Mon-000766 e do céu obtidos em 22/12/2013, centrados em $H\alpha$, com as linhas de emissão de [NII] (6548,05 e 6583,45Å) destacadas	36
Figura 19 – Espectros da estrela Mon-000766 e do céu obtidos em 22/12/2013, centrados na linha de [NII] (6583,45Å).	37
Figura 20 – Espectros da estrela Mon-000766 obtidos em 22/12/2013, centrados em $H\alpha$, após a subtração do espectro do céu.	38
Figura 21 – Espectros da estrela Mon-000766, centrados em $H\alpha$, obtidos durante as 13 noites de observação	39

Figura 22 – Espectro da estrela Mon-000766 obtido em 22/12/2013, centrado em $H\alpha$, destacando a área sob a curva que corresponde à largura equivalente de $H\alpha$	40
Figura 23 – Critérios para distinguir entre ETTCs e ETTFs	44
Figura 24 – Espectros da estrela Mon-000667, centrados em $H\alpha$, obtidos em duas épocas diferentes	45
Figura 25 – Diagrama HR das estrelas da nossa amostra	46
Figura 26 – Distribuição da taxa de acreção de massa em função da massa de ETTCs	49
Figura 27 – Espectros das estrelas Mon-000220, Mon-000518 e Mon-000406, centrados em $H\alpha$	52

LISTA DE TABELAS

Tabela 1 – Dados das observações analisadas de NGC 2264	29
Tabela 2 – Fibras alocadas no céu nas observações do aglomerado NGC 2264 com o espectrógrafo FLAMES	33
Tabela 3 – Estrelas excluídas da amostra por falta de parâmetros	35
Tabela 4 – Estrelas excluídas por não possuírem acreção	42
Tabela 5 – Variabilidade média da taxa de acreção de massa de estrelas T Tauri clássicas com curvas de luz do tipo <i>burster</i> em NGC 2264	50
Tabela A.1 – Datas das observações	62
Tabela A.2 – Constantes utilizadas neste trabalho	62
Tabela B.1 – Parâmetros estelares e fibras do céu correspondentes às estrelas T Tauri clássicas e fracas	63
Tabela B.2 – Valores de largura equivalente e taxa de acreção de massa correspondentes às estrelas T Tauri clássicas	67

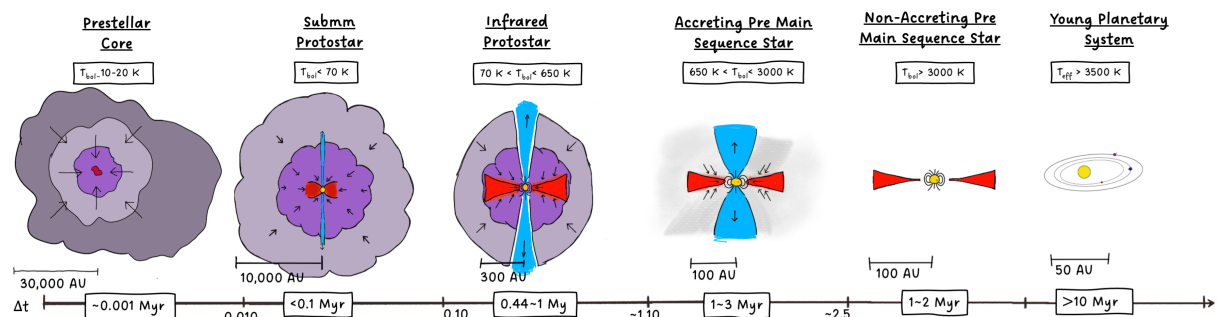
Sumário

1	INTRODUÇÃO	13
1.1	Estrelas TTauri	16
1.1.1	Modelo de acreção magnetosférica	16
1.1.2	Regimes de acreção	19
1.1.3	Variabilidade durante a formação estelar	20
1.2	NGC 2264	27
1.3	Objetivo	28
2	OBSERVAÇÕES	29
2.1	Amostra de estrelas	34
3	ANÁLISE DOS DADOS	36
3.1	Remoção das contaminações nebulares	36
3.2	Normalização dos espectros estelares	39
4	RESULTADOS	40
4.1	Largura equivalente da linha de $H\alpha$	40
4.1.1	Novas estrelas retiradas da amostra	41
4.2	Diagrama HR das estrelas da amostra	46
4.3	Taxa de acreção de massa a partir da linha de $H\alpha$	47
4.3.1	Taxa de acreção de massa em função da massa da estrela	48
5	CONCLUSÕES	53
5.1	Perspectivas de trabalhos futuros	54
	Referências	55
	APÊNDICES	61
	APÊNDICE A – TABELAS PARA CONSULTA	62
	APÊNDICE B – AMOSTRA DE ESTRELAS T TAURI	63

1 Introdução

Desde os estudos sobre a dinâmica dos corpos celestes com a lei da gravitação, presentes nas obras de Isaac Newton no século XVII, outros pensadores buscaram explicar os movimentos destes corpos no sistema solar, como, por exemplo, a rotação dos planetas em um mesmo plano de órbita e de forma quase circular. Na busca pela origem desses movimentos, pensadores foram levados a teorizar sobre o início do nosso sistema solar. Um dos conceitos mais destacáveis foi o da “nebulosa primitiva”, idealizada no século XVIII por Emanuel Swedenborg e aprimorada por Immanuel Kant e Pierre-Simon Laplace. Foi Laplace, no século XIX, que procurou aplicar o conceito de “nebulosa primitiva” unicamente ao sistema solar e não a todo o universo, como dizia Kant. Segundo Laplace, a nebulosa primitiva contrai-se sob efeito da própria gravidade, tornando-se esférica, e por causa de sua alta velocidade de rotação equatorial, anéis de matéria formam-se inúmeras vezes a partir desta porção, individualizam-se e condensam, dando origem aos planetas e seus satélites. O cenário de Laplace perdurou por um bom tempo, até que inconsistências fossem apontadas durante o século XIX, como por exemplo, a dificuldade de criar planetas através da condensação espontânea desses anéis de gás, uma vez que se dispersariam ao invés de contrair em um planeta (Aitken, 1906). Durante o século XX, pesquisadores buscaram salvar o modelo que Laplace havia criado. Alguns até cogitavam que os planetas teriam se formado depois do Sol, algo que caiu por terra após datações de materiais presentes em meteoritos indicarem que tanto nossa estrela quanto os planetas se formaram em um mesmo período de tempo (Pacheco, 2020).

Atualmente, sabemos que as estrelas semelhantes ao nosso Sol, ou seja, de baixa massa, possuem um processo evolutivo como ilustrado na Fig. 1.



References: Lada (1987 IAU.S.115.1), Andre et al. (1993 ApJ.406.122), Evans et al. (2009 ApJS, 181, 321) Dunham et al. (2014 PPVI prpl.conf 195)
 Figure modified from Persson (2014) - Cartoon credits: Julia Roquette ip> as part of the **NEMESIS** project

Figura 1 – Ilustração da evolução de uma estrela de baixa massa até a sequência principal. Figura adaptada de Julia Roquette.

A evolução parte de nuvens moleculares que, ao passarem por um processo de instabilidade gravitacional, são levadas a colapsar em fragmentos menores (Larson, 2003). Esses fragmentos podem se tornar instáveis e colapsar. Um núcleo denso de gás quente é criado no centro dos fragmentos, dando origem ao que chamamos de proto-estrela assim que atingir o equilíbrio hidrostático. O material em torno da proto-estrela continua a acretar em direção a ela, aumentando sua massa. Por conservação do momento angular, advindo da nuvem que deu origem à proto-estrela, um disco de gás e poeira forma-se em torno dela, e então, parte do material desse disco é acretado na proto-estrela através da magnetosfera estelar, enquanto outra parte é ejetada na forma de ventos e jatos colimados (Bouvier et al., 2007a). Durante a fase embebida em material circunstelar, a proto-estrela fica oculta no ótico devido ao denso envoltório de gás e poeira à sua volta, que impede a luz visível de escapar. No estágio inicial de formação, a proto-estrela ejeta uma grande quantidade de material de seu disco, que dissipa-se com o tempo. Essas ejeções, em forma de ventos e jatos colimados pelo campo magnético e a rotação do sistema, colidem com o material a sua volta, empurrando-o para longe do sistema disco-estrela. Os choques de material ejetado com o gás da nebulosa fazem com que o gás aquecido emita, dando origem a arcos luminosos, que são chamados de objetos Herbig-Haro, comuns em regiões de formação estelar. Ao dissipar o envoltório à sua volta, a estrela no centro torna-se visível na faixa do ótico, e dá início à sua fase pré-sequência principal, descrita no diagrama Hertzsprung-Russel (HR) Fig. 2 pelas trilhas evolutivas.

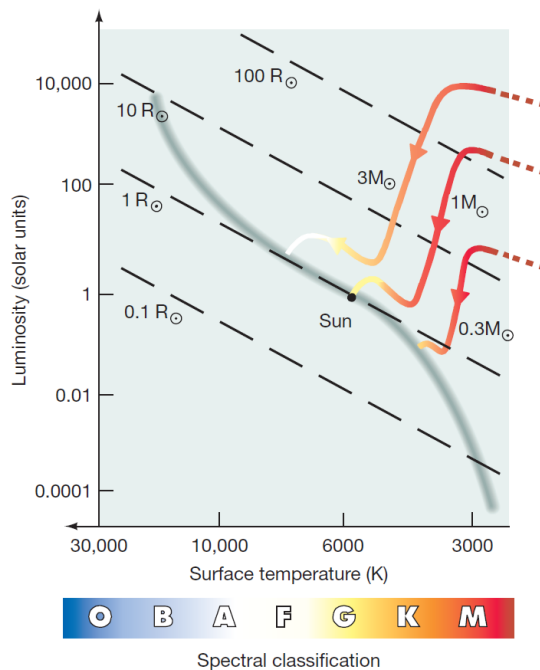


Figura 2 – Diagrama HR com trilhas evolutivas na pré-sequência principal com estrelas de massas 0,3, 1 e 3 massas solares. As setas indicam o sentido do deslocamento das estrelas no diagrama HR. Figura retirada de Chaisson e McMillan (2014).

O disco permanece em torno da estrela ainda por alguns milhões de anos, podendo dar origem a planetas e satélites naturais. A estrela continua sua contração até ser capaz de realizar fusão de hidrogênio em hélio no núcleo e entrar na fase de sequência principal.

De forma a sintetizar a evolução de estrelas jovens, Lada (1987) introduziu um esquema de classificação para os estágios de evolução desses objetos até sua chegada à sequência principal. A classificação proposta baseia-se na forma da distribuição de energia espectral (DEE) desses objetos. Alguns anos depois, no estudo de Andre e Montmerle (1994), a classificação foi ampliada, de forma a incluir objetos bastante embebidos em nuvens moleculares (classe 0). A classificação está ilustrada na Fig. 3 e listada abaixo com suas principais características ligadas às fases evolutivas do sistema disco-estrela:

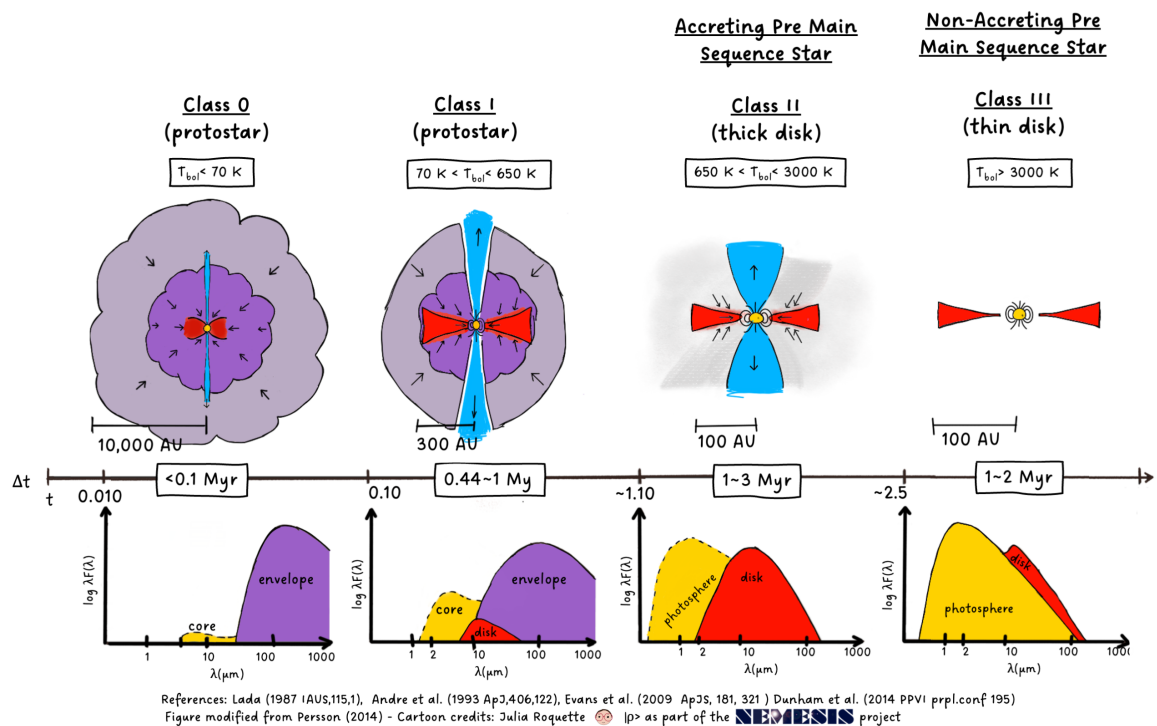


Figura 3 – Acima da linha do tempo estão ilustrados os estágios evolutivos para uma estrela de baixa massa e seu disco de acreção. Abaixo da linha do tempo, estão as distribuições de energia espectral do objeto em função do comprimento de onda. Figura adaptada de Julia Roquette.

Classe 0 (idades estimadas em $\sim 10^4$ anos) - O núcleo central começa seu colapso, e assim que atinge o equilíbrio hidrostático, torna-se uma proto-estrela, ainda bastante embebida e apresentando um pico de emissão na faixa do sub-milímetro. Jatos altamente colimados são impulsionados durante essa fase.

Classe I (idades estimadas em $\sim 10^5$ anos) - Proto-estrela com pico de emissão na faixa do infravermelho distante. Os jatos não estão tão colimados como na fase anterior.

Classe II (idades estimadas entre $10^6 - 10^7$ anos) - Objetos estelares conhecidos

como estrelas T Tauri clássicas (ETTCs), agora já visíveis no ótico. Elas já podem ser localizadas em trilhas evolutivas no diagrama HR. A espessura do disco de acreção é pequena em relação ao seu raio e a atividade de jatos sofreu uma diminuição. Como mostrado na Fig. 3, a DEE do objeto ilustra uma soma de emissões entre a fotosfera estelar e um excesso de emissão pela presença do disco (infravermelho) e pela acreção do gás do disco (UV e ótico).

Classe III - O objeto estelar no centro não possui um excesso significativo de emissão no infravermelho, e é chamado de estrela T Tauri de linha fraca (ETTFs). A acreção cessou e o disco, agora anêmico, está quase se extinguindo. Sua DEE corresponde a um corpo negro simples, com pouca emissão por parte do disco, se ainda existir. O desaparecimento do disco em torno da estrela, em relação à fase evolutiva anterior, pode ser devido à acreção de seu material em direção à estrela, à ejeção de material para longe do sistema disco-estrela e à formação de um sistema planetário.

1.1 Estrelas TTauri

Neste trabalho, estudaremos ETTCs, pois buscamos o cálculo da taxa de acreção de massa (Sec.4.3), e para isso, a estrela precisa ter acreção. Estrelas T Tauri clássicas são estrelas jovens de baixa massa ($0,2 - 2 M_{\odot}$), tipo espectral entre F e M, classificadas como classe II, com idades estimadas entre $10^6 - 10^7$ anos e ainda em processo de formação. Como não são capazes de produzir energia através de fusão nuclear, encontram-se na fase de pré-sequência principal (Bouvier et al., 2007b) e, por serem opticamente visíveis, já podem ser localizadas no diagrama HR. ETTCs apresentam um excesso de emissão do UV ao rádio. Excessos estes que são explicados pela presença de um disco circunstelar, no que tange ao infravermelho e o rádio, e também pela acreção do gás do disco em direção à estrela, do UV ao ótico (Hartmann, 2005). Tais estrelas também possuem emissão de raios-X, podendo ser produzida no choque de acreção, ou pela intensa atividade coronal dos objetos, em emissão térmica do gás altamente aquecido por eventos de reconexão magnética (Hartmann et al., 2016). Os espectros das ETTCs possuem linhas largas de emissão, como por exemplo as linhas da série de Balmer do hidrogênio, que podem exibir absorções desviadas para o vermelho ou para o azul.

1.1.1 Modelo de acreção magnetosférica

Para explicar as principais características observadas das estrelas T Tauri clássicas, utiliza-se o modelo de acreção magnetosférica (Hartmann et al., 1994; Muzerolle et al., 1998; Shu et al., 1994). De acordo com ele, ETTCs possuem campos magnéticos intensos na ordem de kG (Johns-Krull, 2007) que truncam o disco de acreção, gerando uma cavidade magnetosférica (Fig. 4). O material ionizado do disco segue as linhas do campo magnético,

sendo parte ejetado em ventos, e parte acretado formando funis de acreção. Quando o gás em acreção atinge a estrela, gera uma região de choque e uma mancha quente na superfície estelar.

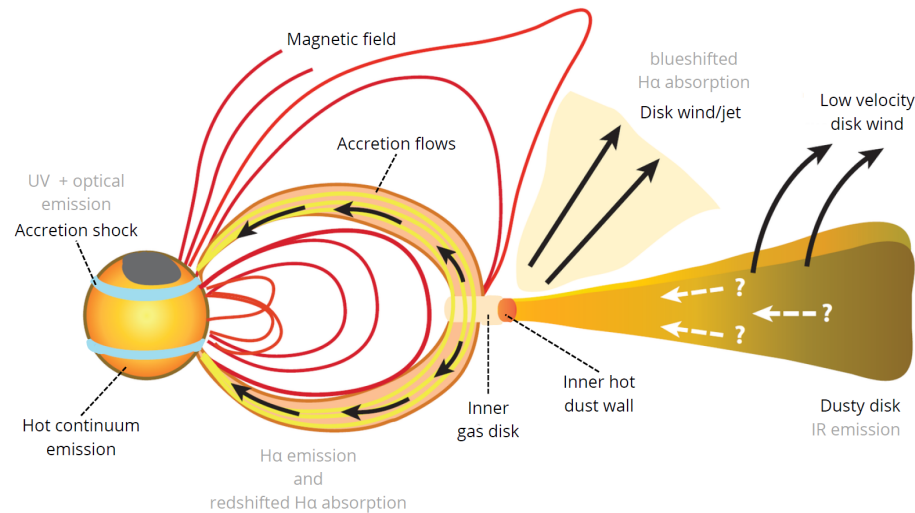


Figura 4 – Visão esquemática do modelo de acreção magnetosférica para uma ETTC. As linhas vermelhas representam o campo magnético estelar, e as setas pretas descrevem o sentido do movimento do gás sendo ejetado em ventos de disco e acretado ao longo de funis de acreção. Figura adaptada de Hartmann et al. (2016).

A mancha quente na superfície da estrela, que resulta do choque de acreção, possui uma temperatura maior do que a da fotosfera da estrela. Quando uma mancha quente está na nossa linha de visada, ela adiciona um fluxo extra ao contínuo da estrela, tornando as linhas de absorção da fotosfera mais rasas, um efeito chamado de velamento ótico (Nelissen et al., 2023). O choque de acreção gera emissões de raios X, no UV e no ótico. Fótons originados na mancha quente podem ser absorvidos pelo gás no funil de acreção, que se afasta do observador, gerando assim uma absorção no espectro estelar desviada para o vermelho (Fig. 5). O material comprimido no funil de acreção é aquecido e emite, dando origem a linhas de emissão intensas e alargadas, como as observadas na série de Balmer, devido às altas velocidades de queda livre desse material em direção à estrela. Quando os fótons emitidos pelo funil de acreção atravessam os ventos de disco, eles são absorvidos por átomos com velocidades na nossa direção e, conseqüentemente, geram uma absorção no espectro observado desviada para o azul (Fig. 5). Ventos de disco são magneticamente guiados por linhas do campo magnético, são colimados e ejetados do sistema na forma de jatos (Ferreira et al., 2006).

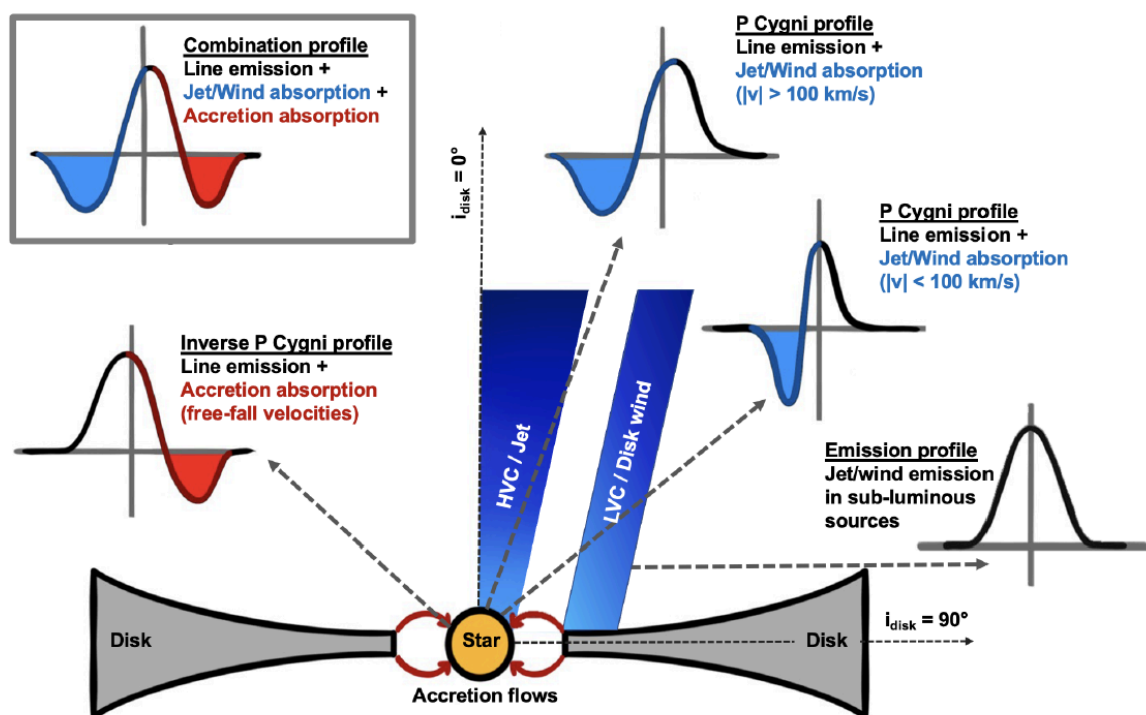


Figura 5 – Diagrama esquemático de perfis de linhas circunstelares de emissão, em diferentes linhas de visada (setas cinzas tracejadas). A figura representa um exemplo de sistema protoestelar com funis de acreção, um jato e ventos de disco. Figura retirada de Erkal et al. (2022).

1.1.2 Regimes de acreção

Simulações de magneto-hidrodinâmica (MHD) mostram que há a possibilidade de que a acreção ocorra em um regime estável, através de dois funis de acreção, um em cada hemisfério, como também que ocorra de maneira instável, gerando vários funis ao redor da estrela (Kurosawa e Romanova, 2013; Romanova et al., 2008). As simulações (Romanova et al., 2009, 2003) levam em conta uma magnetosfera dipolar inclinada em relação ao eixo de rotação da estrela (Fig. 6), que está alinhado com o eixo de rotação do disco.

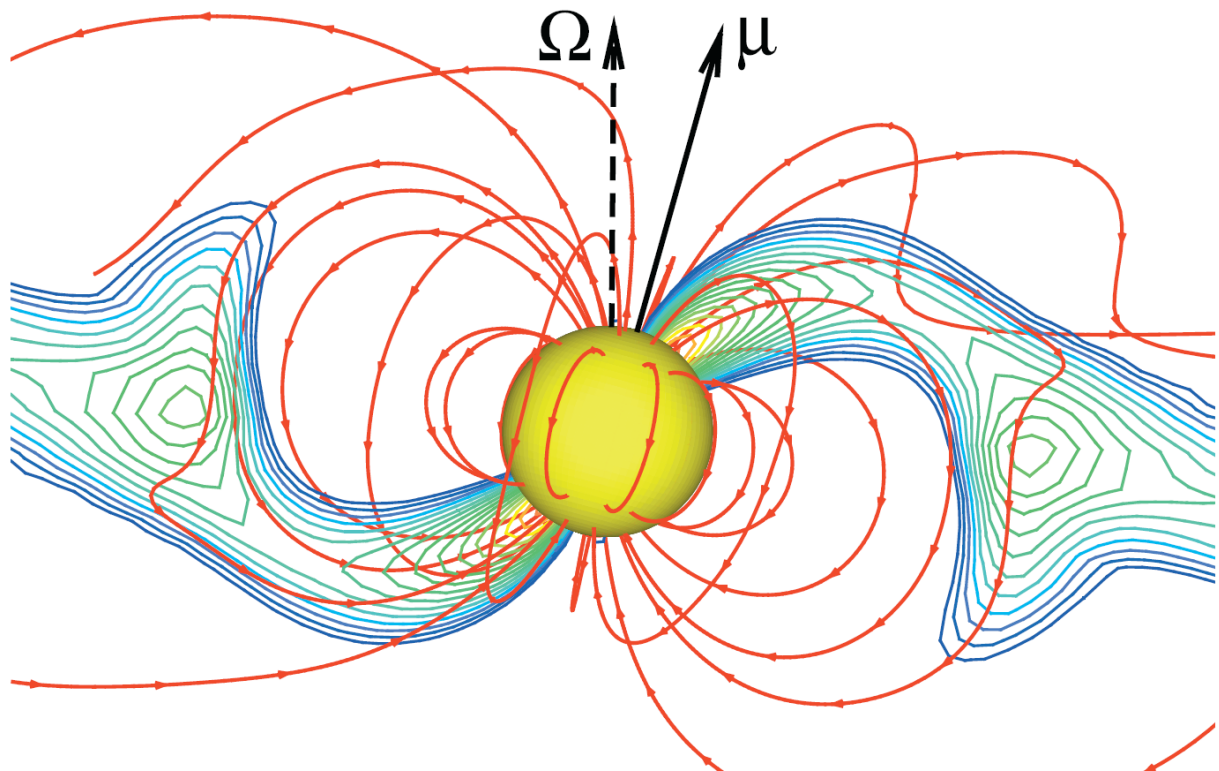


Figura 6 – Simulação de magneto-hidrodinâmica para uma estrela T Tauri clássica, onde μ representa o eixo do campo magnético e Ω representa o eixo de rotação da estrela. As linhas vermelhas correspondem ao campo magnético da estrela, e as cores ao redor indicam a densidade em unidades arbitrárias, que aumenta exponencialmente próxima da superfície da estrela. Figura retirada do trabalho de Romanova et al. (2004).

Sem uma inclinação entre o eixo de rotação da estrela e do campo magnético, uma cortina de acreção é gerada, favorecendo um regime estável. Com uma grande inclinação entre os eixos ($\Theta \gtrsim 15^\circ$), torna-se favorável a formação de dois funis de acreção, uma vez que a acreção é favorecida em fases onde o eixo magnético aproxima-se do disco, também favorecendo um regime estável. Se a inclinação entre os eixos for baixa ($\Theta \lesssim 15^\circ$), o regime instável é favorecido (Blinova et al., 2016).

Outro fator que influencia na instabilidade do sistema é a razão entre o raio de truncamento (r_m , onde a pressão magnética iguala a pressão devido ao material em acreção

no disco) e o raio de co-rotação (r_{cor} , região do disco que gira com a mesma velocidade que a estrela). Se o raio de truncamento ocorrer próximo do raio de co-rotação, o regime será mais estável, uma vez que a estrela e o disco naquela região giram com uma mesma velocidade. Se o truncamento for muito interno ao raio de co-rotação, o regime será mais instável, pois são regiões do disco que giram mais rápido do que a estrela, favorecendo uma turbulência na parte interna do disco. Se o truncamento for muito externo ao raio de co-rotação, será favorecida a ejeção de matéria através de ventos, o chamado regime propelente (Blinova et al., 2016; Romanova et al., 2008).

É possível um sistema disco-estrela migrar de um regime de acreção estável (Fig. 7, esquerda) para um regime de acreção instável (Fig. 7, direita), ou vice-versa, a depender de mudanças na sua taxa de acreção de massa ou na intensidade do campo magnético estelar (Kulkarni e Romanova, 2009). A título de exemplo, para um dado campo magnético dipolar, e conseqüentemente uma pressão magnética fixa, se por algum motivo a taxa de acreção de massa aumentar, ou seja, a pressão devido ao material em acreção no disco aumentar, o r_m será deslocado para perto da estrela, onde a intensidade do campo magnético é maior, favorecendo um regime instável, ($r_m \ll r_{\text{cor}}$). Já para a situação contrária, caso a taxa de acreção de massa diminua, o r_m será deslocado para longe da estrela, favorecendo um regime propelente ($r_m \gg r_{\text{cor}}$).

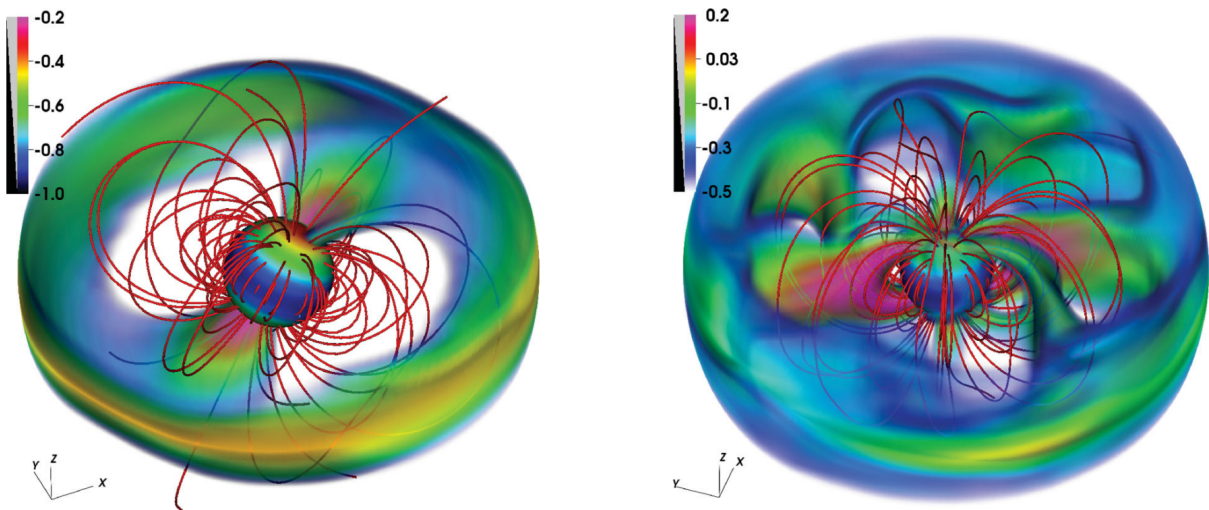


Figura 7 – Exemplo de acreção magnetosférica em regime estável (esquerda) e regime instável (direita). As linhas vermelhas representam o campo magnético da estrela, e as cores ao redor indicam a densidade em escala logarítmica com unidades arbitrárias. Figura retirada do trabalho de Kurosawa e Romanova (2013).

1.1.3 Variabilidade durante a formação estelar

Uma das características marcantes de estrelas jovens é possuir variabilidade tanto fotométrica quanto espectroscópica, em diferentes comprimentos de onda, magnitudes e

escalas de tempo (Fischer et al., 2023). Processos físicos distintos, como acreção, ocultação por poeira, manchas frias, podem ser responsáveis por essas variações (Fig. 8), e, a depender da estrela, um processo se sobressai ao outro. Neste trabalho, vamos nos concentrar na variabilidade devido à acreção.

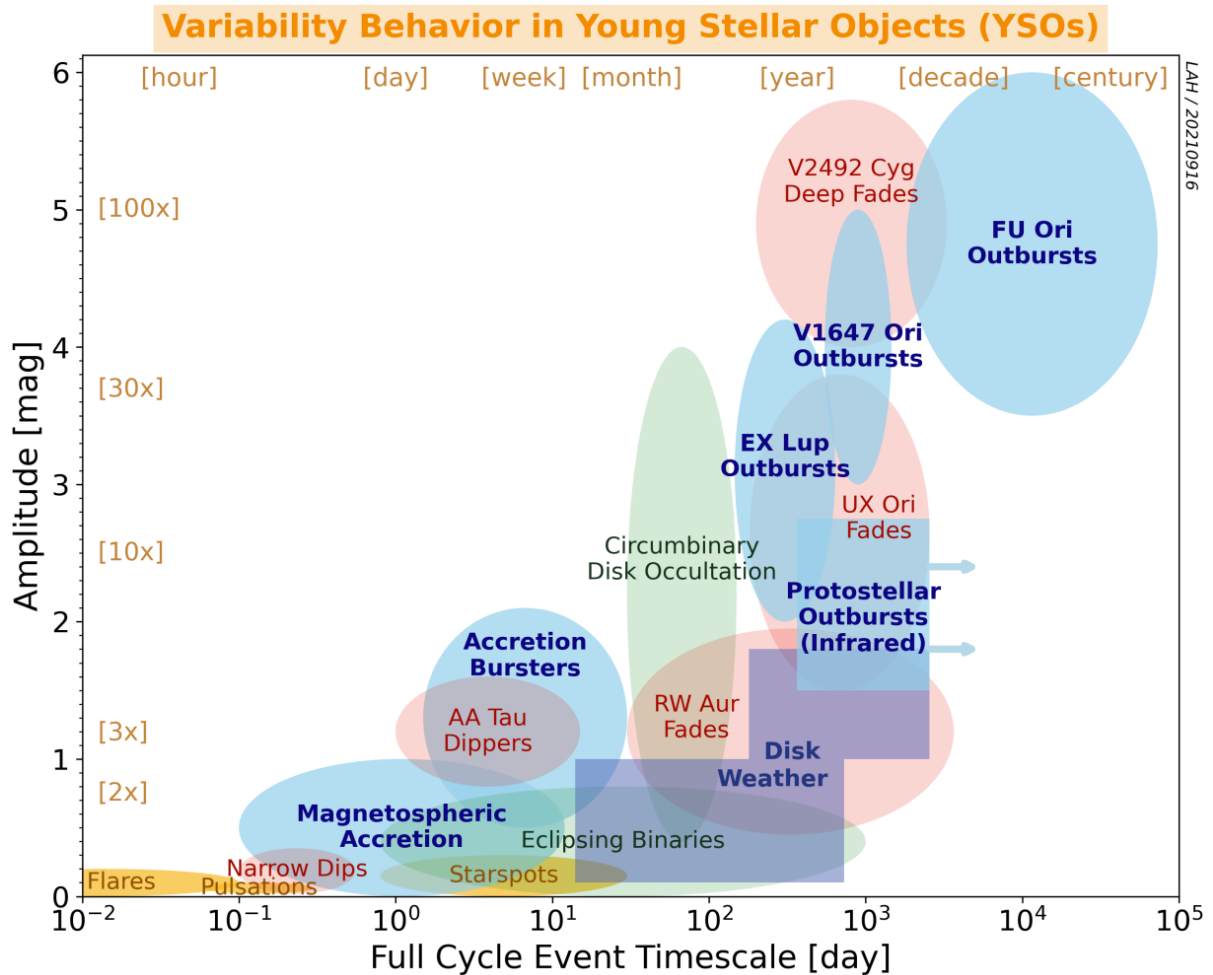


Figura 8 – Tipos de variabilidade em objetos estelares jovens, em escala temporal versus amplitude de variação. O azul representa eventos relacionados à acreção. Em roxo, é mostrada a variabilidade detectada em longos comprimentos de onda. O vermelho indica eventos relacionados à extinção. O amarelo representa fenômenos estelares e, por fim, o verde indica eventos relacionados a sistemas binários. Figura retirada de Fischer et al. (2023).

A taxa com que o material do disco, e do envoltório à sua volta, acreta em direção à estrela, não é constante ao longo de sua formação (Fig. 9). Da classe 0 à II, é esperado que esses objetos passem por diferentes episódios de acreção, moderados (em escala de horas ou dias) e intensos (em escala de anos, décadas ou séculos). Episódios de acreção intensos são esperados nos estágios iniciais de formação da estrela. Objetos do tipo FU Ori (FUors) apresentam acreção eruptiva com enormes magnitudes, e um tempo de decaimento variando entre décadas e séculos (Fig. 10). Objetos do tipo EX Lup (EXors) também apresentam acreção eruptiva, porém, menores que as FUors, e um tempo de decaimento

variando entre meses e anos (Fig. 10). Objetos do tipo V1647 Ori são aqueles que se encontram entre as duas categorias anteriores. Esses objetos também apresentam acreção eruptiva com grandes magnitudes, porém com um tempo de decaimento maior do que o típico para EXors e menor do que o típico para FUors, variando entre anos e décadas. Demonstram ainda semelhanças espectrais com o tipo FUor como por exemplo, linhas de He I em absorção. Os objetos do tipo V1647 Ori também são mais embebidos do que objetos do tipo EXor, assemelhando-se aos objetos do tipo FUor mais jovens nesse aspecto (Fischer et al., 2023).

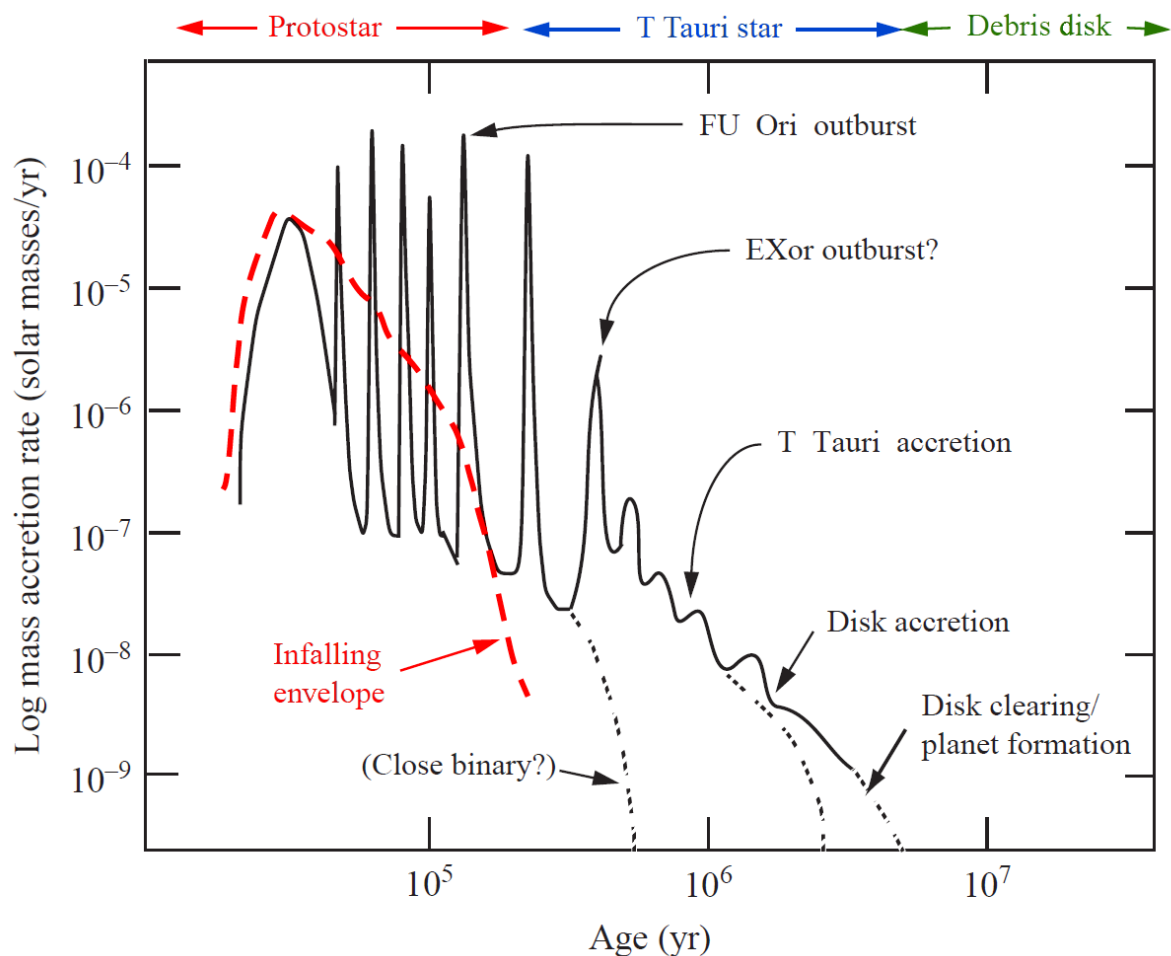


Figura 9 – Variação da taxa de acreção de massa durante a formação de uma estrela do tipo solar. Em vermelho, vemos as fases entre as classes 0 e I, quando o envoltório de material caindo em direção ao centro entra em colapso, formando ao final um núcleo estelar e um disco circunestelar à sua volta. Durante essas fases iniciais, estima-se que possa ocorrer episódios de acreção chamados de FU Ori, com duração entre décadas e séculos. Em azul, vemos representada a classe II do estágio de evolução estelar, onde estima-se que ocorram erupções do tipo EXor, com duração entre meses e anos, além de variações devido à acreção do material do disco. Figura retirada de Hartmann (2009).

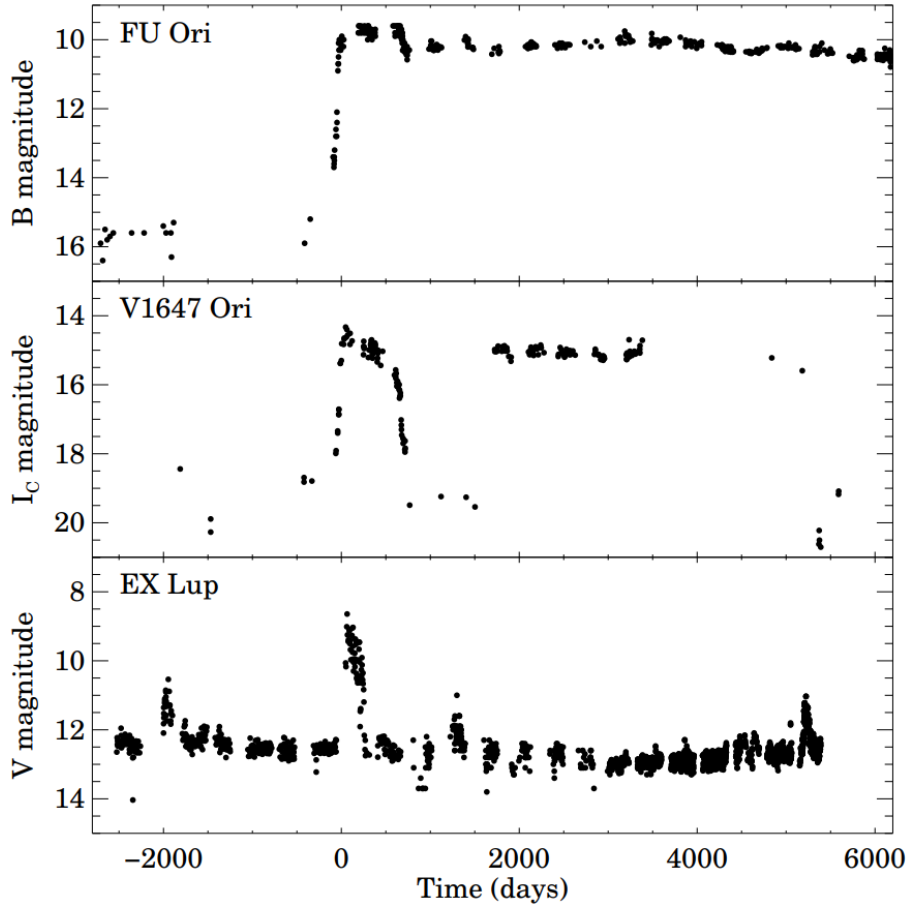


Figura 10 – Curvas de luz de acreção eruptiva em objetos prototípicos do tipo FU Ori e EX Lup. Objetos do tipo V1647 Ori são aqueles que se encontram entre as duas categorias anteriores. Figura retirada de Fischer et al. (2023).

Variabilidade é uma característica intrínseca da classe de estrelas jovens, como as ETTCs. O tipo de variabilidade depende dos parâmetros da estrela, como idade por exemplo, e pode variar em escalas de tempo diferentes. É mais comum ETTCs possuírem episódios de acreção moderados, ou seja, uma variabilidade em escala de horas a semanas (Costigan et al., 2014).

Como diferentes processos físicos podem ser responsáveis pela variabilidade observada, é possível classificar as morfologias das curvas de luz das estrelas de acordo com o processo que domina a variação fotométrica observada, conforme descrito abaixo:

Tipo mancha (variação de brilho dominada por manchas frias) - À medida que o sistema gira, as manchas frias, presentes na superfície da estrela, causam uma variação periódica no fluxo observado, conforme Fig. 11 (a) e (b). Quanto maior a amplitude de variação, maior a área da estrela coberta por manchas frias.

Tipo dipper (variação de brilho dominada por ocultação por poeira) - A coluna de acreção levanta poeira da parte interna do disco, que passa na frente da estrela à medida que o sistema disco-estrela gira. Como a interação disco-estrela é dinâmica, cada vez que a

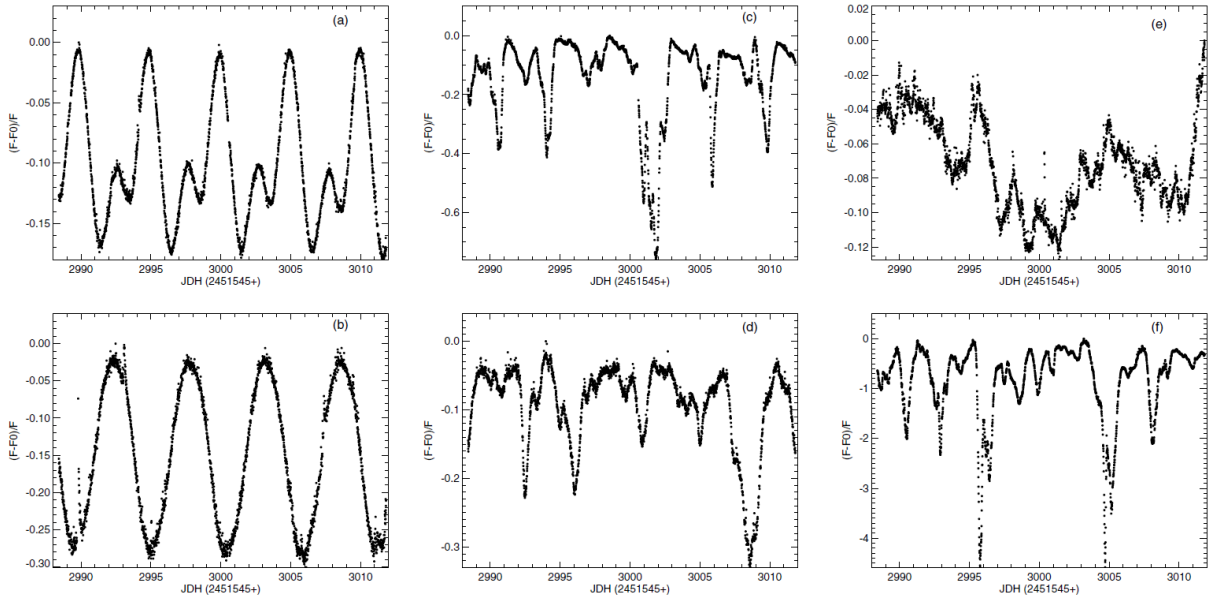


Figura 11 – Amostra de curvas de luz de estrelas T Tauri clássicas do aglomerado jovem NGC 2264 observadas com o satélite CoRoT. As curvas de luz (a) e (b) representam variação periódica de brilho causada por manchas frias na superfície da estrela, (c) e (d) possuem variação quase-periódicas do tipo *dipper*, enquanto (e) e (f) são não periódicas (f) do tipo *burster*, correspondendo à variação de brilho da mancha quente. Figura retirada de Alencar et al. (2010).

coluna de acreção passa na nossa linha de visada, a estrutura da poeira mostra-se diferente, dando origem a mínimos de profundidade e largura diferentes. Exemplos de curva de luz do tipo *dipper* são mostrados na Fig. 11 (c) e (d). Cada ocultação corresponde ao funil de acreção passando em nossa linha de visada, e quanto mais fundo for o mínimo, mais poeira está presente. Essas estrelas também possuem manchas frias, mas a amplitude de variação da ocultação por poeira é maior do que a amplitude de variação pela mancha fria, ou seja, o processo de ocultação por poeira domina a variação de brilho da estrela.

Tipo *burster* (variação de brilho dominada por mancha quente) - Quando uma ou mais manchas quentes na superfície da estrela ficam visíveis na nossa direção, o fluxo do sistema disco-estrela aumenta. Um exemplo de curva de luz do tipo *burster* é mostrado na Fig. 11 (e), onde é possível perceber um mínimo com picos de máximos aparecendo a todo momento, podendo ser originados por várias manchas quentes. A Fig. 12 mostra quatro curvas de luz de ETTCs do tipo *burster* que fazem parte da nossa amostra, observadas pelo satélite CoRoT em 2011 (Stauffer et al., 2016).

Em nosso trabalho, analisamos espectros de estrelas que foram previamente selecionadas por possuírem curvas de luz do tipo *burster*, conforme detalhado na próxima seção. A discussão em torno da variabilidade em estrelas jovens é importante por ser uma das possíveis explicações para a dispersão da taxa de acreção de massa em relação à massa, observada na literatura (Manara et al., 2023). Na Fig. 13 podemos ver a relação

de dependência entre a taxa de acreção de massa e a massa de ETTCs, onde os pontos vermelhos e azuis representam medidas diretas de da luminosidade de acreção, relacionadas a um excesso de emissão no ultravioleta, advindo de manchas quentes na superfície das estrelas. Escolhemos estrelas cuja variabilidade é dominada pelo processo de acreção, para que pudéssemos medir qual é a contribuição da variabilidade do processo de acreção para a dispersão de taxa de acreção de massa em função da massa (Sec.4.3.1).

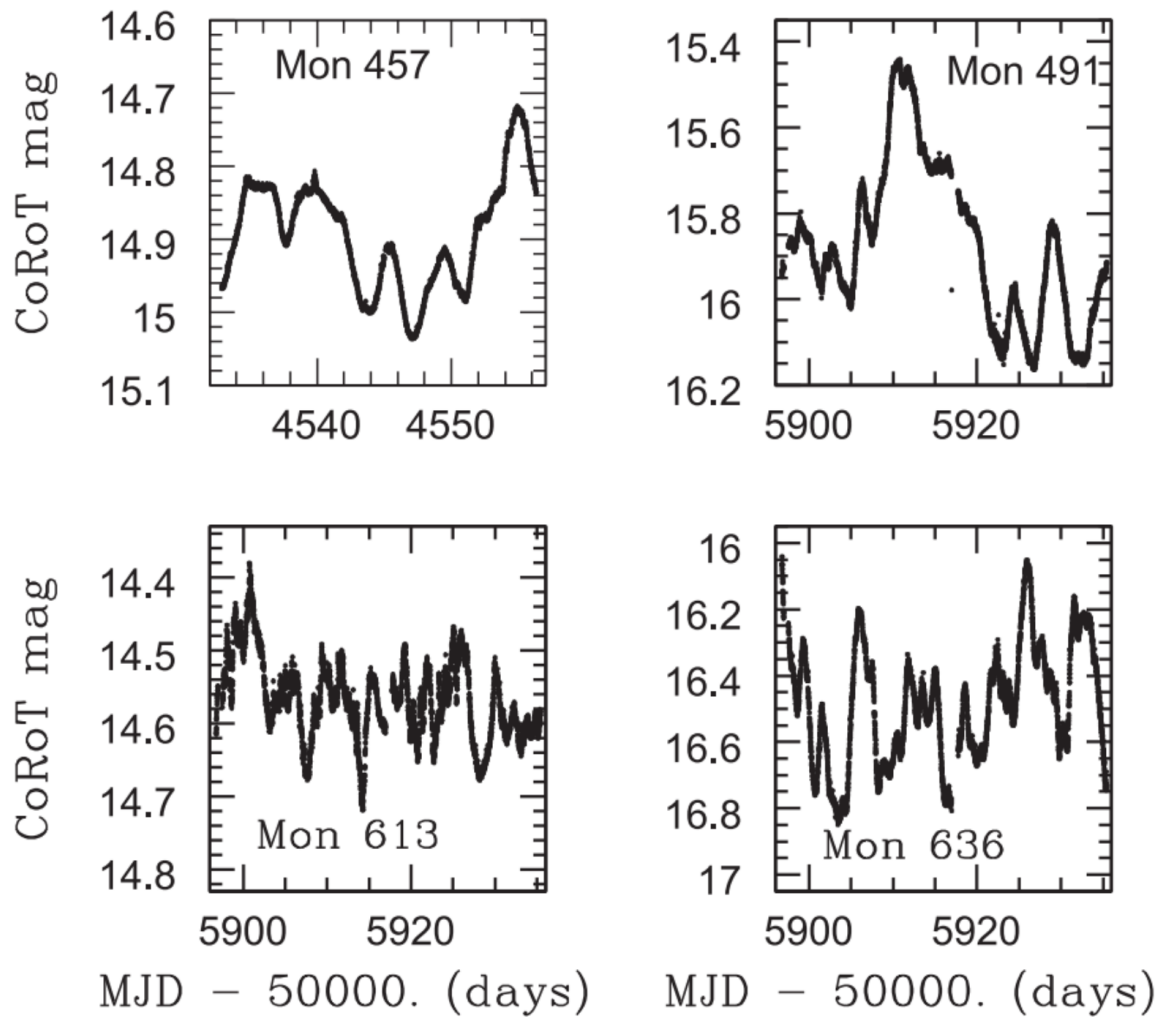


Figura 12 – Curvas de luz de estrelas T Tauri clássicas do tipo *burster* pertencentes ao aglomerado jovem NGC 2264 observadas com o satélite CoRoT. As quatro estrelas fazem parte de nossa amostra. Figura retirada de Stauffer et al. (2016).

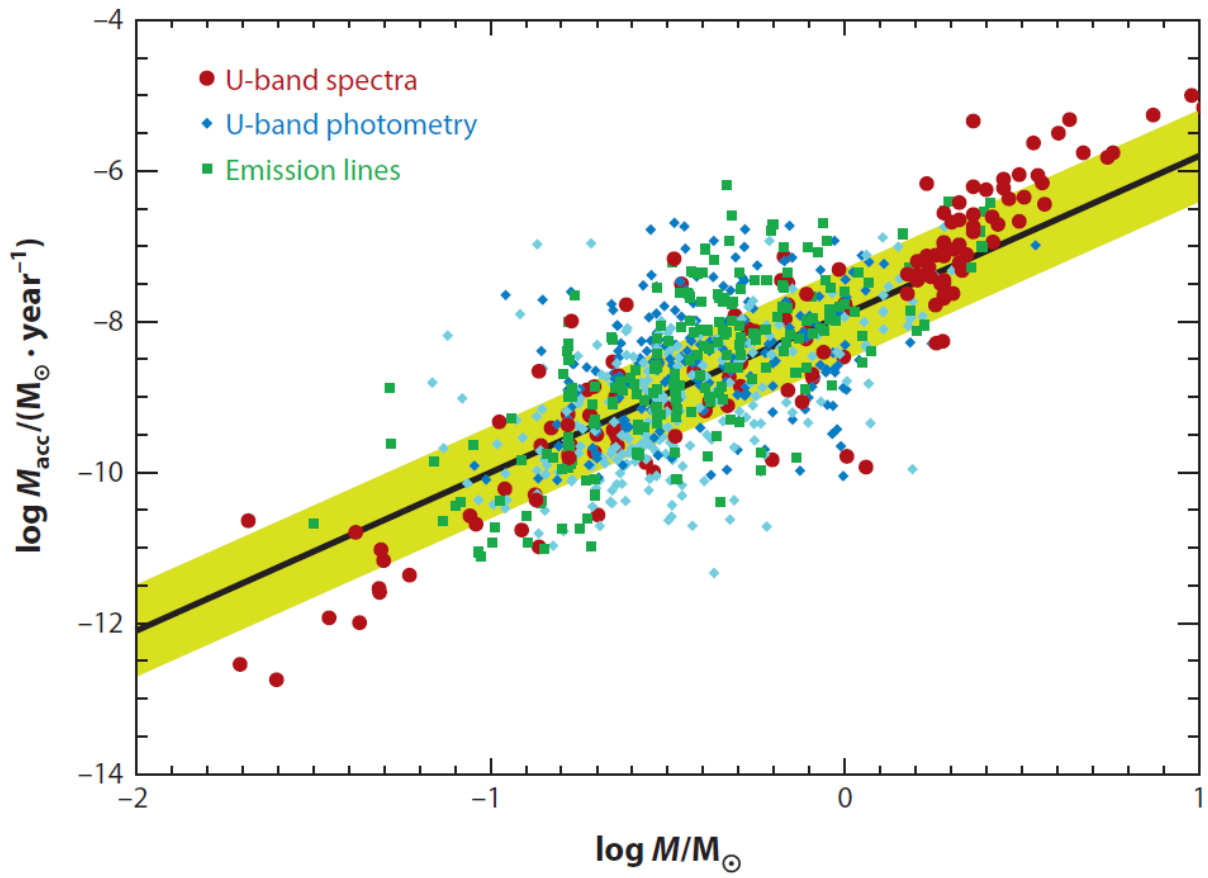


Figura 13 – Distribuição da taxa de acreção de massa em função da massa de ETTCs. A linha preta e a região sombreada representam o melhor ajuste dos dados ($\log \dot{M}_{\text{acc}} = -7,9 + 2,1 \log M_{\star}$) e seu espalhamento de $\sim 0,75$ dex, para T Tauri clássicas entre $0,1$ e $1 M_{\odot}$. Figura retirada de Hartmann et al. (2016).

em séries temporais de uma região de formação estelar. Como as estrelas do tipo *dipper* eram de grande interesse, a maior parte dos alvos espectroscópicos dessa nova campanha englobava estrelas que foram classificadas como *dipper* em 2008. Os dados do CoRoT permitiram identificar um montante de outro tipo de curva de luz que chamou atenção, o tipo *burster* (Fig. 12), mas não havia muitos dados para a análise espectroscópica desse tipo de estrela. Em 2013, dois anos após a campanha CSI 2264, um novo pedido de observação foi feito, utilizando o *Very Large Telescope* (VLT) simultaneamente com o telescópio espacial *Spitzer* (veja Sec.5.1), focado em obter dados espectroscópicos das estrelas que apresentaram curvas de luz do tipo *burster* na campanha de 2011.

Os novos dados espectroscópicos, que analisamos neste trabalho, tinham como objetivo inicial caracterizar a variabilidade presente nesses sistemas, conforme discutido na Sec.1.1.3. A obtenção desses dados através do espectrógrafo multi-objetos de média/alta resolução *Fibre Large Array Multi Element Spectrograph* (FLAMES) (Pasquini et al., 2002) no telescópio VLT foi importante, pois permitiu monitorar a linha de emissão em $H\alpha$, capaz de nos dar informações sobre o processo de acreção e, conseqüentemente, medir a variabilidade da taxa de acreção de massa para as estrelas do tipo *burster*.

1.3 Objetivo

Analisamos séries temporais de espectros de ETTCs, membros de NGC 2264, para estudar a dinâmica do processo de acreção em sistemas cuja variabilidade é dominada pela acreção, em um intervalo de tempo de semanas. Uma vez que a variabilidade é uma característica intrínseca de estrelas jovens (Sec.1.1.3), temos, como objetivo, verificar se a dispersão que é observada na literatura na relação entre taxa de acreção de massa e massa estelar, cuja origem ainda não é entendida, poderia ser explicada pela natureza variável do processo de acreção de cada estrela. Esperamos verificar se estrelas do tipo *burster* poderiam justificar a dispersão observada.

2 Observações

Como desdobramento da campanha de observação CSI 2264 (Cody et al., 2014), o aglomerado aberto NGC 2264 foi observado durante ~ 1 hora, por 13 noites¹, entre 22 de dezembro de 2013 e 13 de janeiro de 2014, com o espectrógrafo FLAMES, no telescópio VLT (ESO). Durante esse período, as observações foram obtidas na faixa de comprimentos de onda listada na Tab. 1 com uma resolução de $R=17000$.

Telescópio	Instrumento	Período observado	Região espectral
VLT	FLAMES	22-dez-13 a 13-jan-14	6442 - 6821Å

Tabela 1 – Dados das observações analisadas de NGC 2264

A região do aglomerado observada contém emissão nebulosa que afeta os espectros estelares (vide Sec.1.2), por isso foi necessário capturar simultaneamente espectros de regiões do céu próximas às estrelas, na mesma faixa de comprimento de onda, para subtrairmos a contaminação nebulosa dos espectros das estrelas. As fibras do espectrógrafo FLAMES foram dispostas conforme a Fig. 15, de modo a abranger uma área uniforme em torno das estrelas estudadas, totalizando 44 fibras alocadas em regiões do céu e 79 alocadas em estrelas pertencentes ao aglomerado, durante as 13 noites de observação.

Das 44 fibras que correspondem a regiões do céu, 10 tiveram que ser retiradas da análise por contaminação estelar, 11 foram corrigidas devido a raios cósmicos e mantidas na amostra, e 23 não tiveram contaminação relevante detectada. É possível ver a distribuição das fibras antes (Fig. 16) e depois (Fig. 17) das correções e exclusões feitas. Somando as fibras de céu restantes, ficamos com uma amostra de 34 ao final, como descrito na Tab. 2 que lista todas as fibras de céu. Os comentários referentes às correções feitas nas fibras de regiões do céu na Tab. 2 descrevem quais substituições de espectros do céu foram feitas. Noites que continham contaminação proveniente de uma estrela próxima à região observada foram substituídas pelo espectro de uma noite considerada boa daquela mesma fibra.

Os espectros estelares observados possuíam contaminação nebulosa. Para eliminar essas contaminações, foi necessário subtrair os espectros de regiões do céu que fossem mais próximas de cada estrela. A metodologia desse processo está descrita no capítulo 3 e a relação de proximidade entre as fibras está descrita na Tab. B.1.

¹ Algumas observações foram feitas em uma mesma data, porém em horários diferentes. As datas das observações estão listadas na Tab. A.1.

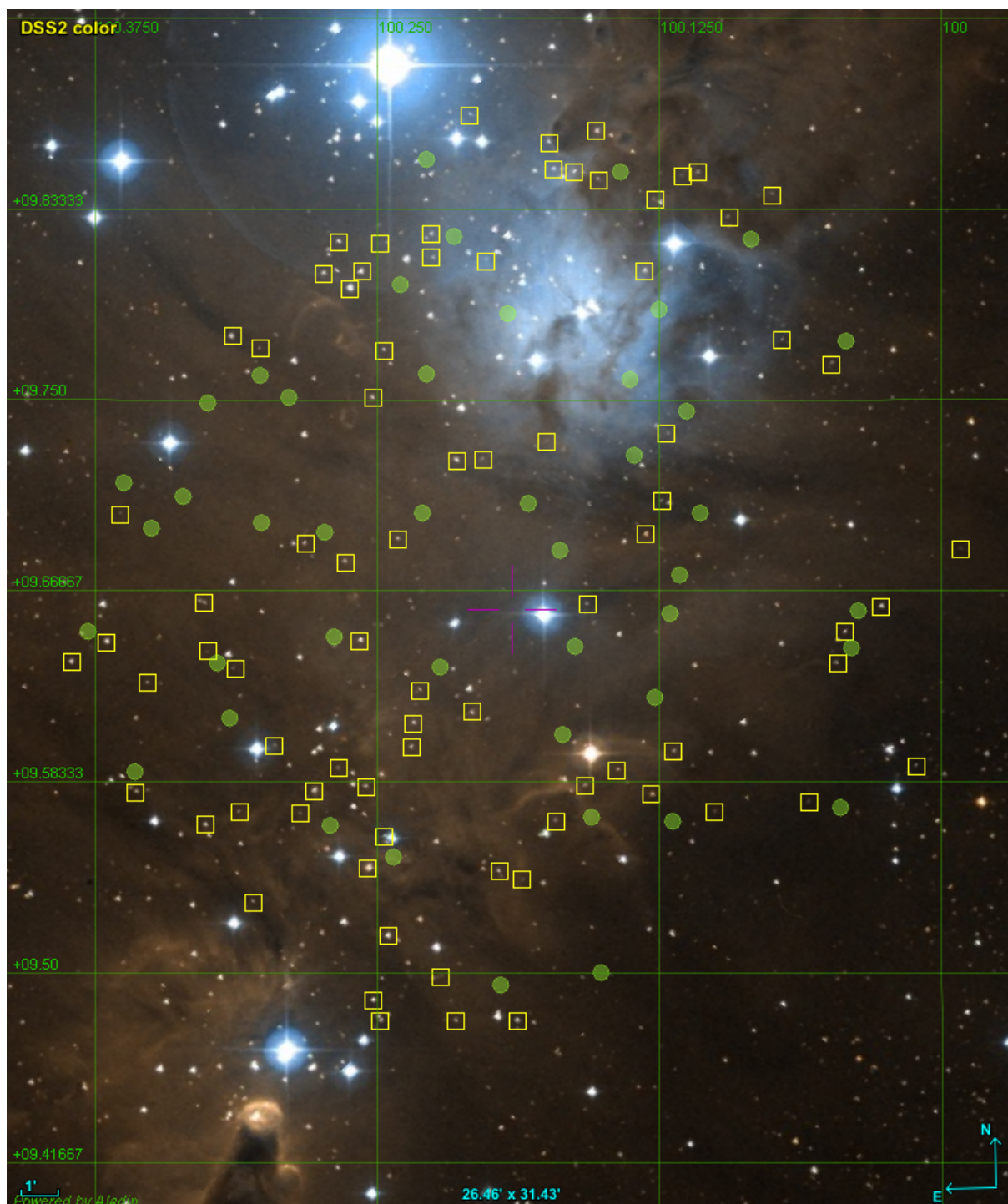


Figura 15 – Disposição das fibras do espectrógrafo FLAMES em ascensão reta e declinação. Os quadrados amarelos representam as fibras direcionadas para as estrelas alvo. Os círculos verdes representam as fibras direcionadas para regiões do céu em torno das estrelas alvo.

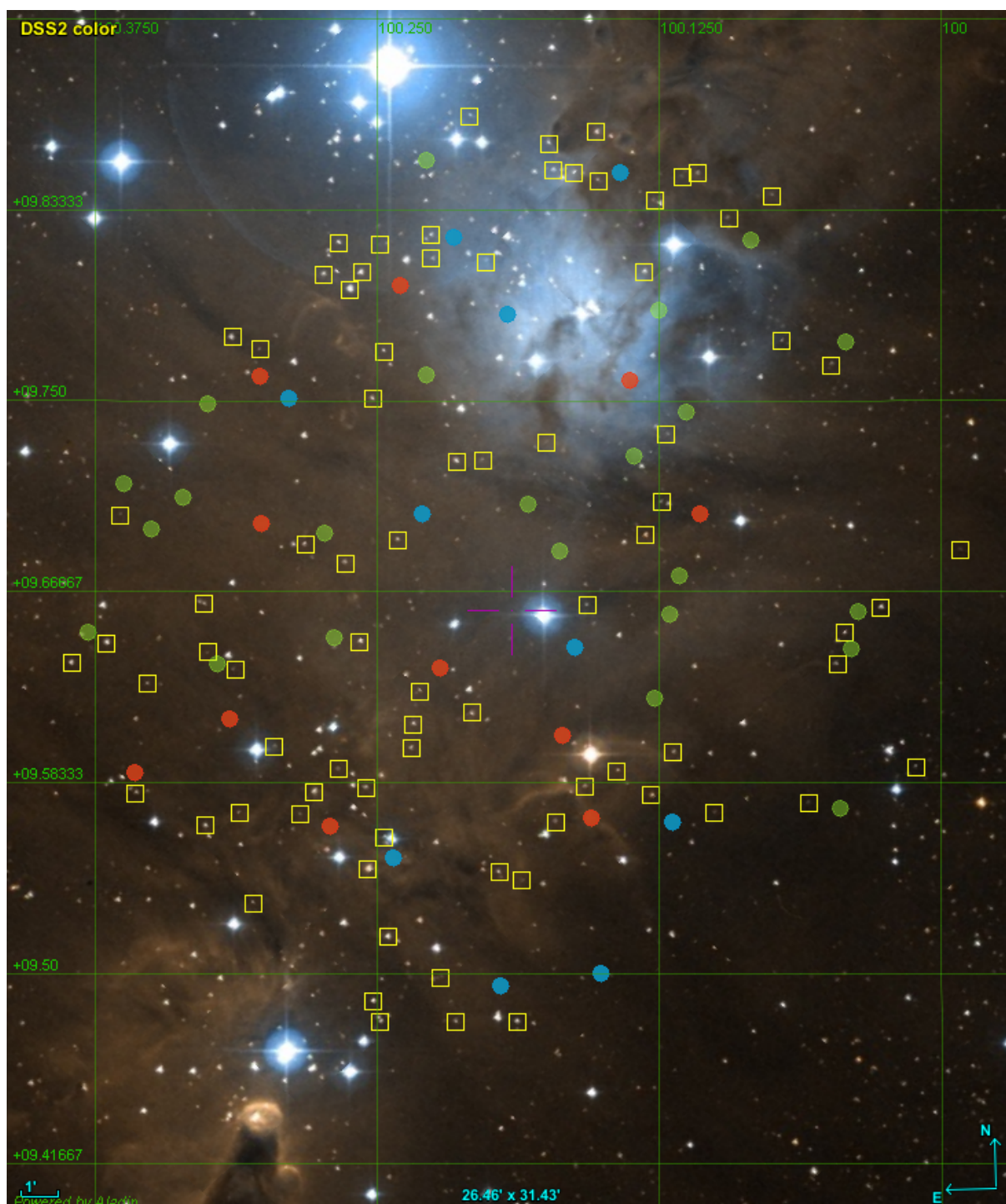


Figura 16 – Disposição das fibras do espectrógrafo FLAMES antes da exclusão e correção de fibras contaminadas. Os quadrados amarelos representam as fibras direcionadas para as estrelas alvo. Os círculos verdes representam as fibras direcionadas para regiões do céu em torno das estrelas alvo. Os círculos vermelhos representam as fibras excluídas da amostra. Os círculos azuis representam as fibras que continham raios cósmicos e precisaram ser corrigidas.

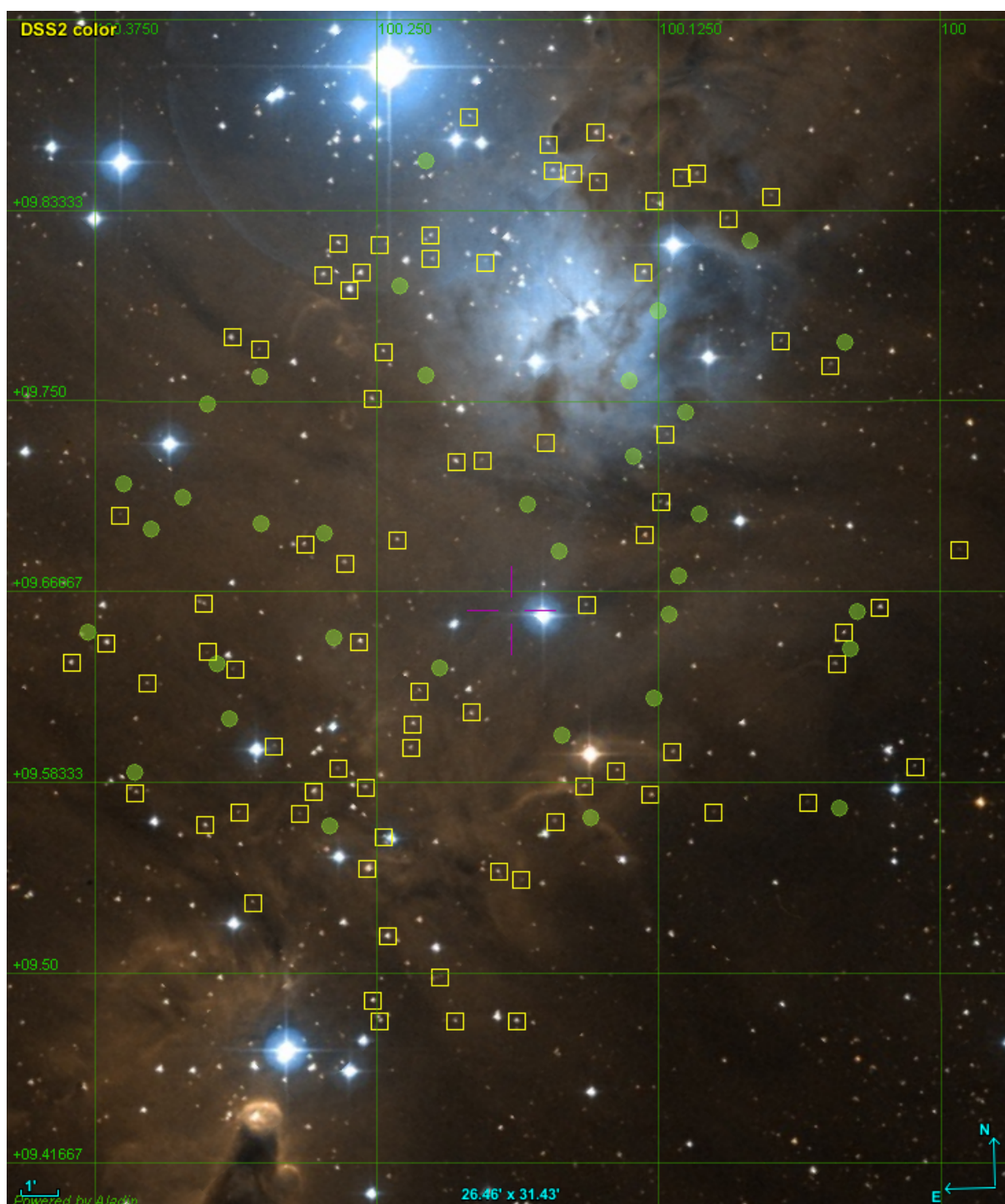


Figura 17 – Disposição das fibras do espectrógrafo FLAMES depois da exclusão e correção de fibras contaminadas. Os quadrados amarelos representam as fibras direcionadas para as estrelas alvo. Os círculos verdes representam as fibras direcionadas para regiões do céu em torno das estrelas alvo.

Fibras do céu	Utilizadas	Excluídas	Noite contaminada	Substituição
Grid_Sky_97	x		2,3,5,7 e 12	4
Grid_Sky_129	x			
Grid_Sky_135		x		
Grid_Sky_143	x			
Grid_Sky_156	x		5 e 7	10
Grid_Sky_164	x			
Grid_Sky_170	x			
Grid_Sky_174	x			
Grid_Sky_175	x		2,3,5,7 e 12	10
Grid_Sky_185	x		2,3,5 e 12	10
Grid_Sky_188		x		
Grid_Sky_193		x		
Grid_Sky_197		x		
Grid_Sky_200	x		1,2,3,5,7 e 12	8
Grid_Sky_204		x		
Grid_Sky_209	x			
Grid_Sky_216	x			
Grid_Sky_229	x			
Grid_Sky_232	x			
sky07		x		
sky14	x		1,11 e 12	6
sky23	x			
sky25	x		13	2
sky26	x			
sky35	x			
sky42	x			
sky44	x		5	4
sky48	x			
sky50		x		
sky54		x		
sky60	x			
sky74	x			
sky79		x		
sky83	x		2,3,5,7 e 12	11
sky85	x			
sky97	x			
sky100	x			
sky105	x			
sky124	x		7	1
sky131		x		
sky142	x		2,3,5,7 e 12	8
sky143	x			
sky147	x			
sky148	x			

Tabela 2 – Fibras alocadas no céu nas observações do aglomerado NGC 2264 com o espectrógrafo FLAMES. As fibras com contaminação estelar foram removidas da amostra, e as que continham noites contaminadas tiveram tais noites substituídas por uma noite sem contaminação aparente.

2.1 Amostra de estrelas

Das 79 estrelas da amostra, 11 foram excluídas deste trabalho por falta de parâmetros estelares na literatura, conforme descrito na Tab. 3. A seguir, listamos as fontes utilizadas para obter os parâmetros estelares usados, os problemas encontrados, assim como as soluções propostas.

Os valores individuais de massa (M), luminosidade bolométrica (L_{bol}), temperatura efetiva (T_{eff}), extinção (A_V) e magnitude na banda r (r_{mag}), foram retirados do trabalho de Venuti et al. (2018), com exceção dos valores de massa das estrelas Mon-000123, Mon-000220 e Mon-000919, obtidos de Venuti et al. (2014). Para algumas estrelas, observamos valores de A_V negativos, que não condizem com seu valor real, refletindo apenas um brilho extra observado junto com o da estrela. Uma das causas, por exemplo, pode ser devido a uma dispersão da luz ao passar pelo plano do disco de acreção, fazendo com que ela pareça mais azul do que realmente é (Venuti et al., 2018). Como não podemos usar A_V negativos, decidimos substituí-los. Quando os valores, apesar de negativos, estavam dentro da barra de erro do A_V médio para o aglomerado ($\Delta A_V = 0,30$ Venuti et al., 2018), substituímos o valor de A_V da estrela por 0. Quando estavam fora da barra de erro, substituímos o valor de A_V da estrela pelo valor médio de extinção do aglomerado ($A_V = 0,44 \pm 0,30$ Venuti et al., 2018).

O tipo espectral (SpT) associado a cada estrela da amostra foi obtido a partir de sua temperatura efetiva, de acordo com as tabelas propostas por Pecaut e Mamajek (2013). O raio (R) de cada estrela foi calculado utilizando os parâmetros estelares L_{bol} e T_{eff} , através da Lei de Stefan-Boltzmann (equação 2.1), onde σ representa a constante de Stefan-Boltzmann:

$$R = \sqrt{\frac{L_{\text{bol}}}{4\pi\sigma T_{\text{eff}}^4}} \quad (2.1)$$

A distância (d) do aglomerado adotada (722 ± 2 pc) foi retirada de Flaccomio et al. (2023) e representa a distância média do aglomerado NGC 2264, calculada através dos dados de paralaxe (plx) do satélite Gaia. Sobre este parâmetro, vale ressaltar alguns comentários que justificam utilizar o valor médio de distância do aglomerado e não as distâncias individuais de cada estrela. Inicialmente, corrigimos os dados de paralaxe do Gaia devido ao deslocamento detectado ao analisarem as paralaxes de quasares, como descrito em Lindgren et al. (2021). O deslocamento em relação ao ponto zero, ou o valor que devemos subtrair das paralaxes do Gaia, foi calculado de acordo com o código em *python* disponível na página do próprio satélite². Ao calcularmos a distância individual de cada estrela em parsec, usando o inverso da paralaxe medida em mili segundos de arco (mas), obtivemos valores de erro maiores que os descritos para as regiões mais densas

² https://gitlab.com/icc-ub/public/gaiadr3_zeropoint

do aglomerado em Flaccomio et al. (2023). A não ser que tenhamos paralaxes precisas, a relação com a inversa da paralaxe é uma estimativa ruim de distância (Bailer-Jones et al., 2021), uma vez que incertezas pequenas na paralaxe levam a incertezas grandes nas distâncias. No trabalho de Bailer-Jones et al. (2021), as distâncias de estrelas individuais calculadas para estrelas de NGC 2264 exibem valores grandes de erro, nas duas formas de cálculo expostas em seu artigo, o que nos impediu de utilizar seus resultados de distâncias individuais. Um exemplo desta situação é a estrela Mon-000306, com uma paralaxe de $1,29 \pm 0,20$ mas, o que resulta em uma distância de 838 ± 139 pc. No nosso trabalho, o valor médio de distância do aglomerado pôde ser usado, pois nossa amostra de estrelas compartilha de uma paralaxe média ($\sim 1,4$ mas) e todas elas pertencem ao aglomerado NGC 2264 de acordo com a lista de membros de Venuti et al. (2018).

Estrelas	Comentários sobre a exclusão
Mon-000094	Não consta no artigo
Mon-000286	Apenas r_{mag} disponível
Mon-000424	Não consta no artigo
Mon-000433	Não consta no artigo
Mon-000647	Apenas T_{eff} disponível
Mon-000650	Apenas T_{eff} disponível
Mon-000735	Não consta no artigo
Mon-000990	Não consta no artigo
Mon-001025	Não consta no artigo
Mon-001048	Não consta no artigo
Mon-001072	Apenas T_{eff} e r_{mag} disponíveis

Tabela 3 – Estrelas excluídas da amostra por falta de parâmetros. As estrelas e os parâmetros citados não constam em Venuti et al. (2018).

Os valores de T_{eff} e L_{bol} são necessários para calcular o raio da estrela ao usarmos a equação 2.1. Precisamos dos raios estelares para obter a taxa de acreção de massa, calculada na Sec.4.3. Por isso, as estrelas que não possuíam esses parâmetros foram retiradas da amostra, conforme listadas na Tab. 3. Os parâmetros estelares das estrelas que permaneceram na amostra estão disponíveis na Tab. B.1.

3 Análise dos dados

As estrelas da amostra encontram-se em uma região de formação estelar, e seus espectros apresentam contaminação nebular. Neste capítulo descreveremos a remoção dessa contaminação e a normalização dos espectros estelares para calcularmos a largura equivalente da linha de $H\alpha$ (Sec.4.1) e a taxa de acreção de massa de cada estrela (Sec.4.3).

3.1 Remoção das contaminações nebulares

Precisamos remover a emissão de $H\alpha$ nebular do espectro da estrela, pois usaremos a emissão em $H\alpha$ da estrela em nossas análises. Para esse fim, optamos por subtrair o espectro do céu do espectro da estrela. Calculamos a menor distância entre as coordenadas em ascensão reta (RA) e declinação (DEC) das estrelas e das regiões do céu a sua volta e encontramos a região do céu mais próxima de cada estrela. A relação das fibras escolhidas para cada estrela está descrita na Tab. B.1. Para subtrair o espectro do céu do espectro da estrela de forma adequada, usamos picos de emissões nebulares como referência para o alinhamento dos espectros. Seleccionamos uma região do espectro centrada em $H\alpha$ que continha 5 emissões nebulares principais, sendo elas, além da própria linha de $H\alpha$, duas linhas proibidas de [NII] (6548,05 e 6583,45Å), indicadas na Fig. 18, e outras duas linhas ao redor de $H\alpha$ que não foram usadas por possuírem baixa intensidade.

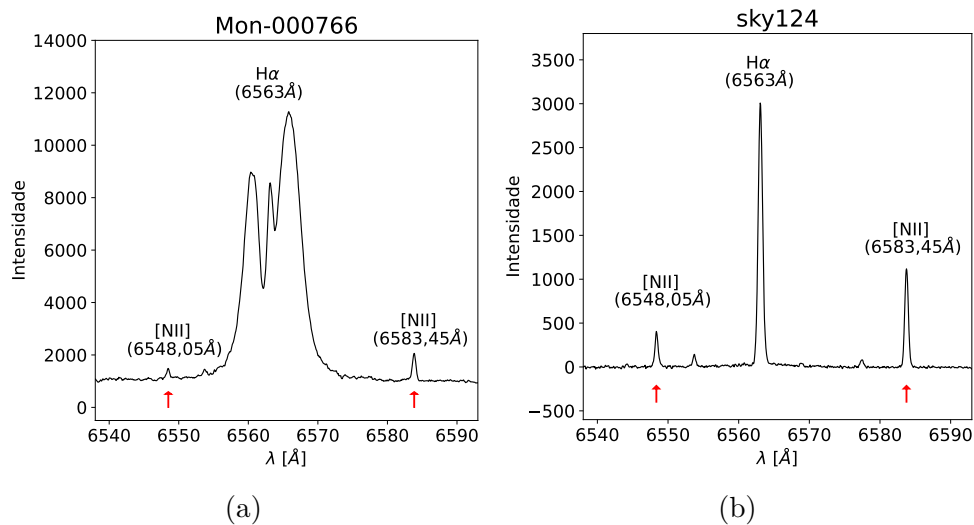


Figura 18 – Espectros da estrela Mon-000766 (a) e do céu (b) obtidos em 22/12/2013, centrados em $H\alpha$, com as linhas de emissão de [NII] (6548,05 e 6583,45Å) indicadas por setas vermelhas. Essas linhas proibidas foram usadas como referência para o alinhamento entre o espectro da estrela e o espectro do céu.

Como não podemos usar a própria linha de $H\alpha$ como referência para o alinhamento dos espectros, pois está sobreposta com a emissão em $H\alpha$ da estrela, optamos por utilizar uma ou duas das linhas de [NII], intensas e isoladas, que não se misturam com a emissão da estrela, indicadas na Fig. 18 por setas vermelhas. Para medir o pico de emissão dessas linhas nebulares em relação ao contínuo (pontos vermelhos na Fig. 19), utilizamos em *python* a função *find_peaks*, disponível na biblioteca *SciPy*¹.

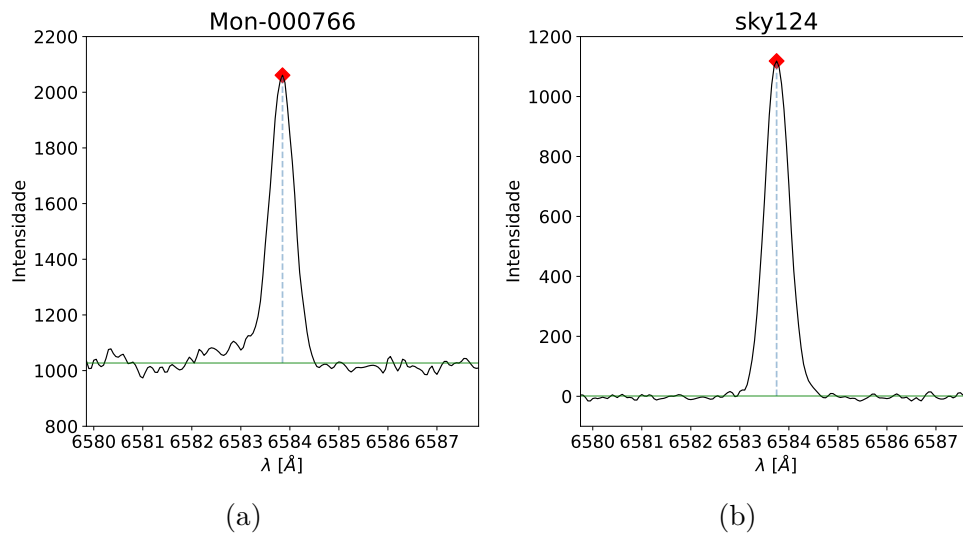


Figura 19 – Espectros da estrela Mon-000766 (a) e do céu (b) obtidos em 22/12/2013, centrados na linha de [NII] ($6583,45\text{\AA}$). As amplitudes da linha em relação ao contínuo da estrela ($A_{[\text{NII}]_{\text{estrela}}}$) e em relação ao contínuo do céu ($A_{[\text{NII}]_{\text{céu}}}$), são representadas pelas linhas verticais azuis. O ponto vermelho indica o pico de emissão da linha de [NII] ($6583,45\text{\AA}$). As linhas horizontais verdes representam o nível do contínuo.

As emissões nebulares presentes nos espectros do céu nem sempre têm a mesma intensidade que as presentes no espectro da estrela, e isso precisa ser corrigido antes de realizarmos a subtração, uma vez que queremos retirar por completo as emissões nebulares do espectro da estrela. Medimos então os valores das amplitudes das linhas de [NII] ($6548,05$ e $6583,45\text{\AA}$) para a estrela ($A_{[\text{NII}]_{\text{estrela}}}$) e para o céu ($A_{[\text{NII}]_{\text{céu}}}$). Quando utilizamos apenas uma das linhas de [NII], conforme exemplo da Fig. 19, encontramos a razão (q) entre $A_{[\text{NII}]_{\text{céu}}}/A_{[\text{NII}]_{\text{estrela}}}$. Quando usamos as duas linhas de [NII], obtivemos a média entre as amplitudes das linhas da estrela ($\bar{A}_{[\text{NII}]_{\text{estrela}}}$) e do céu ($\bar{A}_{[\text{NII}]_{\text{céu}}}$), e calculamos a razão ($q_{\text{média}}$) entre $\bar{A}_{[\text{NII}]_{\text{céu}}}/\bar{A}_{[\text{NII}]_{\text{estrela}}}$. Tanto q quanto $q_{\text{média}}$ nos dão o valor a ser multiplicado pelo vetor intensidade do céu (I_c), fazendo com que as emissões nebulares nos espectros das estrelas e do céu tenham a mesma intensidade. Isso é feito para eliminarmos completamente as emissões nebulares ao subtrairmos os espectros do céu dos espectros da estrela.

¹ <https://docs.scipy.org/doc/scipy/>

Depois de realizar a subtração, vimos que alguns espectros do céu ainda estavam deslocados em relação aos espectros das estrelas, gerando falsas absorções (Fig. 20a). Usamos a função *find_peaks* para encontrar as posições dos picos de emissão de [NII] (6583,45Å) nos espectros do céu e das estrelas, e obtivemos o deslocamento entre esses picos. Em seguida, usamos a função *np.interp*, disponível na biblioteca *SciPy*, para interpolar o vetor de intensidade do céu (I_c) no vetor de comprimentos de onda deslocados.

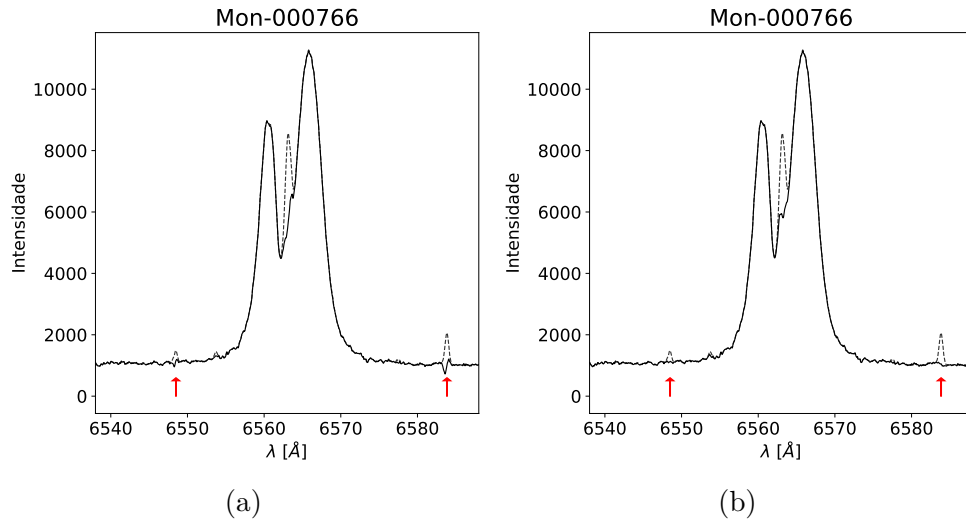


Figura 20 – Espectros da estrela Mon-000766 obtidos em 22/12/2013, centrados em $H\alpha$, após a subtração do espectro do céu. (a) Subtração entre os espectros, sem correção do deslocamento. (b) Subtração entre os espectros, com correção do deslocamento. As setas vermelhas indicam as emissões nebulares de [NII] (6548,05 e 6583,45Å).

Subtraímos, pela segunda vez, a emissão nebulare de todos os espectros. Observamos que, para alguns deles, o deslocamento encontrado permitiu eliminar as absorções geradas anteriormente, porém, outros ainda continham absorções na região do contínuo. Constatamos que o erro dessa vez era porque o perfil da linha de emissão nebulare não é sempre simétrico, e o pico do perfil encontrado pela função *find_peaks* nem sempre corresponde ao centro da linha nebulare. Para esses últimos casos, tivemos que corrigir manualmente os deslocamentos. Em seguida, realizamos novamente a subtração nebulare dos espectros, exemplificada na Fig. 20b.

Após a subtração correta da contaminação nebulare, obtivemos remoções nebulares completas na região de $H\alpha$ para quase todas as estrelas da amostra, com exceção de algumas noites das estrelas Mon-000273, Mon-000306, Mon-001004, Mon-001132, Mon-001149, Mon-001165 e Mon-001254, onde absorções foram geradas tanto em $H\alpha$ como nas linhas de [NII]. No geral, a remoção de contaminação nebulare por esse método foi satisfatória.

3.2 Normalização dos espectros estelares

Após subtrairmos as contaminações nebulares, normalizamos o contínuo dos espectros estelares, com ajuste de polinômio de grau entre 3 e 4, dependendo do espectro. Para isso, utilizamos a equação 3.1, onde S é o fluxo normalizado do espectro, F o fluxo do espectro sem normalizar e F_c é a função que representa o fluxo do contínuo desse espectro.

$$S = \frac{F}{F_c} \quad (3.1)$$

Para encontrar F_c , utilizamos em *python* a função *fit_generic_continuum*, disponível na biblioteca *specutils*². A normalização é importante, pois os espectros não estão calibrados em fluxo e em cada noite o contínuo dos espectros está em uma intensidade diferente. Para compararmos uma noite com a outra, precisamos que estejam todos em um mesmo nível de contínuo. Depois de corrigidos e normalizados, como mostrado na Fig. 21 para Mon-000766, os espectros estelares estão prontos para uma análise física de seus dados.

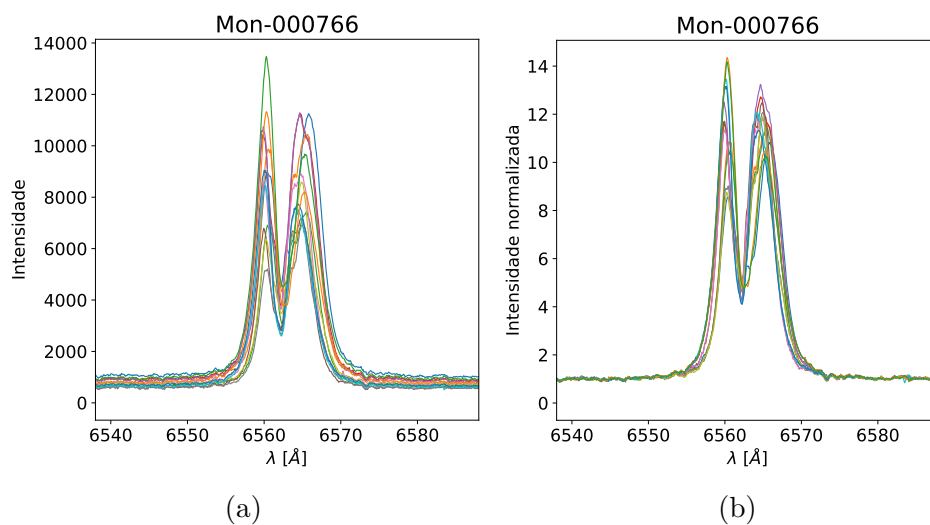


Figura 21 – Espectros da estrela Mon-000766, centrados em $H\alpha$, obtidos durante as 13 noites de observação com o espectrógrafo FLAMES (VLT/ESO). (a) Espectros estelares sem contaminação nebular e antes de serem normalizados. (b) Espectros sem contaminação nebular e normalizados ao nível do contínuo. Em ambas as figuras, cores distintas representam diferentes noites de observação.

² <https://specutils.readthedocs.io>

4 Resultados

Neste capítulo, calcularemos a largura equivalente de $H\alpha$ ($EW_{H\alpha}$) e a largura a 10% da intensidade máxima de $H\alpha$ ($W_{10\%H\alpha}$), de forma a separar nossas estrelas em ETTCs ou ETTFs. Também calcularemos a taxa de acreção de massa (\dot{M}_{acc}) de cada ETTC e correlacionaremos esse valor com sua massa.

4.1 Largura equivalente da linha de $H\alpha$

A largura equivalente da linha de $H\alpha$ é um parâmetro importante como indicativo de acreção em estrelas jovens uma vez que perfis intensos e alargados de $H\alpha$ se formam nos funis de acreção, ou seja, um sinal positivo para acreção. O valor referente à $EW_{H\alpha}$ será a área sob a curva da linha de $H\alpha$ no intervalo $\Delta\lambda = \lambda_f - \lambda_i$, conforme mostrado na Fig. 22 e descrito pela equação 4.1, onde $F_c = 1$ (Sec.3.2) e S_λ corresponde ao fluxo normalizado da linha em cada comprimento de onda.

$$EW_{H\alpha} = \int_{\lambda_i}^{\lambda_f} (S_\lambda - 1) d\lambda \quad (4.1)$$

O cálculo dessa integral foi feito usando *python* através da ferramenta *analysis* do pacote *specutils*. Convencionamos que um valor positivo para $EW_{H\alpha}$ indica emissão e um negativo indica absorção.

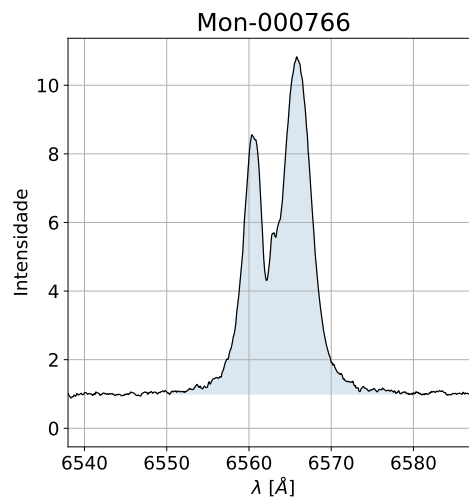


Figura 22 – Espectro da estrela Mon-000766, obtido em 22/12/2013, centrado em $H\alpha$, destacando a área sob a curva (em azul claro) que corresponde à largura equivalente de $H\alpha$.

O erro da largura equivalente é dado por $\sigma(EW_{H\alpha}) = \Delta\lambda * \sigma(S)$, assim como em Frasca et al. (2008), onde $\Delta\lambda$ corresponde ao intervalo de comprimento de onda utilizado para calcular a $EW_{H\alpha}$ e $\sigma(S)$ corresponde à incerteza do fluxo normalizado do contínuo, calculada através do desvio padrão em uma região sem emissão ou absorção do espectro. Os valores médios das larguras equivalentes de $H\alpha$ calculadas para as ETTCs estão listados na Tab. B.2.

4.1.1 Novas estrelas retiradas da amostra

No capítulo 2, retiramos 11 estrelas da amostra por falta de parâmetros estelares disponíveis na literatura. Nesta seção, retiramos mais 13 estrelas da nossa amostra por não possuírem indicativo de acreção. Foram usados dois critérios para verificar se uma estrela da amostra acretava ou não. Como primeiro critério, usamos a $EW_{H\alpha}$ calculada para cada noite em comparação com os limites propostos por White e Basri (2003) para definir se uma estrela T Tauri apresenta acreção:

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

Não há um valor único de $EW_{H\alpha}$ que diferencie ETTCs de ETTFs (White e Basri, 2003). Estrelas com diferentes tipos espectrais possuem espectros contínuos distintos, uma vez que T_{eff} diferentes levam a um fluxo de radiação de corpo negro diferente. Os espectros estelares que analisamos neste trabalho possuem não apenas emissão no contínuo, advinda da estrela, como também emissões provenientes do meio circunstelar, como por exemplo a linha de $H\alpha$, originada nas colunas de acreção. Isso significa que, ao normalizarmos os espectros estelares em relação ao contínuo (vide Sec.3.2), estamos dividindo a intensidade da linha de $H\alpha$ por diferentes fatores, a depender da T_{eff} da estrela. Por isso precisamos usar limites de $EW_{H\alpha}$ diferentes para cada tipo espectral para distinguir ETTCs de ETTFs, conforme mostrado em White e Basri (2003). Para as estrelas mais quentes (como K0-K5, por exemplo), o valor limite de $EW_{H\alpha}$ para considerar que uma estrela apresenta acreção é pequeno, pois uma emissão considerável em $H\alpha$ contrasta pouco com o fluxo do contínuo da estrela. Para estrelas mais frias (como M6-M7.5, por exemplo), o valor limite de $EW_{H\alpha}$ é alto, pois a mesma emissão em $H\alpha$ é intensa se comparada ao fluxo do contínuo da estrela, que, nesse caso, é muito menor.

A largura equivalente de $H\alpha$ sozinha pode não diagnosticar corretamente a acreção em uma estrela, uma vez que diferentes processos físicos, como ventos e o próprio funil

de acreção, podem gerar absorções na linha de $H\alpha$ e alterar a largura equivalente desta linha (vide Sec.1.1.1). Por isso, foi necessário usar outro critério de seleção de ETTCs, que não depende do tipo espectral da estrela, e serve como confirmação do regime de acreção. Para segundo critério de acreção, usamos a largura a 10% da intensidade máxima de $H\alpha$ ($W_{10\%H\alpha}$). No trabalho de White e Basri (2003), as estrelas classificadas como ETTCs, através de medidas de velamento (Sec.1.1.1), apresentavam valores de $W_{10\%H\alpha}$ acima de 270 km/s, fornecendo um novo critério para distinguir ETTCs de ETTFs. As estrelas em nossa amostra com $W_{10\%H\alpha} > 270$ km/s foram consideradas ETTCs. Todas as estrelas da amostra que não obedeceram os critérios 1 ou 2 foram consideradas como ETTFs, e nesse caso, retiradas da amostra, como listadas na Tab. 4. Na Fig. 23, podemos ver os critérios que distinguem ETTCs de ETTFs.

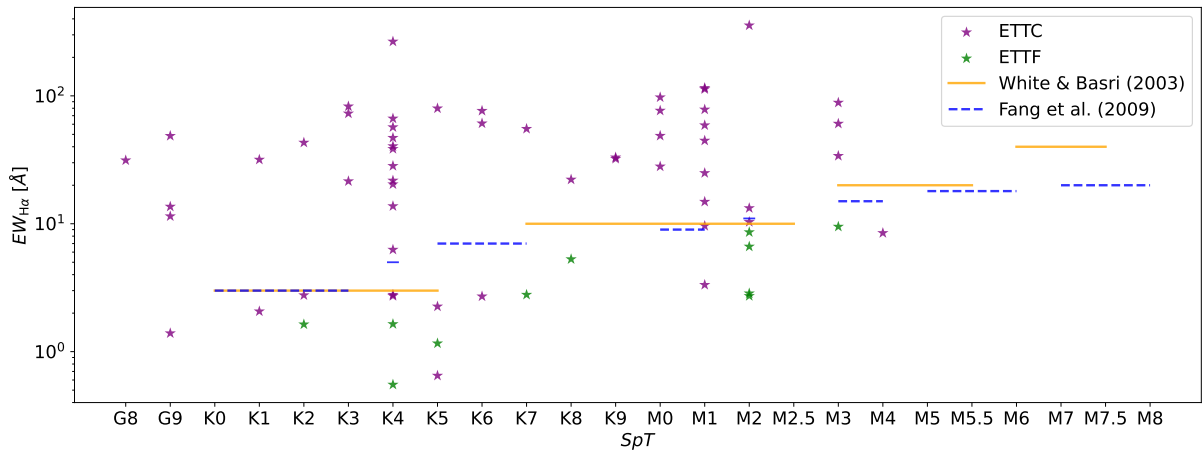
Estrelas	Não satisfaz o critério de acreção $EW_{H\alpha}$	Não satisfaz o critério de acreção $W_{10\%H\alpha}$
Mon-000348	Em todas as noites	Em todas as noites
Mon-000394	Em todas as noites	Em todas as noites
Mon-000434	Em 12 noites	Em 8 noites
Mon-000486	Em todas as noites	Em todas as noites
Mon-000583	Em todas as noites	Em todas as noites
Mon-000667	Em todas as noites	Em todas as noites
Mon-000695	Em todas as noites	Em todas as noites
Mon-000894	Em todas as noites	Em todas as noites
Mon-000931	Em todas as noites	Em 12 noites
Mon-001172	Em todas as noites	Em todas as noites
Mon-001181	Em todas as noites	Em 9 noites
Mon-001187	Em 11 noites	Em todas as noites
Mon-001218	Em todas as noites	Em todas as noites

Tabela 4 – Estrelas excluídas por não possuírem acreção de acordo com seus valores de $EW_{H\alpha}$ e $W_{10\%H\alpha}$, conforme descrito na Sec.4.1.1.

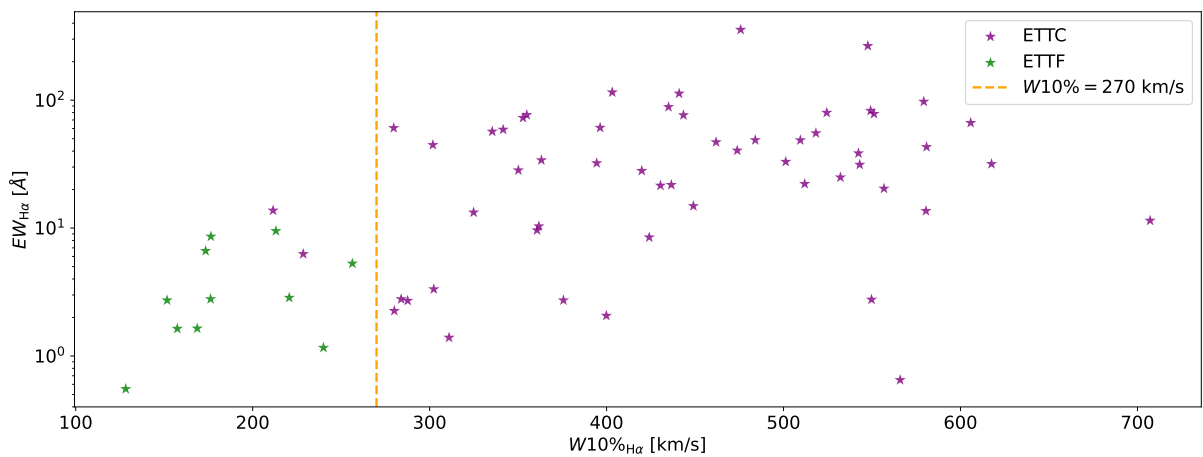
As estrelas da Tab. 4 foram classificadas como ETTFs neste trabalho usando apenas os critérios de $EW_{H\alpha}$ e $W_{10\%H\alpha}$. O excesso de emissão no UV também pode ser usado como critério de acreção, ajudando a distinguir ETTCs de ETTFs, como por exemplo em Venuti et al. (2014). É importante dizer que a classificação de uma estrela como ETTC ou ETTF não é absoluta e pode variar com o tempo. No trabalho de Sousa et al. (2016), por exemplo, a estrela Mon-000667 demonstra claros sinais de acreção ao analisarmos seu espectro (Fig. 24a), enquanto essa mesma estrela em nossa amostra não apresenta evidência de acreção (Fig. 24b). Ao que parece, a estrela estava passando por um período de baixa acreção durante as noites de observação que analisamos, demonstrando um caráter variável, em escala de pelo menos alguns anos, em seu processo de acreção.

Todas as 55 estrelas T Tauri clássicas e 13 T Tauri fracas analisadas neste capítulo estão listadas na Tab. B.1 com seus respectivos parâmetros. A estrela Mon-001254 foi

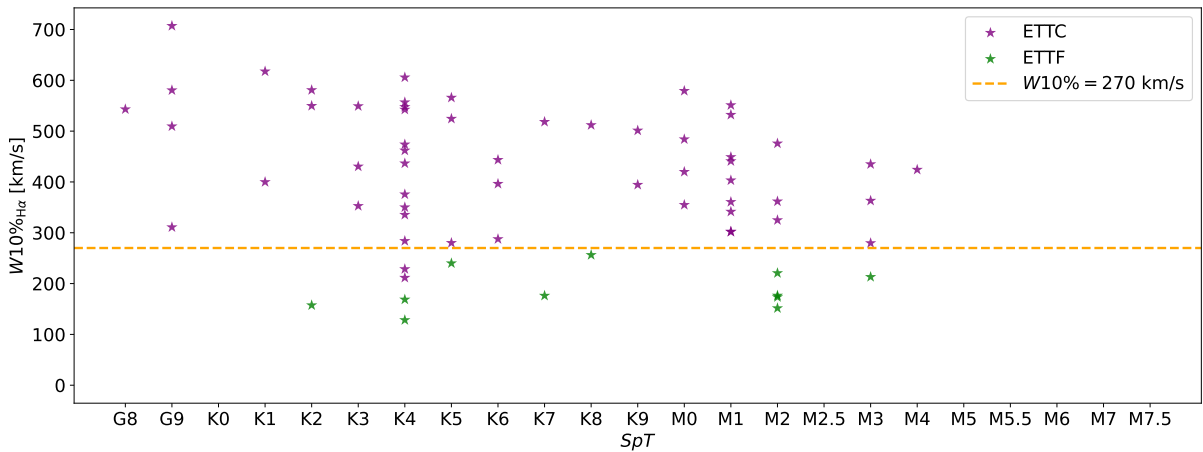
classificada como ETTC pelo critério da largura a 10% da intensidade máxima de $H\alpha$, mas foi retirada da amostra, pois, durante a eliminação de contaminações nebulares de seus espectros, absorções artificiais foram geradas na linha de $H\alpha$, comprometendo o cálculo da taxa de acreção de massa. A amostra final de ETTCs ficou então com 54 estrelas.



(a)



(b)



(c)

Figura 23 – Critérios para distinguir entre ETTCs e ETTFs. (a) Largura equivalente de $H\alpha$ em função do tipo espectral. As linhas horizontais separam as ETTCs (estrelas roxas) das ETTFs (estrelas verdes). As linhas amarelas representam os critérios propostos por White e Basri (2003) e as azuis os propostos por Fang et al. (2009). (b) Largura equivalente de $H\alpha$ em função da largura de $H\alpha$ a 10% da intensidade máxima. (c) Largura de $H\alpha$ a 10% da intensidade máxima em função do tipo espectral. As linhas tracejadas amarelas nas figuras (b) e (c) correspondem a $W_{10\%H\alpha} = 270$ km/s, critério de separação entre ETTCs e ETTFs proposto por White e Basri (2003).

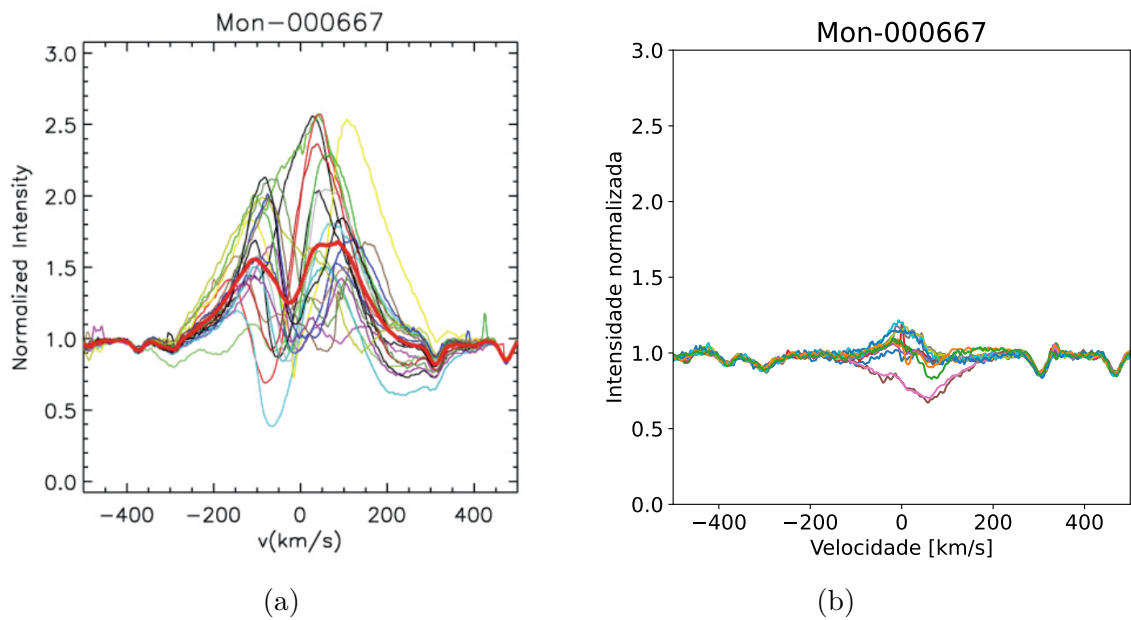


Figura 24 – Espectros da estrela Mon-000667, centrados em $H\alpha$, obtidos em duas épocas diferentes. (a) Observações obtidas entre dezembro de 2011 e fevereiro de 2012, retiradas de Sousa et al. (2016). (b) Observações analisadas neste trabalho, ilustrando a mudança de morfologia das linhas de emissão em $H\alpha$ para essa estrela. Em ambas as figuras, cores distintas representam diferentes noites de observação.

4.2 Diagrama HR das estrelas da amostra

Outra forma de visualizarmos as estrelas de nossa amostra é utilizando os parâmetros de luminosidade bolométrica e temperatura efetiva em um diagrama Hertzsprung-Russell. Estrelas T Tauri percorrem caminhos evolutivos no diagrama HR, chamados de trilhas de Hayashi e de Henyey, até alcançarem a sequência principal. Produzimos um diagrama HR, utilizando as trilhas evolutivas e as isócronas calculadas com o modelo evolutivo de Baraffe et al. (2015), conforme mostrado na Fig. 25. Grande parte da nossa amostra possui idades entre 1 e 5 Myr (Venuti et al., 2018), intervalo esperado de idade para o aglomerado jovem NGC 2264, ao qual pertencem, de acordo com Venuti et al. (2018), sendo a idade média desse aglomerado estimada em ~ 3 Myr.

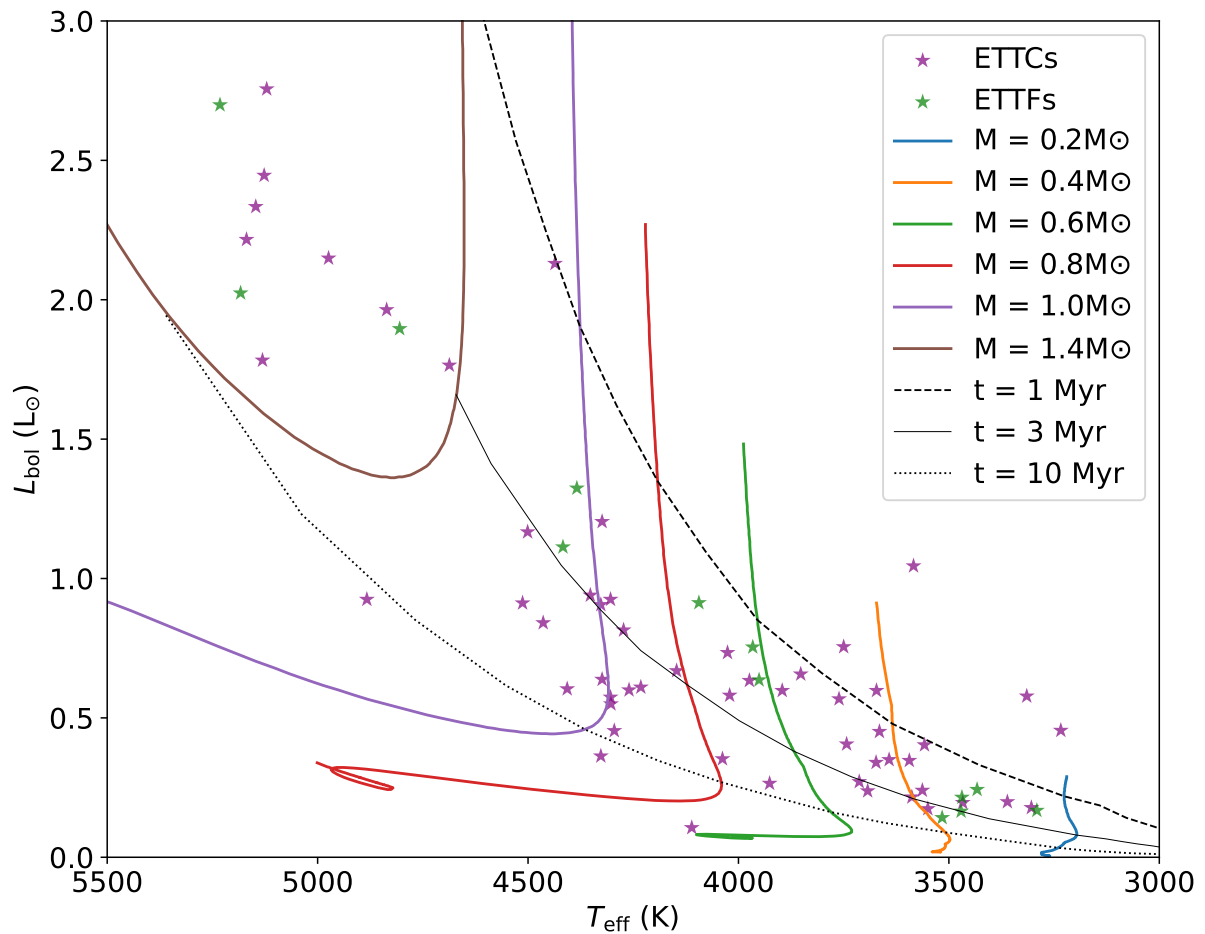


Figura 25 – Diagrama HR das estrelas da nossa amostra. Em roxo estão as estrelas da amostra classificadas como ETTCs e em verde as classificadas como ETTFs. As linhas pretas representam isócronas, e as linhas coloridas representam caminhos evolutivos para diferentes massas, obtidas do modelo de evolução estelar de Baraffe et al. (2015).

4.3 Taxa de acreção de massa a partir da linha de H α

Depois de organizarmos nossa amostra de ETTCs, calculamos a taxa com que o material do disco acreta em direção à estrela, ou taxa de acreção de massa (\dot{M}_{acc}). Uma das formas de calcular \dot{M}_{acc} é a partir do fluxo da linha de H α ($F_{H\alpha}$), como proposto por Fang et al. (2009) e Gullbring et al. (1998). O cálculo também depende das constantes descritas na Tab. A.2 e dos parâmetros estelares reunidos na Sec.2.1.

Utilizamos a equação $F_{H\alpha} = EW_{H\alpha}F_c(H\alpha)$ para calcular o fluxo da linha de H α , onde a $EW_{H\alpha}$ foi previamente obtida neste trabalho (Sec.4.1), e $F_c(H\alpha)$ representa o fluxo do contínuo no comprimento de onda da linha de H α . Como os espectros do FLAMES não são calibrados em fluxo, tivemos que estimar os valores de $F_c(H\alpha)$. Para isso, usamos a relação $F_c(H\alpha) = F_0(r)10^{[-0,4(r_{mag}-A_r)]}$, onde $F_0(r)$ é o fluxo no ponto zero da banda r para o telescópio CFHT, ($F_0(r) = 2,26546 \times 10^{-9}$ ergs/cm 2 Å), retirado do SVO (*Spanish Virtual Observatory*)(Rodrigo et al., 2024; Rodrigo e Solano, 2020; Rodrigo et al., 2012) e r_{mag} é a magnitude da estrela na banda r . Usamos esse valor de $F_0(r)$ porque os valores de r_{mag} que estamos utilizando foram obtidos através de dados do telescópio CFHT no trabalho de Venuti et al. (2014). Os efeitos da extinção estelar foram corrigidos usando o valor de A_V obtido por Venuti et al. (2018), convertido para a banda r utilizando a relação $A_r/A_V = 0,84$ para o CFHT, também retirada do SVO.

Com os valores obtidos de $F_{H\alpha}$, calculamos a luminosidade da linha de H α ($L_{H\alpha}$) através da relação $L_{H\alpha} = 4\pi d^2 F_{H\alpha}$, onde d corresponde à distância média do aglomerado NGC 2264 ($d = 722 \pm 2$ pc Flaccomio et al., 2023), conforme discutido na Sec.2.1. A partir de $L_{H\alpha}$, usamos a relação proposta por Alcalá et al. (2017), descrita pela equação 4.2, para encontrar a luminosidade de acreção (L_{acc}) de cada estrela:

$$\log\left(\frac{L_{acc}}{L_{\odot}}\right) = (1,74 \pm 0,19) + (1,13 \pm 0,05) \log\left(\frac{L_{H\alpha}}{L_{\odot}}\right) \quad (4.2)$$

Munidos da luminosidade de acreção (L_{acc}) e dos raios e massas estelares, podemos calcular a taxa de acreção de massa para a estrela (Gullbring et al., 1998), conforme a equação 4.3, onde r_m representa o raio interno da magnetosfera, ou raio de truncamento, que para valores médios de uma estrela T Tauri equivale a $5R_{\star}$, conforme adotado por Gullbring et al. (1998) e amplamente usado na literatura:

$$\dot{M}_{acc} = \frac{L_{acc}R_{\star}}{GM_{\star}\left(1 - \frac{R_{\star}}{r_m}\right)} \quad (4.3)$$

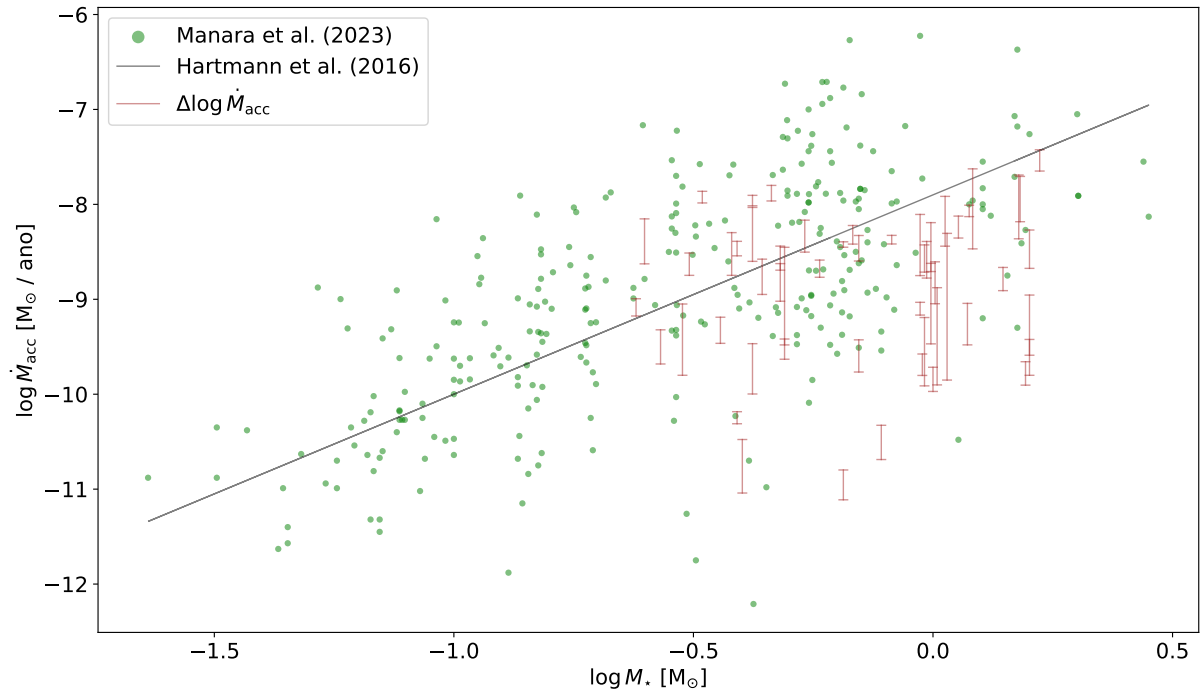
Obtivemos valores de taxa de acreção para cada noite de observação e listamos na Tab. B.2 seus respectivos valores médios, assim como o erro propagado pelo cálculo.

4.3.1 Taxa de acreção de massa em função da massa da estrela

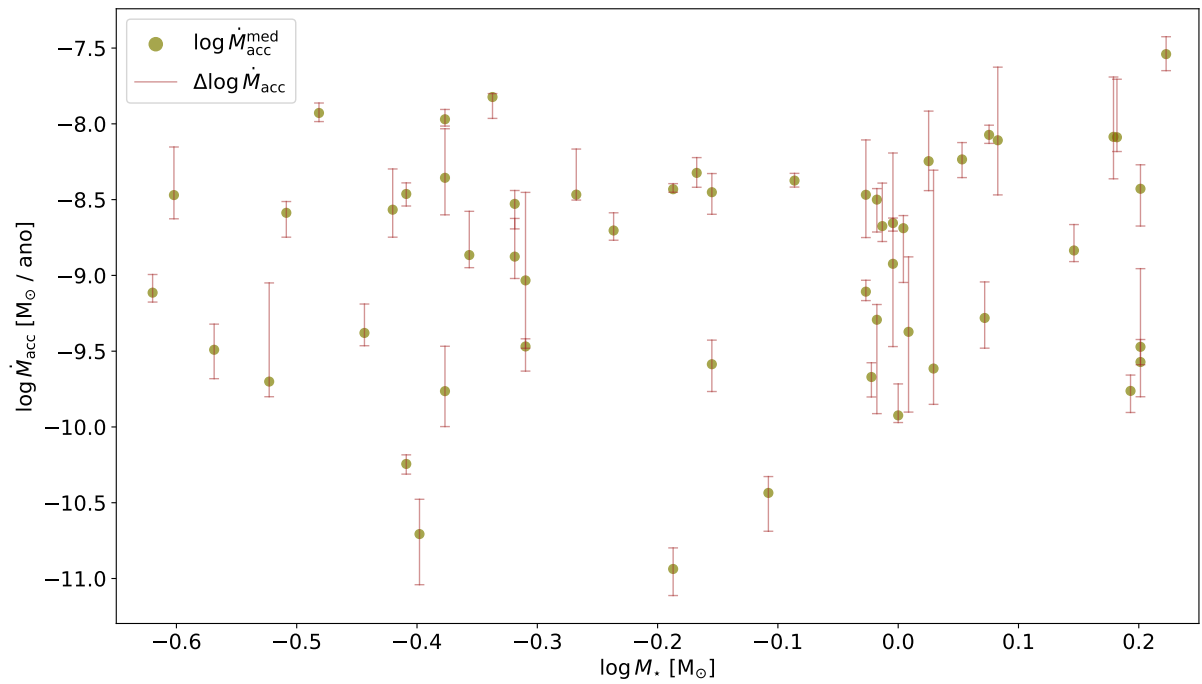
Existe uma tendência de aumento nas taxas de acreção de massa com o aumento da massa estelar (Fig. 13). Essa relação de dependência é conhecida na literatura, conforme discutido em Hartmann et al. (2016) e Manara et al. (2023) e pode ser descrita como $\dot{M}_{\text{acc}} \propto M_{\star}^{\alpha}$, com o expoente (α) variando entre $\sim 1,6 - 2$. As ETTC de nossa amostra não cobrem uma faixa ampla de massa suficiente para estimarmos um ajuste de nossos dados na relação entre \dot{M}_{acc} e M_{\star} , devido à grande dispersão dos mesmos. Ao sobrepor as nossas medidas às de Manara et al. (2023) (Fig. 26a), foi possível observarmos que elas demonstram uma tendência de leve aumento conforme descrito pela literatura, seguindo o ajuste esperado ao considerar uma faixa extensa de massas estelares.

Outro fator de relevância discutido na literatura, e que podemos calcular com os nossos dados, é a amplitude de variação dos valores da taxa de acreção de massa ($\Delta \log \dot{M}_{\text{acc}} = \log \dot{M}_{\text{acc}}^{\text{max}} - \log \dot{M}_{\text{acc}}^{\text{min}}$) para cada estrela, em relação ao período de observação. No trabalho de Venuti et al. (2014), que também teve como alvo de estudo o aglomerado NGC 2264, foi encontrada uma variabilidade média de $\sim 0,5$ dex em escala de semanas, e uma grande dispersão nos valores observados de \dot{M}_{acc} em diferentes massas estelares, de $\sim 2 - 3$ dex. Outro levantamento espectroscópico, feito por Costigan et al. (2014), considerando estrelas T Tauri e Herbig Ae, encontrou uma variabilidade de $\sim 0,04 - 0,4$ dex, em escala de dias. O trabalho de Zsidi et al. (2022) analisou a variabilidade da estrela T Tauri clássica CR Cha, em uma ampla gama de escalas de tempo, de minutos a uma década, e observou que a maior parte da variabilidade devido à acreção tem seu máximo de intensidade em escalas de tempo de semanas, com um valor típico de $\sim 0,4$ dex. A estrela CR Cha foi escolhida por ser um ótimo alvo para o estudo de variabilidade, já que possui campo magnético mapeado, não possui uma estrela companheira, e possui baixa taxa de acreção, fazendo com que seja relativamente simples interpretar as variações fotométricas e espectroscópicas observadas.

Em uma revisão recente da literatura, Manara et al. (2023) mostraram que existe uma dispersão dos valores de \dot{M}_{acc} em função da massa da estrela de $\sim 1 - 2$ dex. Uma das hipóteses que poderia explicar essa dispersão, que não possui uma razão clara definida pela literatura, seria a natureza variável do próprio processo de acreção. Como selecionamos estrelas cuja variabilidade fotométrica é dominada pela variabilidade da acreção, buscamos verificar se a variabilidade da taxa de acreção de massa presente em nossa amostra de estrelas poderia explicar, pelo menos em parte, a dispersão dos valores de \dot{M}_{acc} em função da massa observada na literatura. Nossa amostra de estrelas nos possibilita testar essa hipótese pois, a princípio, é dominada pela variabilidade relacionada apenas à acreção, diferente de outros trabalhos, como em Venuti et al. (2014), por exemplo, que inclui estrelas com variabilidade dominada por diferentes processos, tanto por acreção como por manchas frias ou ocultação por poeira (Sec.1.1.3).



(a)



(b)

Figura 26 – Distribuição da taxa de acreção de massa em função da massa de ETTCs. Em (a) e (b), as barras marrons indicam a variação individual $\Delta \log \dot{M}_{\text{acc}}$ por estrela, durante o intervalo de observação. Em (a), os pontos verdes correspondem à distribuição presente no trabalho de Manara et al. (2023) em comparação com nossos dados. A reta preta indica a relação encontrada por Hartmann et al. (2016). Em (b) os pontos mostarda indicam o $\log \dot{M}_{\text{acc}}^{\text{med}}$ para cada estrela.

Assimetrias presentes nas barras da Fig. 26b podem refletir processos de acreção ao redor da estrela, assim como características dominantes do sistema. Uma barra fortemente assimétrica, com o valor de $\log \dot{M}_{\text{acc}}^{\text{med}}$ muito próximo de seu $\log \dot{M}_{\text{acc}}^{\text{min}}$, pode identificar um objeto com episódios repentinos de acreção de curta duração. Já no caso contrário, para uma assimetria com valor de $\log \dot{M}_{\text{acc}}^{\text{med}}$ muito próximo de seu $\log \dot{M}_{\text{acc}}^{\text{max}}$, pode descrever um sistema cuja luminosidade típica é devida a ocultação por poeira, por exemplo (Venuti et al., 2014). Listamos na Fig. 27 alguns exemplos de objetos com episódios repentinos de acreção.

A maioria das grandes dispersões de taxa de acreção de massa observadas são causadas por fenômenos físicos, e não estão relacionadas apenas com incerteza observacional (Manara et al., 2023). Obtivemos, em nosso trabalho, uma dispersão da taxa de acreção de massa em função da massa de $\sim 2 - 3,5$ dex, considerando todos os intervalos de massa. A maioria dos valores de $\log \dot{M}_{\text{acc}}^{\text{med}}$ da nossa amostra encontra-se em uma faixa de dispersão de ~ 2 dex, conforme pode ser visto através da figura Fig. 26b. Já os valores mais extremos de $\log \dot{M}_{\text{acc}}^{\text{med}}$ em nossa amostra, vão de $\sim -7,5$ a ~ -11 , ou seja, abrangem uma faixa de dispersão de $\sim 3,5$ dex. Vimos que nossa dispersão da taxa de acreção de massa em função da massa está de acordo com a dispersão encontrada no trabalho de Venuti et al. (2014), onde a maioria dos seus valores de $\log \dot{M}_{\text{acc}}^{\text{med}}$ encontra-se dentro de um intervalo de ~ 2 dex, e os valores extremos de $\log \dot{M}_{\text{acc}}^{\text{med}}$ vão de ~ -7 a ~ -10 , ou seja, um intervalo de ~ 3 dex.

A título de comparação com o trabalho de Venuti et al. (2014) e com o objetivo de visualizar a variabilidade da \dot{M}_{acc} no período de dias, que é o intervalo coberto pelos nossos dados, separamos as estrelas em três intervalos de massa ($M_{\star} < 0,4 M_{\odot}$; $0,4 M_{\odot} < M_{\star} < 1 M_{\odot}$; $M_{\star} > 1 M_{\odot}$), calculamos a amplitude de variação da \dot{M}_{acc} para cada estrela, e em seguida a média dessas amplitudes em um mesmo intervalo de massa (Tab. 5). Também calculamos a média dos valores das medianas das \dot{M}_{acc} por intervalo de massa e a média das massas desses intervalos.

Número de estrelas	Intervalos de massa (M_{\odot})	$\langle M_{\star} \rangle$ (M_{\odot})	$\langle \log(\dot{M}_{\text{acc}}^{\text{med}}) \rangle$ (M_{\odot}/ano)	$\langle \Delta \log \dot{M}_{\text{acc}} \rangle$ (dex)
10	$M_{\star} < 0,4$	0,32	-8,99	0,31
26	$0,4 < M_{\star} < 1$	0,69	-8,91	0,36
16	$M_{\star} > 1$	1,33	-8,71	0,53

Tabela 5 – Variabilidade média da taxa de acreção de massa de estrelas T Tauri clássicas com curvas de luz do tipo *burster* em NGC 2264, em escala de dias e em diferentes intervalos de massa.

No trabalho de Venuti et al. (2014), os valores de $\langle \Delta \log \dot{M}_{\text{acc}} \rangle$ por intervalo de massa são 0,50 para $M_{\star} < 0,4 M_{\odot}$, 0,46 para $0,4 M_{\odot} < M_{\star} < 1 M_{\odot}$ e 0,52 para $M_{\star} > 1 M_{\odot}$. Em comparação com os valores da Tab. 5, percebemos uma tendência de aumento

em relação à variabilidade média em função da massa, algo não observado nos dados de Venuti et al. (2014). Uma possível justificativa para essa tendência, é o fato de que nossa amostra, ainda que menor, possui variabilidade dominada pela acreção, ao contrário do trabalho citado, que contempla centenas de ETTCs com diferentes tipos de variabilidade.

Ainda que nossa variabilidade média da \dot{M}_{acc} , em escala de dias, esteja em torno de $\sim 0,4$ dex, como visto na Tab. 5, algumas estrelas apresentam valores acima de 1 dex, por exemplo, a estrela Mon-000518, na Fig. 27. Para compararmos com a dispersão da \dot{M}_{acc} em função da massa de $\sim 1 - 2$ dex da literatura (Manara et al., 2023), calculamos quantas estrelas de nossa amostra possuíam uma variabilidade individual de \dot{M}_{acc} maior ou igual a 1 dex. Constatamos que 7,4% (4 de 54) da nossa amostra de ETTCs apresentaram uma variabilidade individual, em escala de dias, dentro da dispersão de \dot{M}_{acc} em função da massa apresentada pela literatura. Na amostra de estrelas do trabalho de Venuti et al. (2014), apenas 2,9% (7 de 237) das estrelas com valores de \dot{M}_{acc}^{max} e \dot{M}_{acc}^{min} disponíveis, possuíam variabilidade individual de \dot{M}_{acc} maior ou igual a 1 dex. A diferença de porcentagem faz sentido, uma vez que nossa amostra concentra estrelas que foram selecionadas por possuírem curvas de luz com variabilidade dominada por acreção, enquanto as estrelas no trabalho de Venuti et al. (2014) apresentam variabilidade devido a vários processos físicos, e não apenas acreção.

Nossos resultados mostram que, em nosso conjunto coeso de estrelas onde a variabilidade é dominada pela acreção, as variações da \dot{M}_{acc} observadas no período de dias não são capazes de explicar a dispersão da taxa de acreção de massa em função da massa, em consonância com as conclusões de Venuti et al. (2014) e Costigan et al. (2014), porém contribuem para essa grande dispersão da \dot{M}_{acc} observada em torno da relação $\dot{M}_{acc} - M_{\star}$.

Uma forma de melhorar nossa análise seria aumentando a amostra de estrelas e levando em conta o estudo de outras regiões de formação estelar. Ao calcularmos a taxa de acreção de massa de cada estrela em nossa amostra, utilizamos um valor médio de magnitude (r_{mag}) retirado do trabalho de Venuti et al. (2018), e não um valor diferente para cada noite, pois não tivemos observações fotométricas simultâneas. Consequentemente, não obtivemos os contínuos exatos e não pudemos medir uma possível variabilidade presente neles, o que pode impactar nossa medida de variabilidade da taxa de acreção de massa.

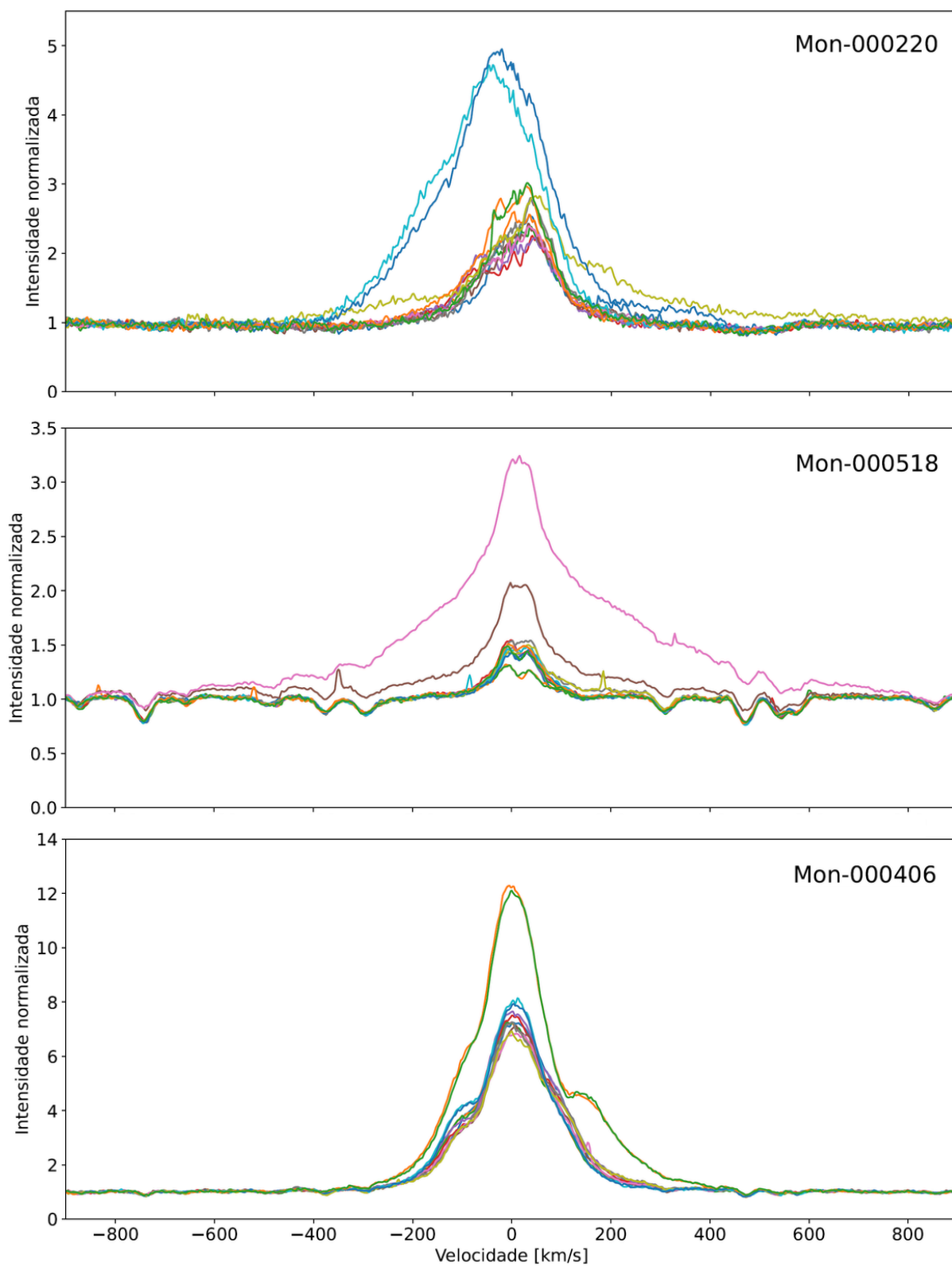


Figura 27 – Espectros das estrelas Mon-000220, Mon-000518 e Mon-000406, centrados em H α . Em todas as figuras, cores distintas representam diferentes noites de observação, e podemos ver claramente os episódios de acreção intensa.

5 Conclusões

Realizamos uma análise espectroscópica em 79 objetos estelares jovens, pertencentes ao aglomerado NGC 2264, compostos por estrelas cuja variabilidade fotométrica é dominada pela variabilidade da acreção. Por ser uma região com intensa emissão em $H\alpha$, tínhamos também à nossa disposição 44 espectros por noite que correspondiam a regiões do céu, para que a emissão nebulosa em $H\alpha$ de NGC 2264 fosse subtraída do espectro de nossas estrelas. Tivemos que retirar da análise 10 conjuntos de espectros de regiões do céu, por contaminação estelar. Também tivemos que excluir 11 estrelas da amostra inicial, por falta de parâmetros estelares na literatura, conforme descrito ao longo do trabalho. Utilizamos as linhas nebulares de [NII] para alinhar os espectros das estrelas e das regiões do céu antes de realizar a subtração da contribuição nebulosa dos espectros estelares. No geral, a remoção de contaminação nebulosa foi satisfatória.

Com os espectros estelares livres de contaminações, dividimos a amostra restante de 68 estrelas entre T Tauri clássicas e T Tauri fracas, conforme critérios que envolviam largura equivalente da linha de $H\alpha$ em relação ao tipo espectral e a largura a 10% da intensidade máxima de $H\alpha$. A classificação resultou em 55 ETTCs e 13 ETTFs. Também fizemos um diagrama HR com as 68 estrelas da amostra, de maneira a observar a dispersão de idade da nossa amostra, que se manteve entre 1 e 5 Myr, um intervalo esperado para estrelas membro do aglomerado NGC 2264, com idade estimada em ~ 3 Myr. Tivemos que retirar da amostra de ETTCs a estrela Mon-001254 já que durante a eliminação de contaminações nebulares de seus espectros, absorções artificiais foram geradas na linha de $H\alpha$, comprometendo o cálculo da taxa de acreção de massa, fazendo com que a amostra final de ETTCs ficasse com 54 estrelas.

Utilizando os parâmetros estelares obtidos na literatura, e os valores de fluxo da linha de emissão de $H\alpha$ calculados neste trabalho, encontramos os valores de taxa de acreção de massa para as 54 estrelas T Tauri clássicas de nossa amostra, para cada uma das 13 noites de observação. Munidos destes valores, pudemos avaliar a variabilidade individual de acreção presente em nossa amostra de estrelas, durante um intervalo de tempo em escala de dias. Encontramos uma variabilidade média de $\sim 0,4$ dex, valor que se mostrou coerente com o encontrado na literatura para variabilidade em curtas escalas de tempo. Também obtivemos uma dispersão da taxa de acreção de massa em relação à massa das nossas estrelas no valor de $\sim 2 - 3,4$ dex, dentro do esperado para a literatura, porém com um limite superior um pouco maior, provavelmente devido ao viés de nossa amostra, que contém apenas estrelas cuja variabilidade é devido ao processo de acreção.

Verificamos que não é possível justificar apenas através da natureza variável do

processo de acreção, a dispersão da taxa de acreção de massa que é observada na literatura. A porcentagem de estrelas em nossa amostra que apresentam variabilidade da taxa de acreção de massa da mesma ordem de grandeza da dispersão observada é de apenas 7,4%, ou seja, muito pequena para ser usada como explicação para a dispersão. Em comparação com outros trabalhos da literatura, pudemos observar uma tendência de aumento em relação à essa variabilidade quando tratamos exclusivamente de estrelas, com variabilidade dominada por acreção. Por mais que a variabilidade devido à acreção não explique a dispersão da literatura, ela definitivamente contribui para seu valor.

5.1 Perspectivas de trabalhos futuros

Os processos de acreção e perda de massa durante a fase inicial da evolução estelar são bastante dinâmicos. Pretendemos, no futuro, estudar a interação disco-estrela no regime de variabilidade dominada por manchas quentes, correlacionando os processos físicos que atuam no meio circumstelar com a variabilidade dos perfis de linha de emissão presentes nessas estrelas jovens e suas curvas de luz, previamente obtidas pelo telescópio *Spitzer* simultaneamente com os dados espectroscópicos utilizados neste trabalho. A periodicidade das linhas de $H\alpha$ e HeI dessas estrelas, comparada à morfologia de suas curvas de luz, será útil, por exemplo, para determinar se o regime de acreção presente nas ETTCs é de natureza estável ou instável, conforme discutido na Sec.1.1.2. Algumas dessas estrelas foram observadas através de séries temporais de espectros em duas épocas separadas por 2 anos, e notamos que algumas delas mudaram de ETTC pra ETTF na nossa classificação em épocas diferentes, o que possibilita investigar a variabilidade do processo de acreção em escala de anos.

Referências

- Aitken, R. G. (1906). The Nebular Hypothesis. *Publications of the ASP*, 18(107):111. Citado na página 13.
- Alcalá, J. M., Manara, C. F., Natta, A., Frasca, A., Testi, L., Nisini, B., Stelzer, B., Williams, J. P., Antonucci, S., Biazzo, K., Covino, E., Esposito, M., Getman, F., e Rigliaco, E. (2017). X-shooter spectroscopy of young stellar objects in Lupus. Accretion properties of class II and transitional objects. *Astronomy and Astrophysics*, 600:A20. Citado na página 47.
- Alencar, S. H. P., Teixeira, P. S., Guimarães, M. M., McGinnis, P. T., Gameiro, J. F., Bouvier, J., Aigrain, S., Flaccomio, E., e Favata, F. (2010). Accretion dynamics and disk evolution in NGC 2264: a study based on CoRoT photometric observations. *Astronomy and Astrophysics*, 519:A88. Citado 2 vezes nas páginas 24 e 27.
- Andre, P. e Montmerle, T. (1994). From T Tauri Stars to Protostars: Circumstellar Material and Young Stellar Objects in the rho Ophiuchi Cloud. *Astrophysical Journal*, 420:837. Citado na página 15.
- Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Fouesneau, M., Demleitner, M., e Andrae, R. (2021). Estimating Distances from Parallaxes. V. Geometric and Photogeometric Distances to 1.47 Billion Stars in Gaia Early Data Release 3. *Astronomical Journal*, 161(3):147. Citado na página 35.
- Baraffe, I., Homeier, D., Allard, F., e Chabrier, G. (2015). New evolutionary models for pre-main sequence and main sequence low-mass stars down to the hydrogen-burning limit. *Astronomy and Astrophysics*, 577:A42. Citado 2 vezes nas páginas 27 e 46.
- Blinova, A. A., Romanova, M. M., e Lovelace, R. V. E. (2016). Boundary between stable and unstable regimes of accretion. Ordered and chaotic unstable regimes. *Monthly Notices of the RAS*, 459(3):2354–2369. Citado 2 vezes nas páginas 19 e 20.
- Bouvier, J., Alencar, S. H. P., Harries, T. J., Johns-Krull, C. M., e Romanova, M. M. (2007a). Magnetospheric Accretion in Classical T Tauri Stars. In Reipurth, B., Jewitt, D., e Keil, K., editors, *Protostars and Planets V*, page 479. Citado na página 14.
- Bouvier, J., Alencar, S. H. P., Harries, T. J., Johns-Krull, C. M., e Romanova, M. M. (2007b). Magnetospheric Accretion in Classical T Tauri Stars. In Reipurth, B., Jewitt, D., e Keil, K., editors, *Protostars and Planets V*, page 479. Citado na página 16.

- Chaisson, E. e McMillan, S. (2014). *Astronomy today, Eighth Edition*. Citado na página 14.
- Cody, A. M., Stauffer, J., Baglin, A., Micela, G., Rebull, L. M., Flaccomio, E., Morales-Calderón, M., Aigrain, S., Bouvier, J., Hillenbrand, L. A., Gutermuth, R., Song, I., Turner, N., Alencar, S. H. P., Zwintz, K., Plavchan, P., Carpenter, J., Findeisen, K., Carey, S., Terebey, S., Hartmann, L., Calvet, N., Teixeira, P., Vrba, F. J., Wolk, S., Covey, K., Poppenhaeger, K., Günther, H. M., Forbrich, J., Whitney, B., Affer, L., Herbst, W., Hora, J., Barrado, D., Holtzman, J., Marchis, F., Wood, K., Medeiros Guimarães, M., Lillo Box, J., Gillen, E., McQuillan, A., Espaillat, C., Allen, L., D'Alessio, P., e Favata, F. (2014). CSI 2264: Simultaneous Optical and Infrared Light Curves of Young Disk-bearing Stars in NGC 2264 with CoRoT and Spitzer—Evidence for Multiple Origins of Variability. *Astronomical Journal*, 147(4):82. Citado 2 vezes nas páginas 27 e 29.
- Costigan, G., Vink, J. S., Scholz, A., Ray, T., e Testi, L. (2014). Temperaments of young stars: rapid mass accretion rate changes in T Tauri and Herbig Ae stars. *Monthly Notices of the RAS*, 440(4):3444–3461. Citado 3 vezes nas páginas 23, 48 e 51.
- Erkal, J., Manara, C. F., Schneider, P. C., Vincenzi, M., Nisini, B., Coffey, D., Alcalá, J. M., Fedele, D., e Antonucci, S. (2022). The He I $\lambda 10830$ Å line as a probe of winds and accretion in young stars in Lupus and Upper Scorpius. *Astronomy and Astrophysics*, 666:A188. Citado na página 18.
- Fang, M., van Boekel, R., Wang, W., Carmona, A., Sicilia-Aguilar, A., e Henning, T. (2009). Star and protoplanetary disk properties in Orion's suburbs. *Astronomy and Astrophysics*, 504(2):461–489. Citado 2 vezes nas páginas 44 e 47.
- Ferreira, J., Dougados, C., e Cabrit, S. (2006). Which jet launching mechanism(s) in T Tauri stars? *Astronomy and Astrophysics*, 453(3):785–796. Citado na página 17.
- Fischer, W. J., Hillenbrand, L. A., Herczeg, G. J., Johnstone, D., Kospal, A., e Dunham, M. M. (2023). Accretion Variability as a Guide to Stellar Mass Assembly. In Inutsuka, S., Aikawa, Y., Muto, T., Tomida, K., and Tamura, M., editors, *Protostars and Planets VII*, volume 534 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 355. Citado 3 vezes nas páginas 21, 22 e 23.
- Flaccomio, E., Micela, G., Peres, G., Sciortino, S., Salvaggio, E., Prisinzano, L., Guarcello, M. G., Venuti, L., Bonito, R., e Pillitteri, I. (2023). Spatial and dynamical structure of the NGC 2264 star-forming region. *Astronomy and Astrophysics*, 670:A37. Citado 4 vezes nas páginas 27, 34, 35 e 47.

- Frasca, A., Biazzo, K., Taş, G., Evren, S., e Lanzafame, A. C. (2008). Spots, plages, and flares on λ Andromedae and II Pegasi. *Astronomy and Astrophysics*, 479(2):557–565. Citado na página 41.
- Gullbring, E., Hartmann, L., Briceño, C., e Calvet, N. (1998). Disk Accretion Rates for T Tauri Stars. *Astrophysical Journal*, 492(1):323–341. Citado na página 47.
- Hartmann, L. (2005). Accretion disks of young stars. In Ignace, R. e Gayley, K. G., editors, *The Nature and Evolution of Disks Around Hot Stars*, volume 337 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 3. Citado na página 16.
- Hartmann, L. (2009). *Accretion Processes in Star Formation: Second Edition*. Citado na página 22.
- Hartmann, L., Herczeg, G., e Calvet, N. (2016). Accretion onto Pre-Main-Sequence Stars. *Annual Review of Astron and Astrophys*, 54:135–180. Citado 5 vezes nas páginas 16, 17, 26, 48 e 49.
- Hartmann, L., Hewett, R., e Calvet, N. (1994). Magnetospheric Accretion Models for T Tauri Stars. I. Balmer Line Profiles without Rotation. *Astrophysical Journal*, 426:669. Citado na página 16.
- Herbig, G. H. (1954). Emission-Line Stars Associated with the Nebulous Cluster NGC 2264. *Astrophysical Journal*, 119:483. Citado na página 27.
- Johns-Krull, C. M. (2007). The Magnetic Fields of Classical T Tauri Stars. *Astrophysical Journal*, 664(2):975–985. Citado na página 16.
- Kulkarni, A. K. e Romanova, M. M. (2009). Possible quasi-periodic oscillations from unstable accretion: 3D magnetohydrodynamic simulations. *Monthly Notices of the RAS*, 398(2):701–714. Citado na página 20.
- Kurosawa, R. e Romanova, M. M. (2013). Spectral variability of classical T Tauri stars accreting in an unstable regime. *Monthly Notices of the RAS*, 431(3):2673–2689. Citado 2 vezes nas páginas 19 e 20.
- Lada, C. J. (1987). Star formation: from OB associations to protostars. In Peimbert, M. e Jugaku, J., editors, *Star Forming Regions*, volume 115 of *IAU Symposium*, page 1. Citado na página 15.
- Larson, R. B. (2003). The physics of star formation. *Reports on Progress in Physics*, 66(10):1651–1697. Citado na página 14.
- Lindgren, L., Bastian, U., Biermann, M., Bombrun, A., de Torres, A., Gerlach, E., Geyer, R., Hernández, J., Hilger, T., Hobbs, D., Klioner, S. A., Lammers, U., McMillan, P. J.,

- Ramos-Lerate, M., Steidelmüller, H., Stephenson, C. A., e van Leeuwen, F. (2021). Gaia Early Data Release 3. Parallax bias versus magnitude, colour, and position. *Astronomy and Astrophysics*, 649:A4. Citado na página 34.
- Manara, C. F., Ansdell, M., Rosotti, G. P., Hughes, A. M., Armitage, P. J., Lodato, G., e Williams, J. P. (2023). Demographics of Young Stars and their Protoplanetary Disks: Lessons Learned on Disk Evolution and its Connection to Planet Formation. In Inutsuka, S., Aikawa, Y., Muto, T., Tomida, K., e Tamura, M., editors, *Protostars and Planets VII*, volume 534 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 539. Citado 5 vezes nas páginas 24, 48, 49, 50 e 51.
- Muzerolle, J., Hartmann, L., e Calvet, N. (1998). Emission-Line Diagnostics of T Tauri Magnetospheric Accretion. I. Line Profile Observations. *Astronomical Journal*, 116(1):455–468. Citado na página 16.
- Nelissen, M., Natta, A., McGinnis, P., Pittman, C., Delvaux, C., e Ray, T. (2023). Correlation between the optical veiling and accretion properties. A case study of the classical T Tauri star DK Tau. *Astronomy and Astrophysics*, 677:A64. Citado na página 17.
- Pacheco, J. A. F. (2020). Coleção Acadêmica: Vida no Universo. *Editora da Universidade de São Paulo*, 14. Citado na página 13.
- Pasquini, L., Avila, G., Blecha, A., Cacciari, C., Cayatte, V., Colless, M., Damiani, F., de Propris, R., Dekker, H., di Marcantonio, P., Farrell, T., Gillingham, P., Guinouard, I., Hammer, F., Kaufer, A., Hill, V., Marteaud, M., Modigliani, A., Mulas, G., North, P., Popovic, D., Rossetti, E., Royer, F., Santin, P., Schmutzer, R., Simond, G., Vola, P., Waller, L., e Zoccali, M. (2002). Installation and commissioning of FLAMES, the VLT Multifibre Facility. *The Messenger*, 110:1–9. Citado na página 28.
- Pecaut, M. J. e Mamajek, E. E. (2013). Intrinsic Colors, Temperatures, and Bolometric Corrections of Pre-main-sequence Stars. *Astrophysical Journal, Supplement*, 208(1):9. Citado 2 vezes nas páginas 34 e 66.
- Prša, A., Harmanec, P., Torres, G., Mamajek, E., Asplund, M., Capitaine, N., Christensen-Dalsgaard, J., Depagne, É., Haberreiter, M., Hekker, S., Hilton, J., Kopp, G., Kostov, V., Kurtz, D. W., Laskar, J., Mason, B. D., Milone, E. F., Montgomery, M., Richards, M., Schmutz, W., Schou, J., e Stewart, S. G. (2016). Nominal Values for Selected Solar and Planetary Quantities: IAU 2015 Resolution B3. *Astronomical Journal*, 152(2):41. Citado na página 62.
- Rodrigo, C., Cruz, P., Aguilar, J. F., Aller, A., Solano, E., Gálvez-Ortiz, M. C., Jiménez-Esteban, F., Mas-Buitrago, P., Bayo, A., Cortés-Contreras, M., Murillo-Ojeda, R., Bonoli,

- S., Cenarro, J., Dupke, R., López-Sanjuan, C., Marín-Franch, A., de Oliveira, C. M., Moles, M., Taylor, K., Varela, J., e Ramió, H. V. (2024). Photometric segregation of dwarf and giant FGK stars using the SVO Filter Profile Service and photometric tools. *Astronomy and Astrophysics*, 689:A93. Citado na página 47.
- Rodrigo, C. e Solano, E. (2020). The SVO Filter Profile Service. In *XIV.0 Scientific Meeting (virtual) of the Spanish Astronomical Society*, page 182. Citado na página 47.
- Rodrigo, C., Solano, E., e Bayo, A. (2012). SVO Filter Profile Service Version 1.0. IVOA Working Draft 15 October 2012. Citado na página 47.
- Romanova, M. M., Koldoba, A. V., Ustyugova, G. V., Kulkarni, A. K., Long, M., e Lovelace, R. V. E. (2009). 3D MHD Simulations of Disk Accretion onto Magnetized Stars: Numerical Approach and Sample Simulations. In Pogorelov, N. V., Audit, E., Colella, P., e Zank, G. P., editors, *Numerical Modeling of Space Plasma Flows: ASTRONUM-2008*, volume 406 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 112. Citado na página 19.
- Romanova, M. M., Kulkarni, A. K., Long, M., e Lovelace, R. V. E. (2008). Modeling of Disk-Star Interaction: Different Regimes of Accretion and Variability. In Wijnands, R., Altamirano, D., Soleri, P., Degenaar, N., Rea, N., Casella, P., Patruno, A., e Linares, M., editors, *A Decade of Accreting MilliSecond X-ray Pulsars*, volume 1068 of *American Institute of Physics Conference Series*, pages 87–94. AIP. Citado 2 vezes nas páginas 19 e 20.
- Romanova, M. M., Ustyugova, G. V., Koldoba, A. V., e Lovelace, R. V. E. (2004). Three-dimensional Simulations of Disk Accretion to an Inclined Dipole. II. Hot Spots and Variability. *Astrophysical Journal*, 610(2):920–932. Citado na página 19.
- Romanova, M. M., Ustyugova, G. V., Koldoba, A. V., Wick, J. V., e Lovelace, R. V. E. (2003). Three-dimensional Simulations of Disk Accretion to an Inclined Dipole. I. Magnetospheric Flows at Different Θ . *Astrophysical Journal*, 595(2):1009–1031. Citado na página 19.
- Shu, F., Najita, J., Ostriker, E., Wilkin, F., Ruden, S., e Lizano, S. (1994). Magnetocentrally Driven Flows from Young Stars and Disks. I. A Generalized Model. *Astrophysical Journal*, 429:781. Citado na página 16.
- Siess, L., Dufour, E., e Forestini, M. (2000). An internet server for pre-main sequence tracks of low- and intermediate-mass stars. *Astronomy and Astrophysics*, 358:593–599. Citado na página 27.
- Sousa, A. P., Alencar, S. H. P., Bouvier, J., Stauffer, J., Venuti, L., Hillenbrand, L., Cody, A. M., Teixeira, P. S., Guimarães, M. M., McGinnis, P. T., Rebull, L., Flaccomio, E.,

- Fűrész, G., Micela, G., e Gameiro, J. F. (2016). CSI 2264: Accretion process in classical T Tauri stars in the young cluster NGC 2264. *Astronomy and Astrophysics*, 586:A47. Citado 2 vezes nas páginas 42 e 45.
- Stauffer, J., Cody, A. M., Rebull, L., Hillenbrand, L. A., Turner, N. J., Carpenter, J., Carey, S., Terebey, S., Morales-Calderón, M., Alencar, S. H. P., McGinnis, P., Sousa, A., Bouvier, J., Venuti, L., Hartmann, L., Calvet, N., Micela, G., Flaccomio, E., Song, I., Gutermuth, R., Barrado, D., Vrba, F. J., Covey, K., Herbst, W., Gillen, E., Medeiros Guimarães, M., Bouy, H., e Favata, F. (2016). CSI 2264: Characterizing Young Stars in NGC 2264 with Stochastically Varying Light Curves. *Astronomical Journal*, 151(3):60. Citado 2 vezes nas páginas 24 e 25.
- Tiesinga, E., Mohr, P. J., Newell, D. B., e Taylor, B. N. (2021). CODATA recommended values of the fundamental physical constants: 2018. *Reviews of Modern Physics*, 93(2):025010. Citado na página 62.
- Venuti, L., Bouvier, J., Flaccomio, E., Alencar, S. H. P., Irwin, J., Stauffer, J. R., Cody, A. M., Teixeira, P. S., Sousa, A. P., Micela, G., Cuillandre, J. C., e Peres, G. (2014). Mapping accretion and its variability in the young open cluster NGC 2264: a study based on u-band photometry. *Astronomy and Astrophysics*, 570:A82. Citado 7 vezes nas páginas 34, 42, 47, 48, 50, 51 e 66.
- Venuti, L., Prisinzano, L., Sacco, G. G., Flaccomio, E., Bonito, R., Damiani, F., Micela, G., Guarcello, M. G., Randich, S., Stauffer, J. R., Cody, A. M., Jeffries, R. D., Alencar, S. H. P., Alfaro, E. J., Lanzafame, A. C., Pancino, E., Bayo, A., Carraro, G., Costado, M. T., Frasca, A., Jofré, P., Morbidelli, L., Sousa, S. G., e Zaggia, S. (2018). The Gaia-ESO Survey and CSI 2264: Substructures, disks, and sequential star formation in the young open cluster NGC 2264. *Astronomy and Astrophysics*, 609:A10. Citado 7 vezes nas páginas 27, 34, 35, 46, 47, 51 e 66.
- White, R. J. e Basri, G. (2003). Very Low Mass Stars and Brown Dwarfs in Taurus-Auriga. *Astrophysical Journal*, 582(2):1109–1122. Citado 3 vezes nas páginas 41, 42 e 44.
- Zsidi, G., Manara, C. F., Kóspál, Á., Hussain, G. A. J., Ábrahám, P., Alecian, E., Bódi, A., Pál, A., e Sarkis, P. (2022). Accretion variability from minute to decade timescales in the classical T Tauri star CR Cha. *Astronomy and Astrophysics*, 660:A108. Citado na página 48.

Apêndices

APÊNDICE A – Tabelas para consulta

Noite de observação	Dia juliano modificado	Data e hora da observação
1	56648,258	22-dez-13 (06:11:31,200 UTC)
2	56651,201	25-dez-13 (04:49:26,400 UTC)
3	56651,233	25-dez-13 (05:35:31,200 UTC)
4	56654,207	28-dez-13 (04:58:04,800 UTC)
5	56654,245	28-dez-13 (05:52:48,000 UTC)
6	56655,179	29-dez-13 (04:17:45,600 UTC)
7	56655,217	29-dez-13 (05:12:28,800 UTC)
8	56656,172	30-dez-13 (04:07:40,800 UTC)
9	56656,204	30-dez-13 (04:53:45,600 UTC)
10	56657,196	31-dez-13 (04:42:14,400 UTC)
11	56657,228	31-dez-13 (05:28:19,200 UTC)
12	56660,145	03-jan-14 (03:28:48,000 UTC)
13	56660,184	03-jan-14 (04:24:57,600 UTC)

Tabela A.1 – Datas das observações.

Constante	Valor	Unidade
Raio Solar (R_{\odot})	$6,957 \times 10^{10}$	cm
Luminosidade Solar (L_{\odot})	$3,828 \times 10^{33}$	ergs/s
Massa Solar (M_{\odot})	$(198841 \pm 4) \times 10^{28}$	g
Constante Gravitacional (G)	$(6,6743 \pm 0,0001) \times 10^{-08}$	cm^3/gs^2
Constante de Stefan-Boltzmann (σ)	$5,6703744191844314 \times 10^{-05}$	$\text{g}/\text{s}^3 \text{K}^4$

Tabela A.2 – Constantes utilizadas neste trabalho. O raio e a luminosidade solar possuem valores nominais estabelecidos pela resolução de 2015 da IAU (*International Astronomical Union*), (Prša et al., 2016). A massa solar, a constante gravitacional e a constante de Stefan-Boltzmann foram retiradas da CODATA de 2018 (Tiesinga et al., 2021).

APÊNDICE B – Amostra de Estrelas T Tauri

Tabela B.1 – Parâmetros estelares e fibras do céu correspondentes às estrelas T Tauri clássicas e fracas

Mon ID ¹	SpT ²	T_{eff}^3 (K)	σT_{eff}^3 (K)	L_{bol}^4 (L_{\odot})	σL_{bol}^4 (L_{\odot})	R^5 (R_{\odot})	σR^5 (R_{\odot})	M^6 (M_{\odot})	r_{mag}^7	A_V^8	σA_V^8	plx_{corr}^9 (mas)	$\sigma plx_{\text{corr}}^9$ (mas)	Fibra do céu ¹⁰
Mon-000117	M2	3467	104	0,196	0,026	1,24	0,12	0,33	16,832	0,43	0,20	1,426	0,069	sky124
Mon-000123	M1	3584	108	1,04	0,14	2,64	0,24	0,31	17,464	2,54	0,20	0,10	0,27	Grid_Sky_185
Mon-000126	K9	3896	117	0,598	0,078	1,70	0,15	0,58	15,684	0,39	0,20	4,45	0,31	Grid_Sky_164
Mon-000220	M4	3234	97	0,455	0,060	2,16	0,19	0,3	16,744	0,20	0,20	1,386	0,054	sky143
Mon-000223	K4	4327	130	0,91	0,12	1,70	0,15	1,0	15,087	0,32	0,20	1,340	0,031	sky83_
Mon-000250	K3	4513	135	0,91	0,12	1,56	0,14	1,18	15,653	0,32	0,20	1,483	0,029	sky48_
Mon-000260	M0	3743	112	0,406	0,053	1,52	0,13	0,48	16,956	1,09	0,20	1,467	0,064	Grid_Sky_97_
Mon-000273	M1	3673	110	0,340	0,044	1,44	0,12	0,44	16,028	0,00	0,20	1,74	0,10	sky143
Mon-000297	G8	5169	155	2,22	0,29	1,86	0,16	1,51	13,954	1,13	0,20	1,436	0,022	sky142
Mon-000306	M2	3550	106	0,174	0,022	1,090	0,091	0,39	17,787	0,34	0,20	1,29	0,20	Grid_Sky_156
Mon-000314	M3	3361	101	0,199	0,026	1,32	0,13	0,27	17,711	0,09	0,20	1,309	0,082	sky142
Mon-000341	M1	3672	110	0,598	0,078	1,91	0,17	0,42	15,744	0,27	0,20	1,443	0,036	sky124
Mon-000348	M2	3469	104	0,215	0,029	1,30	0,12	0,33	17,432	0,00	0,20	1,52	0,13	Grid_Sky_143
Mon-000394	K5	4094	123	0,91	0,12	1,90	0,17	0,73	15,245	0,46	0,20	1,387	0,028	Grid_Sky_164
Mon-000406	K9	3852	116	0,657	0,086	1,82	0,17	0,54	15,229	0,44	0,30	1,447	0,035	Grid_Sky_185
Mon-000412	K6	4021	121	0,581	0,075	1,57	0,14	0,7	15,461	0,00	0,20	0,72	0,28	sky142
Mon-000434	K8	3951	119	0,636	0,083	1,71	0,15	0,62	16,012	0,57	0,20	0,86	0,15	Grid_Sky_185
Mon-000456	G9	5127	154	2,45	0,32	1,98	0,18	1,59	13,971	1,14	0,20	1,412	0,017	sky60_

Continuação da tabela B.1

Mon ID ¹	SpT^2	T_{eff}^3 (K)	σT_{eff}^3 (K)	L_{bol}^4 (L_{\odot})	σL_{bol}^4 (L_{\odot})	R^5 (R_{\odot})	σR^5 (R_{\odot})	M^6 (M_{\odot})	r_{mag}^7	A_V^8	σA_V^8	plx_{corr}^9 (mas)	$\sigma plx_{\text{corr}}^9$ (mas)	Fibra do céu ¹⁰
Mon-000457	G9	5121	154	2,76	0,36	2,11	0,19	1,67	14,929	3,02	0,20	1,437	0,036	Grid_Sky_185
Mon-000469	K4	4407	132	0,604	0,078	1,33	0,12	1,06	16,692	1,16	0,20	1,458	0,048	sky142
Mon-000486	K4	4384	132	1,32	0,17	1,99	0,18	1,04	14,623	0,54	0,20	1,261	0,032	sky124
Mon-000491	K2	4687	141	1,76	0,23	2,01	0,18	1,52	14,979	2,02	0,20	1,438	0,033	sky83_
Mon-000518	K4	4436	133	2,13	0,28	2,47	0,22	1,07	13,775	0,20	0,20	1,76	0,11	sky124
Mon-000567	M0	3750	112	0,755	0,097	2,05	0,18	0,46	15,995	1,12	0,20	1,548	0,045	sky83_
Mon-000583	M2	3516	105	0,142	0,018	1,008	0,094	0,38	17,912	0,29	0,20	1,40	0,10	Grid_Sky_185
Mon-000598	K4	4273	128	0,81	0,11	1,64	0,15	0,94	15,453	0,75	0,20	1,398	0,039	sky48_
Mon-000613	K4	4324	130	1,20	0,16	1,95	0,18	0,97	14,547	0,00	0,20	0,01	0,19	sky124
Mon-000619	K8	3926	118	0,265	0,034	1,102	0,092	0,7	16,823	0,62	0,20	1,33	0,10	Grid_Sky_185
Mon-000636	K4	4295	129	0,454	0,059	1,21	0,11	0,96	16,735	1,37	0,20	1,344	0,047	sky60_
Mon-000660	K2	4836	145	1,96	0,25	1,99	0,17	1,59	13,986	0,76	0,20	1,443	0,021	Grid_Sky_185
Mon-000667	G8	5183	155	2,02	0,26	1,76	0,15	1,45	13,606	0,31	0,20	1,56	0,023	Grid_Sky_170
Mon-000695	K2	4805	144	1,90	0,25	1,99	0,18	1,57	14,468	0,91	0,20	0,86	0,25	Grid_Sky_170
Mon-000766	M1	3594	108	0,347	0,045	1,53	0,14	0,39	16,077	0,00	0,20	****	****	sky124
Mon-000771	K3	4501	135	1,17	0,15	1,78	0,16	1,19	14,415	0,26	0,20	1,421	0,023	Grid_Sky_175
Mon-000774	G9	5131	154	1,78	0,23	1,69	0,15	1,4	14,043	0,47	0,20	****	****	Grid_Sky_185
Mon-000808	K4	4303	129	0,550	0,071	1,33	0,12	0,99	15,213	0,10	0,20	1,399	0,037	Grid_Sky_185
Mon-000824	G9	5147	154	2,33	0,30	1,92	0,17	1,56	14,302	1,00	0,20	2,27	0,16	Grid_Sky_174
Mon-000879	K4	4324	130	0,638	0,083	1,43	0,12	1,01	15,362	0,31	0,20	0,838	0,069	Grid_Sky_164
Mon-000894	G8	5232	157	2,70	0,35	1,99	0,18	1,6	13,581	0,67	0,20	1,83	0,11	Grid_Sky_156
Mon-000919	M3	3315	99	0,578	0,075	2,31	0,21	0,25	16,947	0,50	0,20	1,376	0,057	Grid_Sky_185

Continuação da tabela B.1

Mon ID ¹	$S_p T^2$	T_{eff}^3 (K)	σT_{eff}^3 (K)	L_{bol}^4 (L_{\odot})	σL_{bol}^4 (L_{\odot})	R^5 (R_{\odot})	σR^5 (R_{\odot})	M^6 (M_{\odot})	r_{mag}^7	A_V^8	σA_V^8	plx_{corr}^9 (mas)	$\sigma plx_{\text{corr}}^9$ (mas)	Fibra do céu ¹⁰
Mon-000928	K4	4260	128	0,600	0,078	1,42	0,13	0,95	15,581	0,59	0,20	1,436	0,045	Grid_Sky_175
Mon-000931	M3	3291	98	0,168	0,022	1,27	0,11	0,24	18,008	0,03	0,20	5,42	0,44	sky143
Mon-000945	K6	4026	121	0,734	0,095	1,76	0,15	0,68	15,082	0,00	0,20	1,380	0,024	sky83_
Mon-000996	K7	3974	119	0,634	0,082	1,67	0,15	0,65	15,214	0,00	0,20	-3,74	0,67	Grid_Sky_143
Mon-001000	K5	4111	123	0,106	0,014	0,654	0,049	0,65	16,803	0,51	0,20	1,649	0,093	Grid_Sky_229
Mon-001004	K4	4304	129	0,574	0,074	1,36	0,12	0,99	15,958	0,73	0,20	1,417	0,045	sky14_
Mon-001022	K4	4304	129	0,92	0,12	1,73	0,15	0,96	15,049	0,39	0,20	1,388	0,031	Grid_Sky_143
Mon-001023	K1	4974	149	2,15	0,28	1,97	0,17	1,59	14,557	1,34	0,20	1,350	0,030	sky147
Mon-001037	K1	4883	146	0,92	0,12	1,35	0,12	1,21	13,844	1,08	0,20	1,530	0,035	sky142
Mon-001038	K6	4038	121	0,353	0,045	1,21	0,11	0,78	16,378	0,47	0,20	1,364	0,063	Grid_Sky_129
Mon-001054	M1	3665	110	0,451	0,058	1,66	0,15	0,42	15,885	0,44	0,30	0,40	0,70	sky26_
Mon-001061	M0	3713	111	0,271	0,035	1,26	0,12	0,49	16,366	0,44	0,30	1,370	0,061	sky142
Mon-001094	K3	4464	134	0,84	0,11	1,53	0,14	1,13	15,018	0,48	0,20	1,436	0,030	sky26_
Mon-001132	M1	3563	107	0,240	0,031	1,29	0,11	0,38	16,865	0,44	0,30	1,43	0,10	Grid_Sky_129
Mon-001142	M2	3558	107	0,403	0,052	1,66	0,14	0,36	16,622	0,45	0,20	****	****	sky142
Mon-001149	M1	3642	109	0,350	0,045	1,49	0,14	0,42	17,273	0,86	0,20	****	****	Grid_Sky_129
Mon-001165	M1	3588	108	0,216	0,029	1,21	0,11	0,4	17,983	0,78	0,20	****	****	sky60_
Mon-001166	M3	3304	99	0,178	0,023	1,29	0,11	0,24	18,094	0,20	0,20	3,70	0,26	sky148
Mon-001167	M0	3761	113	0,568	0,074	1,78	0,15	0,48	16,225	0,58	0,20	1,57	0,21	sky142
Mon-001172	K4	4417	133	1,11	0,14	1,80	0,16	1,09	14,744	0,38	0,20	1,268	0,044	sky148
Mon-001179	M1	3693	111	0,238	0,031	1,20	0,10	0,49	17,069	0,50	0,20	1,486	0,065	sky23_
Mon-001181	M2	3471	104	0,165	0,022	1,140	0,096	0,34	17,721	0,05	0,20	1,612	0,082	Grid_Sky_129

Continuação da tabela B.1

Mon ID ¹	SpT ²	T_{eff}^3 (K)	σT_{eff}^3 (K)	L_{bol}^4 (L_{\odot})	σL_{bol}^4 (L_{\odot})	R^5 (R_{\odot})	σR^5 (R_{\odot})	M^6 (M_{\odot})	r_{mag}^7	A_V^8	σA_V^8	plx_{corr}^9 (mas)	$\sigma plx_{\text{corr}}^9$ (mas)	Fibra do céu ¹⁰
Mon-001187	M2	3433	103	0,243	0,031	1,38	0,12	0,3	17,51	0,19	0,20	****	****	Grid_Sky_209
Mon-001199	K4	4352	131	0,94	0,12	1,71	0,15	1,02	16,272	0,76	0,20	1,624	0,098	Grid_Sky_143
Mon-001217	K5	4147	124	0,669	0,087	1,59	0,14	0,82	15,573	0,43	0,20	1,413	0,047	Grid_Sky_143
Mon-001218	K7	3966	119	0,754	0,097	1,83	0,16	0,62	15,544	0,36	0,20	1,439	0,036	sky85_
Mon-001234	K4	4327	130	0,363	0,047	1,068	0,098	0,94	15,566	1,08	0,20	1,367	0,066	sky147
Mon-001254	K5	4232	127	0,610	0,079	1,45	0,13	0,92	15,868	0,67	0,20	1,478	0,041	Grid_Sky_229

¹Nome de identificação na campanha CSI 2264. ²Tipo espectral obtido neste trabalho através da conversão a partir da temperatura, usando a tabela disponível em Pecaut e Mamajek (2013). ³Temperatura efetiva retirada de Venuti et al. (2018). ⁴Luminosidade bolométrica retirada de Venuti et al. (2018). ⁵Raio da estrela e seu erro calculados neste trabalho. ⁶Massa da estrela retirada de Venuti et al. (2014) para as estrelas Mon-000123, Mon-000220 e Mon-000919, e de Venuti et al. (2018) para as demais. ⁷Magnitude da estrela na banda r, retirada de Venuti et al. (2018). ⁸Valor de extinção retirado de Venuti et al. (2018). ⁹Paralaxe do satélite Gaia. Os campos com asteriscos representam ausência de valores. ¹⁰Fibra de região do céu mais próxima da estrela.

Tabela B.2 – Valores de largura equivalente e taxa de acreção de massa correspondentes às estrelas T Tauri clássicas

MonID ¹	EW^2 (Å)	σEW^2 (Å)	$\dot{M}acc^3$ (M_{\odot}/ano)	$\sigma \dot{M}acc^3$ (M_{\odot}/ano)	$\dot{M}acc^4_{min}$ (M_{\odot}/ano)	$\dot{M}acc^4_{max}$ (M_{\odot}/ano)	$\dot{M}acc^4_{med}$ (M_{\odot}/ano)
Mon-000117	360	1,5	1,2e-8	8,0e-9	1,0e-8	1,4e-8	1,2e-8
Mon-000123	15	0,93	2,5e-9	1,6e-9	1,8e-9	3,1e-9	2,6e-9
Mon-000126	33	1,2	2,1e-9	1,3e-9	1,7e-9	2,6e-9	2,0e-9
Mon-000220	8,5	0,71	3,1e-10	2,2e-10	1,6e-10	8,9e-10	2,0e-10
Mon-000223	2,8	0,36	1,3e-10	8,8e-11	1,1e-10	1,9e-10	1,2e-10
Mon-000250	22	0,48	5,6e-10	3,5e-10	3,3e-10	9,1e-10	5,2e-10
Mon-000260	77	1,3	2,8e-9	1,8e-9	2,0e-9	3,6e-9	3,0e-9
Mon-000273	45	0,95	1,6e-9	1,0e-9	1,1e-9	2,6e-9	1,4e-9
Mon-000297	31	0,52	9,5e-9	5,3e-9	4,3e-9	2,0e-8	8,2e-9
Mon-000306	10	0,94	5,7e-11	4,6e-11	4,9e-11	6,5e-11	5,7e-11
Mon-000314	34	1,5	3,3e-10	2,5e-10	2,1e-10	4,8e-10	3,2e-10
Mon-000341	110	1,6	1,1e-8	6,4e-9	9,7e-9	1,2e-8	1,1e-8
Mon-000406	32	0,94	3,9e-9	2,5e-9	3,1e-9	6,8e-9	3,4e-9
Mon-000412	76	1,3	3,7e-9	2,2e-9	2,5e-9	4,7e-9	3,5e-9
Mon-000456	14	0,49	3,7e-9	2,1e-9	2,1e-9	5,4e-9	3,7e-9
Mon-000457	49	0,49	3,0e-8	1,6e-8	2,2e-8	3,8e-8	2,9e-8
Mon-000469	270	1,4	6,4e-9	3,7e-9	3,6e-9	1,2e-8	5,7e-9
Mon-000491	43	0,42	1,1e-8	6,1e-9	6,6e-9	2,0e-8	8,2e-9
Mon-000518	2,7	0,22	6,6e-10	4,1e-10	1,4e-10	4,9e-9	2,4e-10
Mon-000567	97	1,1	1,5e-8	8,4e-9	1,1e-8	1,6e-8	1,5e-8
Mon-000598	14	0,62	7,9e-10	5,0e-10	6,8e-10	9,3e-10	7,8e-10
Mon-000613	28	0,52	2,8e-9	1,6e-9	1,7e-9	4,1e-9	2,1e-9
Mon-000619	22	0,91	2,6e-10	1,8e-10	1,7e-10	3,7e-10	2,6e-10
Mon-000636	22	1,0	4,4e-10	2,8e-10	1,2e-10	6,4e-10	5,1e-10
Mon-000660	2,8	0,38	4,4e-10	2,8e-10	1,6e-10	1,1e-9	3,4e-10
Mon-000766	78	1,6	3,4e-9	2,2e-9	2,9e-9	4,1e-9	3,4e-9
Mon-000771	73	0,77	8,6e-9	4,8e-9	7,4e-9	9,8e-9	8,5e-9
Mon-000774	11	0,49	1,5e-9	9,1e-10	1,2e-9	2,2e-9	1,5e-9
Mon-000808	57	0,77	2,2e-9	1,3e-9	2,0e-9	2,4e-9	2,2e-9
Mon-000824	1,4	0,16	1,7e-10	1,2e-10	1,2e-10	2,2e-10	1,7e-10
Mon-000879	47	0,8	1,9e-9	1,2e-9	9,0e-10	2,5e-9	2,0e-9
Mon-000919	61	1,1	3,8e-9	2,4e-9	2,4e-9	7,0e-9	3,4e-9
Mon-000928	6,3	0,63	2,1e-10	1,4e-10	1,6e-10	2,7e-10	2,1e-10
Mon-000945	61	0,8	4,8e-9	2,9e-9	3,8e-9	6,0e-9	4,7e-9
Mon-000996	55	0,94	3,7e-9	2,2e-9	3,5e-9	4,0e-9	3,7e-9

Continuação da tabela B.2

MonID ¹	EW^2 (Å)	σEW^2 (Å)	$\dot{M}acc^3$ (M_{\odot}/ano)	$\sigma \dot{M}acc^3$ (M_{\odot}/ano)	$\dot{M}acc^4_{min}$ (M_{\odot}/ano)	$\dot{M}acc^4_{max}$ (M_{\odot}/ano)	$\dot{M}acc^4_{med}$ (M_{\odot}/ano)
Mon-001000	2,3	0,49	1,2e-11	1,2e-11	7,7e-12	1,6e-11	1,2e-11
Mon-001004	40	1,0	1,3e-9	7,8e-10	3,4e-10	6,4e-9	1,2e-9
Mon-001022	38	0,98	2,9e-9	1,7e-9	1,9e-9	3,7e-9	3,2e-9
Mon-001023	2,1	0,34	2,8e-10	1,9e-10	2,6e-10	3,8e-10	2,7e-10
Mon-001037	32	0,47	9,5e-9	5,2e-9	3,4e-9	2,4e-8	7,8e-9
Mon-001038	2,7	0,87	3,4e-11	2,8e-11	2,1e-11	4,7e-11	3,7e-11
Mon-001054	59	1,0	4,5e-9	2,9e-9	2,5e-9	9,3e-9	4,4e-9
Mon-001061	49	1,1	1,5e-9	1,0e-9	3,3e-10	3,5e-9	9,3e-10
Mon-001094	83	0,98	5,8e-9	3,3e-9	4,4e-9	7,5e-9	5,8e-9
Mon-001132	120	1,5	3,0e-9	2,1e-9	1,8e-9	5,0e-9	2,7e-9
Mon-001142	13	1,2	4,6e-10	3,2e-10	3,4e-10	6,5e-10	4,2e-10
Mon-001149	9,6	1,1	1,8e-10	1,3e-10	1,0e-10	3,4e-10	1,7e-10
Mon-001165	3,3	1,2	2,1e-11	1,8e-11	9,1e-12	3,3e-11	2,0e-11
Mon-001166	89	2,4	7,9e-10	5,9e-10	6,7e-10	1,0e-9	7,7e-10
Mon-001167	28	0,8	1,5e-9	9,3e-10	9,5e-10	2,4e-9	1,3e-9
Mon-001179	25	1,2	3,3e-10	2,3e-10	2,3e-10	3,8e-10	3,4e-10
Mon-001199	20	0,62	5,2e-10	3,3e-10	1,3e-10	1,3e-9	4,2e-10
Mon-001217	80	0,9	4,3e-9	2,5e-9	3,8e-9	4,7e-9	4,2e-9
Mon-001234	67	1,2	3,7e-9	2,2e-9	1,8e-9	7,8e-9	3,4e-9

¹Nome de identificação na campanha CSI 2264. ²Valor médio da largura equivalente calculado neste trabalho. ³Valor médio da taxa de acreção de massa calculado neste trabalho. ⁴Mínima, máxima e mediana da taxa de acreção de massa em relação às 13 observações.