

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

Bárbara Silva Castelões

**ANÁLISE DOS PROCESSOS DE EJEÇÃO DE MATÉRIA  
NO AGLOMERADO JOVEM NGC 6530**

Belo Horizonte  
2022

Bárbara Silva Castelões

**ANÁLISE DOS PROCESSOS DE EJEÇÃO DE MATÉRIA NO  
AGLOMERADO JOVEM NGC 6530**

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.

Orientador: Silvia Helena Paixão Alencar

Coorientador: Pauline Telles McGinnis Guimarães

Belo Horizonte

2022

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

C349a Castelões, Bárbara Silva.

Análise dos processos de ejeção de matéria no aglomerado jovem NGC 6530 / Bárbara Silva Castelões. – 2022.

77 f. : il.

Orientadora: Silvia Helena Paixão Alencar.

Coorientadora: Pauline Telles McGinnis Guimarães.

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

Bibliografia: f. 71-77.

1. Aglomerado de estrelas. 2. Ejeção. 3. Estrelas T Tauri. I. Título. II. Alencar, Silvia Helena Paixão. III. Guimarães, Pauline Telles McGinnis. IV. Universidade Federal de Minas Gerais, Departamento de Física.

CDU – 523.8 (043)



UNIVERSIDADE FEDERAL DE MINAS GERAIS  
INSTITUTO DE CIÊNCIAS EXATAS  
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

### FOLHA DE APROVAÇÃO

A presente dissertação, intitulada “**Análise dos processos de ejeção de matéria no aglomerado jovem NGC 6530**”, de autoria de **BÁRBARA SILVA CASTELÕES**, submetida à Comissão Examinadora, abaixo-assinada, foi aprovada para obtenção do grau de **MESTRE EM FÍSICA** em dois de novembro de 2022.

Belo Horizonte, 02 de novembro de 2022.

Profa. Sílvia Helena Paixão Alencar  
Orientadora da aluna  
Departamento de Física/UFMG

Prof. Gabriel Armando Pellegatti Franco  
Departamento de FísicaUFMG

Dra. Pauline Telles McGinnis Guimarães  
Coorientadora da aluna  
Dublin Institute of Advanced Studies

Prof. Wagner José Corradi Barbosa  
Departamento de FísicaUFMG

Dra. Alana Paixão de Sousa  
Université Grenoble Alpes



Documento assinado eletronicamente por **Gabriel Armando Pellegatti Franco, Professor do Magistério Superior**, em 03/11/2022, às 17:17, 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 03/11/2022, às 17:29, 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 **Pauline Telles McGinnis Guimarães, Usuário Externo**, em 04/11/2022, às 11:19, 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 **Sílvia Helena Paixão Alencar, Professora do Magistério Superior**, em 04/11/2022, às 18:54, 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 **Wagner Jose Corradi Barbosa, Professor do Magistério Superior**, em 07/11/2022, às 17:09, 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](https://sei.ufmg.br/sei/controlador_externo.php?acao=documento_conferir&id_orgao_acesso_externo=0), informando o código verificador **1872720** e o código CRC **9BC5F71B**.

---

Referência: Processo nº 23072.264951/2022-81

SEI nº 1872720

À Maria da Glória,  
aluna de pássaros,  
presente de estrelas,  
discípula de borboletas.

# Agradecimentos

Agradeço aos meus pais Josy e Murilo e às minhas irmãs Carolina e Alice. Para cada dúvida, vocês me receberam com certeza. Para cada insegurança, um abraço. Para cada naufrágio, um farol a me iluminar o caminho.

A Silvia e Pauline, agradeço pela orientação humana, atenta e paciente.

A Marcelo, por ter reavivado meu amor pela astronomia.

A George e Thallyson, agradeço por todas as noites em que seguramos a juventude em nossos dedos, reencontramos as crianças que somos, procuramos por brechas no tecido do tempo.

A Chico, agradeço por ter aproximado a aurora boreal da linha do equador.

A cada uma das pessoas com quem compartilhei manhãs, tardes e noites no laboratório nesses últimos meses, agradeço pelos cafés, pelas cervejas, pelos abraços, as danças, os choros e risos. Por cada momento em que nos faltou ar mas, de alguma forma, respiramos juntos.

A Léo e Braga, por terem me encontrado no caminho dos ventos.

A Bianca e Sofia, agradeço por terem me ajudado a lembrar que meu corpo é minha casa. A luz que há em mim honra, admira e celebra a luz que há em vocês.

Agradeço a Lucas e Alisson por cada encontro e reencontro. Guardo cada um de nossos abraços como na terra se guardam sementes.

A todos os professores que contribuíram para minha formação acadêmica – e humana – agradeço.

Ao CEAAL, agradeço pelos sábados no curso de iniciação à astronomia.

Ao CNPQ, agradeço pelo apoio financeiro.

“...  
elas são, elas simplesmente são;

as estrelas são um jardim gigantesco, e, se é verdade  
que não vivemos o bastante para testemunhar  
como germinam, despontam, criam folhas, dão frutos,  
murcham, secam e morrem, ainda assim são tantos  
os seus espécimes que cada estágio está sempre à vista;

nós mesmos e todas as estrelas que vemos somos apenas  
um átomo num conjunto infinito: um arquipélago cósmico;

(...)

o silêncio eterno dos espaços infinitos é assustador;  
quanto mais compreensível parece, mais absurdo o universo se mostra...”

Eliot Weinberger, **AS ESTRELAS**

# Resumo

Neste trabalho foram analisados os processos de ejeção de matéria em estrelas jovens no aglomerado aberto NGC 6530, localizado a uma distância de 1325 pc do Sol e com idade em torno de 1-2 Manos. O estudo da ejeção de matéria - jatos e ventos - em sistemas jovens nos fornece informações importantes sobre a evolução desses sistemas e dos meios nos quais eles estão inseridos, assim como informações sobre a dispersão de discos protoplanetários e sua influência na formação de planetesimais. Para analisar os processos de ejeção de matéria em estrelas T Tauri Clássicas (ETTCs) e estrelas Ae/Be de Herbig é comum utilizar linhas proibidas em emissão, sendo a linha de [OI] 6300 Å um dos traçadores mais utilizados. Foram observadas 275 estrelas na direção de NGC 6530 com o espectrógrafo multi-objetos FLAMES, do telescópio VLT do ESO, em quatro datas de observação nos meses de agosto e setembro de 2017. Todas as estrelas da amostra passaram pelos processos de descontaminação por linhas telúricas, assim como a descontaminação pela emissão nebulosa, quando julgou-se necessário. Das 275 estrelas, 217 foram consideradas membros de NGC 6530 após uma análise de pertencimento ao aglomerado. Dentre as 217 estrelas consideradas membros, 123 foram classificadas como ETTCs ou estrelas Ae/Be de Herbig. Todas as ETTCs tiveram a contribuição fotosférica de seus espectros removida. No total, foi detectada emissão na linha de oxigênio em 13 espectros, uma estrela Be de Herbig e 12 ETTCs, ou cerca de 10% da amostra de 123 objetos. Fizemos a decomposição gaussiana e a subsequente classificação das diferentes componentes de velocidade da linha de [OI] 6300 Å identificadas em cada um dos perfis de linha com base nas classificações recentemente propostas na literatura. Confirmamos velocidades radiais encontradas na literatura e as estimamos a partir de espectros sintéticos quando necessário. Calculamos a largura equivalente (EW) das componentes e a EW total da linha de [OI] 6300 Å. Calculamos a luminosidade total da linha de [OI] 6300 Å e a luminosidade de cada componente, assim como a luminosidade da linha de  $H\alpha$  para todos os objetos entre as 13 detecções em que foi identificado o valor de EW da linha de  $H\alpha$  na literatura. Procuramos correlações entre as luminosidades da linha de [OI] 6300 Å e luminosidade de acreção ( $L_{acc}$ ), com a associação dos dados aqui obtidos a dados de luminosidades disponíveis na literatura e vimos que os dados deste trabalho são coerentes com as correlações identificadas por outros autores. Identificamos correlações positivas entre as luminosidades de todas as componentes da linha de [OI] 6300 Å e a  $L_{acc}$ . Buscamos correlações entre os parâmetros cinemáticos das componentes da linha de [OI] 6300 Å e a  $L_{acc}$  mas não foram identificadas correlações significativas, possivelmente pela pequena faixa de valores de luminosidade disponíveis e pela resolução espectral dos dados utilizados.

**Palavras-chave:** NGC 6530, Ejeção, Estrelas T-Tauri Clássicas, Linhas proibidas

# Abstract

In this work we have analyzed the ejection processes in young stars of the open cluster NGC 6530, located at a distance of  $d = 1325$  pc from the Sun, with an age of about 1-2 million years. The study of outflows - i.e. jets and winds - in young systems provides us with important information on the evolution of these systems and the media in which they are inserted, as well as information on the dispersion of protoplanetary disks and their influence on the formation of planetesimals. To analyze the ejection processes in Classical T Tauri stars (CTTS) and Herbig Ae/Be stars it is common to use forbidden emission lines, the [OI] 6300 Å line being one of the strongest tracers used. A total of 275 stars in the direction of NGC 6530 were observed with the VLT FLAMES multi-object spectrograph in four nights over the months of august and september of 2017. All of the stars from the sample went through the process of telluric line decontamination, as well as nebular line decontamination whenever it was deemed necessary. Out of the 275 stars, 217 were considered members of NGC 6530 after a membership analysis. Among the 217 stars considered members, 123 were classified either as CTTS or HAeBe stars (or candidates). All of the CTTS had the photospheric contribution of their spectra removed. In total, emission in the [OI] 6300 Å line was detected in 13 spectra, one HBe star and 12 CTTS, or about 10% of the sample of 123 objects. We performed a gaussian decomposition and the subsequent classification of the different velocity components of the [OI] 6300 Å line identified in each of the line profiles, based on classifications recently proposed in the literature. We confirmed radial velocities found in the literature and estimated such velocities from synthetic spectra whenever was deemed necessary. We calculated the equivalent width (EW) of the [OI] 6300 Å line and of the components. We calculated the luminosities of the [OI] 6300 Å line's components, the total luminosity in each profile, as well as the  $H\alpha$  luminosity for all the objects among the 13 detections in which the value of the  $H\alpha$  EW was identified in the literature. We searched for correlations between the luminosities of the [OI] 6300 Å line and the accretion luminosity, with the association of the data obtained from this work and data available in the literature, and we saw that the data obtained from this work is coherent with the correlations identified by other authors. We identified positive correlations between the luminosities of all the components of the [OI] 6300 Å line and the accretion luminosity. We searched for correlations between the kinematic parameters of the [OI] 6300 Å line components and the accretion luminosity but we weren't able to find significant correlations, possibly due to the small range of luminosity values available and the spectral resolution of the data used.

**Keywords:** NGC 6530, Outflows, Classical T Tauri Stars, Forbidden Lines.

# Lista de ilustrações

Figura 1 – SED - Classes	17
Figura 2 – Magneto-acreção	19
Figura 3 – Exemplos de perfis da linha de oxigênio encontrados na literatura	22
Figura 4 – Perfil residual médio da linha de oxigênio em 6300 Å e sua relação com o excesso no infravermelho	24
Figura 5 – Simulação de ventos de disco MHD	25
Figura 6 – Ilustração de jato em rotação	26
Figura 7 – Processos de ejeção e possíveis configurações magnetosféricas	28
Figura 8 – Imagem da Nebulosa da Lagoa	30
Figura 9 – Diagrama HR de NGC 6530	30
Figura 10 – Linha telúrica de emissão	34
Figura 11 – Emissão nebulular	35
Figura 12 – Exemplo de remoção da emissão nebulular	36
Figura 13 – Nebulosa da lagoa em H $\alpha$	37
Figura 14 – Linhas telúricas de absorção	38
Figura 15 – Análise de pertencimento ao aglomerado NGC 6530	40
Figura 16 – Exemplo de remoção da contribuição fotosférica à linha de oxigênio	41
Figura 17 – Correção das linhas fotosféricas para as estrelas em que foi detectada emissão na linha de oxigênio em 6300 Å. - Parte 1	44
Figura 18 – Correção das linhas fotosféricas para as estrelas em que foi detectada emissão na linha de oxigênio em 6300 Å. - Parte 2	45
Figura 19 – Correção das linhas fotosféricas para as estrelas em que foi detectada emissão na linha de oxigênio em 6300 Å. - Parte 3	46
Figura 20 – Decomposições gaussianas para os perfis das estrelas J18045061 e J18034519	52
Figura 21 – Decomposições gaussianas para os perfis das estrelas J18044352 e J18043984	53
Figura 22 – Decomposições gaussianas para os perfis das estrelas SCB 202 e J18035076	54
Figura 23 – Decomposições gaussianas para os perfis das estrelas J18042613 e J18025429	55
Figura 24 – Decomposições gaussianas para os perfis das estrelas J18041141 e LkHA 109	56
Figura 25 – Decomposições gaussianas para os perfis das estrelas J18041612 e J18042077	57
Figura 26 – Decomposição gaussiana para o perfil da estrela J18041053	57
Figura 27 – Exemplo de contaminação nebulular	58

Figura 28 – Correlação entre luminosidade da HVC e a luminosidade de acreção . .	63
Figura 29 – Correlação entre luminosidades das componentes de baixa velocidade e a luminosidade de acreção . . . . .	64
Figura 30 – Centróides de velocidade das componentes da linha de oxigênio e lumi- nosidade de acreção . . . . .	67
Figura 31 – FWHM das componentes da linha de oxigênio e luminosidade de acreção	68

# Lista de tabelas

Tabela 1 – Estrelas quentes utilizadas para gerar os templates de linhas telúricas	
de absorção. . . . .	37
Tabela 2 – Parâmetros de movimento próprio e paralaxe obtidos da literatura. . . . .	38
Tabela 3 – T Tauri fracas utilizadas como templates. . . . .	42
Tabela 4 – Estrelas com detecção de emissão na linha de oxigênio . . . . .	50
Tabela 5 – Componentes da linha de oxigênio - valores máximos, mínimos e médios	51
Tabela 6 – Centróides de velocidade das componentes de baixa velocidade da linha	
de [OI] 6300 Å em sistemas com/sem jatos. . . . .	59
Tabela 7 – Parâmetros para cálculo de luminosidades . . . . .	61
Tabela 8 – Luminosidades calculadas das componentes da linha de oxigênio . . . . .	61
Tabela 9 – Parâmetros cinemáticos e larguras equivalentes das componentes dos	
perfis da linha de oxigênio identificadas . . . . .	62

# Sumário

<b>1</b>	<b>INTRODUÇÃO</b>	<b>14</b>
<b>1.1</b>	<b>Formação estelar</b>	<b>14</b>
1.1.1	Colapso de nuvens moleculares	15
1.1.2	Classes Espectrais	15
<b>1.2</b>	<b>Magneto-acreção: Teoria e observações</b>	<b>18</b>
<b>1.3</b>	<b>Formação estelar e a ejeção de matéria</b>	<b>20</b>
1.3.1	Origem da HVC	22
1.3.2	Origem da LVC	27
<b>1.4</b>	<b>NGC 6530</b>	<b>29</b>
<b>1.5</b>	<b>Justificativa</b>	<b>31</b>
<b>1.6</b>	<b>Objetivos</b>	<b>31</b>
<b>2</b>	<b>METODOLOGIA</b>	<b>33</b>
<b>2.1</b>	<b>Dados</b>	<b>33</b>
<b>2.2</b>	<b>Descontaminação dos espectros</b>	<b>33</b>
2.2.1	Linhas telúricas de emissão	33
2.2.2	Emissão Nebular	34
2.2.3	Linhas telúricas de absorção	36
<b>2.3</b>	<b>Análise de pertencimento ao aglomerado</b>	<b>38</b>
<b>2.4</b>	<b>Linhas fotosféricas e velamento</b>	<b>40</b>
<b>3</b>	<b>RESULTADOS</b>	<b>47</b>
<b>3.1</b>	<b>Caracterização dos perfis de linha</b>	<b>47</b>
<b>3.2</b>	<b>Separação em componentes de velocidade</b>	<b>48</b>
<b>4</b>	<b>DISCUSSÃO</b>	<b>59</b>
<b>4.1</b>	<b>BLVC e NLVC com e sem HVC</b>	<b>59</b>
<b>4.2</b>	<b>Luminosidade da linha de oxigênio</b>	<b>59</b>
4.2.1	Correlações entre luminosidades e acreção	63
<b>4.3</b>	<b>Explorando parâmetros cinemáticos</b>	<b>65</b>
<b>5</b>	<b>CONCLUSÃO</b>	<b>69</b>
<b>5.1</b>	<b>Perspectivas</b>	<b>70</b>
	<b>Referências</b>	<b>71</b>

# 1 Introdução

## 1.1 Formação estelar

Formação estelar é uma área de pesquisa essencial para toda a Astrofísica, englobando direta ou indiretamente desde o estudo de exoplanetas até a formação de galáxias. É, também, uma área cuja teoria tem suas contrapartidas observacionais em praticamente todo o espectro eletromagnético: Do raio-X ao rádio, é possível entender cada vez mais sobre a formação e evolução de estrelas e seus discos protoplanetários.

O panorama geral mais aceito para entender a formação de estrelas de baixa massa ( $M_* \leq 2 M_\odot$ ) começa pelo colapso de fragmentos de nuvens moleculares frias. Esse colapso se dá de forma rápida, e qualquer rotação inicial desse fragmento ou núcleo da nuvem (também chamado de *core*) leva à formação de um sistema com disco ou até mesmo de sistemas múltiplos, devido à conservação de momento angular.

É no disco onde cai inicialmente a maior parte da massa do núcleo, e é a partir da conexão entre o disco e a protoestrela que ocorre o processo de magneto-acreção. A taxa de acreção de massa varia enormemente ao longo da formação estelar, podendo ter inclusive episódios de erupções, correspondendo a momentos em que grandes quantidades de massa são acretadas de uma só vez na protoestrela, após serem acumuladas por algum tempo no disco de acreção (Hartmann e Kenyon, 1996).

A formação de planetas está fortemente ligada à evolução do disco circum-estelar, ao mesmo tempo que influencia sua estrutura e dinâmica. A presença de anéis, assimetrias e braços espirais em discos de objetos jovens comumente é associada à existência de planetas nesses sistemas. O melhor exemplo atual dessa relação entre a evolução de discos e formação de planetas é a estrela PDS 70: Um sistema jovem, cuja estrela tem apenas  $\sim 5,4$  Manos, no qual foram encontrados dois planetas dentro da cavidade interna de poeira no disco. Evidências mostram que esses planetas ainda estão ganhando massa através de discos circumplanetários (Benisty et al., 2021).

Os estágios de evolução de uma estrela jovem podem ser divididos em quatro classes (ver seção 1.1.2), que tratam desde o estágio inicial de formação, no qual o objeto central encontra-se embebido por um espesso envelope de gás e poeira, até o estágio no qual a estrela jovem já não se encontra mais num processo ativo de acreção, e no sistema resta apenas a estrela e, no máximo, um disco de detritos e planetas jovens. Além da própria acreção, existem outros fatores que podem influenciar na dispersão do material do disco, como a radiação emitida por estrelas de alta massa próximas ao sistema, a formação de planetas, e a ejeção de matéria, constituída de jatos e ventos.

Jatos e ventos são fenômenos praticamente onipresentes durante todo o estágio de formação estelar (seção [1.3](#) em diante). A origem de jatos bipolares altamente colimados está intimamente ligada à presença de campo magnético nesses sistemas jovens, bem como ao processo de magneto-acreção em si. O mecanismo que dá origem aos ventos ainda é incerto, com alternativas sobre a origem desse fenômeno abrangendo ventos magneto-hidrodinâmicos (que têm a mesma origem que os jatos, porém de menor velocidade e maior ângulo de abertura) e também ventos foto-evaporativos, causados pela absorção da emissão em UV até raio-X de estrelas jovens. Esses fenômenos de ejeção mostram-se cada vez mais essenciais para explicar diversas questões em aberto na área de formação estelar, como o transporte de momento angular para fora dos sistemas jovens, e a baixa eficiência na taxa de formação estelar ([Grudić et al., 2021](#)).

Cessada a etapa de acreção, as estrelas encaminham-se para a Sequência Principal. A entrada das estrelas na Sequência Principal é marcada pelo início da fusão de hidrogênio em seus núcleos.

### 1.1.1 Colapso de nuvens moleculares

Estrelas formam-se a partir do colapso gravitacional de nuvens moleculares. As temperaturas dessas regiões ficam na faixa de 10-20 K. São observadas regiões com tamanhos e massas que vão de cerca de 1 pc e  $10 M_{\odot}$  até  $\sim 100$  pc e  $\sim 10^6 M_{\odot}$ , como no caso dos complexos moleculares gigantes. O principal constituinte dessas regiões é o hidrogênio molecular ( $H_2$ ). No entanto, as transições radiativas em  $H_2$  são fracas, devido à falta de um momento dipolar permanente da molécula. Além disso, os níveis de energia rotacional mais baixos de  $H_2$  raramente são excitados em gás com temperaturas tão baixas como as de nuvens moleculares. Por isso, as propriedades das nuvens são obtidas a partir, principalmente, de linhas espectrais em cm e mm de moléculas como CO, que é a segunda mais abundante dessas regiões ([Benson e Myers, 1989](#); [Murray, 2011](#)).

O gás que forma as nuvens é altamente filamentado, possivelmente devido a instabilidades dinâmicas e térmicas e a presença de campos magnéticos, somadas ao processo de colapso gravitacional ([Hacar et al., 2022](#)).

A formação das estrelas requer que a gravidade vença localmente as forças internas resistivas que podem incluir: pressão térmica do gás, turbulência e campos magnéticos presentes na região. A partir desse processo de colapso são formados os *cores*: condensações de gás molecular com densidade maior que  $10^3 \text{ cm}^{-3}$ , predecessores de estrelas.

### 1.1.2 Classes Espectrais

Uma forma de classificar objetos estelares jovens é utilizando a distribuição espectral de energia (em inglês *spectral energy distribution* ou SED), que geralmente é dada em

distribuição de fluxo ou de luminosidade. O formato da emissão na faixa do infravermelho próximo ao longínquo (de  $\lambda \approx 2 \mu\text{m}$  a  $\lambda \approx 50\text{-}100 \mu\text{m}$ ) nos dá informações sobre a poeira circum-estelar e possíveis componentes do sistema, como a presença ou não de um envelope de poeira e do disco protoplanetário. Na figura [1](#) é possível ver as representações das diferentes distribuições espectrais de energia e suas classes correspondentes, assim como ilustrações que exemplificam cada uma dessas classes.

A classificação pela SED é feita através do índice espectral  $s$ , que quantifica como a densidade de fluxo ( $F_\lambda$ ) emitida pelo objeto varia em função do comprimento de onda ( $\lambda$ ). O índice espectral  $s$  é definido como:

$$s = \frac{d \log(\lambda F_\lambda)}{d \log(\lambda)}. \quad (1.1)$$

As classes SED vão de 0 a III:

- Classe 0: Indetectáveis em comprimentos de onda  $\lambda < 10 \mu\text{m}$ , idade  $\leq 10^4$  anos.  
Essa classe descreve objetos com alto nível de extinção no óptico e grande quantidade de emissão no sub-mm relativa a sua luminosidade total. A SED é dominada pelo envelope espesso. Observações indicam que nesta fase de evolução o sistema já possui um disco e também jatos. Entende-se que esta classe representa uma etapa precursora da Classe I, correspondendo ao momento logo após o colapso da nuvem progenitora.
- Classe I:  $s \geq 0$ , idade  $\leq 10^5$  anos.  
Nesta fase, parte do envelope circum-estelar já foi acretado no disco ou dispersado o suficiente para que a distribuição espectral de energia apresente, além da contribuição do envelope, uma contribuição do disco. Emissão dominada por sub-mm, infravermelho, e com contribuição do objeto estelar jovem, agora emitindo no infravermelho-próximo.
- Classe II:  $-4/3 \leq s \leq 0$ , idades  $\sim 10^6$  a  $10^7$  anos.  
Esta classe representa objetos em que, na distribuição espectral de energia, é possível identificar tanto a presença clara de um disco de acreção, detectado pelo excesso no infravermelho, quando a presença do objeto central, agora visível no óptico. O envelope circum-estelar já é praticamente inexistente, tendo sido acumulado no disco ou dispersado por ventos e jatos. Estrelas T Tauri Clássicas e Ae/Be de Herbig são exemplos de estrelas jovens classe II.
- Classe III:  $s \approx -3$ , idades  $\sim 10^6$  anos a  $10^7$  anos.  
Associada a distribuições de energia que não apresentam excesso de emissão característico de presença extensa de poeira circum-estelar. Podem apresentar discos de detritos. Estrelas T Tauri Fracas são exemplos de objetos classe III.

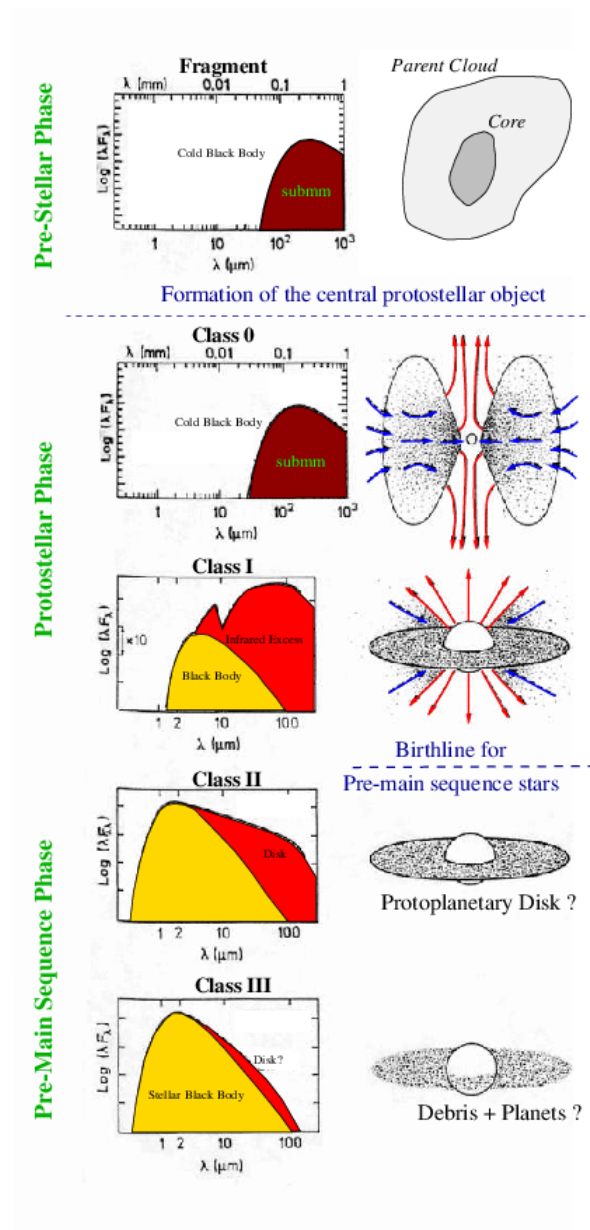


Figura 1 – Representação das diferentes distribuições espectrais de energia e respectivas etapas evolutivas do processo de formação estelar. A imagem inclui também a etapa de núcleo pré-estelar, prévia à Classe 0, na qual ainda não há o início da formação da protoestrela. Obtido em André (2002).

Pode-se entender essa sequência de classes como uma sequência evolutiva. O adensamento de regiões de uma nuvem molecular entra em processo de colapso. Esse colapso acontece de forma rápida, e cria uma protoestrela envolvida por um envelope de poeira e um disco espesso, devido à conservação de momento angular. Nesta fase inicial, são observados os jatos mais extensos, na ordem de alguns parsec (Classes 0 e I). O disco espesso associado à estrela central, que se torna opticamente visível uma vez que o envelope de poeira é acumulado no disco e dispersado por ventos e jatos, produz a distribuição encontrada nos objetos de Classe II. Nesta fase, os jatos encontrados já diminuem em extensão. Finalizado o processo de acreção, perde-se a presença do disco espesso, e ficamos com um objeto classe III. Nesta fase, jatos não são mais observados, resta apenas - quando há - a presença de ventos tênues, de origem estelar. A relação entre a presença, intensidade e extensão dos jatos com a taxa de acreção de matéria ao longo desta sequência evolutiva aponta para a forte conexão existente entre os processos de acreção e ejeção de matéria. De modo geral, mostra claramente o quanto o processo de perda de matéria por meio de jatos e ventos é uma componente essencial na evolução de estrelas jovens.

## 1.2 Magneto-acreção: Teoria e observações

O mecanismo responsável pela acreção de matéria em estrelas de baixa massa é denominado magneto-acreção (figura 2). O campo magnético estelar em estrelas jovens de baixa massa, que pode chegar a intensidades superficiais médias de até alguns kG (Johns-Krull, 2007), trunca o disco na região onde a pressão dinâmica do gás no disco se iguala à pressão do campo magnético estelar. O material presente no disco é transportado para a região interna do sistema, até cerca de  $\sim 0,1$  ua, onde o disco é truncado. As linhas de campo guiam as partículas na superfície do disco até a superfície da estrela, criando as chamadas colunas de acreção. Ao se chocar com a fotosfera, o material levado pelas colunas de acreção encontra-se essencialmente em velocidade de queda livre.

Assim que o material se choca com a superfície da estrela, chegando a velocidades da ordem de centenas de km/s, o gás é aquecido a temperaturas da ordem de  $10^6$  K, o que resulta em emissão em raio-X. Boa parte dessa emissão é absorvida e re-irradiada, produzindo excesso no contínuo nas regiões do ultravioleta e do óptico, além de algumas linhas de emissão com componentes estreitas, como CIV 1,548 Å e HeI 5876 Å. No óptico, esse excesso causado pela mancha quente de acreção é chamado de velamento, e faz com que as linhas fotosféricas nos espectros dessas estrelas apareçam menos profundas em comparação com estrelas de mesmo tipo espectral, mas que já não estão passando mais pelo processo de acreção de matéria.

Na borda interna do disco, a temperatura ultrapassa 1000 K, devido à radiação emitida pela estrela jovem. Com isso, há uma emissão térmica no infravermelho causada

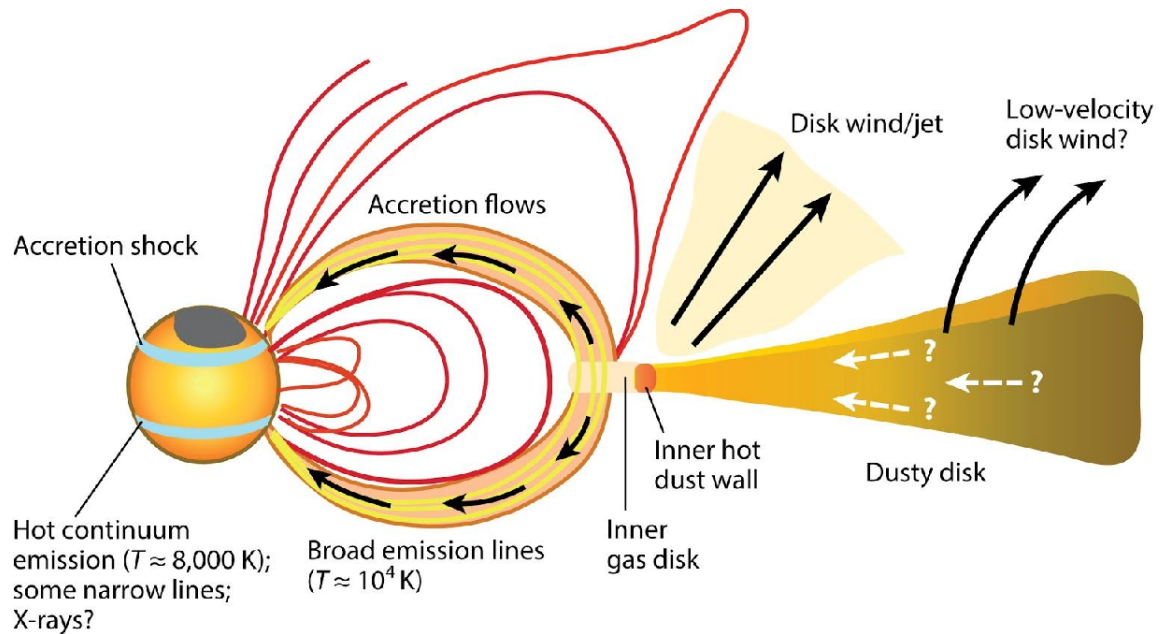


Figura 2 – Esquema do processo de magneto-acreção. A estrela jovem ganha massa por meio das linhas de campo magnético que, ancoradas no disco, transportam massa pelas colunas de acreção até a superfície estelar. As linhas de campo magnético estão representadas de vermelho, e o movimento do gás, levado pelas colunas de acreção, é indicado pelas setas pretas. Já as setas pretas na região do disco indicam possíveis direções para os jatos e ventos lançados durante o processo de formação estelar (Hartmann et al., 2016).

pelo aquecimento da superfície do disco, ao ser iluminada pela estrela.

Também é detectada emissão no raio-X mole produzida no choque de acreção por gás com características ( $T \approx 10^6$  K,  $n_e \approx 10^{11} - 10^{12}$  cm $^{-3}$ ) bem diferentes daquelas produzidas pelo gás na coroa ( $T \approx 10^7$  K,  $n_e \leq 10^{10}$  cm $^{-3}$ ). Esse tipo de emissão representa forte apoio ao modelo de magneto-acreção, pois nunca é observada em estrelas fora da etapa de acreção (Hartmann et al., 2016).

O cenário descrito acima é o mecanismo responsável pela acreção de massa nas estrelas T Tauri: Estrelas jovens ( $<10$  Manos), opticamente visíveis e de baixa massa, geralmente associadas a regiões de nebulosidade, de tipo espectral F ou mais tardio. São estrelas da Pré-Sequência Principal, ou seja, estrelas que ainda não fazem fusão de hidrogênio em hélio em seus núcleos. Essa classificação pode ainda ser subdividida entre as estrelas T Tauri Clássicas e as T Tauri Fracas.

Estrelas T Tauri Clássicas (ETTCs) são caracterizadas por linhas largas em emissão e por excesso de radiação no infravermelho, óptico e ultravioleta. Apresentam também linhas proibidas, indicativas de jatos e ventos, além de variabilidade espectroscópica e fotométrica. Por outro lado, as ETTFs apresentam algumas características distintas, pois seus discos não possuem mais um reservatório de gás, levando ao fim do processo de

acrecção. Consequentemente, são estrelas que não exibem sinais típicos do mecanismo de acreção, como velamento das linhas fotosféricas e excesso no infravermelho. A linha de absorção Li I 6707 Å, um marcador de juventude, é presente nos espectros de estrelas T Tauri em geral.

Para além das estrelas T Tauri, há também uma classificação para as estrelas jovens de massa intermediária ( $2-8 M_{\odot}$ ), denominadas Ae/Be de Herbig. São caracterizadas pelo tipo espectral A ou anterior, espectros que possuem fortes linhas em emissão, além de excesso no infravermelho (Sorelli et al., 1996) e variabilidade fotométrica. Outras características desses sistemas incluem a presença de jatos (Ellerbroek et al., 2014), bem como discos circum-estelares (Ilee et al., 2014). Algumas dessas estrelas possuem inclusive caracterizadores típicos de acreção magnetosférica, como linhas com absorção desviada para o vermelho, uma característica que é identificada em linhas traçadoras da região das colunas de acreção (como  $H\beta$ ). No entanto, sabe-se que há uma queda considerável na atividade magnética das estrelas de maior massa ao evoluírem de um interior completamente convectivo a um interior completamente radiativo. Uma vez que esse limite é atingido, o dínamo da estrela é dissipado rapidamente, na escala de 0,1 milhões de anos (Villebrun et al., 2019). Portanto, é possível que o processo de magneto-acrecção não seja o mecanismo principal para a acreção desses objetos jovens, já que essas estrelas dificilmente teriam como sustentar um campo magnético.

### 1.3 Formação estelar e a ejeção de matéria

A ejeção de matéria é um fenômeno onipresente ao longo de todo o processo de formação estelar. Essa ejeção vem na forma de ventos, jatos e ejeções (do inglês, *outflows*) moleculares. Uma das primeiras evidências da existência do fenômeno veio da observação dos objetos Herbig-Haro (H-H): nebulosidades produzidas por material em alta velocidade chocando-se com material do meio interestelar, associadas a estrelas jovens (Haro, 1950; Herbig, 1957). No entanto a origem desses objetos era incerta na época. Foi somente duas décadas depois que as correlações entre os objetos Herbig-Haro e ejeção de matéria começaram a ser traçadas. Em Schwartz (1975), é feita uma correlação entre as propriedades espectrais e morfológicas entre as “nebulosidades” H-H - como chamadas na época - e o sistema T Tau, no qual havia sido detectado um *outflow* supersônico com respeito ao meio no qual a estrela está embebida. Já em Schwartz (1977), notam-se semelhanças importantes entre os espectros dos objetos H-H e os espectros de regiões de choque da ejeção de remanescentes de supernova. Isto o levou a crer que objetos Herbig-Haro poderiam estar relacionados à ejeção de matéria de estrelas jovens interagindo com o meio interestelar.

Outras evidências de ejeção de matéria surgiram a partir da análise de linhas de

emissão moleculares, como linha rotacional de CO em 2,3 mm, mostrando sinais de ejeção de matéria, os chamados “outflows moleculares”. Snell et al. (1980), por exemplo, detectou um *outflow* bipolar na nuvem molecular L551 e a proposta dada para explicar o fenômeno foi a de que uma estrela embebida no material estaria lançando ventos que levantariam e aqueceriam a camada da nuvem responsável pela emissão em CO. Também em 1985, Snell e colaboradores apresentam uma associação entre esse mesmo *outflow* molecular com a presença de um jato observado no óptico e com a contrapartida em rádio observada para o jato na direção sudoeste do sistema. A falta de um jato na direção noroeste é explicada pela presença de um disco denso que obscurece essa componente do jato bipolar (Snell et al., 1985). De fato, *outflows* moleculares surgem de camadas de gás levantadas por fortes ventos circum-estelares. O material no meio interestelar é comprimido e aquecido nas frentes de choque, sendo então carregado pela ejeção de matéria (Hartmann, 2008).

No caso de estrelas T Tauri Clássicas (e suas contrapartidas de massa intermediária, as Ae/Be de Herbig), os traçadores mais utilizados para analisar os processos de ejeção de matéria são linhas proibidas em emissão, como [OI]6300 Å e [SI]6717 Å, identificadas geralmente com desvios para o azul. Linhas proibidas são chamadas dessa forma por não ocorrerem em condições terrestres: Antes que um átomo possa irradiar um fóton devido à transição proibida, colisões atômicas acontecem, fazendo com que o átomo seja des-excitado por tais colisões. Nas regiões mais externas dos ventos (longe da estrela), de baixas densidades e conseqüentemente baixa probabilidade de colisões atômicas, é possível identificar esse tipo de transição para diversos átomos.

O primeiro trabalho a sugerir o uso de tais linhas como uma forma de estudar ejeção de matéria em estrelas de baixa massa foi o de Jankovics e Appenzeller (1983). A motivação dessa sugestão surgiu do estudo estatístico de velocidades de linhas proibidas em emissão nos espectros de diversas estrelas jovens. A semelhança entre essa distribuição de velocidades com as velocidades obtidas para espectros de objetos Herbig-Haro apontava para origem num mecanismo de ejeção em comum. A falta, muitas vezes, de emissão desviada para o vermelho, é justificada pela presença do disco protoplanetário, que obscurece a porção da ejeção que se afasta do observador (Jankovics e Appenzeller, 1983; Edwards et al., 1987).

A emissão proibida na linha de oxigênio vem, desde então, sendo cada vez mais estudada e usada como um traçador de ejeção de matéria em estrelas T Tauri. O perfil desta emissão pode ser subdividido em diferentes componentes, conforme proposto pelo modelo de Kwan e Tadamaru (1988): a componente de alta velocidade (HVC, high velocity component) seria causada por um vento veloz, posteriormente colimado em jatos; e a componente de baixa velocidade (LVC, low velocity component) seria causada por ventos mais lentos, vindos do disco circum-estelar e/ou da própria estrela (ver figura 3).

Essa divisão em componentes sustenta-se ao analisarmos suas propriedades espaciais

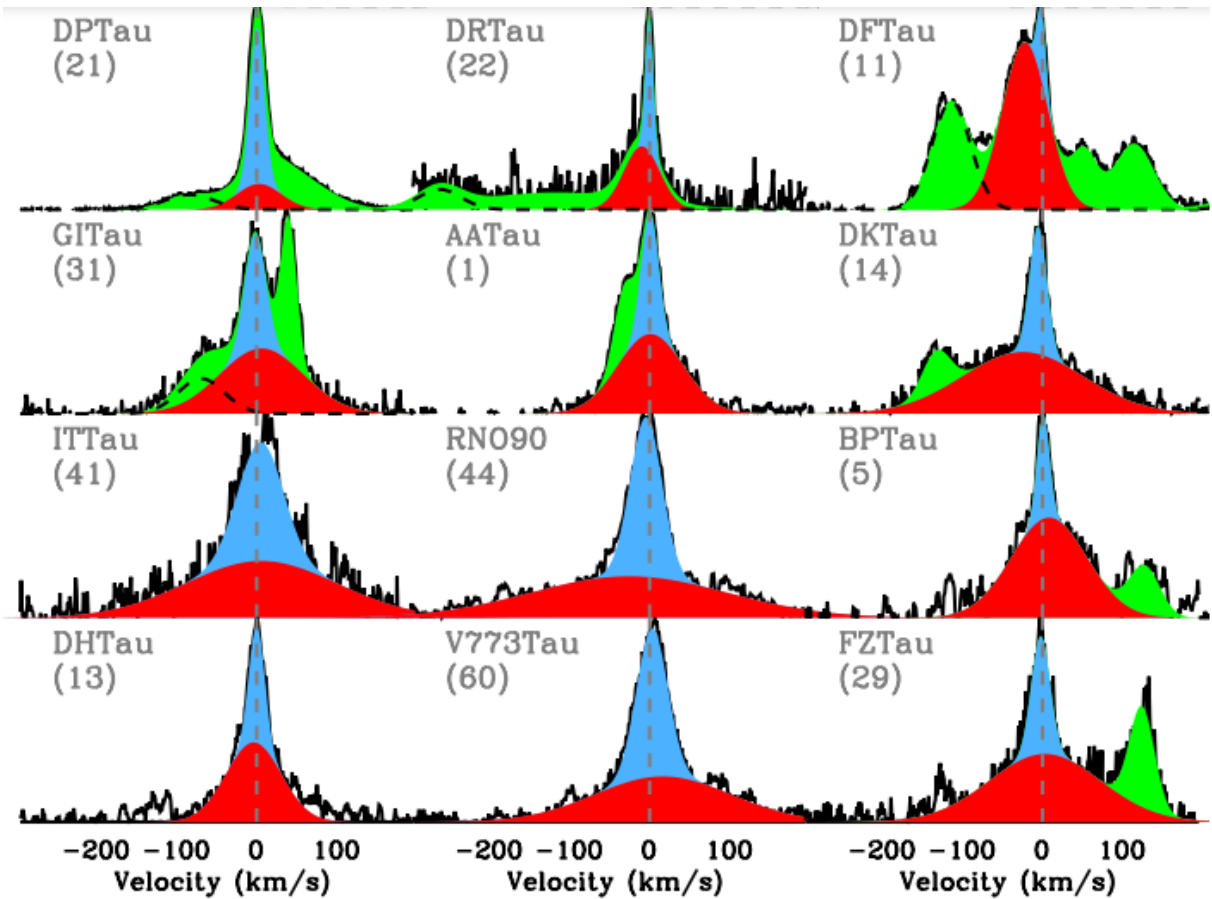


Figura 3 – Perfis de [OI] 6300 Å de estrelas T Tauri Clássicas. De verde são representadas as HVCs, enquanto as componentes de baixa velocidade (seção 1.3.2) estão representadas de vermelho e azul. Nos casos de DP Tau, DR Tau, DF Tau e GI Tau, a linha tracejada preta marca a HVC mais desviada para o azul. Retirado de Banzatti et al. (2019).

e espectroscópicas, que se diferenciam não apenas em parâmetros cinemáticos, mas apontam para ejeções com origens diferentes e lançadas de regiões diferentes. Em associação a outras linhas proibidas - como a [OI] 5577 Å, por exemplo - podemos identificar diferentes densidades entre os tipos de ejeção traçados pela HVC e pela LVC (Hirth et al., 1994; Hartigan et al., 1995).

### 1.3.1 Origem da HVC

A associação da HVC com os jatos se confirma com observações resolvidas espacialmente (Dougados et al., 2000). Esses jatos são supersônicos, bipolares, e altamente colimados. É comum a presença de “nós” na extensão desses objetos, algo que aponta para uma possível variabilidade na velocidade do fluxo do material sendo lançado, ou também para uma variabilidade temporal na taxa de ejeção de massa. Essa ejeção é observada em diversas regiões do espectro eletromagnético, e analisada principalmente por linhas de

emissão na região do ultravioleta ao sub-mm. No infravermelho próximo e no óptico, é comum o estudo de linhas como por exemplo:  $H\alpha$ , [SII] 6716 Å, 6731 Å, Fe[II] 1,64  $\mu\text{m}$  e [OI] 6300 Å.

Jatos são um fenômeno universal também em escala de massa. Em termos estelares, há detecção de jatos em objetos que abrangem o intervalo de 24  $M_{\text{Jup}}$  até mais de 10  $M_{\odot}$ , com a diferença de que a velocidade dos jatos aumenta de acordo com a massa do objeto central (Frank et al., 2014). Jatos possuem velocidades na ordem de centenas de quilômetros por segundo (Banzatti et al., 2019).

A origem dos jatos está intimamente conectada à acreção de matéria, algo que pode ser observado, por exemplo, por meio da correlação entre o excesso de infravermelho com a presença da componente de alta velocidade em linhas de emissão como a de oxigênio, nos espectros de estrelas em diferentes estágios de evolução (figura 4, adaptada de Hartigan et al., 1995). O excesso no infravermelho, característica típica de discos de acreção (ver seção 1.2), vai perdendo intensidade ao passo que as estrelas evoluem e a acreção cessa. Ao mesmo tempo, os jatos desses sistemas vão ficando cada vez mais fracos. Na Classe III, quando não há mais evidências de acreção de matéria, perde-se a detecção de jatos, restando apenas - quando há - a detecção de outros tipos de ejeção, como ventos estelares. Essa conexão também pode ser vista quando são analisadas as correlações entre a HVC (a luminosidade da componente e o centróide de velocidade ( $v_c$ )) e as estimativas da luminosidade de acreção, bem como a taxa de acreção de massa. Há evidências de que a velocidade dos jatos decresce sistematicamente com a diminuição da taxa de acreção de massa (Banzatti et al., 2019).

O mecanismo de formação dos jatos pode ser inferido a partir de sua colimação. Sabe-se que a escala de colimação é a mesma para objetos Classe 0 a Classe II, como é demonstrado no trabalho de Cabrit et al. (2007), com o jato H-H 212, de um objeto Classe 0. Essa restrição significa que o processo para colimar os jatos não depende do envelope circum-estelar, já inexistente na Classe II. Em Lee et al. (2018), claros sinais de polarização na linha de SiO foram encontrados no jato H-H 212, indicando a presença de campo magnético, como esperado: A forma mais eficiente de colimar os jatos é por meio de ventos magnetohidrodinâmicos (MHD) de disco que podem ser acompanhados de ventos estelares no eixo central dos jatos, como demonstram Meliani et al. (2006). O termo “ventos MHD” originalmente refere-se a fluxos impulsionados principalmente por processos magneto-centrífugos (Ferreira, 1996). Neste cenário, a rotação do sistema faz com que o campo magnético seja “enrolado”, o que leva à formação de uma componente toroidal de campo magnético. Neste processo, a colimação dos ventos é gerada pela tensão (*hoop stress*) proveniente da componente toroidal do campo, que prevalece sobre a componente poloidal a grandes distâncias da superfície do disco. Na figura 5, vemos o exemplo de uma simulação 3D de ventos de disco MHD. Nela, é possível observar o processo de colimação

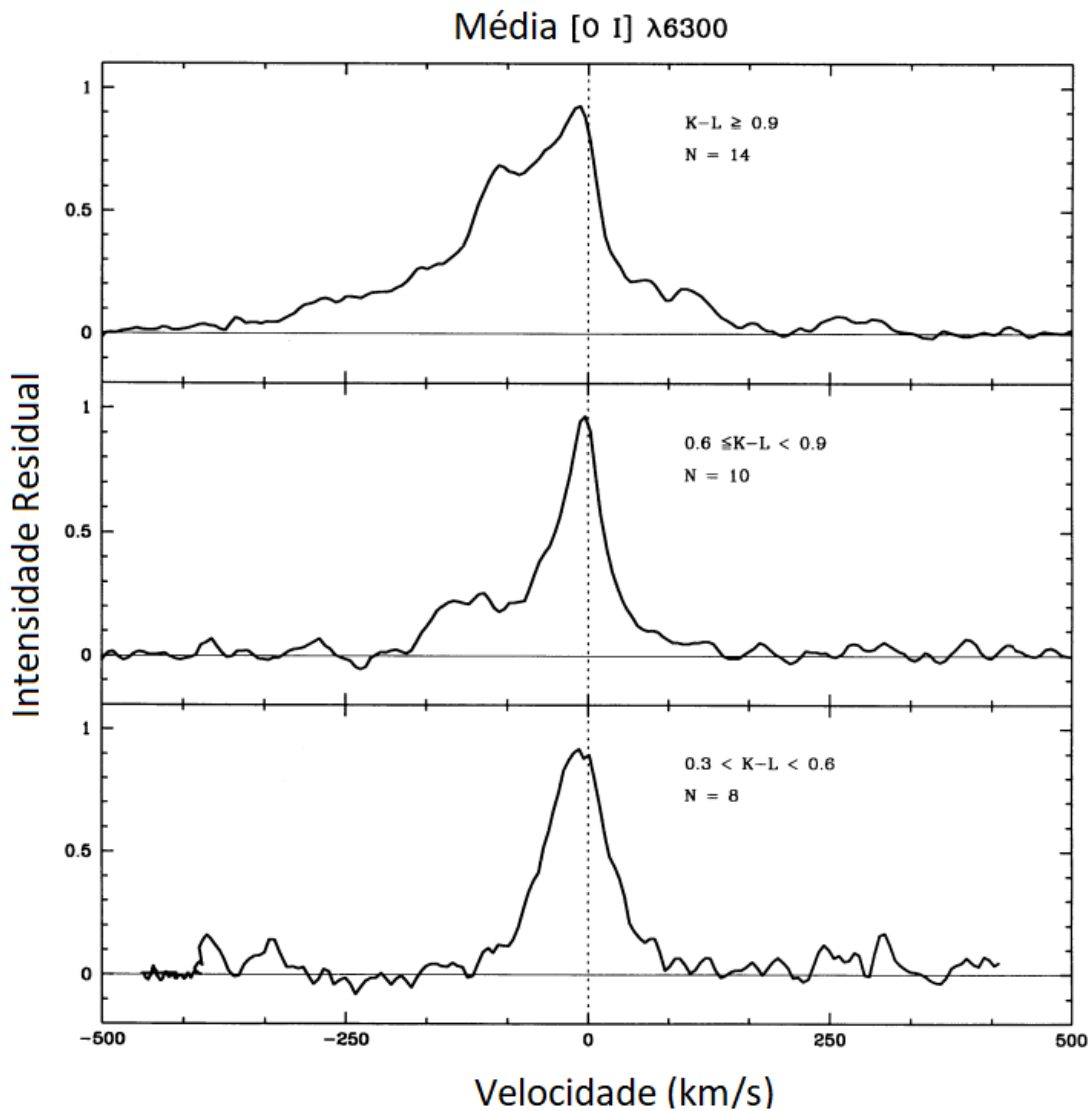


Figura 4 – Comportamento das médias de perfis residuais de linhas de [OI] de estrelas T Tauri clássicas como função do índice de cor (K-L) corrigido pelo avermelhamento. É possível identificar a proeminência de uma asa desviada para o azul (a HVC) para os sistemas mais “avermelhados” (i.e. com maior excesso no infravermelho) (painel superior). Nota-se que ao passo que o excesso no infravermelho diminui, a HVC também perde intensidade. Adaptado de [Hartigan et al. \(1995\)](#).

do jato a partir das linhas de campo magnético, representadas pelas linhas brancas na figura.

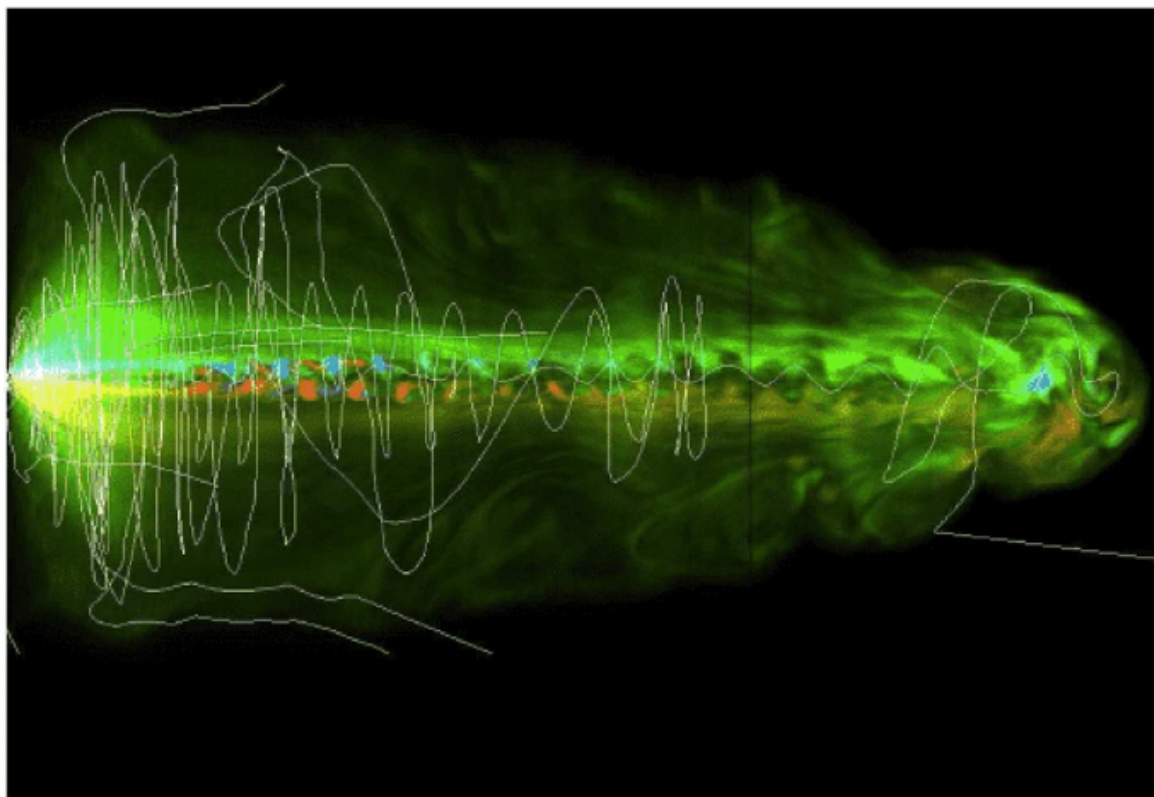


Figura 5 – Simulação 3D de ventos de disco MHD, mostrando a velocidade toroidal e linhas de campo magnético. A fonte da ejeção é a base da coroa de um disco em rotação kepleriana (esquerda da figura). O brilho indica maior intensidade de radiação produzida por choques, de onde vem a emissão de linhas proibidas no jato. As cores azul e vermelha indicam os desvios da velocidade devido à rotação do jato. Nota-se que as linhas de campo mostram maior nível de colimação ao longo da extensão do jato. Obtido em [Staff et al. \(2014\)](#).

A rotação de jatos é uma característica diretamente relacionada à região na qual essa ejeção é lançada e, portanto, à quantidade de momento angular por ela transportada. Considerando que a maior parcela de um jato tem origem nos ventos de disco MHD, é evidente que ventos lançados a uma distância de dezenas de ua da estrela carregarão mais momento angular do que ventos lançados na região do raio de corotação entre a estrela e o disco. Porém, por mais que seja uma característica esperada, ainda é difícil identificar rotação em jatos no óptico ou ultravioleta. As melhores evidências vêm das contrapartidas moleculares aos jatos atômicos, os jatos moleculares, como no caso de H-H 212 ([Lee et al., 2017](#)), analisado com a molécula de SiO, cujo raio de lançamento inferido é de  $r \sim 0,05$  ua. Outro exemplo recente vem do jato do sistema HOPS 60, localizado na nebulosa de Órion, cujo raio de lançamento inferido é de  $r \sim 2,18-2,96$  ua. A velocidade de rotação detectada para o jato neste sistema encontra-se na faixa dos 20 km/s ([Matsushita et al., 2021](#)).

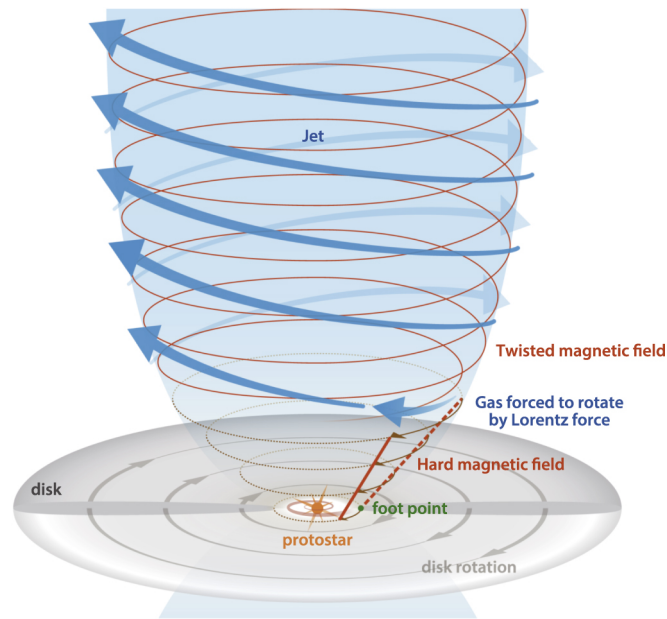


Figura 6 – Ilustração representativa de um jato em rotação. As linhas de campo magnético abaixo da superfície de Álfven (representadas pelas linhas vermelhas sólidas e tracejadas) rotacionam de forma rígida com a região na base do disco na qual tais linhas estão ancoradas. A partir da superfície de Álfven as linhas de campo magnético são entortadas e começam a se enrolar. Esse enrolamento pode ser identificado pelas linhas vermelhas finas, juntas às setas azuis, que mostram a direção de rotação do jato. Obtido em [Matsushita et al. \(2021\)](#).

Existem basicamente três configurações possíveis para a disposição das linhas do campo magnético responsável pela formação de jatos magneto-hidrodinâmicos em sistemas jovens ([Ferreira et al., 2006](#)). São elas:

1. Ventos de disco extensos: Neste caso, o próprio disco possui uma componente vertical de campo magnético que o atravessa numa região extensa. Além dele, há o campo magnético estelar, que trunca o disco na região interna, em torno de 0,1 ua.
2. X-wind: Neste cenário, supõe-se que os ventos são lançados a partir de uma região estreita do disco, próxima ao raio de corotação ( $r \sim 0,1$  ua) no qual estão ancoradas as linhas de campo magnético estelar. Isso implica que há um fluxo magnético menor atravessando o disco, quando comparado à configuração de ventos de disco extensos. No caso do X-wind também supõe-se que o disco circum-estelar não possui campo magnético em larga escala.
3. Vento estelar: Campo magnético ancorado à estrela em rotação.

Tais configurações estão esquematizadas na figura [7](#). A grande diferença entre os casos 1 e 2 é o fluxo magnético que atravessa o disco e, por consequência, a origem desse campo. No caso 1, acredita-se que há uma componente vertical de campo magnético

presente no disco, proveniente da nuvem molecular progenitora do sistema. Já no caso 2, o único campo magnético relevante para a configuração seria o da própria estrela. No entanto, os processos de ejeção resultantes para cada configuração são idênticos. Porém, como o raio de lançamento da ejeção e as superfícies de Álfven<sup>1</sup> delimitadas são diferentes, as velocidades terminais e fluxos de momento computados são distintos (Ferreira et al., 2006).

Já no caso 3, entende-se que o vento seria formado não na superfície do disco onde são ancoradas as linhas de campo magnético estelar, mas sim na própria superfície estelar, próximo às regiões de choque de acreção. Durante o processo de magneto-acreção, o material do disco segue os funis de acreção e atinge a superfície estelar. Uma fração dessa massa e sua energia seriam levadas pelas linhas abertas de campo magnético estelar, formando os ventos. É possível, por exemplo, que esse material mantenha temperaturas altíssimas no pós-choque, mantendo assim um reservatório de calor, que poderia levar à uma ejeção termicamente ativada. Acredita-se que esses ventos estelares não são a principal componente formadora dos jatos em sistemas jovens, mas que provavelmente preenchem o eixo central dos jatos (Meliani et al., 2006).

### 1.3.2 Origem da LVC

Ao contrário da HVC, que há muito tempo já é consolidada como uma traçadora de jatos bipolares, o mecanismo físico por trás da LVC ainda é motivo de discussão atual na literatura. Os trabalhos mais recentes no estudo de linhas proibidas como traçadoras de ejeção vêm tentando sanar dúvidas que há muito permanecem sobre a origem de tal componente, além de esclarecer qual exatamente é a influência da LVC na evolução e dispersão de discos protoplanetários (Rigliaco et al., 2013; Simon et al., 2016; McGinnis et al., 2018; Banzatti et al., 2019). Devido ao seu perfil, que em diversos casos apresenta “asas” largas e pico estreito, é comum decompor a LVC em duas componentes gaussianas: a BLVC (componente larga de baixa velocidade) e a NLVC (componente estreita de baixa velocidade). Vale notar que essa decomposição não significa necessariamente que os mecanismos físicos traçados são distintos, tendo sido primeiramente uma ferramenta empírica para analisar os perfis de linha das estrelas. Essas componentes são geralmente encontradas com desvios pro azul da ordem de 1-10 km/s, o que aponta para uma origem em ventos mais lentos do que os jatos. No entanto, não é incomum encontrar tais componentes com desvios para o vermelho, ou com desvios ainda maiores para o azul (McGinnis et al., 2018).

Existem duas hipóteses principais para tentar explicar a origem da BLVC e da NLVC, sendo elas: ventos magneto-hidrodinâmicos acionados centrifugamente (Kwan

<sup>1</sup> Região que marca o limite a partir do qual a velocidade toroidal do gás/jato supera sua velocidade poloidal.

36

J. Ferreira et al.: Which jet launching mechanism(s) for T Tauri stars?

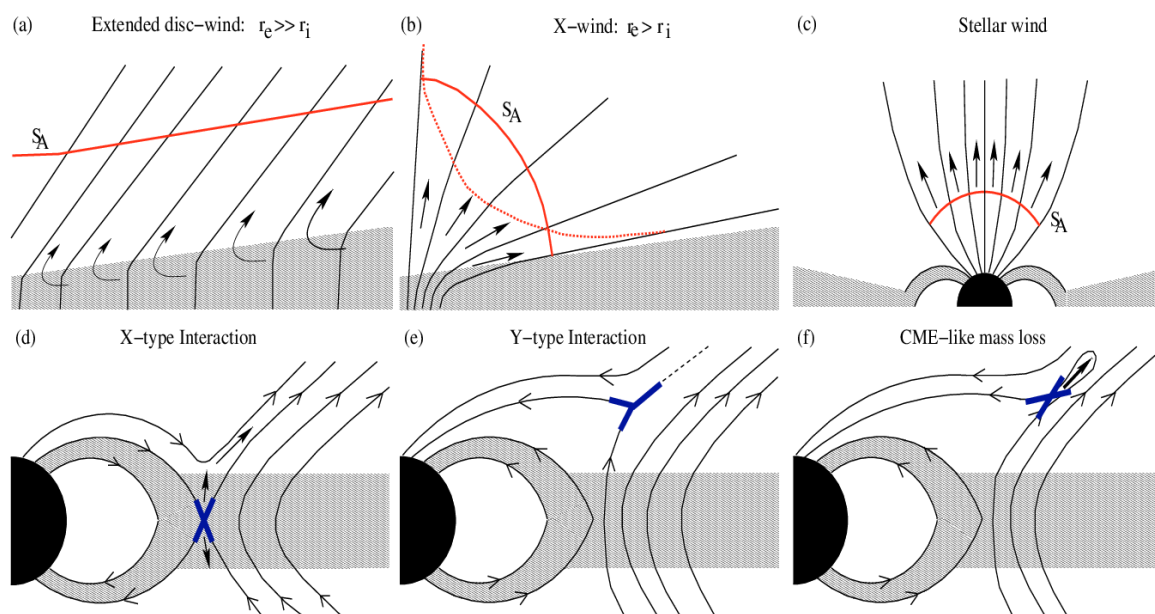


Fig. 7. Top classes of published stationary MHD jets for YSOs. When the magnetic field is threading the disc on a large radial extension /

Figura 7 – a), b), c): Processos de ejeção ocorrendo e diferentes configurações de campo magnético para a formação de jatos em estrelas jovens, respectivamente: Ventos de disco extensos, X-wind, vento estelar. Em cada caso, as superfícies de Alfvén correspondentes estão representadas com as linhas vermelhas. d), e), f): Possíveis configurações de interação magnetosférica entre estrela e disco, com um dipolo alinhado de forma paralela (d) ou anti-paralela (e,f) ao campo magnético do disco.

e Tadamaru, 1995), e ventos foto-evaporativos (Ercolano e Owen, 2010). Também já foram propostas possibilidades como a fotodissociação de moléculas OH (Gorti et al., 2011). Análises das propriedades das componentes (centróide de velocidade, largura da emissão à meia altura (FWHM) e largura equivalente (EW)), bem como correlações entre componentes e parâmetros estelares e de acreção são essenciais para distinguir tais mecanismos físicos, e identificar qual melhor descreve o processo de lançamento do material traçado pela LVC. Banzatti et al. (2019) demonstram, por exemplo, que em perfis onde é necessário utilizar ambas as componentes para fazer o ajuste da LVC, seus parâmetros cinemáticos e suas larguras equivalentes se correlacionam, indicando uma conexão entre a NLVC e a BLVC.

Sabe-se também que os centróides de velocidade das componentes são influenciados pela inclinação dos discos dos sistemas jovens, com centróides de velocidade máximos encontrados em sistemas com inclinação em torno de  $35^\circ$  (Banzatti et al., 2019). Isso sugere que esse é o ângulo que maximiza a velocidade projetada na linha de visada, ou seja, os ventos são lançados a um certo ângulo com respeito ao eixo de rotação do disco. Blandford e Payne (1982) mostram que o menor ângulo necessário entre as linhas de campo magnético e o eixo de rotação do disco para formar um vento de disco MHD é de

30°, de modo que a geometria inferida dos ventos é consistente com modelos de ventos MHD (Blandford e Payne, 1982; Kurosawa e Romanova, 2012).

Outro ponto que favorece a origem da LVC em ventos MHD, pelo menos para a BLVC, é o raio de lançamento dos ventos traçados pela componente. Supondo que a FWHM das componentes é dominada pela rotação kepleriana do disco, espera-se identificar uma relação entre a largura da linha e o raio de lançamento do vento, da seguinte forma:

$$v_{kep}(r_0) = \sqrt{GM_*/r_0} \quad (1.2)$$

que equivale a:

$$FWHM_{corr}/\sqrt{M_*} \propto (r_0)^{-1/2} \sin i \quad (1.3)$$

Em que  $FWHM_{corr}$  é a largura à meia altura da componente corrigida pela resolução do instrumento,  $r_0$  é o raio de lançamento do vento, e  $M_*$  é a massa estelar.

Os trabalhos de Simon et al. (2016), McGinnis et al. (2018) e Banzatti et al. (2019) identificam raios de lançamento entre 0,05 ua a 0,5 ua para BLVC, o que descarta a possibilidade de ventos foto-evaporativos para a origem da componente. A razão disso é que, a uma distância tão pequena da estrela, a velocidade térmica do gás não consegue atingir a velocidade de escape necessária para escapar do poço de potencial gravitacional estelar. Já a NLVC tem raios de lançamento inferidos entre 0,5 a 5 ua, o que por si só não permite descartar a hipótese de ventos foto-evaporativos. Parte da ambiguidade quanto à origem da NLVC vem do fato de que as faixas de valores obtidos para a FWHM e o centróide de velocidade da componente concordam com as previsões de modelos de ventos foto-evaporativos de Ercolano e Owen (2010).

Ainda em Banzatti et al. (2019), devido às correlações identificadas entre os parâmetros da NLVC com propriedades da acreção e das outras componentes da linha de oxigênio, é sugerido que assim como a BLVC, a NLVC também faz parte de um vento MHD. Isto não significa que não haja emissão de ventos foto-evaporativos durante o processo de evolução dos discos protoplanetários, mas talvez que esses ventos não sejam bem traçados pelas componentes da linha de oxigênio neutro [OI] 6300 Å. Enquanto isso, Pascucci et al. (2020) mostram, por exemplo, que as características da linha de [NeII] 12,81  $\mu\text{m}$  são consistentes com os parâmetros esperados para ventos foto-evaporativos.

## 1.4 NGC 6530

NGC 6530 é um aglomerado aberto localizado dentro da região da Nebulosa da Lagoa (HII, região M8, figura 8), na direção da constelação de Sagitário. A nebulosa tem cerca de 100 anos-luz de extensão e encontra-se a uma distância de 1325 pc do Sol (Prisinzano et al., 2019). É um aglomerado com um padrão de formação sequencial, possui

estrelas de idades entre 0,5 a 5 milhões de anos (Damiani et al. (2019)), e é rico em estrelas massivas, cerca de 4 vezes mais do que a região da Nebulosa de Órion (Prisinzano et al., 2005).

Na figura 9 temos os diagramas HR de NGC 6530 para as estrelas T Tauri Clássicas e T Tauri Fracas, mostrando que a maioria das estrelas representadas encontra-se no intervalo de massas entre 0,2 a 4  $M_{\odot}$ .



Figura 8 – Imagem da Nebulosa da Lagoa feita pelo telescópio de rastreio do VLT (VST), situado no observatório do Paranal do ESO, no Chile. Para criar esta imagem foram utilizadas bandas no ultravioleta, óptico e infravermelho. Crédito: ESO/VPHAS+ team.

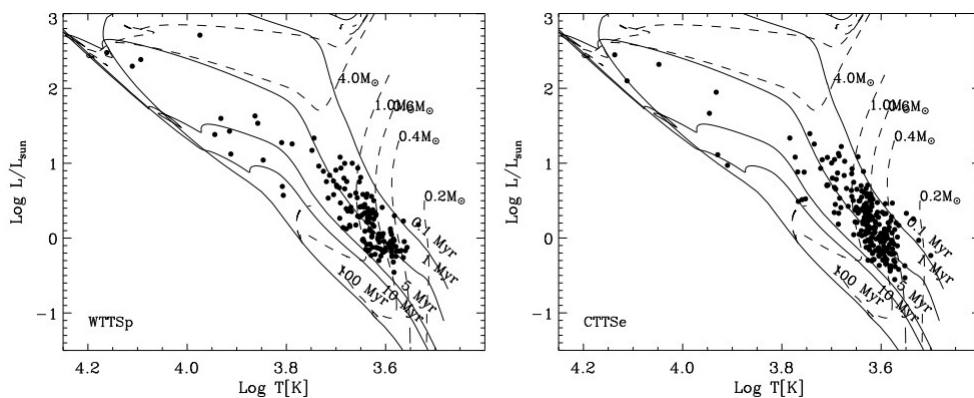


Figura 9 – Diagrama HR para estrelas de NGC 6530 classificadas como T Tauri Fracas (esquerda) e T Tauri Clássicas (direita). As linhas tracejadas e sólidas indicam as trilhas evolutivas PISA e isócronas nas massas e idades indicadas. Adaptado de (Prisinzano et al. (2019)).

## 1.5 Justificativa

A ejeção de matéria é um fenômeno universal na Astronomia, sendo encontrada nos mais diversos ambientes: AGNS<sup>2</sup>, nebulosas planetárias, sistemas jovens. Na formação de estrelas, especialmente, estudar esse mecanismo se mostra cada vez mais necessário. Para além da onipresença do fenômeno e sua correlação com parâmetros fundamentais para a formação e evolução de sistemas jovens, a ejeção de matéria tem sido cada vez mais invocada como uma alternativa para solucionar problemas que ainda permanecem sem resposta - ou cujas respostas ainda não foram suficientes - como a determinação da IMF<sup>3</sup> (Grudić et al., 2021), o transporte de momento angular em sistemas jovens (Matsushita et al., 2021) e a baixa eficiência na taxa de formação estelar (Richer et al., 1999).

De modo geral, estudos estatísticos são fundamentais para restringir parâmetros, melhorar modelos, e testar diferentes hipóteses. Estimar com mais exatidão a faixa de raios de lançamento de jatos, por exemplo, é uma forma não só de distinguir entre modelos, como também de melhor quantificar quanto momento angular é transferido pelos jatos para fora dos sistemas, e por consequência, quantificar qual exatamente é a influência dos jatos no meio interestelar, na dispersão de nuvens, e na taxa de formação estelar, assim como a possível influência dos jatos como reguladores da massa de estrelas.

Tratando-se especificamente de NGC 6530, fazer uma análise estatística da ejeção nos sistemas desse aglomerado permite investigar o fenômeno numa amostra cuja distribuição de massa é ligeiramente maior do que amostras utilizadas em trabalhos semelhantes, como NGC 2264 (McGinnis et al., 2018), Touro, Lupus I e III (Simon et al., 2016; Fang et al., 2018; Banzatti et al., 2019). Estrelas massivas possuem campos magnéticos intrinsecamente mais fracos devido à sua estrutura interna, distinta da de estrelas T Tauri (Gregory et al., 2012; Villebrun et al., 2019). Como o processo de ejeção de matéria (e em especial, a formação de jatos), está fortemente associado à magneto-acreção (Ferreira et al., 2006; Ray et al., 2006), espera-se que, na amostra de NGC 6530 - que possui porcentagem maior de estrelas de tipo A e B - a taxa de detecção da linha de [OI] 6300 Å entre estas estrelas seja baixa.

## 1.6 Objetivos

- Identificar e caracterizar os perfis de linha de emissão nas detecções da amostra.
- Classificar os processos de ejeção de matéria no aglomerado.
- Avaliar as definições das diferentes componentes de velocidade da linha de oxigênio na literatura a partir dos dados obtidos da amostra.

<sup>2</sup> Active Galactic Nuclei - núcleos galácticos ativos

<sup>3</sup> Função de massa inicial.

- Avaliar a eficiência do processo de descontaminação dos dados, em comparação com os dados obtidos para NGC 2264 (McGinnis et al., 2018).
- Relacionar propriedades da ejeção dos sistemas com propriedades estelares e propriedades da acreção de massa, quando possível.
- Comparar e analisar as conexões de ejeção e acreção de matéria em NGC 6530.

## 2 Metodologia

### 2.1 Dados

Foram observadas 275 estrelas na direção da Nebulosa da Lagoa (NGC 6530) com o espectrógrafo multi-objetos FLAMES, do VLT (Very Large Telescope) do ESO (Pasquini et al., 2002), utilizando a configuração HR13 do modo de alta resolução ( $R \sim 24000$ ) do GIRAFFE. Além das estrelas, foram coletados também os dados referentes a 97 fibras posicionadas em regiões diferentes do céu, para serem usadas na remoção das linhas telúricas de emissão. Os dados recebidos já haviam passado pelos processos padrão de redução, feitos pelo ESO: remoção de bias, pixels ruins, correções de flat-field e calibração em comprimento de onda (para as estrelas). Os espectros analisados cobrem o intervalo de 6113,5 Å a 6403,5 Å. Foram feitas observações nas datas: 10/08/2017, 08/09/2017, 18/09/2017, 20/09/2017.

### 2.2 Descontaminação dos espectros

Alguns processos de descontaminação são necessários para recuperar a emissão intrínseca da linha de [OI] 6300 Å a cada sistema observado. A região de interesse nos espectros é contaminada por uma linha telúrica de emissão e linhas telúricas de absorção, provenientes da atmosfera terrestre. Para realizar as descontaminações, parte das fibras do FLAMES foi alocada a regiões diferentes do céu, com o objetivo de mapear a emissão telúrica. No caso de NGC 6530, também foi encontrada uma segunda linha de emissão contaminando alguns dos espectros, cuja origem acredita-se ser nebulosa.

As etapas de descontaminação/redução foram, por ordem de execução:

- Linhas telúricas de emissão;
- Investigação da emissão nebulosa;
- Linhas telúricas de absorção;
- Linhas fotosféricas e cálculo do velamento.

#### 2.2.1 Linhas telúricas de emissão

Para remover a emissão telúrica de cada espectro estelar, foi selecionado um espectro do céu, com o critério de que a região observada estivesse à menor distância angular possível da estrela em questão. Os espectros do céu foram deslocados em comprimento de onda, e

tiveram o fluxo multiplicado por algum fator - quando necessário - para que a emissão se ajustasse da melhor forma possível à contaminação encontrada em cada espectro estelar. Após realizar esses ajustes, a remoção da contaminação telúrica presente em cada observação foi feita subtraindo o espectro do céu do espectro estelar. Na figura 10 mostramos um exemplo do processo de descontaminação. Nos casos em que a fibra da região mais próxima não continha uma emissão telúrica satisfatória para realizar a descontaminação, a segunda fibra mais próxima foi utilizada.

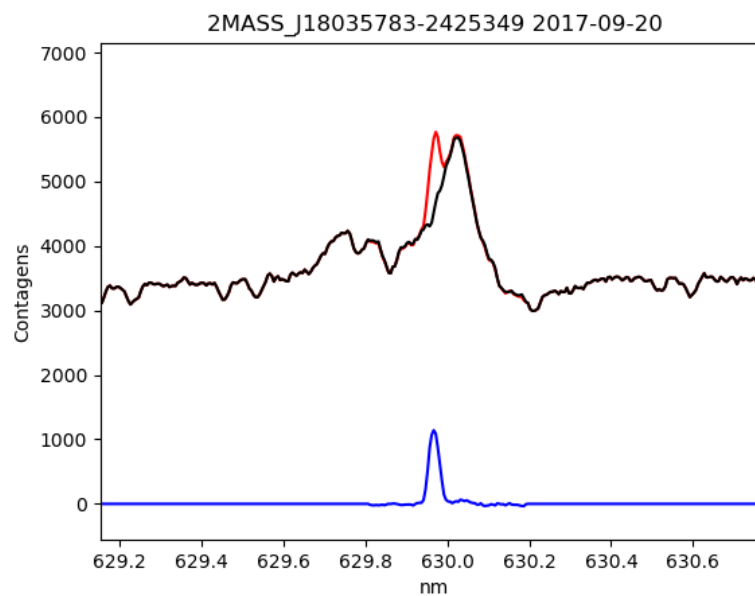


Figura 10 – Exemplo do processo de remoção da linha telúrica de emissão. Em vermelho temos o espectro original e em preto, o espectro após a descontaminação. A linha telúrica de emissão é apresentada em azul.

### 2.2.2 Emissão Nebular

A contaminação telúrica de emissão é caracterizada por uma única linha de emissão centrada quase exatamente em  $6300,308 \text{ \AA}$ , antes das correções baricêntricas. No entanto, em alguns espectros de diferentes regiões do céu foram detectadas linhas “duplas”. Na figura 11 mostramos os espectros de algumas regiões do céu que apresentaram tanto a emissão telúrica quanto a emissão nebular.

Devido à presença de emissão nebular extremamente forte e variável já detectada em  $H\alpha$  na região, acredita-se na hipótese de que essa emissão nebular apresente até linhas proibidas, como a linha de  $[\text{OI}] 6300 \text{ \AA}$ . Para eliminar esta contaminação, foi escolhido um espectro do céu com a presença de ambas as linhas (a telúrica e a nebular) bem separadas e definidas. Com esse espectro, foi feito um ajuste gaussiano na linha de emissão nebular para só então subtrair essa contaminação dos espectros das estrelas quando julgou-se necessário, como por exemplo:

1. Nos casos em que a estrela foi observada em mais de uma noite e os espectros do céu selecionados para fazer a descontaminação nessas noites apresentaram linhas duplas em algumas noites de observação mas não em todas, criando assim uma emissão falsa em algumas das observações.
2. Nos casos em que os espectros das regiões do céu selecionadas apresentaram apenas a linha telúrica de emissão, mas os espectros das estrelas apresentaram emissão residual na mesma região que a emissão nebulosa. Devido à variabilidade da emissão nebulosa no campo, existe a possibilidade do espectro da estrela ter emissão nebulosa a ele sobreposta, mas que já não estaria mais presente no local onde foi alocada a fibra do céu.

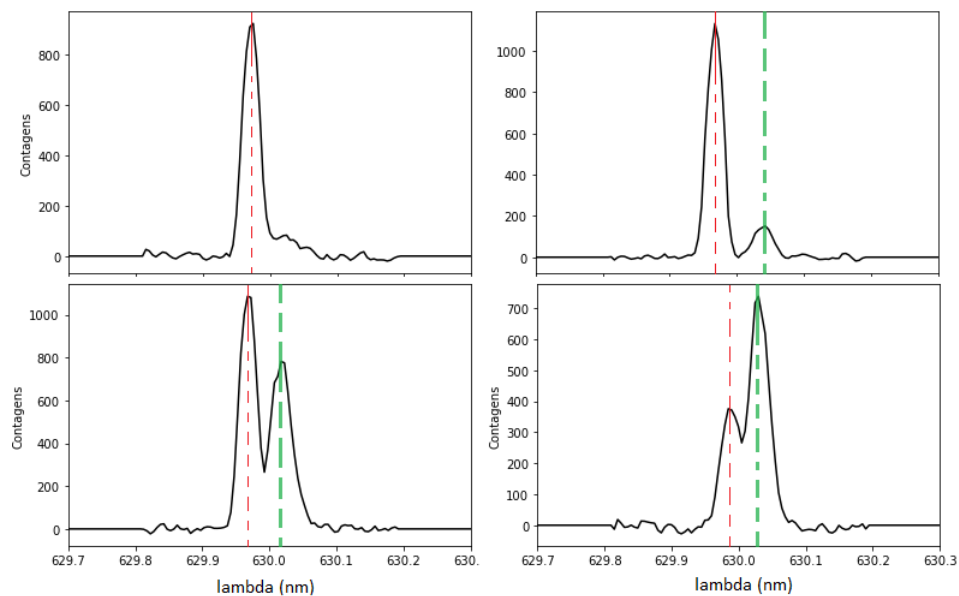


Figura 11 – Exemplos da detecção telúrica analisada nos espectros de diferentes regiões do céu. A linha telúrica sempre aparece ao lado esquerdo, na imagem destacada pela linha tracejada vermelha. Ao lado direito, temos a emissão nebulosa, que foi destacada pela linha tracejada verde nos três exemplos em que ela se apresenta como uma linha bem definida e separável. Nota-se como a segunda linha em alguns casos apresentou-se apenas como uma "asa" à direita da linha telúrica de emissão. Em outros casos, a emissão nebulosa chegou a ser mais intensa que a linha telúrica.

Na figura [12](#) mostramos um exemplo de espectro estelar que teve a emissão nebulosa removida. A avaliação sobre a presença de emissão nebulosa nos espectros foi feita associada a uma comparação da localização das estrelas observadas e o nível de emissão nebulosa em  $H\alpha$  em cada área de NGC 6530. Para isso, foi utilizada uma imagem feita pelo telescópio VLT do ESO na faixa do óptico, próximo ao vermelho, dominada por  $H\alpha$ , que traça bem a emissão nebulosa. Foi considerado que os locais mais brilhantes em  $H\alpha$  seriam também as

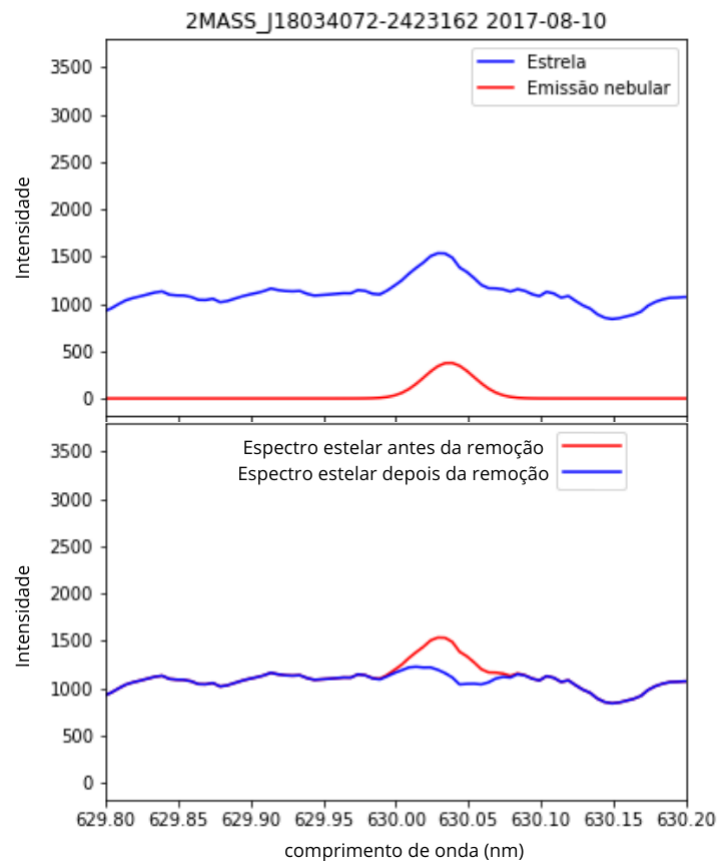


Figura 12 – Exemplo de espectro estelar que passou pelo processo de remoção da emissão nebular.

regiões com maior emissão nebular em [OI] 6300 Å. A imagem utilizada pode ser vista na figura [13](#).

### 2.2.3 Linhas telúricas de absorção

Uma das contaminações presentes na região de emissão da linha proibida [OI] 6300 Å é o conjunto de linhas telúricas de absorção, estendendo-se no intervalo de cerca de 6275 Å a 6325 Å. Para remover essas linhas dos espectros, é necessário encontrar, dentro da amostra, estrelas que não tenham linhas fotosféricas na região de interesse, como as do tipo espectral B ou A. A partir dos espectros dessas estrelas, são gerados templates do conjunto de linhas telúricas de absorção. Esse processo é feito em três etapas:

1. Seleção de estrelas quentes sem evidências de emissão na região das linhas de absorção telúricas;
2. Normalização dos espectros selecionados;
3. Fluxo na região fora do intervalo 6275 - 6325 Å redefinido para 1 (a fim de deixar apenas as linhas telúricas nos espectros selecionados, evitando assim a contaminação

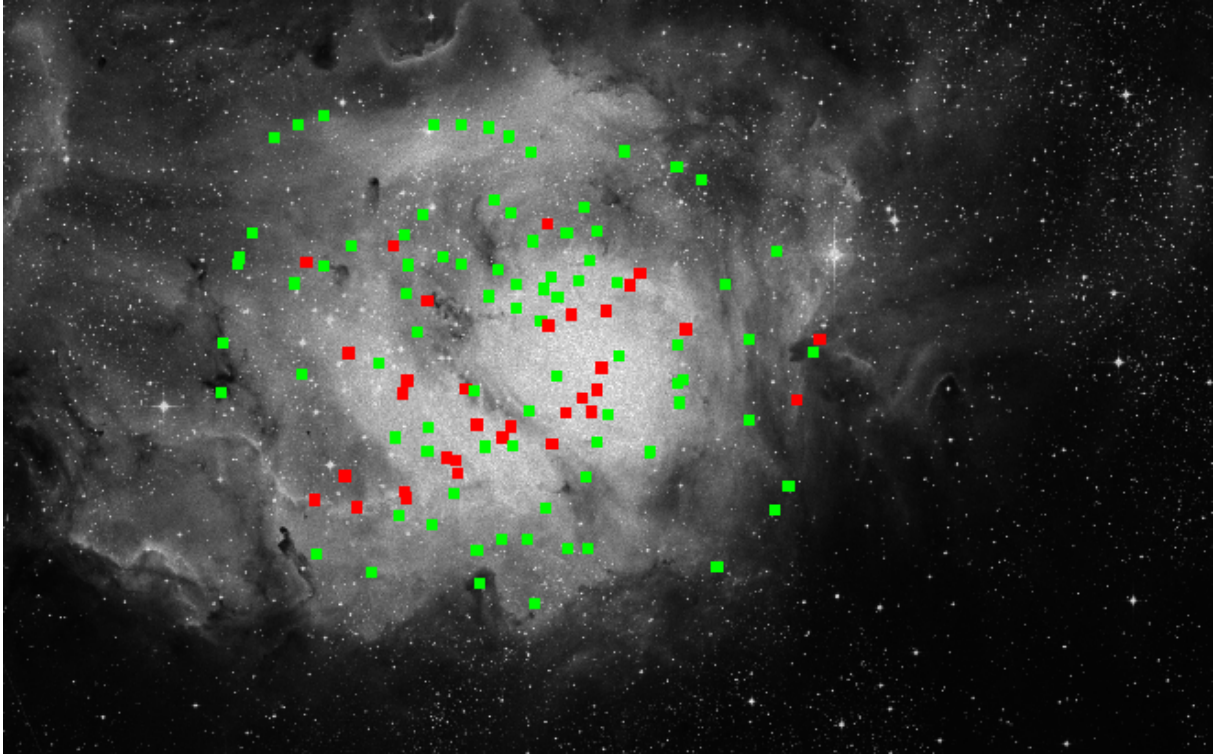


Figura 13 – Nebulosa da Lagoa vista na faixa do óptico, próximo ao vermelho, dominada por  $H\alpha$ . De verde são apresentadas as regiões do céu que tiveram espectros coletados. De vermelho estão marcadas as posições de algumas estrelas cujos espectros apresentaram emissão possivelmente nebular.

destes por linhas de emissão, absorção ou artefatos presentes).

Foram feitos quatro templates, um para cada noite de observação. Com os templates prontos, a descontaminação foi feita dividindo o espectro de cada estrela por um template de noite de observação correspondente. Na tabela 1 listamos as estrelas cujos espectros foram utilizados para fazer os templates, junto aos seus tipos espectrais e as noites nas quais cada uma das estrelas foi observada. Na figura 14 apresentamos um exemplo do processo de remoção das linhas telúricas de absorção.

ID	Tipo Espectral	Datas de observação
2MASS J18041952-2414354	A4-6	18/09 e 20/09
2MASS J18041502-2423278	B0	10/08
2MASS J18034411-2429353	A0	08/09

Tabela 1 – Estrelas quentes utilizadas para gerar os templates de linhas telúricas de absorção.

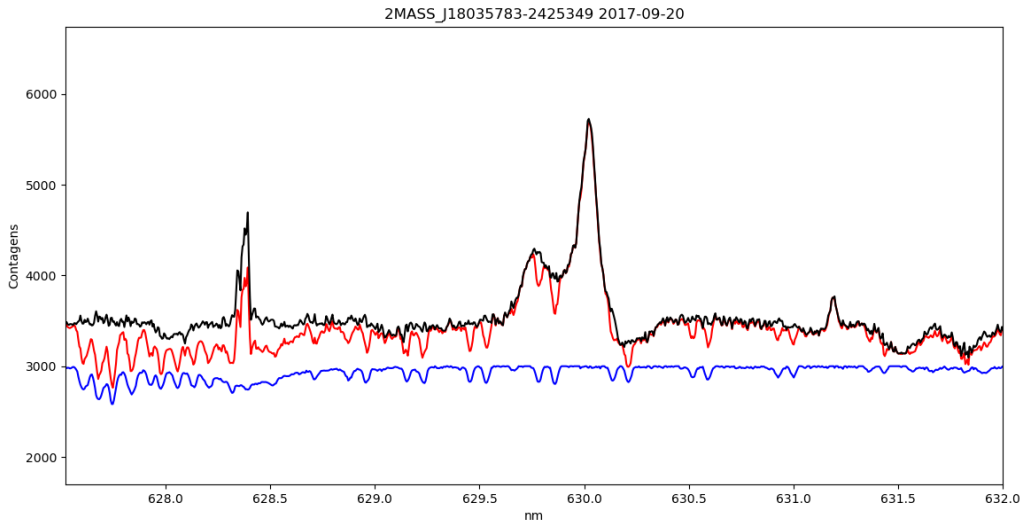


Figura 14 – Exemplo de remoção das linhas telúricas de absorção, com o template em azul, apresentado em escala e deslocado verticalmente para facilitar a comparação. Em vermelho está o espectro original, e de preto temos o espectro após o processo de descontaminação.

### 2.3 Análise de pertencimento ao aglomerado

Antes de caracterizar os perfis de linha intrínsecos à emissão, foi feita uma análise na amostra para definir, dentro dela, as estrelas membros e/ou candidatas a membros de NGC 6530. Um aglomerado estelar é definido como um grupo de estrelas ligadas gravitacionalmente e com uma mesma origem. São objetos que possuem, portanto, movimento próprio em comum no espaço, além de mesma composição química inicial e idades.

Para identificar possíveis membros foram utilizados os parâmetros de paralaxe ( $\varpi$ ) e movimento próprio em ascensão reta ( $\mu_\alpha$ ) e declinação ( $\mu_\delta$ ).

parâmetro	valor	$\sigma$
$\mu_\alpha$	1,21	0,251
$\mu_\delta$	-2,00	0,216
$\varpi$	0,724	0,186

Tabela 2 – Parâmetros de movimento próprio e paralaxe de NGC 6530, obtidos de [Wright et al. \(2019\)](#).

Utilizando os valores listados na tabela [2](#), determinados em [Wright et al. \(2019\)](#), foram selecionadas como membros todas as estrelas dentro do intervalo de  $\mu_\alpha \pm 3\sigma_\alpha$  e  $\mu_\delta \pm 3\sigma_\delta$ . Por fim, o critério utilizado para a paralaxe foi o mesmo utilizado em [Wright et al. \(2019\)](#), através do qual foram excluídas todas as estrelas com paralaxes tais quais  $|\varpi - 0,724| > 2\sqrt{\sigma_\varpi^2 + 0,084^2}$ , com o corte em  $2\sigma_\varpi$ , feito com o objetivo de “equilibrar a

necessidade de incluir a maioria dos membros ao mesmo tempo que rejeita um número razoável de não membros”. O valor de 0,084 mas corresponde à dispersão na paralaxe, calculado por Wright e colaboradores, onde são contabilizadas e subtraídas as contribuições de erros não-uniformes na medida da paralaxe. Com esses cortes, a amostra preliminar de estrelas membros passou para 134 objetos.

Em Wright et al. (2019), a análise de pertencimento é feita primordialmente a partir de indicativos de juventude, tais como: a largura equivalente (EW) da linha de lítio e a largura total em profundidade zero da linha de  $H\alpha$ , que são indicadores espectroscópicos. São utilizados também indicadores fotométricos na região do infravermelho e raios-x, onde é avaliada a probabilidade da estrela ser uma estrela jovem na região de formação. Os parâmetros de movimento próprio, por outro lado, não são utilizados para excluir possíveis membros. Por isso, todos os objetos identificados como membros em Wright et al. (2019) presentes também na amostra inicial deste trabalho foram incluídos na lista de membros, mesmo que tivessem sido previamente excluídos devido aos parâmetros de movimento próprio. Além disso, também foi feito um cross-match entre as estrelas da amostra preliminar deste estudo com os objetos analisados em Venuti et al. (2021), em que foram utilizados critérios de seleção semelhantes aos utilizados em Wright et al. (2019), para buscar por possíveis membros previamente excluídos. As inclusões feitas a partir desses dois trabalhos levaram à inclusão de 83 objetos, chegando ao número final de 217 estrelas consideradas membros de NGC 6530 para este trabalho.

Na figura 15, é possível identificar os objetos definidos como membros na amostra final. Em azul está a amostra preliminar. De amarelo estão aqueles que foram considerados membros devido aos valores de movimento próprio, e de verde e vermelho estão as estrelas reclassificadas como membros devido aos indicadores espectroscópicos e fotométricos de juventude e pertencimento ao aglomerado.

Das 217 estrelas analisadas, 62 são classificadas como estrelas T Tauri Clássicas (três destas foram reclassificadas como estrelas Ae/Be de Herbig devido aos seus tipos espectrais), 50 são classificadas como estrelas T Tauri Fracas (três destas foram reclassificadas como estrelas Ae/Be de Herbig devido aos seus tipos espectrais), 45 são classificadas como estrelas sem disco (14 foram classificadas como candidatas a estrelas Ae/Be de Herbig e 31 como candidatas a estrelas T Tauri Fracas), 30 são classificadas como estrelas com disco ou com possível presença de disco (aqui consideradas como candidatas a T Tauri Clássicas). Das 30 estrelas sem classificação/indicativos de juventude identificados na literatura, 14 foram classificadas como candidatas a estrelas Ae/Be de Herbig pelos seus tipos espectrais. Os indicativos de presença de disco foram retirados de Venuti et al. (2021), e as classificações para T Tauri Clássicas e T Tauri Fracas foram retiradas de Prisinzano et al. (2019).

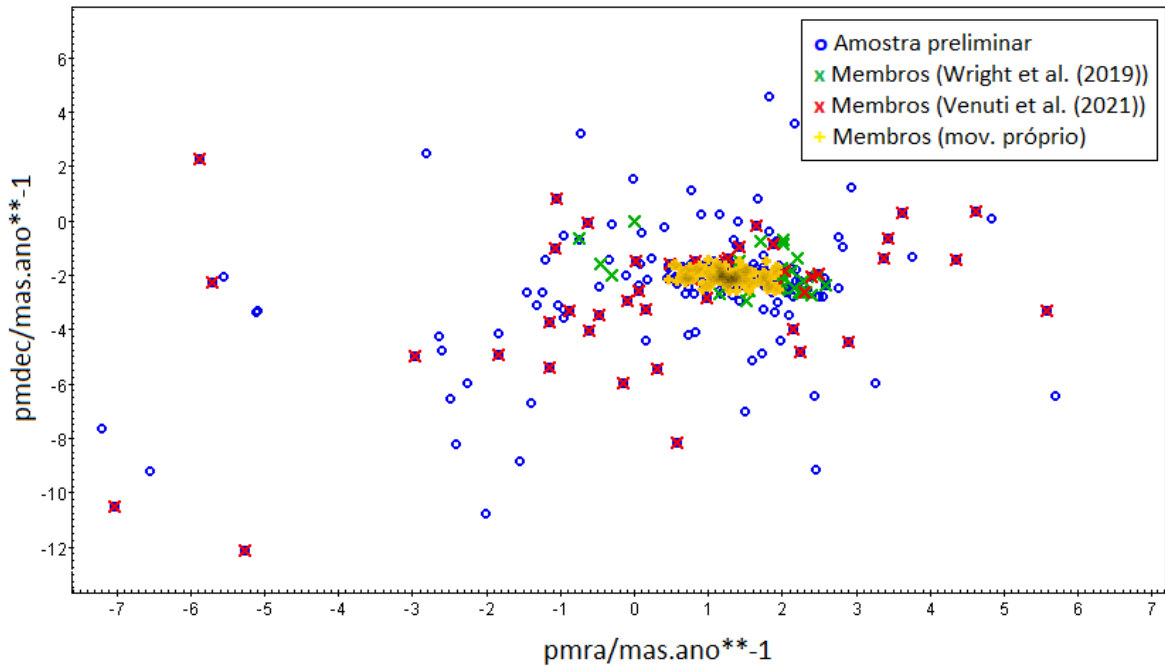


Figura 15 – Análise de pertencimento ao aglomerado. Círculos azuis marcam os 275 objetos da amostra inicial. Marcados com o símbolo ‘x’ verde, estão os objetos considerados membros de NGC 6530 por fazerem parte da lista de objetos de [Wright et al. \(2019\)](#). Com o símbolo ‘x’ vermelho foram marcados os objetos considerados membros de NGC 6530 por fazerem parte da lista de membros disponível em [Venuti et al. \(2021\)](#). Por fim, de amarelo, estão representados os objetos considerados membros de NGC 6530 a partir da análise de movimento próprio.

## 2.4 Linhas fotosféricas e velamento

Para obter a emissão circum-estelar da linha de [OI] 6300 Å, foi necessário também remover as linhas fotosféricas presentes no espectro das estrelas, o que foi feito subtraindo o espectro de uma estrela T Tauri fraca no qual foi aplicado um velamento. O velamento é um preenchimento das linhas de absorção fotosféricas no óptico, causado pelo excesso no contínuo proveniente do choque de acreção, fazendo com que as linhas espectrais formadas na fotosfera de estrelas T Tauri Clássicas fiquem menos profundas do que são na realidade.

Para ajustar esses espectros, são selecionadas ETTFs, de preferência com baixa velocidade de rotação projetada na nossa linha de visada, e de tipo espectral mais próximo possível das ETTCs a serem analisadas. Por serem estrelas que já não estão mais na etapa de acreção (Classe III, ver seção [1.1.2](#)), elas têm o espectro na região dominado apenas pela fotosfera. Comparar o espectro de uma ETTF com o de uma ETTC de mesmo tipo espectral (ou de tipo espectral mais próximo possível) permite distinguir e remover a contribuição fotosférica desses espectros. Estrelas de tipo Ae/Be de Herbig não precisam passar por essa etapa. Por serem estrelas mais quentes, na maioria dos casos elas não

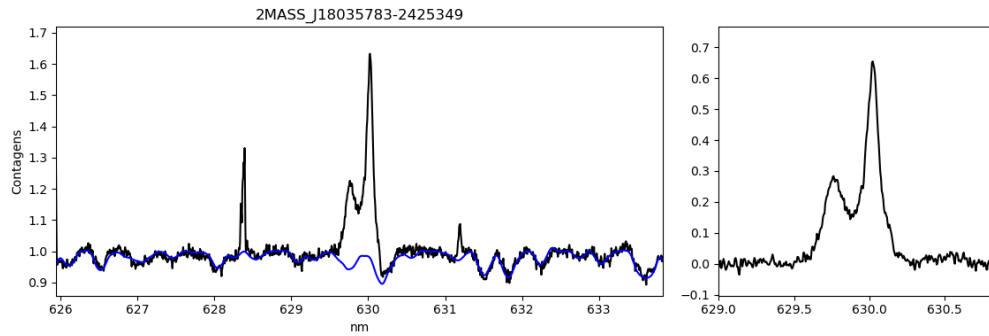


Figura 16 – Exemplo do processo de remoção da contribuição fotosférica. Na esquerda, vemos o espectro da estrela de preto e o espectro da T Tauri fraca usado como template de azul, já alargado e com o velamento adicionado. Na direita, temos o espectro da estrela de preto após a remoção das linhas fotosféricas, agora apresentando apenas o perfil de linha intrínseco à emissão de [OI] 6300 Å.

têm linhas fotosféricas significativas na região de interesse para o estudo que precisem ser removidas. No caso destas, o processo de descontaminação final e anterior à análise da linha de oxigênio consiste apenas na normalização desses espectros.

Os tipos espectrais das estrelas da amostra foram obtidos a partir do índice de cor  $(V-I)_0$  com a calibração proposta por [Pecaut e Mamajek \(2013\)](#), nos casos em que as magnitudes das bandas V e I estão disponíveis em [Prisinzano et al. \(2019\)](#), [Wright et al. \(2019\)](#), [Brown et al. \(2018\)](#) ou [Skrutskie et al. \(2006\)](#). Para as estrelas em que não foi encontrado o valor de  $E(V-I)$ , o tipo espectral identificado corresponde a um limite inferior (mais frio), visto que não leva em conta o excesso de cor causado pela poeira interestelar - excepcionalmente intenso em regiões de formação estelar - que leva a estrela a apresentar magnitudes maiores.

Para 38 estrelas, o tipo espectral utilizado foi obtido na literatura, nas seguintes referências: [Venuti et al. \(2021\)](#), [Aidelman et al. \(2018\)](#), [Prisinzano et al. \(2012\)](#), [Reed \(2003\)](#), [Rauw et al. \(2002\)](#), [Nesterov et al. \(1995\)](#), [Boggs e Bohm-Vitense \(1989\)](#), [Stephenson e Sanduleak \(1977\)](#), e [Hiltner \(1956\)](#).

A subtração das linhas fotosféricas foi feita da seguinte maneira: Para cada estrela, foram utilizadas no mínimo 3 ETTFs como possíveis templates. Esses templates foram ajustados pelo velamento e alargados quando necessário, para reproduzir o espectro da ETTCs. Para cada caso, o template escolhido foi aquele que levou a valores de  $v \sin i$  e velamento que minimizam simultaneamente  $\chi^2$ , que por sua vez avalia a diferença entre o espectro da T Tauri Clássica e o espectro da T Tauri Fraca após ser ajustado pelo velamento e ter as linhas fotosféricas alargadas. A relação completa de estrelas T Tauri Fracas utilizadas como templates neste trabalho encontra-se na tabela [3](#).

Em alguns casos, o tipo espectral da ETTF utilizada como template difere do tipo espectral encontrado na literatura para a ETTC. Isso pode ser explicado pela forma como

ID	Tipo espectral
2MASS_J18032414-2415539	K5-6
2MASS_J18033116-2416391	K4-5
2MASS_J18033598-2421038	M0-1
2MASS_J18034143-2412209	K2.5-3
2MASS_J18034411-2429353	<F0
2MASS_J18040288-2421399	K6-6.5
2MASS_J18041248-2419430	K7-8
2MASS_J18041429-2416408	F4-4.5
2MASS_J18041881-2422257	K6
2MASS_J18042261-2420322	K3-4
2MASS_J18043962-2416109	G7-7.5
CSIMon-000020	K7
CSIMon-000029	K7
CSIMon-000066	M1
CSIMon-000071	K1.5
CSIMon-000104	K6
CSIMon-000145	K7
CSIMon-000336	K3
CSIMon-000427	K4
CSIMon-000444	M2
CSIMon-000445	K6
CSIMon-000548	M1
CSIMon-000559	K6
CSIMon-000565	K4.5
CSIMon-000606	K5
CSIMon-000622	K5
CSIMon-000798	F9
CSIMon-000819	G5
CSIMon-000901	K7
CSIMon-000995	K2
CSIMon-001089	K2
CSIMon-001158	M0
CSIMon-001172	K7-M0
CSIMon-001247	K6
CSIMon-001248	G5
CSIMon-001256	G0
CSIMon-001264	K4
CSIMon-001307	K0
HD 315029	A
NGC 6530 SCB 765	A9-F0

Tabela 3 – Tabela de estrelas T Tauri fracas utilizadas como templates fotosféricos, com seus respectivos tipos espectrais (encontrados na literatura para aquelas com identificadores CSI-Mon, e estimados a partir do índice de cor (V-I) para o restante.

os tipos espectrais foram calculados, em que nem sempre foi possível obter o índice de cor intrínseco à estrela, mas apenas um limite inferior.

Uma grande parte das ETTFs presentes na amostra deste estudo tem valores altos de  $v \sin i$ , o que impede sua utilização como templates para as ETTCs da amostra. Por isso, na maior parte dos casos foram utilizadas ETTFs de NGC 2264 analisadas em McGinnis et al. (2018). Esse procedimento é possível pois os fatores determinantes para definir as profundidades e larguras de linhas de absorção fotosféricas, que são a metalicidade e a gravidade superficial, são semelhantes entre as estrelas de NGC 2264 e as estrelas de NGC 6530. Além disso, as estrelas de NGC 2264 do trabalho de McGinnis et al. (2018) foram observadas com o mesmo instrumento.

Nas figuras 17 a 19, mostramos a correção dos perfis de linha de oxigênio pelas linhas fotosféricas para as estrelas que passaram pela etapa de análise do velamento. A estrela J18045061-2425418 é classificada como uma estrela B7 na literatura, e por não ter linhas fotosféricas na região próxima à emissão detectada, não passou por esta etapa de análise. Já a estrela J18042613-2422451 (LkHA 113) tem tipo espectral K9-M0, porém possui tanto velamento que não foram identificadas linhas fotosféricas em seu espectro. Por isso, essa estrela também não passou por esta etapa de correção de linhas fotosféricas. Os perfis resultantes dessas duas estrelas podem ser encontrados na seção seguinte, em que são apresentados todos os perfis intrínsecos à linha de oxigênio, com as componentes de velocidade devidamente identificadas.

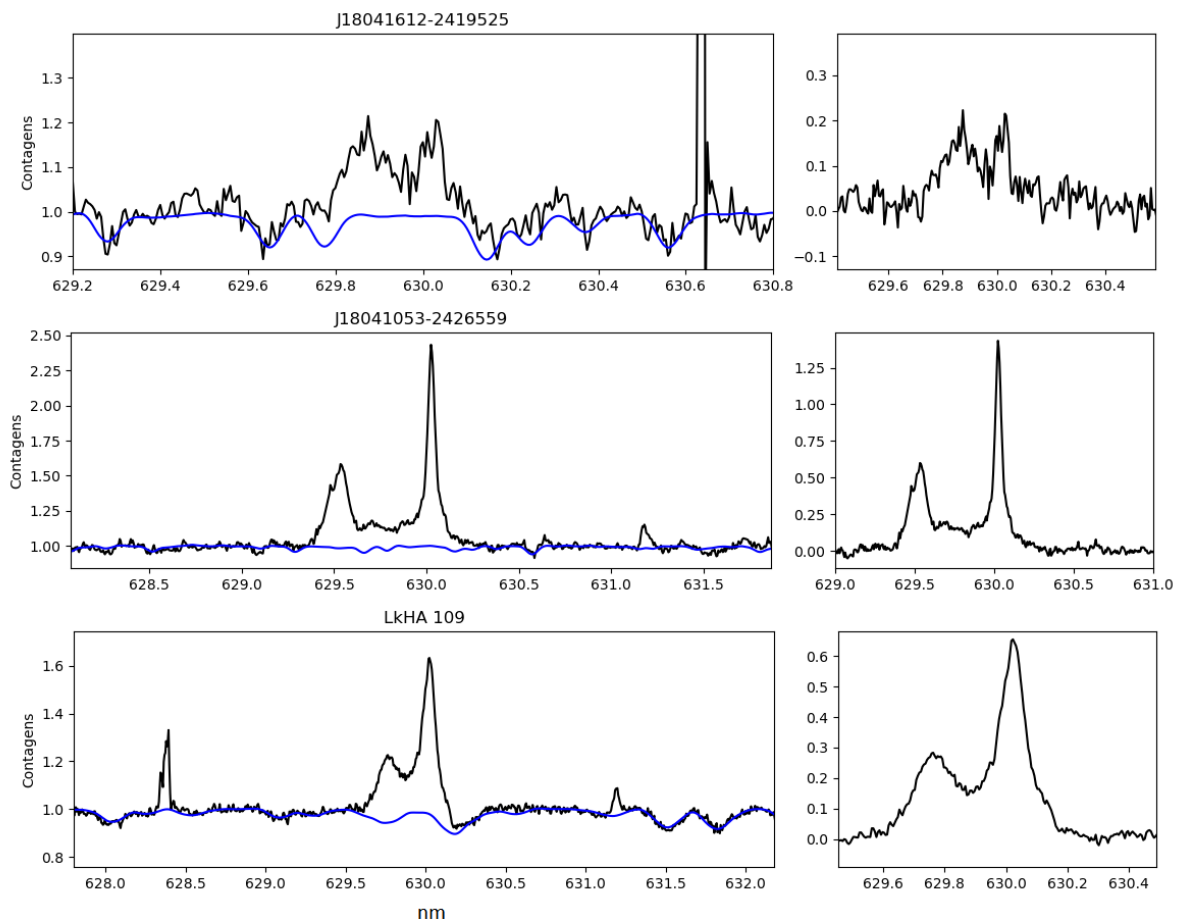


Figura 17 – Correção das linhas fotosféricas para as estrelas em que foi detectada emissão na linha de oxigênio em 6300 Å. Esquerda: O template criado é mostrado em azul, e o espectro da estrela é mostrado em preto. Direita: Perfis da linha de [OI] 6300 Å após a subtração das linhas fotosféricas. A estrela SCB 202 foi observada nas quatro noites. Na imagem acima, foi utilizado o espectro de apenas uma delas.

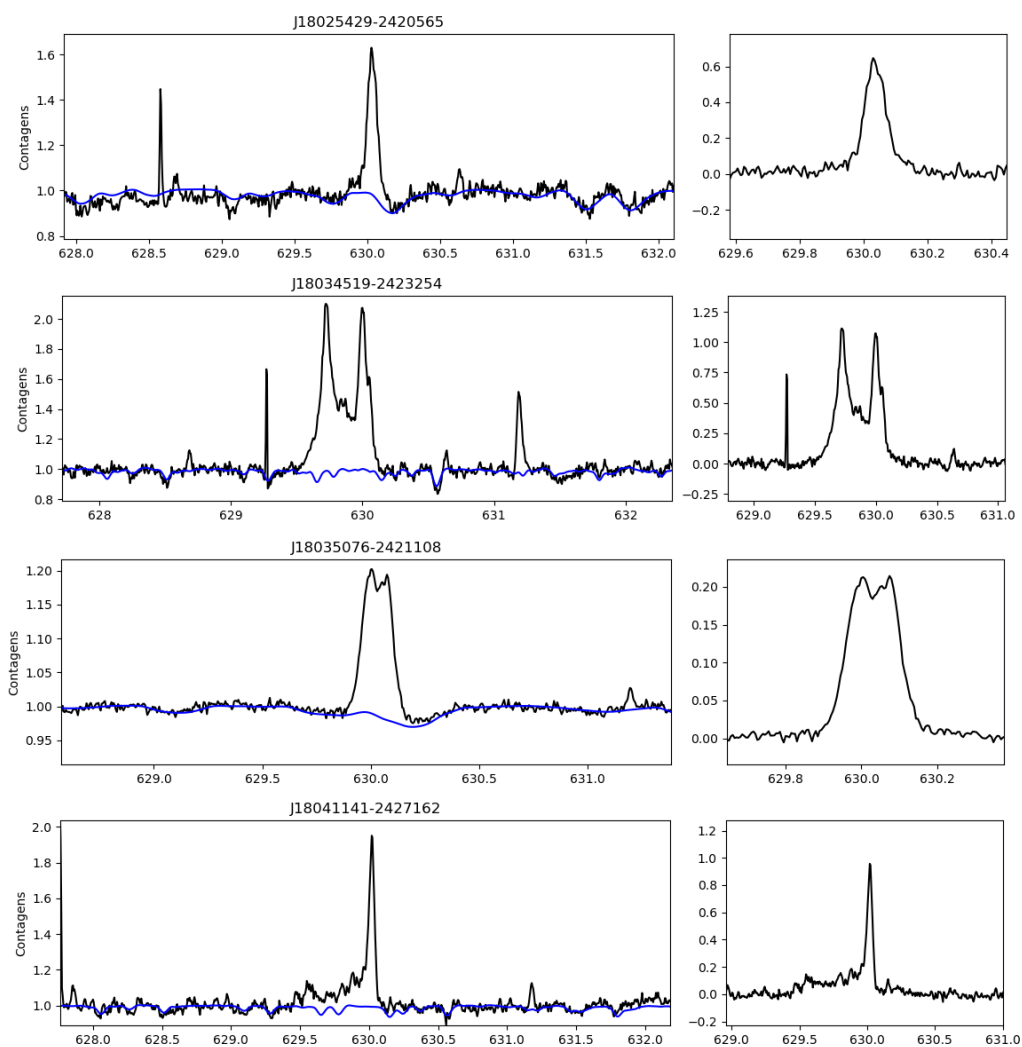


Figura 18 – Continuação.

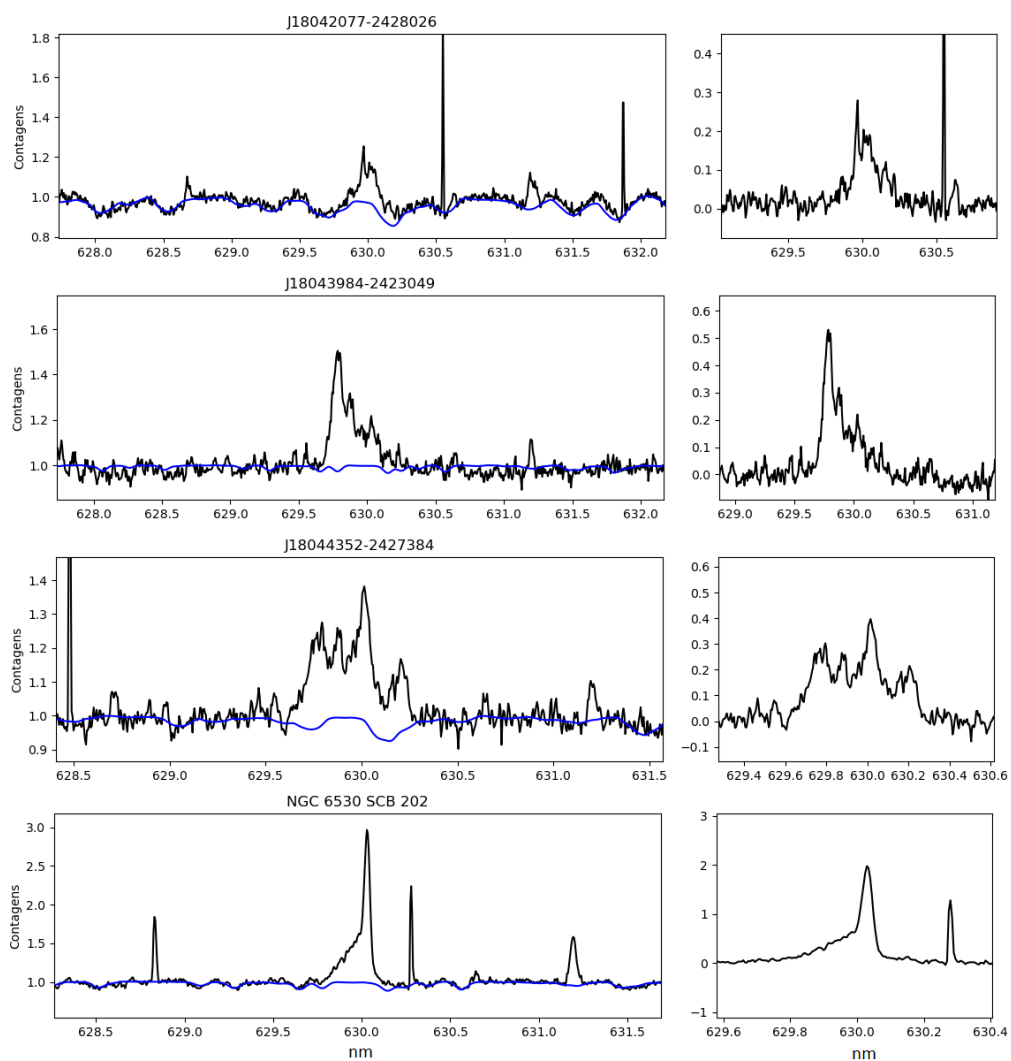


Figura 19 – Continuação.

## 3 Resultados

### 3.1 Caracterização dos perfis de linha

Com a contribuição fotosférica dos espectros removida, é possível obter a emissão intrínseca à linha de oxigênio nos perfis de cada estrela. Foi considerada detecção toda emissão com intensidade acima de  $3\sigma$  e FWHM acima da resolução do espectro, de 12,5 km/s. Para os casos em que há mais de um pico na emissão detectada, o limite de intensidade considerado foi de no mínimo  $2\sigma$  para cada pico.

Dentre os 123 espectros que englobam a subamostra de T Tauri Clássicas, candidatas a T Tauri Clássicas e estrelas Ae/Be de Herbig (ou estrelas tipo A/B na sequência principal), foi detectada emissão na linha de oxigênio em 13 espectros, o que significa cerca de 10% da amostra. Essa porcentagem é consideravelmente menor do que a de estudos anteriores: [Simon et al. \(2016\)](#) obtêm uma detecção da linha de [OI] 6300 Å em 91% das estrelas de sua amostra, composta de estrelas da região de formação estelar Touro-Auriga, distante em cerca de 140 pc e com idade  $t \sim 1-3$  Manos ([Kenyon et al., 2008](#)), além de TW Hya, com distância  $d = 60$  pc, idade  $t = 3-15$  Manos ([Kimberly et al., 2018](#)). Mesmo no caso de NGC 2264, à distancia de 760 pc e com idade  $t \sim 3-5$  Manos ([Dahm, 2008](#)), em que [McGinnis et al. \(2018\)](#) e colaboradores obtiveram a detecção da linha de [OI] 6300 Å mais baixa de 59%, ainda se trata de uma porcentagem consideravelmente maior do que a taxa de detecção em NGC 6530 obtida neste estudo. Faz-se necessário, portanto, buscar possíveis explicações para essa baixa detecção. Uma delas é a possibilidade de um viés observacional, devido à distância de NGC 6530. Por ser quase duas vezes mais distante que NGC 2264 e cerca de 10 vezes mais distante que a região de Touro-Auriga, é possível que o tempo de integração das observações não tenha sido suficiente para captar a emissão nas fontes mais fracas, o que levaria a uma incompletude na taxa de detecção. Outra possibilidade é que esta porcentagem baixa seja real, e esteja relacionada com as condições físicas da região, como por exemplo: uma maior taxa de foto-evaporação do disco devido à presença de estrelas mais quentes. Essa radiação extra pode afetar o meio circum-estelar e alterar os processos de evolução e dispersão dos discos dos sistemas na região. Além disso, a presença de forte emissão nebular em diversas noites pode ter afetado a detecção, especialmente para as fontes com emissão fraca e/ou de componentes de baixa velocidade, centradas próximas à emissão nebular.

Uma investigação mais robusta é imprescindível para avaliar, dentre esses, quais os fatores que mais influenciaram uma baixa taxa de detecção da amostra deste estudo. Uma forma preliminar de analisar a influência da emissão nebular nas porcentagens de detecção da linha de [OI] 6300 Å é analisando a porcentagem de detecções da HVC em relação ao

número total de detecções e comparando o que foi obtido neste trabalho com outros da literatura. A razão para isso é que, devido às propriedades da HVC (em especial, a faixa de centróides de velocidade na qual esta componente geralmente é detectada), ela não deve ser afetada pela presença de emissão nebulosa, ao contrário da LVC, como já foi dito. Considerando este fato, buscamos na literatura as porcentagens de detecções de HVCs em diversos levantamentos: Fang et al. (2018) reportam HVCs em 51% das detecções da linha de [OI] 6300 Å. Este trabalho analisa estrelas jovens de cinco regiões diferentes: Touro, Lupus I, Lupus III,  $\rho$  Oph, e Corona Australis, com um intervalo de massas entre cerca de 0,3 a 3  $M_{\odot}$ . Banzatti et al. (2019) detectam a componente de alta velocidade em 52% das detecções da linha de [OI] 6300 Å, com uma população de estrelas de baixa massa, entre 0,3 a 0,8  $M_{\odot}$ . Em Simon et al. (2016), a porcentagem de detecção de HVCs na linha de [OI] 6300 Å é ligeiramente mais baixa, cerca de 43%, quando consideramos o número total de detecções. Porém, levando em conta que entre essas detecções há um objeto classe III e 5 objetos com emissão ausente/fraca no infravermelho próximo e médio, casos em que a probabilidade de detectar uma HVC diminui significativamente, a porcentagem de detecção chega ao limite superior de 54%. No caso deste último trabalho, a faixa de massas fica entre cerca de 0,1 a 1,5  $M_{\odot}$ .

Como será mostrado em detalhes adiante, a porcentagem de detecção de HVCs entre as estrelas de NGC 6530 com detecção da linha de [OI] 6300 Å foi de  $57\% \pm 4\%$ . Considerando que este limite está muito próximo das porcentagens identificadas em outros trabalhos, é provável que a porcentagem real de detecções totais da linha de [OI] 6300 Å nos objetos de NGC 6530, um aglomerado com uma quantidade grande de estrelas massivas (ver seção 1.4), seja efetivamente abaixo das porcentagens de detecções da linha de [OI] 6300 Å em aglomerados de estrelas jovens de baixa massa.

## 3.2 Separação em componentes de velocidade

O perfil da linha [OI] 6300 Å exibe duas componentes de velocidade principais: a componente de alta velocidade (HVC), e a componente de baixa velocidade (LVC), cuja análise tem sido refinada a partir da decomposição desta componente em componente estreita de baixa velocidade (NLVC) e a componente larga de baixa velocidade (BLVC) (ver seção 1.3).

Para identificar as componentes de cada espectro, foi realizada uma decomposição gaussiana, após cada espectro ter sido corrigido pela velocidade radial da estrela.

Para classificar as diferentes componentes presentes na amostra, é preciso definir as características das componentes HVC, BLVC e NLVC.

Em Simon et al. (2016), a classificação é feita da seguinte maneira:

- BLVC:  $|v_c| \leq 30$  km/s com FWHM  $> 40$  km/s
- NLVC:  $|v_c| \leq 30$  km/s com FWHM  $\leq 40$  km/s
- HVC:  $|v_c| \geq 30$  km/s

Já no trabalho de [McGinnis et al. \(2018\)](#), a classificação em componentes é feita da seguinte maneira:

- LVC:  $|v_c| < 30$  km/s . Quando há mais de uma componente no perfil de emissão que satisfaz essa condição, a componente mais larga é classificada como BLVC e a mais estreita, NLVC. No caso de apenas uma componente presente no perfil de emissão, temos:
  1. BLVC: FWHM  $\geq 57$  km/s
  2. NLVC: FWHM  $< 57$  km/s
- HVC:  $|v_c| > 50$  km/s
- Para componentes com  $|v_c|$  entre 30 e 50 km/s, a classificação foi feita da seguinte forma:
  1. HVC: FWHM  $< 100$  km/s
  2. BLVC: FWHM  $> 100$  km/s

Considerando que a amostra analisada por [McGinnis et al. \(2018\)](#) possui mais de 100 objetos, o que permitiu uma análise estatística mais robusta das distribuições de FWHM e centróide de velocidade das diferentes componentes da linha [OI] 6300 Å, utilizamos primeiramente a definição proposta por eles, antes de verificar a necessidade de propor uma definição própria condizente com as detecções encontradas na amostra de NGC 6530.

Utilizando os critérios adotados em [McGinnis et al. \(2018\)](#), não foram identificadas inconsistências na classificação das componentes da amostra. Dos 13 espectros para os quais foi identificada emissão na linha [OI] 6300 Å, em 12 foi necessário utilizar no máximo até 3 gaussianas para ajustar o perfil de linha. A única exceção é a estrela J18041053-2426559, com quatro gaussianas, sendo duas destas para ajustar a HVC desviada para azul no perfil. Exemplos semelhantes são facilmente identificados na literatura: o perfil da linha de [OI] 6300 Å encontrado no espectro de RU Lup, uma estrela jovem na região de formação estelar de Lupus, tem perfil com duas HVC desviadas para o azul ([Whelan et al. \(2021\)](#)). Em [Banzatti et al. \(2019\)](#), também há dois casos de perfis que necessitam de até 3 componentes para ajustar a HVC, os das estrelas VVCrAS e SCrAN, da região Corona Australis.

Na tabela 4, apresentamos diversas informações para as estrelas em que foi detectada emissão na linha de [OI] 6300 Å.

ID	Tipo Esp. <sup>a</sup> (ETTCs)	Tipo Esp. <sup>b</sup> (ETTFs)	Massa <sup>c</sup> M <sub>☉</sub>	FWZI <sup>d</sup> (Å)	Vel. <sup>e</sup> (r)	v <sub>rad</sub> <sup>f</sup> (km/s)	v <sub>sin i</sub> <sup>g</sup> (km/s)	HVC? <sup>h</sup>
J18045061-2425418	B7	-	6,65	3,42	-	-10	39,68	NÃO
J18034519-2423254	K7	K7	3,04	12,22	2.125	-3	18,09	SIM
SCB 202	K5-6	K6	1,73	13,87	0,7-1	-1,997	30,6	NÃO
J18035076-2421108	G2	F9	10,14	-	1,2	1,8	-	SIM
J18042077-2428026	M0-1	M0	6,1	-	0,2	8	46,1	NÃO
J18042613-2422451	K9-M0	-	3,94	18,5	>10	14,3*	-	NÃO
J18025429-2420565	Mid-G	G5	-	-	0,5	-3	-	NÃO
J18041141-2427162	K5.5-6	K6	2,01	16,47	3.5	-0,846	23,85	SIM
J18035783-2425349	Early-K	K1.5	-	-	0,425	9,15	37,7	SIM
J18043984-2423049	K6.5-7	K7	0,77	18,42	6,6	0,716	10,7	SIM
J18044352-2427384	Late-G	K0	-	-	1,4	-11,76*	45*	SIM
J18041612-2419525	Mid-K	K5	-	-	1,735	-2,28	-	NÃO
J18041053-2426559	M0-1	M1	2,78	14,88	-	2,958	28,8	SIM

Tabela 4 – <sup>a</sup>: Tipos espectrais derivados do índice de cor V-I ou obtidos em Venuti et al. (2021) para as estrelas J18025429-2420565 e J18035783-2425349. <sup>b</sup>: Tipos espectrais das estrelas T Tauri Fracas utilizadas como templates, obtidos em McGinnis et al. (2018) nos casos das estrelas de NGC 2264 e obtidos a partir do índice de cor (V-I), para as estrelas de NGC 6530. \* <sup>c</sup>: Massa em massas solares obtida em Wright et al. (2019). <sup>d</sup>: FWZI (largura à altura de intensidade zero) de H $\alpha$  obtido em Wright et al. (2019) e Prisinzano et al. (2019). \*\* <sup>e</sup>: Velamento determinado a partir da análise das linhas fotosféricas. \*\*\* <sup>f</sup>: Velocidade radial obtida em Wright et al. (2019), Prisinzano et al. (2019), Brown et al. (2018) ou determinada utilizando espectros sintéticos. No caso de J1842077-2428026, as velocidades foram obtidas por Leal (2020). <sup>g</sup>: Velocidade rotacional projetada na linha de visada obtida em Wright et al. (2019), Prisinzano et al. (2019) ou estimada a partir de espectros sintéticos. <sup>h</sup>: Presença (ou não) da componente de alta velocidade nos perfis da linha de [OI] 6300 Å.

\*A relação completa de estrelas T Tauri Fracas utilizadas como templates neste trabalho encontra-se na tabela 3.

\*\*É muito comum utilizar a intensidade a 10% da altura da linha de H $\alpha$  como uma forma de distinguir o espectro de uma estrela em processo de acreção ativo do espectro de uma estrela não-acretora (H $\alpha$  10%  $\leq$  270 km/s) Prisinzano et al. (2007). No entanto, por NGC 6530 ser uma região que é extremamente afetada por emissão nebulosa, a intensidade da linha de H $\alpha$  dos espectros estelares também é substancialmente afetada pela nebulosidade da região. Essa emissão nebulosa tipicamente afeta apenas o centro da linha, e não o nível de alargamento, algo que é significativamente afetado pelo processo de acreção. Por isso, Prisinzano et al. (2019) utilizam a FWZI de H $\alpha$  como parâmetro para distinguir estrelas em processo de acreção daquelas cuja linha de H $\alpha$  tem origem em atividade cromosférica, visto que a FWZI é uma medição que independe do pico de intensidade da linha.

\*\*\*O valor de “> 10” para a estrela J18042613-2422451 foi utilizado para representar o fato de que esta é uma estrela com tanto velamento que suas linhas fotosféricas não são vistas no espectro. Vemos que das 13 estrelas que possuem linhas fotosféricas na região de interesse, 10 apresentam velamento  $r \geq 0,5$ . Valores usuais de velamento em ETTCs ocorrem em torno de 0,2-0,5, o que significa que cerca de 87% das estrelas na subamostra de detecções positivas apresenta altos valores de velamento.

		máx	min	média
NLVC	$v_c$	21,6	-4,8	10,5
(em 9 perfis)	FWHM	51,4	16,4	32,6
BLVC	$v_c$	18,5	-42,8	-12,3
(em 7 perfis)	FWHM	165,3	85	117,5
HVC (azul)	$v_c$	-61,4	-230	-143,6
(em 7 perfis)	FWHM	103,2	30,6	64,9
HVC (vermelho)	$v_c$	101,3	34,7	68
(em 2 perfis)	FWHM	52,7	34,7	45

Tabela 5 – Valores máximos, mínimos e médios dos valores de  $v_c$  e FWHM das componentes da linha [OI] 6300 Å.

Ao fim da separação em componentes de velocidade, podemos analisar os perfis de cada espectro, caracterizando os tipos de ejeção de matéria existentes em cada sistema. Das figuras 20 a 26, apresentamos a decomposição gaussiana para cada um dos espectros nos quais foi identificada emissão na linha de [OI] 6300 Å.

Nos casos das estrelas SCB 174 e V1800Sgr (figura 27), seus espectros, que inicialmente apontavam para emissão na linha de [OI], foram desconsiderados após nova inspeção. A proximidade das emissões nos perfis com a emissão nebulosa identificada nos espectros de regiões do céu nos levou a classificar essas emissões como possíveis contaminações nebulares, não sendo possível incluir estes espectros na amostra final de detecções.

Na tabela 5 apresentamos informações gerais de  $v_c$  e FWHM para as componentes identificadas nos perfis dos espectros analisados neste trabalho. Para os casos em que há mais de uma HVC no perfil de linha, foram considerados os parâmetros cinemáticos da componente mais desviada para o azul. Devido à morfologia do perfil da estrela J18042613-2422451 (ver figura 23), os parâmetros de suas componentes não foram considerados para construir a tabela 5.

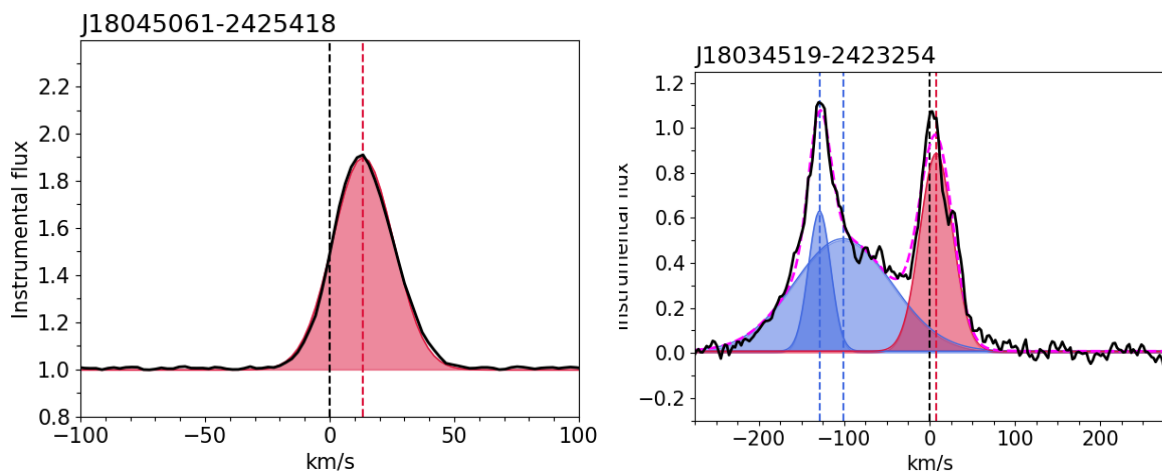


Figura 20 – Do lado esquerdo temos a estrela J18045061-2425418. Sua emissão, aparentemente desviada para o vermelho em pouco mais de 20 km/s, pode ser explicada pela incerteza entre 5-10 km/s na determinação de sua velocidade radial. Do lado direito, a estrela J18034519-2423254 teve seu perfil decomposto em duas HVCs (uma ligeiramente mais desviada para o azul, em cerca de -130 km/s, e outra HVC com velocidade central em torno de -100 km/s), e uma NLVC muito próxima à velocidade de repouso da estrela. Pode ser que haja também uma BLVC sobreposta a este perfil, mas não foi possível ajustar uma quarta gaussiana ao perfil de forma satisfatória.

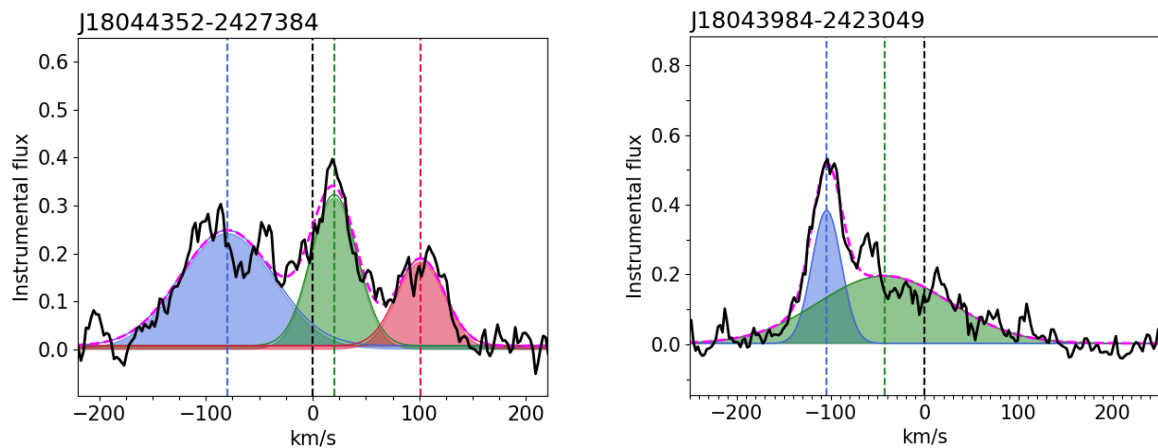


Figura 21 – J18044352-2427384, do lado esquerdo, é uma candidata a T Tauri Clássica. Seu perfil apresenta claramente três picos, sendo um deles de baixa velocidade (NLVC), representado excepcionalmente em verde neste caso. Considerando os centróides de velocidade das componentes representadas em azul e vermelho (-80 km/s e 100 km/s, respectivamente), acreditamos que tais componentes representam uma HVC desviada para o azul e uma HVC desviada para o vermelho, o que implica que este é um sistema que tem os dois lóbulos dos jatos visíveis. A soma dos três perfis é vista na figura pela linha rosa tracejada. Do lado direito temos J18043984-2423049, uma T Tauri Clássica, e seu perfil apresenta uma HVC (em azul), desviada para o azul em pouco mais de 100 km/s. O perfil também apresenta uma BLVC, desviada para o azul em pouco menos de 50 km/s. Entre as estrelas da amostra que apresentaram emissão, esta é a única estrela classificada como eruptiva por [Venuti et al. \(2021\)](#).

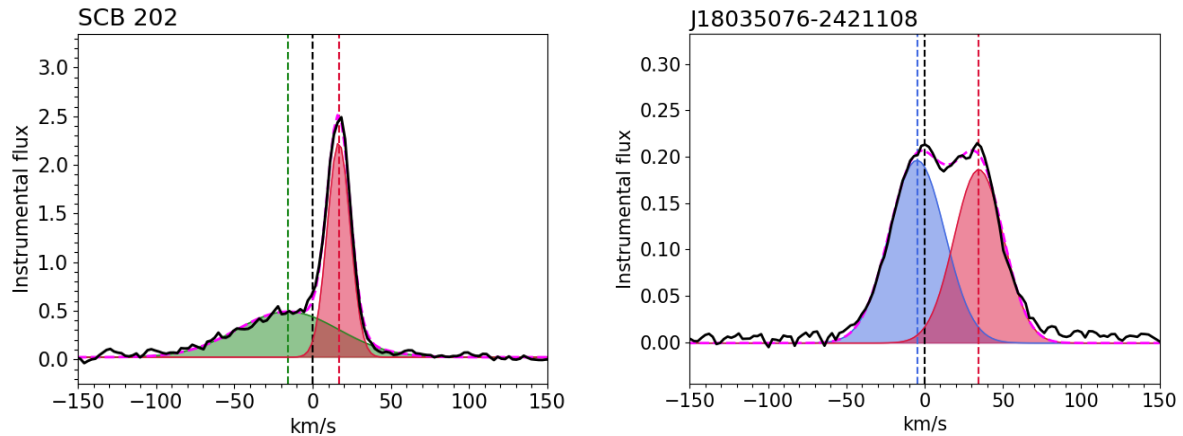


Figura 22 – SCB 202, do lado esquerdo, é uma ETTCs de tipo espectral K5-6. Seu espectro na linha de [OI] 6300 Å mostra dois picos extremamente assimétricos e distintos. Um deles é a BLVC, desviada para o azul em torno de -15 km/s. O segundo pico marca a NLVC, desviada para o vermelho em torno de 18 km/s, um desvio consideravelmente alto para uma NLVC. O valor da velocidade radial para a estrela foi confirmado a partir da comparação com espectros sintéticos. A soma das componentes azul e vermelha é representada pela linha rosa tracejada. Do lado direito, temos J18035076-2421108, outra T Tauri Clássica. Seu espectro apresenta claramente um pico duplo, o que seria possivelmente uma assinatura da superfície do disco protoplanetário, ou uma NLVC e uma HVC projetada a uma baixa velocidade radial. Nesse caso, no entanto, o desvio do espectro com respeito à velocidade radial da estrela obtida na literatura coloca um dos picos próximo à velocidade de repouso estelar, enquanto o outro parece desviado para o vermelho em mais de 30 km/s, o que implicaria que há um jato assimétrico projetado a uma velocidade radial baixa, com apenas o lóbulo vermelho observável. A decomposição do perfil é apresentada em vermelho e azul, a soma dos dois perfis é identificada pela linha rosa tracejada.

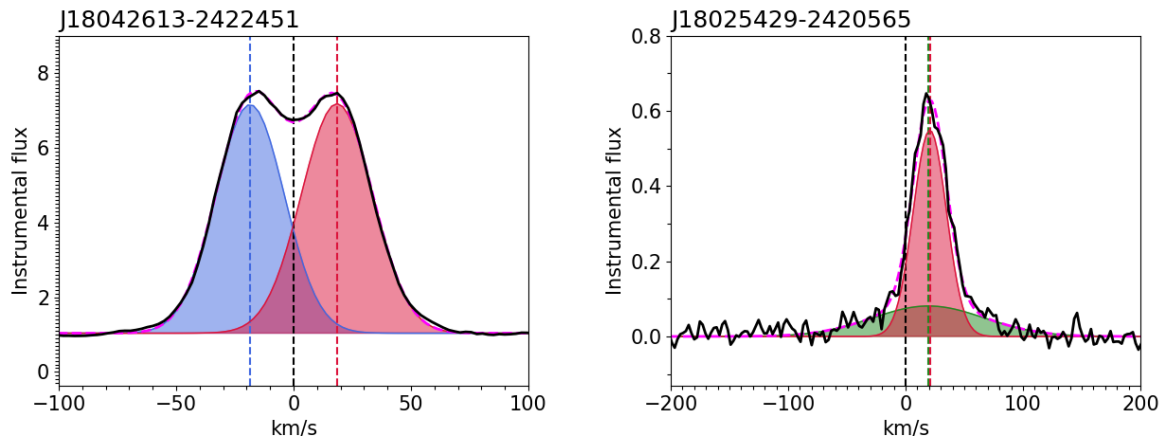


Figura 23 – J18042613-2422451, a estrela da esquerda, tem tipo espectral K9-M0. No entanto, não foram encontradas linhas fotosféricas em seu espectro, o que significa que essa estrela tem níveis altíssimos de velamento. Por não terem sido identificadas linhas fotosféricas, não foi possível estimar a velocidade radial para esta estrela. Considerando que o perfil desta estrela apresenta uma estrutura simétrica de linha dupla (em que ambos os ajustes gaussianos apresentam mesma FWHM e amplitude), algo que não é encontrado nas LVCs (que sempre apresentam apenas uma componente ou são decompostas nas componentes NLVC e BLVC, de características distintas), é possível que o perfil da linha de [OI] 6300 Å desta estrela esteja traçando gás ainda acoplado à superfície do disco. Um exemplo semelhante é encontrado em [Fang et al. \(2019\)](#). Centrando o perfil em 0 km/s - em outras palavras, aplicando uma velocidade radial de 14,3 km/s - as componentes deste perfil ficam com  $|v_c| = 18,5$  km/s. Outra hipótese é que este é um sistema que apresenta um jato próximo ao plano do céu (o disco do sistema estaria quase perpendicular ao plano do céu), e o perfil da linha de [OI] 6300 Å neste caso traçaria os dois lóbulos do jato, visíveis devido à configuração do sistema, e com  $|v_c|$  baixo devido ao ângulo do jato em relação a nossa linha de visada. Uma forma de avaliar qual das duas hipóteses é a mais provável seria acompanhando essa estrela durante uma escala de tempo de anos. No caso deste perfil ser um traçador do gás ainda acoplado ao disco, não é esperado identificar variabilidades no perfil da linha de [OI] 6300 Å [Fang et al. \(2019\)](#). Do lado direito, temos o perfil da estrela J18025429-2420565, uma T Tauri Clássica com velamento em torno de 0,5. Seu perfil apresenta apenas as componentes de baixa velocidade, ambas desviadas para o vermelho em cerca de 20 km/s.

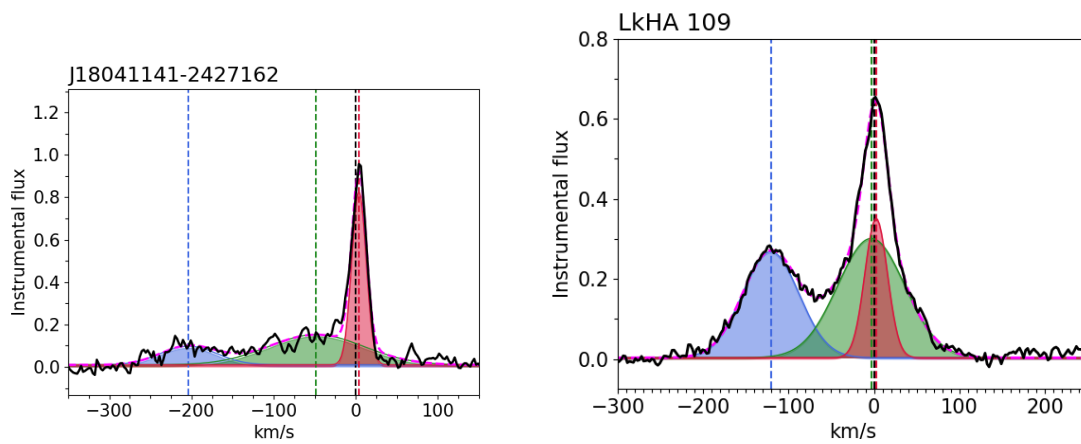


Figura 24 – J18041141-2427162 é uma T Tauri clássica, e seu perfil apresenta três componentes de velocidades distintas. Este sistema possui um jato, cuja HVC está desviada para o azul pouco mais de 200 km/s. O sistema também apresenta as componentes caracterizadoras de ventos: A BLVC (em verde), desviada para o azul em quase 50 km/s e a NLVC (em vermelho), desviada para o vermelho em pouco menos de 5 km/s, praticamente na velocidade estelar de repouso. LkHA 109 (J18035783-2425349 na tabela) é outro exemplo de perfil que apresenta tanto a HVC, quanto as LVC. Neste caso, a HVC (em azul) está desviada para o azul em quase 125 km/s. Já as componentes de baixa velocidade (BLVC em verde, e NLVC em vermelho) estão muito próximas à velocidade de repouso estelar.

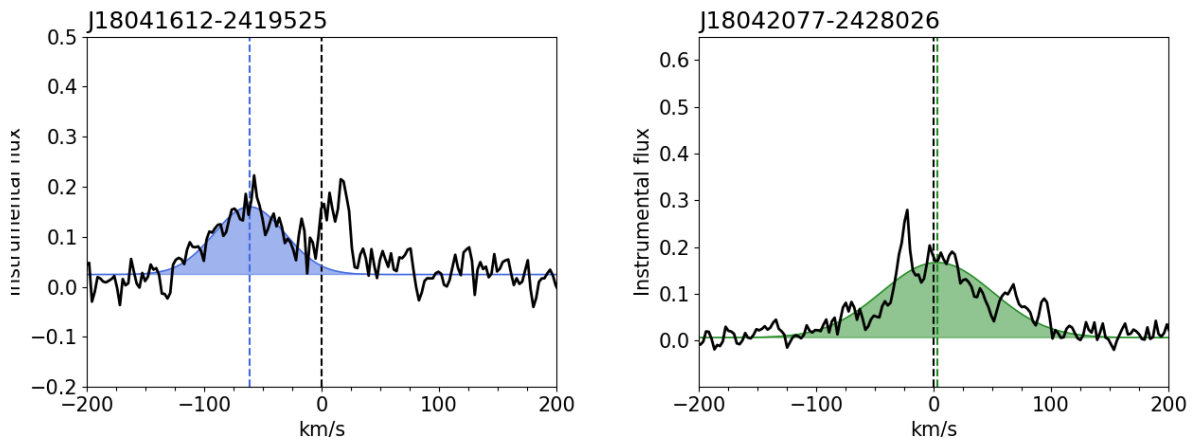


Figura 25 – A estrela J18041612-2419525, do lado esquerdo, é uma candidata a ETTCs. Seu espectro apresenta um perfil com dois picos distintos. Porém, consideramos como emissão verdadeira apenas o pico desviado para o azul. Considerando as características do segundo pico, atribuímos a ele origem nebular, o que significa que ele é apenas uma emissão espúria (um artefato) no espectro. A componente desviada para o azul em mais de 60 km/s aponta para origem em um jato. É o único exemplo da amostra de um sistema cujo perfil de linha apresenta apenas uma HVC. Já J18042077-2428026, do lado direito, é uma estrela classificada como T Tauri Fraca por [Prisinzano et al. \(2019\)](#). No entanto, segundo [Venuti et al. \(2021\)](#) é uma estrela que possui disco. Esta estrela tem um velamento de cerca de 0,2, como pode ser visto na tabela [4](#), o que a classifica como ETTC. O perfil da linha de [OI] 6300 Å para essa estrela apresenta apenas uma componente, a BLVC, muito próxima da velocidade de repouso da estrela.

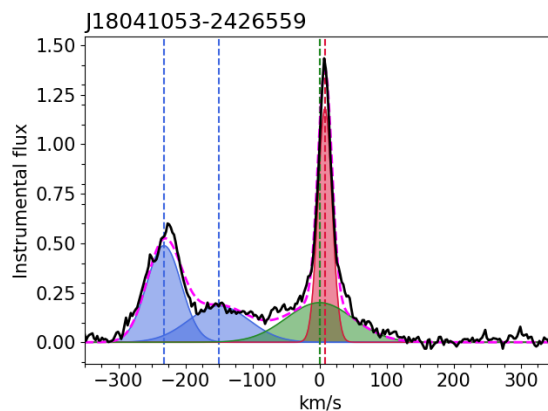


Figura 26 – Decomposição gaussiana para o perfil da estrela J18041053-2426559. Foram necessárias duas gaussianas para ajustar a HVC deste perfil. A mais desviada para o azul está centrada em pouco mais de 230 km/s. A BLVC deste perfil, representada em verde, está centrada na velocidade estelar de repouso. A NLVC encontra-se muito próxima à velocidade de repouso da estrela, ligeiramente desviada para o vermelho.

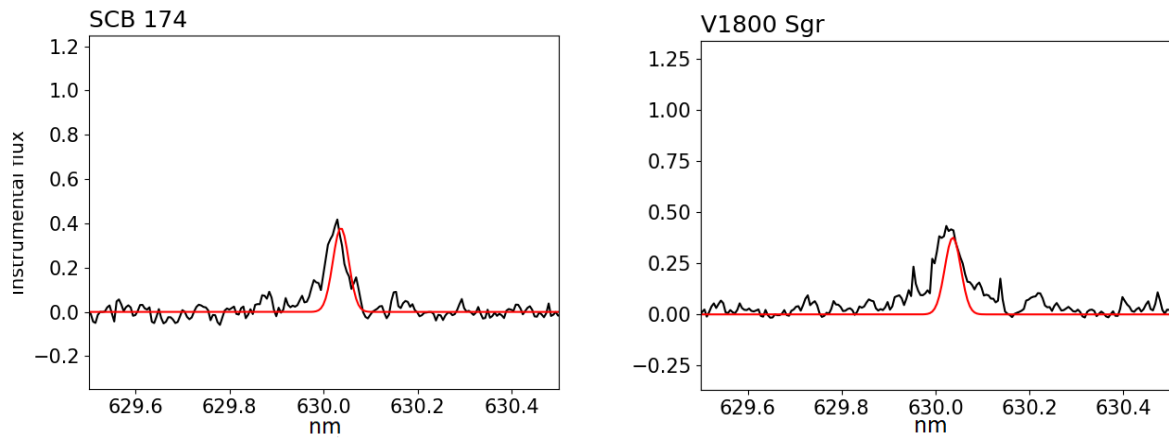


Figura 27 – Comparação entre aparente emissão (em preto) nos espectros das estrelas SCB 174 (esquerda) e V1800 Sgr (direita) e a emissão nebulosa detectada (em vermelho). É possível que haja uma BLVC no perfil da estrela V1800 Sgr (observada em duas noites, estando acima representada apenas o espectro de uma delas). Porém, levando em conta a contaminação da emissão nebulosa, bem como a quantidade de ruído no espectro, não foi possível confirmar a presença desta componente, cuja intensidade ficou abaixo do limite mínimo de  $3\sigma$  acima do contínuo.

## 4 Discussão

### 4.1 BLVC e NLVC com e sem HVC

A tendência de que as componentes de baixa velocidade apresentam-se mais desviadas para o azul quando há a presença de HVC (já notada por McGinnis et al. (2018) e Banzatti et al. (2019)), também se repete nesta amostra. Porém, a média de centróide de velocidade da NLVC aparece desviada para o vermelho nos dois casos: quando há HVC e quando não há HVC no perfil da linha de [OI] 6300 Å, como pode ser visto na tabela 6. Atribuímos este comportamento às incertezas na determinação de velocidades radiais estelares e ao pequeno tamanho da amostra.

BLVC	$v_c$ (média)
(SEM HVC)	2,61
(COM HVC)	-23,56
NLVC	
(SEM HVC)	14,27
(COM HVC)	6,29

Tabela 6 – Centróides de velocidade das componentes de baixa velocidade da linha de [OI] 6300 Å em sistemas com/sem jatos.

### 4.2 Luminosidade da linha de oxigênio

Para calcular a luminosidade da linha de [OI] 6300 Å, temos inicialmente que calcular as larguras equivalentes de cada componente. A largura equivalente (EW) da linha de oxigênio foi medida de acordo com os passos listados em McGinnis et al. (2018): Para as componentes de baixa velocidade (BLVC e NLVC), a EW foi calculada a partir da integração do ajuste gaussiano feito para cada componente. Já para a HVC, a EW foi calculada primeiro fazendo a integração do perfil de emissão observado completo, e depois subtraindo os valores de EW das outras componentes presentes em cada perfil. Os autores argumentam que, como a HVC desvia mais do que as outras componentes do ajuste gaussiano, considerar apenas o ajuste gaussiano para calcular a sua largura equivalente pode levar a erros grandes em sua determinação.

Para o caso da estrela J18044352-2427384, que possui duas HVC, primeiro foi estimada a EW de cada componente a partir dos ajustes gaussianos. Depois, foi feita uma segunda estimativa de largura equivalente para cada HVC, em que o valor de  $EW_{HVC}$  é obtido subtraindo o valor das larguras equivalentes de todas as outras componentes

(inclusive a EW da outra HVC) do valor da largura equivalente total da linha. O valor final de  $EW_{HVC}$  considerado foi a média desses dois valores. Para o caso de J18041612-2419525, a  $EW_{HVC}$  foi calculada considerando somente o ajuste gaussiano, a fim de evitar contaminação por parte da emissão nebulosa presente no espectro.

Como os espectros utilizados na análise não estão calibrados em fluxo, torna-se necessário estimar o fluxo no contínuo de cada espectro em torno da região de interesse para calcular a luminosidade da linha de [OI] 6300 Å. Para fazer isso, foram coletados os valores de magnitude aparente na banda R de cada estrela na literatura para as quais esse valor está disponível. A banda R foi escolhida por sua cobertura, que tem comprimento de onda efetivo em cerca de 6400 Å (Bessell, 2005), assim englobando a região de emissão da linha de [OI] 6300 Å. Os valores apresentados na tabela 7 foram coletados de Venuti et al. (2021) e Kalari et al. (2015). A magnitude utilizada para os cálculos foi corrigida pela extinção na banda R:

$$M_R = m_R - A_R \quad (4.1)$$

Os valores de  $A_R$  foram estimados a partir da relação de extinção  $A_R = 0,81A_V$ . Para os casos em que não foi encontrado valor de  $A_V$  para a estrela, o valor médio de  $A_V = 1,2$  estimado para o aglomerado NGC 6530 foi utilizado (Topasna et al., 2020). Os valores individuais de  $A_V$  encontrados na literatura estão listados na tabela 7 e foram obtidos de Venuti et al. (2021). O valor utilizado  $d = 1325$  pc, que é a distância ao aglomerado, foi obtido em Damiani et al. (2019), e estimado a partir das paralaxes disponíveis no Gaia DR2 (Brown et al., 2018).

Uma vez obtidos os valores de magnitude aparente corrigida pela extinção, a conversão para fluxo é feita da seguinte forma:

$$F = F_0 10^{-0,4(M_R)} \quad (4.2)$$

Em que  $F_0 = 3631$  Jy é o fluxo de calibração do filtro fotométrico utilizado no Sloan Digital Sky Survey para medir as magnitudes na banda R, disponível no site: [NASA/IPAC database](#).

Por fim, para obter os valores de luminosidade, calculamos:

$$L = 4\pi d^2 \times F \times EW \quad (4.3)$$

A luminosidade total da linha é calculada pela soma das luminosidades de cada componente. Todos os valores de luminosidade utilizados foram colocados em termos da luminosidade solar  $L_\odot = 3,826E+33$  ergs/s.

Nas tabelas 8 e 9 apresentamos, respectivamente, os valores de luminosidade calculados para cada componente e a luminosidade total da linha de [OI] 6300 Å, e os valores de EW, velocidades centrais e FWHM para todas as componentes classificadas como NLVC, BLVC ou HVC identificadas na amostra.

ID	$EW_{H\alpha}$ (Å)	$m_R$	$Av$	$m_R[HVC]$	$L_{H\alpha}$ ( $L_{\odot}$ )
J18045061-2425418		11,71	1,2	10,738	
J18034519-2423254	3,03	15,66	1,2	14,688	0,025582
SCB 202	2,795	15,56	1,2	14,588	0,025904
J18035076-2421108	0,69	11,62	0,5	10,648	0,143704
J18042077-2428026	1,09	14,55	1,2	13,578	0,025576
J18025429-2420565	0,49	15,26	1,5	14,288	0,007476
J18041141-2427162	2,45	15,77	1,2	14,798	0,018678
LkHA 109		13,23	1,1	12,258	
J18043984-2423049	4,43	16,56	2,5	15,588	0,043112
J18044352-2427384	0,49	15,65	3	14,678	0,015913
J18041612-2419525	0,14	15,47	1,2	14,498	0,001455
J18041053-2426559	0,78	14,83	1,2	13,858	0,014206

Tabela 7 – Valores da largura equivalente de  $H\alpha$ , magnitude aparente na banda R, avermelhamento na banda V, magnitude aparente corrigida pelo valor médio de avermelhamento ( $m_R[HVC]$ ), e luminosidade de  $H\alpha$  (Venuti et al., 2021; Kalari et al., 2015). Há duas magnitudes na banda R pois a  $M_{R(HVC)}$  foi calculada considerando que a luminosidade da HVC deve ser mais afetada pela extinção do aglomerado como um todo, e não pela extinção estelar individual. Por isso, os valores de  $m_R[HVC]$  foram calculados utilizando o valor médio de  $Av = 1,2$  para o aglomerado, como descrito no texto.

Identificador	L[OI] ( $L_{\odot}$ )	L[NLVC] ( $L_{\odot}$ )	L[BLVC] ( $L_{\odot}$ )	L[LVC] ( $L_{\odot}$ )	L[HVC]A ( $L_{\odot}$ )	L[HVC]V ( $L_{\odot}$ )
J18045061-2425418	1,60E-02	1,60E-02		1,60E-02		
J18034519-2423254	5,83E-04	1,79E-04		1,79E-04	4,04E-04	
SCB 202	3,43E-04	1,31E-04	2,12E-04	3,43E-04		
J18035076-2421108	1,67E-03	9,05E-04		9,05E-04		7,68E-04
J18042077-2428026	2,23E-04		2,23E-04	2,23E-04		
J18025429-2420565	2,22E-04	1,49E-04	7,38E-05	2,22E-04		
J18041141-2427162	1,89E-04	6,87E-05	7,87E-05	1,47E-04	4,18E-05	
LkHA 109	2,14E-03	4,24E-04	1,08E-03	1,50E-03	6,37E-04	
J18043984-2423049	1,95E-04		1,65E-04	1,65E-04	2,95E-05	
J18044352-2427384	5,84E-04	2,77E-04		2,77E-04	1,18E-04	1,89E-04
J18041612-2419525	5,13E-05				5,13E-05	
J18041053-2426559	1,02E-03	2,79E-04	2,27E-04	5,06E-04	5,16E-04	

Tabela 8 – Valores de luminosidade para as componentes identificadas em cada perfil de linha.

ID	NLVC				BLVC				HVC (B)				HVC (R)			
	$v_c$ (km/s)	FWHM (km/s)	FWc (km/s)	EW (Å)	$v_c$ (km/s)	FWHM (km/s)	FWc (km/s)	EW (Å)	$v_c$ (km/s)	FWHM (km/s)	FWc (km/s)	EW (Å)	$v_c$ (km/s)	FWHM (km/s)	FWc (km/s)	EW (Å)
J18045061-2425418	-13,8	28,7	25,9	2,1												
J18034519-2423254	7,9	45,4	43,6	0,89					-128,8	30,6	28	2,01				
SCB 202	11,4	16,4	10,6	0,6	-18,7	85,0	84,1	0,96								
J18035076-2421108	-4,8	41,8	39,9	0,18									34,66	37,30	35,1	0,16
J18042077-2428026					3,0	111,6	110,9	0,40								
J18025429-2420565	19,7	33,5	31,0	0,41	18,5	112,6	111,9	0,20								
J18041141-2427162	3,9	20,7	16,5	0,38	-48,1	136,7	136,1	0,43	-203,6	80,2	79,3	0,23				
LkHA 109	2,5	31,3	28,7	0,24	-3,3	92,7	91,9	0,62	-120,9	77,7	76,7	0,34				
J18043984-2423049					-42,8	165,3	164,9	0,71	-104,3	37,0	34,8	0,34				
J18044352-2427384	20,3	50,7	49,1	0,36					-80,1	103,1	102,35	0,58	101,3	52,7	51,2	0,24
J18041612-2419525									-61,4	71,1	70	0,21				
J18041053-2426559	8,0	24,5	21,1	0,65	0,0	117,8	117,1	0,52	-231,9	60,6	59,3	1,2				

Tabela 9 – Valores de centróide de velocidade ( $v_c$ ), FWHM, FWHM corrigida pela resolução do instrumento (FWc) e largura equivalente (EW) para cada um dos sistemas em que foi detectada emissão na linha de [OI] 6300 Å. Devido ao fato de que não foi possível estimar a velocidade radial da estrela J18042613-2422451, e à possibilidade de seu perfil da linha de [OI] 6300 Å caracterizar gás ainda acoplado ao disco, os parâmetros das suas componentes não estão incluídos na tabela, para evitar uma possível contaminação dos dados por componentes que não são classificadas como NLVC, BLVC, ou HVC.

### 4.2.1 Correlações entre luminosidades e acreção

Assim como as luminosidades das componentes da linha de [OI] 6300 Å (e sua luminosidade total), a luminosidade de acreção ( $L_{acc}$ ) foi calculada para todas as estrelas em que foi possível obter a largura equivalente (EW) de  $H\alpha$  da literatura. O procedimento para obter  $L_{H\alpha}$  foi exatamente o mesmo, a partir das magnitudes na banda R. Por serem linhas em comprimentos de onda muito próximos (6300 Å e 6563 Å), consideramos que não deve haver diferença substancial entre os fluxos no contínuo de cada região em torno das duas linhas.

Para obter os valores de  $L_{acc}$ , utilizamos a relação entre  $L_{H\alpha}$  e  $L_{acc}$  de [Fang et al. \(2009\)](#):

$$\log L_{acc} = (1,25 \pm 0,07) \log L_{H\alpha} + (2,27 \pm 0,23) \quad (4.4)$$

Exploramos a seguir relações entre as luminosidades das componentes da linha de [OI] 6300 Å e a luminosidade de acreção. Nas figuras [28](#) e [29](#), e nas equações abaixo, apresentamos os ajustes lineares obtidos para as luminosidades de cada componente da linha de oxigênio, considerando os resultados obtidos neste trabalho em conjunto com a amostra de [McGinnis et al. \(2018\)](#).

- $\log L_{[OI],HVC} = -4,21(\pm 0,15) + 0,60(\pm 0,11) \log L_{acc}$
- $\log L_{[OI],NLVC} = -4,26(\pm 0,09) + 0,52(\pm 0,07) \log L_{acc}$
- $\log L_{[OI],BLVC} = -4,20(\pm 0,08) + 0,37(\pm 0,05) \log L_{acc}$

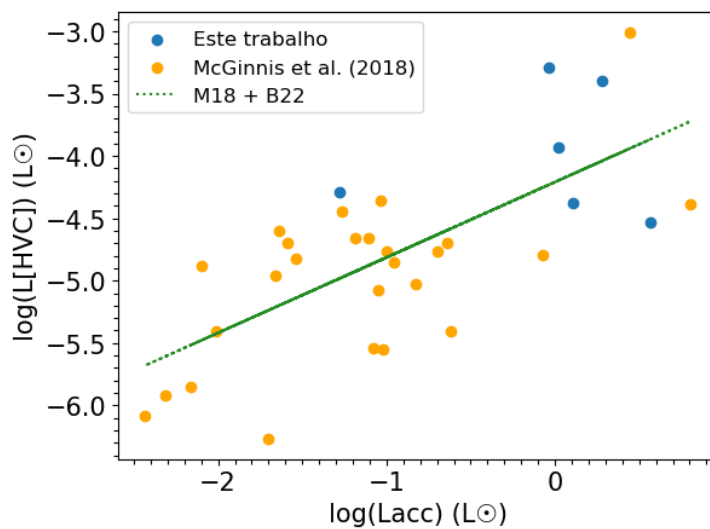


Figura 28 – Relação entre a  $L[HVC]$  e a  $L_{acc}$ . Em verde, é mostrado o ajuste linear quando consideramos o conjunto de dados obtidos por [McGinnis et al. \(2018\)](#) e os dados obtidos neste trabalho (M18+B22).

Nota-se que os valores de luminosidades obtidos neste trabalho são coerentes com os obtidos por McGinnis et al. (2018). Além disso, a partir das correlações entre a luminosidade das componentes da linha de [OI] 6300 Å e  $L_{acc}$ , nota-se que os valores obtidos neste trabalho estão restritos às fontes mais luminosas, não tendo sido possível detectar as fontes com emissão mais fraca na linha de [OI] 6300 Å dentre as estrelas de NGC 6530.

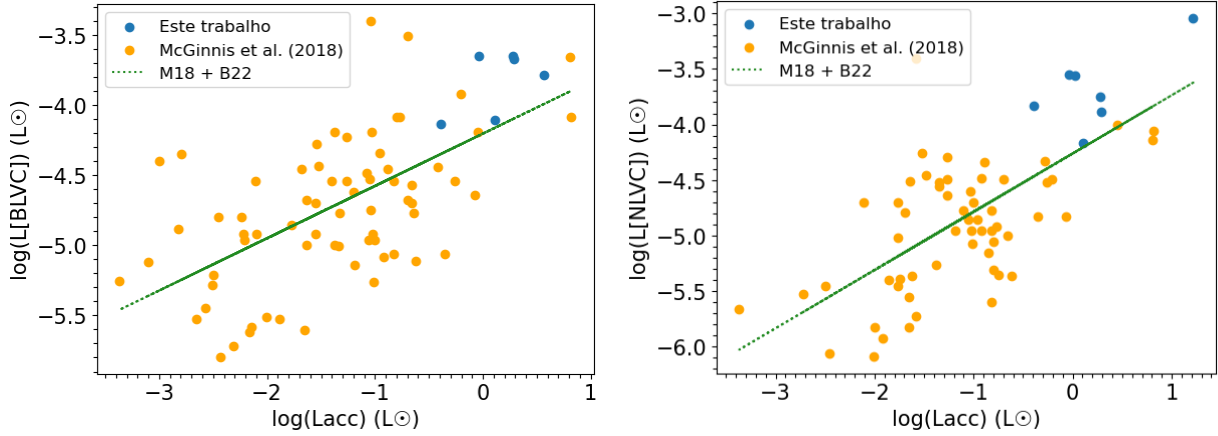


Figura 29 – Relações entre as luminosidades das componentes de baixa velocidade e a  $L_{acc}$ . Em verde, é mostrado o ajuste linear quando consideramos o conjunto de dados deste trabalho e os dados obtidos por McGinnis et al. (2018) (M18+B22).

De modo geral, as relações seguem a tendência de relações identificadas na literatura, como por exemplo:

De Nisini et al. (2018):

- $\log L_{[OI],HVC} = (-4,03 \pm 0,17) + (0,75 \pm 0,08) \log L_{acc}$

De Simon et al. (2016):

- $\log L_{[OI],LVC} = (-3,84 \pm 0,23) + (0,65 \pm 0,13) \log L_{acc}$

De Fang et al. (2019):

- $\log L_{[OI],HVC} = (-3,90 \pm 0,11) + (0,72 \pm 0,07) \log L_{acc}$

As relações obtidas neste trabalho reforçam a já conhecida correlação entre as luminosidades da linha de oxigênio [OI] 6300 Å e a luminosidade de acreção, que demonstram a conexão entre os processos de ejeção e acreção de matéria.

### 4.3 Explorando parâmetros cinemáticos

Também foram exploradas as correlações entre os parâmetros cinemáticos das componentes (centróides de velocidade e FWHM) e a luminosidade de acreção.

A motivação para isso vem do trabalho feito por [Banzatti et al. \(2019\)](#), no qual são identificadas pela primeira vez as correlações entre os parâmetros cinemáticos das componentes da linha de [OI] 6300 Å e a luminosidade de acreção. Com isso, os autores concluem, com a associação de outras correlações identificadas no trabalho, que todas as componentes da linha se originam de um mesmo processo de ejeção de matéria, que está associado à acreção.

Para realizar essa comparação foi necessário seguir a classificação de componentes de baixa velocidade adotada por [Banzatti et al. \(2019\)](#), ligeiramente diferente da classificação originalmente utilizada neste trabalho. Banzatti classifica as componentes de baixa velocidade da seguinte maneira:

- Componente de baixa velocidade dupla: BLVC e NLVC. Compreende perfis em que a LVC requer uma decomposição gaussiana. Perfis podem ou não apresentar HVC.
- Componente de baixa velocidade única: SC e SCJ. Compreende perfis em que a LVC é bem ajustada com apenas uma gaussiana. Perfis que não apresentam HVC são classificados como SC, perfis que apresentam HVC são classificados como SCJ.

Seguindo a classificação acima, os gráficos apresentados nas figuras [30](#) e [31](#) incluem apenas as componentes de baixa velocidade cujos perfis requereram duas gaussianas para serem ajustados.

Nos nossos resultados, não são identificadas correlações significativas entre a  $L_{acc}$  e os parâmetros cinemáticos das componentes de baixa velocidade, o que não significa necessariamente que estes fenômenos não estão relacionados. Em primeiro lugar, os espectros obtidos no trabalho de [Banzatti et al. \(2019\)](#) possuem quase o dobro da resolução espectral ( $\sim 7$  km/s, em comparação com os dados de NGC 2264, com 11,6 km/s e os de NGC 6530, com 12,5 km/s), o que pode ter acarretado em incertezas menores na determinação dos parâmetros cinemáticos por [Banzatti et al. \(2019\)](#), permitindo a identificação de tais correlações. Em segundo lugar, a contaminação devido à emissão nebulosa afeta seriamente a amostra de NLVCs, dificultando ainda mais a identificação de correlações, devido à incompletude dos dados.

A única correlação identificada neste trabalho foi entre o centróide de velocidade da componente de alta velocidade e a luminosidade de acreção, porém com coeficientes diferentes daqueles identificados pelo ajuste de [Banzatti et al. \(2019\)](#):

- $\log V_c[HVC] = (-232 \pm 17) + (-101 \pm 13) \log L_{acc}$  ([Banzatti et al., 2019](#))

- $\log Vc[HVC] = (-129 \pm 13) + (-15 \pm 7) \log L_{acc}$  (neste trabalho)

De modo geral, tal correlação mostra que taxas de acreção maiores estão relacionadas a jatos mais velozes. Uma forma mais robusta de identificar tal correlação, no entanto, poderia ser feita utilizando não o centróide de velocidade da HVC, mas o valor de velocidade corrigido pela inclinação dos sistemas (o centróide de velocidade “desprojetado”). Assim, estaríamos comparando não a componente de velocidade do jato projetada na nossa linha de visada, mas a velocidade intrínseca ao jato de cada sistema. Porém, isso só é possível quando os valores de inclinação dos sistemas são conhecidos, o que não é o caso para os objetos de NGC 6530 analisados neste trabalho.

Há outros fatores que podem estar por trás das correlações identificadas por [Banzatti et al. \(2019\)](#) entre parâmetros cinemáticos e a luminosidade de acreção. Há uma anti-correlação entre a taxa de acreção de massa e o raio de truncamento (ver seção [1.2](#)):

$$R_m \approx \xi \left( \frac{\mu^4}{4GM_*\dot{M}^2} \right)^{1/7}, \quad (4.5)$$

onde  $R_m$  é o raio de truncamento,  $M_*$  é a massa estelar,  $\dot{M}$  é a taxa de acreção de massa,  $\mu$  é o momento de dipolo da estrela e  $\xi < 1$  é um fator de correção que depende de detalhes da interação entre o disco e a magnetosfera ([Hartmann et al., 2016](#)). Sendo esse raio o mesmo ponto a partir do qual a ejeção de matéria é lançada, valores maiores de  $\dot{M}$  maiores implicariam, indiretamente, em velocidades de ejeção e FWHM maiores (equações [1.3.2](#) e [1.3.2](#)). Para avaliar essa hipótese, o ideal seria buscar relações entre os parâmetros cinemáticos das componentes de ejeção com o raio de truncamento. Para isso, porém, é necessário conhecer a estrutura do campo magnético dessas estrelas, visto que é o campo magnético - e em especial, a componente de dipólo - que domina a interação entre estrela e disco na região ([Gregory et al., 2016](#)). Além disso, outras correlações conhecidas, como a correlação entre massa estelar e luminosidade de acreção ([Manara et al., 2017](#)), além de uma possível relação entre a massa estelar e a velocidade dos jatos ([Frank et al., 2014](#); [Nisini et al., 2018](#)), dificultam distinguir qual dentre estas é uma correlação fundamental, e quais são correlações subjacentes.

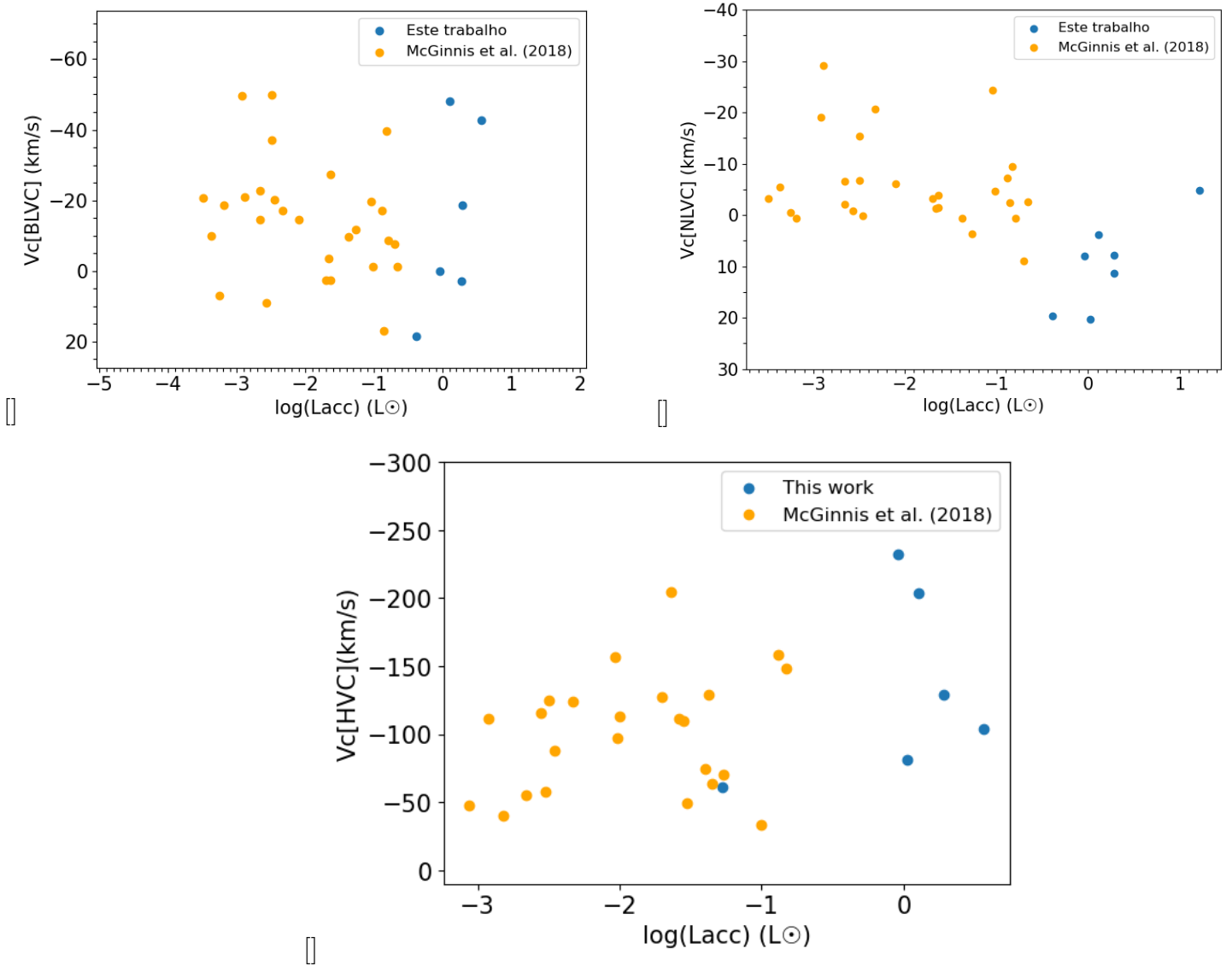


Figura 30 – Relações entre centróides de velocidade e  $\log(L_{acc})$  para as diferentes componentes da linha [OI] 6300 Å. Note os diferentes limites de velocidade para cada componente.

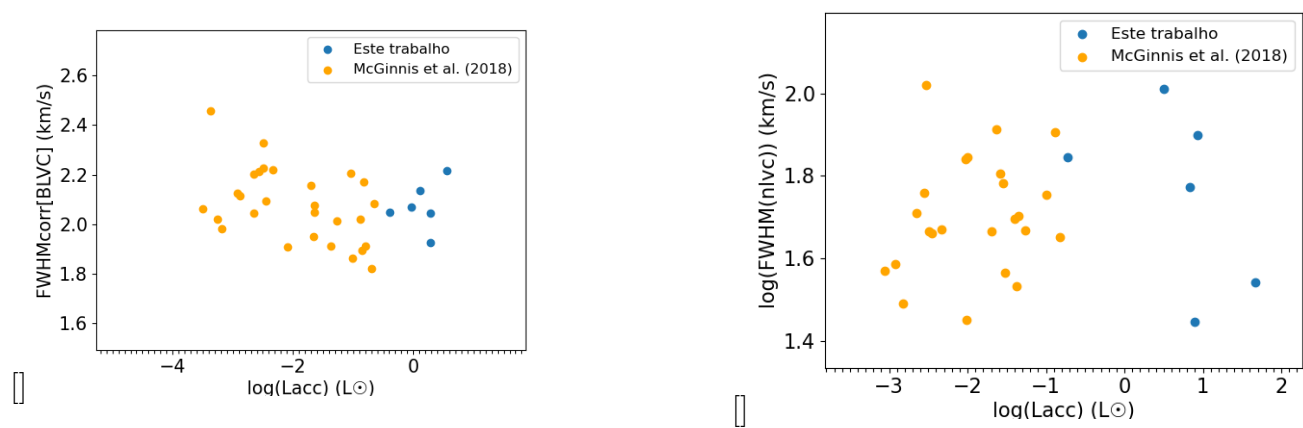


Figura 31 – Gráficos para FWHM em função de  $\log(L_{acc})$

## 5 Conclusão

Neste trabalho, foram analisados os dados espectroscópicos na região de 6100-6400 Å para estrelas candidatas a membros do aglomerado jovem NGC 6530, a fim de investigar os processos de ejeção presentes nesses sistemas, a partir do estudo da linha proibida de oxigênio neutro [OI] 6300 Å, um reconhecido traçador de ejeção de matéria em sistemas jovens. Das 275 estrelas na amostra original, 217 foram consideradas membros, após um processo de análise de pertencimento ao aglomerado, feito a partir da utilização de parâmetros de movimento próprio e paralaxe disponíveis na literatura, junto à correlação entre listas de membros de uma seleção de trabalhos sobre o aglomerado.

Das 217 estrelas analisadas, 62 são classificadas como estrelas T Tauri Clássicas (três destas foram reclassificadas como estrelas Ae/Be de Herbig devido aos seus tipos espectrais), 50 são classificadas como estrelas T Tauri Fracas (três destas foram reclassificadas como estrelas Ae/Be de Herbig devido aos seus tipos espectrais), 45 são classificadas como estrelas sem disco (14 foram classificadas como candidatas a estrelas Ae/Be de Herbig e 31 como candidatas a estrelas T Tauri Fracas), 30 são classificadas como estrelas com disco ou com possível presença de disco (aqui consideradas como candidatas a T Tauri Clássicas). Das 30 estrelas sem classificação/indicativos de juventude identificados na literatura, 14 foram classificadas como candidatas a estrelas Ae/Be de Herbig pelos seus tipos espectrais. As classificações de juventude foram obtidas em [Prisinzano et al. \(2019\)](#), e os indicativos quanto à presença de disco foram obtidos em [Venuti et al. \(2021\)](#). Todos os 217 espectros passaram pelos processos de descontaminação por linhas telúricas e normalização. Durante este processo foi identificada intensa contaminação cuja origem atribuiu-se à nebulosidade na região.

Todas as estrelas que não foram classificadas como T Tauri Fracas (ou candidatas a TTFs) passaram pelo processo de remoção de linhas fotosféricas e seus espectros finais foram analisados para buscar detecção na linha de oxigênio. Durante este processo também foram estimadas ou confirmadas as velocidades radiais de todos os objetos para os quais foi identificada emissão na linha de oxigênio.

Dentre os 123 objetos que englobam a sub-amostra de estrelas T Tauri Clássicas e estrelas Ae/Be de Herbig (e candidatas), foi detectada emissão na linha de [OI] 6300 Å em 13 espectros, cerca de 10% da sub-amostra. Uma análise mais robusta para identificar as razões desta baixa taxa de detecção está entre as perspectivas futuras deste trabalho. Uma das hipóteses mais prováveis para a baixa detecção na linha de [OI] 6300 Å é a de um viés observacional, em que o tempo de integração das observações pode não ter sido suficiente para detectar a emissão nas fontes mais fracas. Outra hipótese é a de que a

porcentagem baixa seja real, e esteja relacionada com as condições físicas de NGC 6530, em que a radiação extra de estrelas quentes pode afetar o meio circum-estelar e alterar os processos de evolução dos discos dos sistemas na região. Por fim, ainda há a hipótese de que a emissão nebulare pode ter afetado a taxa de detecção da linha de [OI] 6300 Å, especialmente para as fontes com emissão fraca e/ou de componentes de baixa velocidade.

Os 13 perfis de linha intrínsecos à emissão na linha [OI] 6300 Å identificados passaram pelo processo de decomposição gaussiana seguindo os critérios sugeridos em McGinnis et al. (2018). Foram identificadas: 9 NLVCs, 7 BLVCs, 7 HVCs desviadas para o azul e 2 HVCs desviadas para o vermelho. Além disso, foi identificado um perfil cuja morfologia foi atribuída não a ventos, mas sim a gás ainda acoplado à superfície do disco protoplanetário.

Calculamos luminosidades de todas as componentes, assim como as luminosidades totais de cada perfil de linha, e a luminosidade de acreção para todos os objetos em que foi encontrada a largura equivalente da linha de  $H\alpha$ . Com o objetivo de explorar as correlações já estabelecidas na literatura entre as luminosidades da linha de [OI] 6300 Å e a luminosidade de acreção, além de validar os parâmetros aqui calculados, associamos os dados de McGinnis et al. (2018) obtidos para o aglomerado jovem NGC 2264 aos dados obtidos neste trabalho. Identificamos correlações positivas entre as luminosidades das três componentes de velocidade (BLVC, NLVC e HVC) e a luminosidade de acreção, e em todos os casos as correlações identificadas concordam com correlações apresentadas na literatura, dentro das faixas de erro.

Também foram exploradas possíveis correlações entre os parâmetros cinemáticos das componentes e a luminosidade de acreção. Porém, ao contrário do que foi apresentado em Banzatti et al. (2019), não foram identificadas correlações significativas para as componentes de baixa velocidade neste trabalho. Identificamos uma correlação positiva entre os centróides de velocidade da HVC e a  $L_{acc}$ , porém com coeficientes diferentes daqueles identificados por Banzatti et al. (2019).

## 5.1 Perspectivas

Para dar continuidade ao trabalho, é preciso investigar a amostra quanto à sua completude. O método de descontaminação utilizado neste trabalho está sendo repetido em estrelas de NGC 2264 já analisadas em McGinnis et al. (2018), com a expectativa de que os resultados obtidos possam validar o método aqui aplicado. Além disso, será feita uma investigação para analisar a possibilidade de haver um viés observacional que tenha acarretado na baixa taxa de detecção da linha de [OI] 6300 Å.

# Referências

- Aidelman, Y., Cidale, L. S., Zorec, J., e Panei, J. A. (2018). Open clusters - III. Fundamental parameters of B stars in NGC 6087, NGC 6250, NGC 6383, and NGC 6530 B-type stars with circumstellar envelopes. *A&A*, 610:A30. Citado na página [41](#).
- André, P. (2002). The Initial Conditions for Protostellar Collapse: Observational Constraints. *European Astronomical Society Publications Series*, 3:1–38. Citado na página [17](#).
- Banzatti, A., Pascucci, I., Edwards, S., et al. (2019). Kinematic Links and the Coevolution of MHD Winds, Jets, and Inner Disks from a High-resolution Optical [OI] Survey. *ApJ*, 870(2):76. Citado 12 vezes nas páginas [22](#), [23](#), [27](#), [28](#), [29](#), [31](#), [48](#), [49](#), [59](#), [65](#), [66](#) e [70](#).
- Benisty, M., Bae, J., Facchini, S., et al. (2021). A Circumplanetary Disk around PDS70c. *ApJL*, 916(1):L2. Citado na página [14](#).
- Benson, P. J. e Myers, P. C. (1989). A Survey for Dense Cores in Dark Clouds. *Astrophysical Journal Supplement*, 71. Citado na página [15](#).
- Bessell, M. S. (2005). Standard photometric systems. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 43(Volume 43, 2005):293–336. Citado na página [60](#).
- Blandford, R. D. e Payne, D. G. (1982). Hydromagnetic flows from accretion discs and the production of radio jets. *MNRAS*, 199(4):883–903. Citado 2 vezes nas páginas [28](#) e [29](#).
- Boggs, D. e Bohm-Vitense, E. (1989). Ultraviolet Extinction Differences within NGC 6530. *ApJ*, 339:209. Citado na página [41](#).
- Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., et al. (2018). Gaia Data Release 2. *A&A*, 616:A1. Citado 3 vezes nas páginas [41](#), [50](#) e [60](#).
- Cabrit, S., Codella, C., Gueth, F., et al. (2007). PdBI sub-arcsecond study of the SiO microjet in HH212. *Astronomy & Astrophysics*, 468(3):L29–L32. Citado na página [23](#).
- Dahm, S. E. (2008). The Young Cluster and Star Forming Region NGC 2264. Citado na página [47](#).
- Damiani, A., Prisinzano, L., Micela, G., e Sciortino, S. (2019). Wide-area photometric and astrometric (GAIA DR2) study of the young cluster NGC 6530. *A&A*, 623:A25. Citado 2 vezes nas páginas [30](#) e [60](#).
- Dougados, C., Cabrit, S., Lavalley, C., e Ménard, F. (2000). T Tauri stars microjets resolved by adaptive optics. *A&A*, 357:p.L61–L642. Citado na página [22](#).

- Edwards, S., Cabrit, S., Strom, S. E., et al. (1987). Forbidden Line and H alpha Profiles in T Tauri Star Spectra: A Probe of Anisotropic Mass Outflows and Circumstellar Disks. *ApJ*, 321:473. Citado na página [21](#).
- Ellerbroek, L. E., Podio, L., Dougados, S., et al. (2014). Relating jet structure to photometric variability: the Herbig Ae star HD 163296. *A&A*, 563:A87. Citado na página [20](#).
- Ercolano, B. e Owen, J. E. (2010). Theoretical spectra of photoevaporating protoplanetary discs: an atlas of atomic and low-ionization emission lines. *MNRAS*, 406(3):1553–1569. Citado 2 vezes nas páginas [28](#) e [29](#).
- Fang, M., Pascucci, I., Edwards, S., et al. (2018). A New Look at T Tauri Star Forbidden Lines: MHD-driven Winds from the Inner Disk. *ApJ*, 868(1):28. Citado 2 vezes nas páginas [31](#) e [48](#).
- Fang, M., Pascucci, I., Kim, J. S., e Edwards, S. (2019). Double-peaked [O I] Profile: A Likely Signature of the Gaseous Ring around KH 15D. *ApJ*, 879(1):L10. Citado 2 vezes nas páginas [55](#) e [64](#).
- Fang, M., van Boekel, R., Wang, W., et al. (2009). Star and protoplanetary disk properties in Orion’s suburbs. *A&A*, 504(2):461–489. Citado na página [63](#).
- Ferreira, J. (1996). Magnetically-driven jets from Keplerian accretion discs. Citado na página [23](#).
- Ferreira, J., Dougados, C., e Cabrit, S. (2006). Which jet launching mechanism(s) in T Tauri stars? *A&A*, 453:785–796. Citado 3 vezes nas páginas [26](#), [27](#) e [31](#).
- Frank, A., Ray, T. P., Cabrit, S., et al. (2014). Jets and Outflows from Star to Cloud: Observations Confront Theory. In *Protostars and Planets VI*. University of Arizona Press. Citado 2 vezes nas páginas [23](#) e [66](#).
- Gorti, U., Hollenbach, D., Najita, J., e Pascucci, I. (2011). Emission Lines from the Gas Disk around TW Hydra and the Origin of the Inner Hole. *ApJ*, 735(2):90. Citado na página [28](#).
- Gregory, S. G., Donati, J.-F., e Hussain, G. A. J. (2016). The multipolar magnetic fields of accreting pre-main-sequence stars: B at the inner disk, B along the accretion flow, and B at the accretion shock. Citado na página [66](#).
- Gregory, S. G., Donati, J.-F., Morin, J., et al. (2012). Can we predict the global magnetic topology of a pre-main sequence star from its position in the Hertzsprung-Russell diagram? *ApJ*, 755(2):97. Citado na página [31](#).

- Grudić, M. Y., Guszejnov, D., Hopkins, P., et al. (2021). STARFORGE: the effects of protostellar outflows on the IMF. *MNRAS*, 502(3):3646–3663. Citado 2 vezes nas páginas [15](#) e [31](#).
- Hacar, A., Clark, S., Heitsch, F., et al. (2022). Initial Conditions for Star Formation: A Physical Description of the Filamentary ISM. Citado na página [15](#).
- Haro, G. (1950). Faint stars with strong emission in and around the Orion nebula. In. *AJ*, 55:113. Citado na página [20](#).
- Hartigan, P., Edwards, S., e Ghandour, L. (1995). Disk Accretion And Mass Loss From Young Stars. *ApJ*. Citado 3 vezes nas páginas [22](#), [23](#) e [24](#).
- Hartmann, L. (2008). *Accretion Processes in Star Formation*. Cambridge Astrophysics. Cambridge University Press, 2 edition. Citado na página [21](#).
- Hartmann, L., Herczeg, G., e Calvet, N. (2016). Accretion onto Pre-Main-Sequence Stars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 54(1):135–180. Citado 2 vezes nas páginas [19](#) e [66](#).
- Hartmann, L. e Kenyon, S. J. (1996). The FU Orionis Phenomenon. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 34:207–2406. Citado na página [14](#).
- Herbig, G. H. (1957). Emission-Line Stars in the Vicinity of Messier 8, Messier 20, and Simeis 188. *ApJ*, 125. Citado na página [20](#).
- Hiltner, W. A. (1956). Photometric, Polarization, and Spectrographic Observations of O and B Stars. *ApJS*, 2(367):2. Citado na página [41](#).
- Hirth, G. A., Mundt, R., e Solf, J. (1994). Jet flows and disk winds from T Tauri stars: the case of CW Tau. *A&A*, 285:p.929–942. Citado na página [22](#).
- Ilee, J. D., Fairlamb, J., Oudmaijer, R. D., et al. (2014). Investigating the inner discs of Herbig Ae/Be stars with CO bandhead and Br $\gamma$  emission. *MNRAS*, 445(4):3723–3736. Citado na página [20](#).
- Jankovics, I. e Appenzeller, I. (1983). Blueshifted forbidden absorption lines in T-Tauri Stars. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*. Citado na página [21](#).
- Johns-Krull, C. M. (2007). The Magnetic Fields of Classical T Tauri Stars. *ApJ*, 664(2):18–20. Citado na página [18](#).
- Kalari, V. M., Vink, J. S., Drew, J. E., et al. (2015). Classical T Tauri stars with VPHAS+ – I. H $\alpha$  and u-band accretion rates in the Lagoon Nebula M8. *MNRAS*, 453(1):1026–1046. Citado 2 vezes nas páginas [60](#) e [61](#).

- Kenyon, S. J., Gomez, M., e Whitney, B. A. (2008). Low Mass Star Formation in the Taurus-Auriga Clouds. Citado na página [47](#).
- Kimberly, R. S., Casey, P. D., Gregory, N. M., et al. (2018). Characterizing TW Hydra. *ApJ*, 853(2):120. Citado na página [47](#).
- Kurosawa, R. e Romanova, M. (2012). Line formation in the inner winds of classical TTauri stars: testing the conical-shell wind solution. *MNRAS*, 426(4):2901–2916. Citado na página [29](#).
- Kwan, J. e Tademaru, E. (1988). Jets from T Tauri Stars: Spectroscopic Evidence and Collimation Mechanism. *ApJL*, 332:L41. Citado na página [21](#).
- Kwan, J. e Tademaru, E. (1995). Disk Winds from T Tauri Stars. *ApJ*, 454. Citado na página [27](#).
- Leal, C. O. (2020). Análise astrométrica e espectroscópica de estrelas do aglomerado jovem NGC 6530. Master's thesis, Universidade Federal de Minas Gerais. Citado na página [50](#).
- Lee, C., Ho, P., Li, Z., et al. (2017). A Rotating Protostellar Jet Launched from the Innermost Disk of HH 212. *Nature Astronomy*. Citado na página [25](#).
- Lee, C., Hwang, H., Ching, T., et al. (2018). Unveiling a Magnetized Jet from a Low-mass Protostar. *Nat. Commun.*, 9(1):4636. Citado na página [23](#).
- Manara, C. F., Testi, L., Herczeg, G. J., et al. (2017). X-shooter study of accretion in Chamaeleon I: II. A steeper increase of accretion with stellar mass for very low-mass stars? *A&A*, 604:A127. Citado na página [66](#).
- Matsushita, Y., Takahashi, S., Ishii, S., et al. (2021). Super-fast Rotation in the OMC 2/FIR 6b Jet. *ApJ*, 916(1):23. Citado 3 vezes nas páginas [25](#), [26](#) e [31](#).
- McGinnis, P., Dougados, C., Alencar, S. H. P., et al. (2018). Ejection Processes in the Young Open Cluster NGC 2264. *A&A*, 620. Citado 12 vezes nas páginas [27](#), [29](#), [31](#), [32](#), [43](#), [47](#), [49](#), [50](#), [59](#), [63](#), [64](#) e [70](#).
- Meliani, Z., Casse, F., e Sauty, C. (2006). Two-component magnetohydrodynamical outflows around young stellar objects - Interplay between stellar magnetospheric winds and disc-driven jets. *A&A*, 460(1):1–14. Citado 2 vezes nas páginas [23](#) e [27](#).
- Murray, N. (2011). Star Formation Efficiencies and Lifetimes of Giant Molecular Clouds in the Milky Way . *ApJ*, 729(2):133. Citado na página [15](#).

- Nesterov, V. V., Kuzmin, A. V., A shimbaeva, N. T., et al. (1995). The Henry Draper Extension Charts: A catalogue of accurate positions, proper motions, magnitudes and spectral types of 86933 stars. *A&A*, 110(367). Citado na página [41](#).
- Nisini, B., Antonucci, S., Alcalá, J. M., et al. (2018). Connection between jets, winds and accretion in T Tauri stars - The X-shooter view. *A&A*, 609:A87. Citado 2 vezes nas páginas [64](#) e [66](#).
- Pascucci, I., Banzatti, A., Gorti, U., et al. (2020). The Evolution of Disk Winds from a Combined Study of Optical and Infrared Forbidden Lines. *ApJ*, 903(2):78. Citado na página [29](#).
- Pasquini, L., Avila, G., Blecha, A., et al. (2002). Installation and commissioning of FLAMES, the VLT Multifibre Facility. *The Messenger*, 110:1–9. Citado na página [33](#).
- Pecaut, M. J. e Mamajek, E. E. (2013). Intrinsic Colors, Temperatures, and Bolometric Corrections of Pre-main-sequence Stars. *ApJS*, 208(1):9. Citado na página [41](#).
- Prisinzano, L., Damiani, F., Kalari, V., et al. (2019). The Gaia-ESO Survey: Age spread in the star forming region NGC 6530 from the HR diagram and gravity indicators. *A&A*, 623:A159. Citado 7 vezes nas páginas [29](#), [30](#), [39](#), [41](#), [50](#), [57](#) e [69](#).
- Prisinzano, L., Damiani, F., Micela, G., e Pillitteri, I. (2007). VLT/Flames observations of the star forming region NGC 6530. *A&A*, 462(1):123–138. Citado na página [50](#).
- Prisinzano, L., Damiani, F., Micela, G., e Sciortino, S. (2005). The star formation region NGC 6530: Distance, ages and initial mass function. *A&A*, 430(3):941–957. Citado na página [30](#).
- Prisinzano, L., Micela, G., Sciortino, S., et al. (2012). Spectral classification and HR diagram of pre-main sequence stars in NGC 6530. *A&A*, 546:A9. Citado na página [41](#).
- Rauw, G., Nazé, Y., Gosset, E., et al. (2002). An XMM-Newton observation of the Lagoon Nebula and the very young open cluster NGC6530. *A&A*, 395(2):499–513. Citado na página [41](#).
- Ray, T., Dougados, C., Bacciotti, F., et al. (2006). Toward Resolving the Outflow Engine: An Observational Perspective. Citado na página [31](#).
- Reed, B. C. (2003). Catalog of Galactic OB Stars. *AJ*, 125(5):2531–2533. Citado na página [41](#).
- Richer, J., Shepherd, D., Cabrit, S., et al. (1999). Molecular Outflows from Young Stellar Objects. Citado na página [31](#).

- Rigliaco, E., Pascucci, I., Gorti, U., et al. (2013). Understanding the Origin of the [OI] Low-velocity Component from T Tauri Stars. *ApJ*, 772(1):60. Citado na página [27](#).
- Schwartz, R. D. (1975). T Tauri nebulae and Herbig-Haro nebulae: evidence for excitation by a strong stellar wind. *ApJ*, 195:631–642. Citado na página [20](#).
- Schwartz, R. D. (1977). Evidence of star formation triggered by expansion of the Gum Nebula. *ApJ*, 212:L25–L26. Citado na página [20](#).
- Simon, M. N., Pascucci, I., Edwards, S., et al. (2016). Tracing Slow Winds from T Tauri Stars via Low-velocity Forbidden Line Emission. *ApJ*, 831(2):169. Citado 6 vezes nas páginas [27](#), [29](#), [31](#), [47](#), [48](#) e [64](#).
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. (2006). The Two Micron All Sky Survey (2MASS). *AJ*, 131(2):1163–1183. Citado na página [41](#).
- Snell, L., Loren, B., e Plambeck, L. (1980). Observations of CO in L1551: Evidence for stellar wind driven shocks. *ApJ*, 239:L17–L22. Citado na página [21](#).
- Snell, R. L., Bally, J., Strom, S. E., e Strom, K. M. (1985). Radio and optical observations of the jets L 1551 IRS 5. *ApJ*, 290:587–595. Citado na página [21](#).
- Sorelli, C., Grinin, V. P., e Natta, A. (1996). Infall in Herbig Ae/Be stars: what NA D lines tell us. *ApJ*, 309:155–162. Citado na página [20](#).
- Staff, J. E., Koning, N., Ouyed, R., et al. (2014). Hubble Space Telescope scale 3D simulations of MHD disc winds: a rotating two-component jet structure. *MNRAS*, 446(4):3975–3991. Citado na página [25](#).
- Stephenson, C. B. e Sanduleak, N. (1977). New position determinations, and other data, for 1280 known H $\alpha$ -emission stars in the milky way. *Publ. Warner & Swasey Obs.*, 2. Citado na página [41](#).
- Topasna, G. A., Jones, R. H., e Kaltcheva, N. T. (2020). Interstellar Extinction in the Direction of the Young Open Cluster NGC 6530. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 132(1010):044301. Citado na página [60](#).
- Venuti, L., Cody, A., Rebull, L., et al. (2021). Multicolor Variability of Young Stars in the Lagoon Nebula: Driving Causes and Intrinsic Timescales. *AJ*, 162:101. Citado 9 vezes nas páginas [39](#), [40](#), [41](#), [50](#), [53](#), [57](#), [60](#), [61](#) e [69](#).
- Villebrun, F., Alecian, E., Hussain, G., et al. (2019). Magnetic fields of intermediate-mass T Tauri stars. *A&A*, 622:A72. Citado 2 vezes nas páginas [20](#) e [31](#).
- Whelan, E. T., Pascucci, I., Gorti, U., et al. (2021). Evidence for an MHD Disk Wind via Optical Forbidden Line Spectroastrometry. *ApJ*, 913(1):43. Citado na página [49](#).

---

Wright, N. J., Jeffries, R. D., Jackson, R. J., et al. (2019). The Gaia-ESO Survey: asymmetric expansion of the Lagoon Nebula cluster NGC 6530 from GES and Gaia DR2. *MNRAS*, 486(2):2477–2493. Citado 5 vezes nas páginas 38, 39, 40, 41 e 50.