

UNIVERSIDADE FEDERAL DE MINAS GERAIS
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

CLARA OLIVEIRA LEAL

**Análise astrométrica e espectroscópica de estrelas
do aglomerado jovem NGC 6530**

BELO HORIZONTE

2020

Clara Oliveira Leal

**Análise astrométrica e espectroscópica de estrelas do
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.

Orientadora: Sílvia Helena Paixão Alencar

Belo Horizonte

2020

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

L435a Leal, Clara Oliveira.
Análise astrométrica e espectroscópica de estrelas do aglomerado jovem NGC 6530 / Clara Oliveira Leal. – 2020.
80f., enc. : il.

Orientadora: Sílvia Helena Paixão Alencar.
Dissertação (mestrado) – Universidade Federal de Minas Gerais,
Departamento de Física.
Bibliografia: f. 67-69.

1. Estrelas - Aglomerados. 2. Astrometria. 3. Acreção - Astrofísica.
4. Estrelas T Tauri.
I. Título. II. Alencar, Sílvia Helena Paixão. III. Universidade Federal de Minas Gerais, Departamento de Física.

CDU – 524.4 (043)



Universidade Federal de Minas Gerais
Instituto de Ciências Exatas
Programa de Pós-Graduação em Física
Caixa Postal 702
30.123-970 Belo Horizonte - MG - Brasil

Telefone (xx) (31) 3499 5637
(xx) (31) 3499 5633
Fax (xx) (31) 3499 5688
(xx) (31) 3499 5600
e-mail pgfisica@fisica.ufmg.br

ATA DA SESSÃO DE ARGUIÇÃO DA 641ª DISSERTAÇÃO DO PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA DEFENDIDA POR CLARA OLIVEIRA LEAL, orientada pela professora Sílvia Helena Paixão Alencar para obtenção do grau de **MESTRE EM FÍSICA**. Às 09:00 horas de treze de março de 2020, na sala 3064A do Departamento de Física da UFMG, reuniu-se a Comissão Examinadora, composta pelos professores **Sílvia Helena Paixão Alencar** (Orientadora - Departamento de Física/UFMG), **Gabriel Armando Pellegatti Franco** (Departamento de Física/UFMG) e **Wagner José Corradi Barbosa** - por videoconferência (Departamento de Física/UFMG) para dar cumprimento ao Artigo 37 do Regimento Geral da UFMG, submetendo a bacharel **CLARA OLIVEIRA LEAL** à arguição de seu trabalho de dissertação, que recebeu o título de "**Análise astrométrica e espectroscópica de estrelas do aglomerado jovem NGC 6530**". Às 15:00 horas do mesmo dia a candidata fez uma exposição oral de seu trabalho durante aproximadamente 50 minutos. Após esta, os membros da comissão prosseguiram com a sua arguição e apresentaram seus pareceres individuais sobre o trabalho, concluindo pela aprovação da candidata.

Belo Horizonte, 13 de março de 2020.

Sílvia Alencar

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

Gabriel Armando Pellegatti Franco

Prof. Gabriel Armando Pellegatti Franco
Departamento de Física/UFMG

Wagner José Corradi Barbosa
Prof. Wagner José Corradi Barbosa - por videoconferência
Departamento de Física/UFMG

Candidata *Clara Oliveira Leal*

Agradecimentos

Agradeço a todos que de alguma forma contribuíram para o desenvolvimento desse trabalho. Agradeço aos meus pais, Nilma e Luiz, por tudo, por tanto amor, apoio e incentivo, por sempre acreditarem em mim. À Silvia pela orientação, paciência e oportunidade e por todo conhecimento adquirido ao longo desse trabalho. Ao Waguinho pelas aulas de Astrofísica I e por aceitar desenvolver parte desse projeto. À Pauline, ao Matheus e ao Filipe pelos dados, programas e disponibilidade para sanar minhas dúvidas, colaborando de forma essencial com esse trabalho. Ao Renato Las Casas pela monitoria no Observatório Astronômico Frei Rosário e à Maria Cristina pela iniciação científica. À Thaisa, psicóloga extraordinária que me ajudou a finalizar essa etapa.

Agradeço ao Tiago pelo amor, carinho e amizade e por todo o encorajamento. À Sarah pela amizade maravilhosa que cultivamos ao longo dos anos em Belo Horizonte. À Marcela e ao Will por serem meu porto seguro, meu refúgio. Ao Oswaldo pelos quase 15 anos sendo meu amigo e professor.

Aos amigos e companheiros do Laboratório de Astrofísica, em especial Tati, Alani-nha, Thomas, Hugo, Rafa, Márcia, Túlio, Guilherme, Lucas e Pedro, agradeço pelo café e pela cerveja, pelas conversas, pelas risadas e por me escutarem, pela companhia dentro e fora do laboratório.

Às minhas tias, tios, primos e primas pelas mensagens diárias repletas de cuidados e por sentirem tanto orgulho de mim. Aos meus avós, Helena e Cícero, pelos abraços apertados e pelas conversas quando estamos juntos.

Aos amigos e colegas que a física me proporcionou e que deixaram o cotidiano mais leve, Thiago, Katherine, Marianna, Cobrinha, Dohanik, Luan, Davi, Maria Clara, Vinícius Cunha, Tamiris, Saulo, Jéssica, Geovani, Marcelo, Clóvis e Gladstone. Aos amigos da Bahia, Rafa, Carol, Tamile, Bel, Rinara, Laiza, Valeska, Miguel e Laís que mesmo longe continuam ao meu lado. Ao Moura, Marcelo, Dafne e Helinha pelos finais de semana conversando, jogando, cozinhando, bebendo e fazendo trilhas.

Aos meus gatos, Nino e Lady Lua, pela dose diária de fofura, arranhões e mordidas e às minhas cachorras na Bahia, Lisbela e Lalá, além de todos os outros companheiros de quatro patas que viveram ao meu lado.

Agradeço ao Departamento de Física e aos professores que contribuíram para minha formação acadêmica, em especial aos professores da Astrofísica e à equipe do OAFR. Por fim, agradeço à CAPES, ao CNPq e à FAPEMIG pelo apoio financeiro.

A águia e a galinha

“Nesse momento, ela abriu suas potentes asas, grasnou com o típico kau-kau das águias e ergueu-se, soberana, sobre si mesma.

E começou a voar, a voar para o alto, a voar cada vez para mais alto.

Voou... voou... até confundir-se com o azul do firmamento...”

(Leonardo Boff)

Resumo

Foi estudado, neste trabalho, NGC 6530, um aglomerado aberto jovem ($\sim 2,3$ milhões de anos) localizado a uma distância de 1325 pc do Sol. O estudo de aglomerados jovens fornece informações cruciais sobre o processo de formação estelar, uma vez que eles abrigam de dezenas a milhares de estrelas, como as Estrelas T Tauri Clássicas (ETTCs) que são estrelas jovens de baixa massa cercadas por um disco circunstelar do qual acretam matéria e com o qual interagem. Elas apresentam variabilidade fotométrica e espectroscópica e seus espectros possuem emissões intensas e largas da linha de $H\alpha$ originadas no ambiente circunstelar. O aglomerado NGC 6530 foi observado durante 2 anos pelo satélite *Gaia* e com esses dados realizamos um estudo de seus membros, a partir de medidas de movimento próprio e paralaxe de estrelas na região do aglomerado. Encontramos 86 membros para o aglomerado, usando métodos de descontaminação e ajuste de isócrona, e obtivemos o módulo da distância, o excesso de cor e a idade do aglomerado, $(m - M)_o = 10,55^{+0,25}_{-0,30}$, $E(B - V) = 0,48 \pm 0,07$ e 2,8 milhões de anos, com o valor variando entre 2,0 e 3,5 milhões de anos, respectivamente. NGC 6530 também foi observado em 2016 pelo telescópio VLT (ESO) equipado com o espectrógrafo FLAMES, possibilitando um estudo espectroscópico de várias estrelas do aglomerado. Nossa amostra consiste em espectros de 61 estrelas, variando do tipo espectral K4 a F1. Dentre essas, 17 foram classificadas como membros em nosso estudo astrométrico. Realizamos um estudo das características e variabilidade da linha de emissão de $H\alpha$ de cada uma das 61 estrelas. Removemos a contribuição nebular da linha de $H\alpha$ das estrelas da nossa amostra e estimamos a velocidade radial a partir de linhas fotosféricas presentes nos espectros dessas estrelas. Calculamos a largura equivalente e a largura a 10% do máximo de intensidade da linha de $H\alpha$. Com esses parâmetros, classificamos 54% das estrelas da nossa amostra como ETTC e 24% como estrelas T Tauri de linha fraca (ETTF), não sendo possível classificar 21% devido à presença da contribuição nebular e/ou incertezas no processo de remoção da contribuição nebular dos espectros. Procuramos por variações periódicas na linha de $H\alpha$ das ETTCs e mostramos que a maioria destas estrelas não apresenta periodicidade nesta linha. Classificamos morfologicamente o perfil médio da linha de $H\alpha$ dessas estrelas e mostramos que a nossa amostra de ETTCs tem o perfil da linha de $H\alpha$ dominado por acreção magnetosférica. Calculamos a largura equivalente da linha de LiI e a relacionamos com as velocidades radiais encontradas e com o estudo astrométrico, para analisar o pertencimento a NGC 6530 das estrelas observadas com o VLT/FLAMES. Determinamos mais 16 estrelas da nossa amostra como possíveis membros do aglomerado NGC 6530, uma vez que os parâmetros obtidos com a espectroscopia são compatíveis com os dados do aglomerado.

Palavras-chave: NGC 6530, Astrometria, Acreção, Estrelas T Tauri Clássicas, Variabilidade de $H\alpha$.

Abstract

In this work, we have studied NGC 6530, a young (~ 2.3 Myr) open cluster located at a distance of 1325 pc from the Sun. The study of young clusters provides crucial information about the star formation process, because they harbor from tens to thousands of stars, like the Classical T Tauri Stars (CTTSs), which are young low mass stars surrounded by a circumstellar disc from which they accrete gas and with which they interact. CTTSs present photometric and spectroscopic variability and their spectra have intense and wide emissions from the $H\alpha$ line originated in the circumstellar environment. NGC 6530 was observed for 2 years by the *Gaia* satellite and with these data we have conducted a study of cluster membership based on measurements of proper motion and parallax of stars in the NGC 6530 region. We have found 86 members for the cluster using decontamination methods and isochrones fitting and we obtained the distance modulus, the color excess and the age of the cluster, as $(m - M)_o = 10.55^{+0.25}_{-0.30}$, $E(B - V) = 0.48 \pm 0.07$ and 2.8 Myrs, with the value varying between 2.0 and 3.5 Myrs, respectively. NGC 6530 was also observed in 2016 by the VLT (ESO) telescope equipped with the FLAMES spectrograph, enabling a spectroscopic study of several stars in the cluster. Our spectroscopic sample consists of 61 stars, ranging from spectral type K4 to F1. Among these, 17 were classified as members by our astrometric analysis. We have carried out a study of the characteristics and variability of the $H\alpha$ emission line for each of the 61 stars. We have removed the nebular contribution from the $H\alpha$ line and estimated the radial velocity from the photospheric lines present in the stellar spectra. We have calculated the equivalent width and the width at 10% of the maximum intensity of the $H\alpha$ line. With these parameters, 54% of the stars in our sample were classified as CTTSs and 24% as weak-line T Tauri stars (WTTSs). We were not able to classify 21% of our targets due to the presence of strong nebular contribution and/or uncertainties in the removal of the nebular contribution. We have searched for periodic variations in the $H\alpha$ line of the CTTSs and have shown that most of these stars have no periodicity in this line. We have morphologically classified the average $H\alpha$ line profiles and have shown that our CTTSs sample has the $H\alpha$ line profile dominated by magnetospheric accretion. We have calculated the equivalent width of the LiI line and related it to the radial velocities and to the astrometric study, to analyse the membership to NGC 6530 of the stars observed with the VLT/FLAMES. We have determined 16 more stars in our sample as possible members of the NGC 6530 cluster, since the parameters obtained with the spectroscopy are compatible with the cluster data.

Keywords: NGC 6530, Astrometry, Accretion, Classic T Tauri Stars, Variability of $H\alpha$.

Lista de ilustrações

Figura 1.1 – Formação Estelar	13
Figura 1.2 – Diagrama HR para ETTs da nuvem molecular Taurus-Auriga	14
Figura 1.3 – Perfil de $H\alpha$ de estrelas T Tauri clássicas	15
Figura 1.4 – Modelo de acreção magnetosférica	16
Figura 1.5 – Perfis de $H\alpha$ da estrela T Tauri de linha Fraca HD283572	17
Figura 1.6 – Imagem da Nebulosa da Lagoa e NGC 6530	18
Figura 1.7 – Diagrama HR de NGC 6530	19
Figura 3.1 – Erro nominal da paralaxe de acordo com a magnitude G para estrelas do <i>Gaia</i> DR2	25
Figura 3.2 – CMD com filtros de cor e magnitude aplicados na análise prévia	26
Figura 3.3 – Perfil de densidade radial de NGC 6530	27
Figura 3.4 – CMD com região excluída	28
Figura 3.5 – Região da análise astrométrica de NGC 6530	29
Figura 3.6 – Paralaxe em relação ao movimento próprio em RA e DEC de NGC 6530	32
Figura 3.7 – Diagrama VPD e distribuição 3D das estrelas de NGC 6530	32
Figura 3.8 – Diagrama cor-magnitude das estrelas de NGC 6530	33
Figura 3.9 – Mapa do céu das estrelas membros de NGC 6530	34
Figura 4.1 – Linha de $H\alpha$ estelar e nebular	37
Figura 4.2 – Remoção nebular	38
Figura 4.3 – Decomposição gaussiana	39
Figura 4.4 – Espectros finais	39
Figura 4.5 – Linha fotosférica de LiI	40
Figura 4.6 – Determinação da velocidade radial a partir de LiI	41
Figura 4.7 – Espectros corrigidos pela velocidade radial	42
Figura 4.8 – Largura equivalente de $H\alpha$	43
Figura 4.9 – Largura a 10% do máximo de intensidade de $H\alpha$	44
Figura 4.10–Relação entre a largura equivalente da linha de $H\alpha$ e a largura a 10% do máximo de intensidade de $H\alpha$ e o tipo espectral	45
Figura 4.11–Periodogramas bidimensionais da linha de $H\alpha$	47
Figura 4.12–Classificação morfológica do perfil de linha de $H\alpha$	48
Figura 4.13–Distribuição da classificação do perfil médio da linha de $H\alpha$	49
Figura 4.14–Parâmetros obtidos com espectroscopia e utilizados na determinação de membros do aglomerado NGC 6530	51
Figura 4.15–Mapa do céu e distribuição 3D das estrelas do aglomerado NGC 6530 e das estrelas observadas com o VLT/FLAMES	52
Figura B.1 – Perfis e periodogramas bidimensionais da linha de $H\alpha$	74

Lista de tabelas

Tabela 2.1 – Observações de NGC 6530	22
Tabela 4.1 – Parâmetros das estrelas observadas com o VLT/FLAMES	53
Tabela A.1 – Parâmetros das estrelas classificadas como membros do aglomerado NGC 6530	63

Sumário

1	INTRODUÇÃO	11
1.1	Formação estelar	11
1.2	Estrelas T Tauri	13
1.3	NGC 6530	17
1.4	Objetivos	20
2	OBSERVAÇÕES	21
2.1	O satélite Gaia	22
2.2	VLT/FLAMES	23
3	MEMBROS DE NGC 6530	24
3.1	Dados	24
3.2	Análise Prévia	25
3.3	Filtros espacial e de cor e magnitude	26
3.3.1	Perfil de densidade radial	26
3.4	Probabilidade de associação	29
3.5	Seleção final de membros	34
4	ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA	36
4.1	Remoção da contribuição nebular	36
4.2	Velocidade radial	40
4.3	Estrelas T Tauri Clássicas e de linha Fraca	42
4.4	Periodogramas da linha de $H\alpha$	45
4.5	Morfologia da linha de $H\alpha$	47
4.6	Membros de NGC 6530 observados com o VLT/FLAMES	49
5	CONCLUSÕES	56
5.1	Perspectivas	57
	Referências	58
	APÊNDICES	61
	APÊNDICE A – MEMBROS DE NGC 6530	62
	APÊNDICE B – PERIODOGRAMAS E PERFIS DE LINHA DE $H\alpha$	67

1 Introdução

1.1 Formação estelar

A formação estelar inicia-se a partir do colapso de núcleos densos de nuvens moleculares gigantes. Nuvens moleculares gigantes são regiões densas (10^2 a 10^4 partículas por cm^3) e frias (~ 10 K), com massa e extensão variando entre 10^3 a $10^7 M_\odot$ e 10 a 200 pc, respectivamente (Murray, 2011; Rowan-Robinson, 1979; Sargent, 1977; Solomon et al., 1987; Williams et al., 2019). Elas são compostas por gás e poeira do meio interestelar e têm como principal elemento o hidrogênio na forma molecular (H_2). No interior dessas nuvens estão localizados núcleos densos (10^3 a 10^5 partículas por cm^3), com massa variando entre 0,5 e $760 M_\odot$ e temperatura entre 10 e 15 K (Benson & Myers, 1989).

As condições iniciais para que o colapso da nuvem ocorra foram calculadas em 1902 por Sir James Jeans (1877-1946) a partir de pequenos desvios do equilíbrio hidrostático e desconsiderando campo magnético e rotação, e são conhecidas como critérios de Jeans. De acordo com o teorema do Virial, para um gás ideal monoatômico em equilíbrio temos que $2K + U = 0$, ou seja, o gás se expande se o dobro da sua energia cinética (K) supera sua energia potencial gravitacional (U) ou se contrai se sua energia potencial supera o dobro da sua energia cinética. O limite entre ambos os casos descreve a massa mínima para o colapso, denominada massa de Jeans M_J , onde $M > M_J$ para que o colapso ocorra, sendo M a massa da nuvem. Considerando uma nuvem esférica, em equilíbrio hidrodinâmico, ligada gravitacionalmente, homogênea, com massa M , raio R , densidade inicial ρ_o e temperatura constante T , temos que $M = \rho_o V$, onde $V = 4\pi R^3/3$ é o volume da nuvem. A energia cinética da nuvem é dada por $K = 3NkT/2$, onde k é a constante de Boltzmann e N é o número total de partículas dado por $N = M/(\mu m_u)$, com μ sendo o peso molecular médio do gás e m_u a massa do hidrogênio. A energia potencial gravitacional da nuvem, supondo que a massa está distribuída uniformemente em cascas esféricas concêntricas ao invés de uma massa pontual, pode ser estimada como $U = -3GM^2/(5R)$. Para o colapso gravitacional da nuvem $U > -2K$, logo a massa mínima para que isso ocorra corresponde a $U = -2K$ e é dada por:

$$M_J = \left(\frac{5kT}{\mu m_u G} \right)^{3/2} \left(\frac{3}{4\pi\rho_o} \right)^{1/2} \quad (1.1)$$

Considerando um núcleo denso de uma nuvem molecular típica com $\mu \approx 2,3$, que corresponde a um gás composto por hidrogênio molecular e hélio, $M = 20 M_\odot$, $T_{eff} = 10$ K, $\rho_o = 4 \times 10^{-20} \text{ g/cm}^3$ (Shu et al., 1987), obtemos, $M_J \approx 5 M_\odot$, ou seja, esse núcleo da nuvem colapsa pois $M > M_J$.

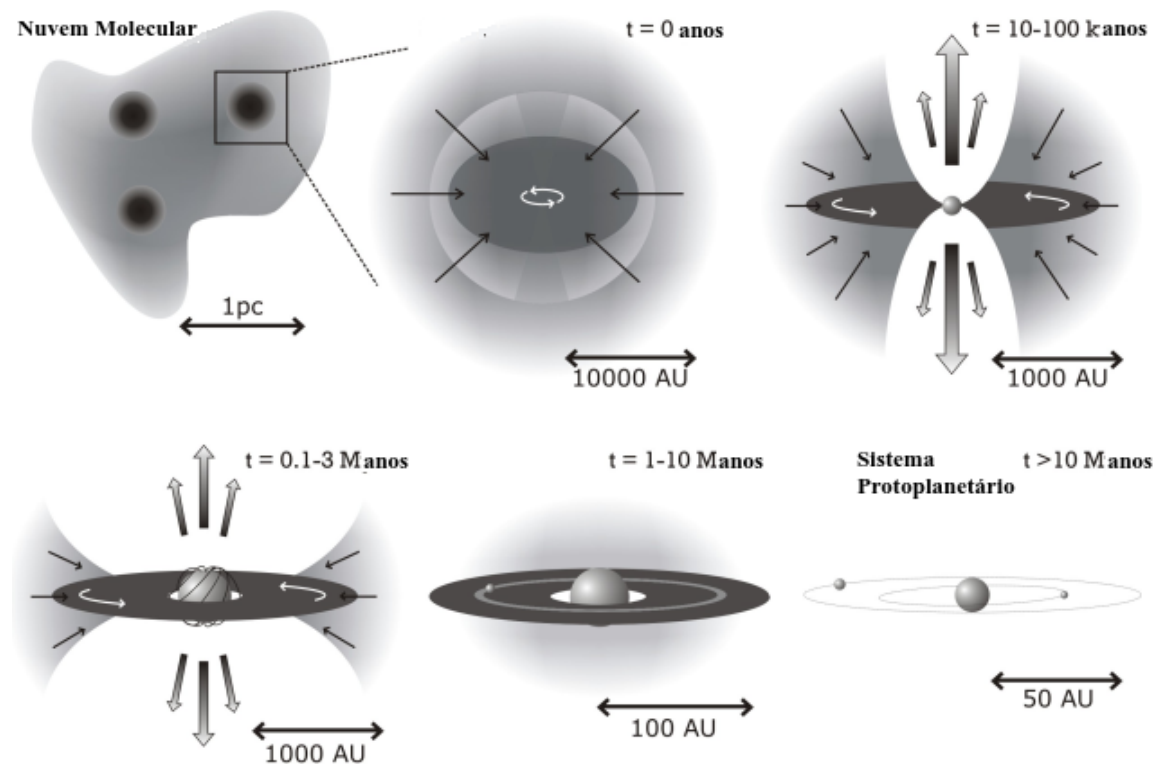
Como o colapso é governado principalmente pela gravidade e o núcleo denso inicialmente é opticamente fino, praticamente toda energia potencial gravitacional liberada é irradiada, fazendo com que a temperatura permaneça constante durante o início desse processo. Logo, o aumento da densidade, devido à contração do gás, leva à diminuição da massa de Jeans enquanto o colapso for isotérmico, o que resulta na fragmentação dos núcleos em núcleos menores que continuam colapsando. Na Figura 1.1 temos um esquema simplificado da formação estelar.

À medida que o colapso gravitacional prossegue, a densidade aumenta cada vez mais, tornando os núcleos das nuvens opticamente espessos e isso faz com que a irradiação de energia se torne menos eficiente e a temperatura passa a aumentar adiabaticamente. Como consequência, a massa de Jeans aumenta, cessando a fragmentação e formando assim objetos densos e quentes, em equilíbrio hidrostático, rodeados por um envelope opaco com material ainda em queda livre. Esses objetos são chamados de protoestrelas e, por estarem embebidas em um envelope de gás e poeira, não são visíveis nas regiões do óptico e do infravermelho próximo do espectro.

Durante o processo de formação estelar, para que o momento angular da nuvem progenitora seja conservado, ocorre também a formação de um disco que circunda o objeto central (Hartmann, 2005). O sistema disco-estrela apresenta ejeção de matéria (*outflow*) em forma de ventos e jatos colimados pelo campo magnético, evitando a acumulação de parte do material do envelope sobre as protoestrelas. O choque do envelope com essa ejeção de material faz com que o gás e poeira sejam dispersados, tornando o objeto central opticamente visível. A partir desse momento, que acontece com cerca de 1 milhão de anos para uma estrela de $1 M_{\odot}$, começa o período Pré-Sequência Principal (PSP), onde a maior parte da massa da estrela já foi acretaada, mas ela continua ganhando matéria através do disco, que permanece em seu entorno por alguns milhões de anos, podendo originar um sistema planetário.

Na Pré-Sequência Principal, estrelas de massa intermediária (entre 2 e $8 M_{\odot}$) são chamadas de estrelas Herbig Ae/Be enquanto estrelas de baixa massa (entre 0,2 e $2 M_{\odot}$) são chamadas de Estrelas T Tauri, sendo estas o principal objeto de estudo desse trabalho.

Figura 1.1 – Esquema de formação estelar.



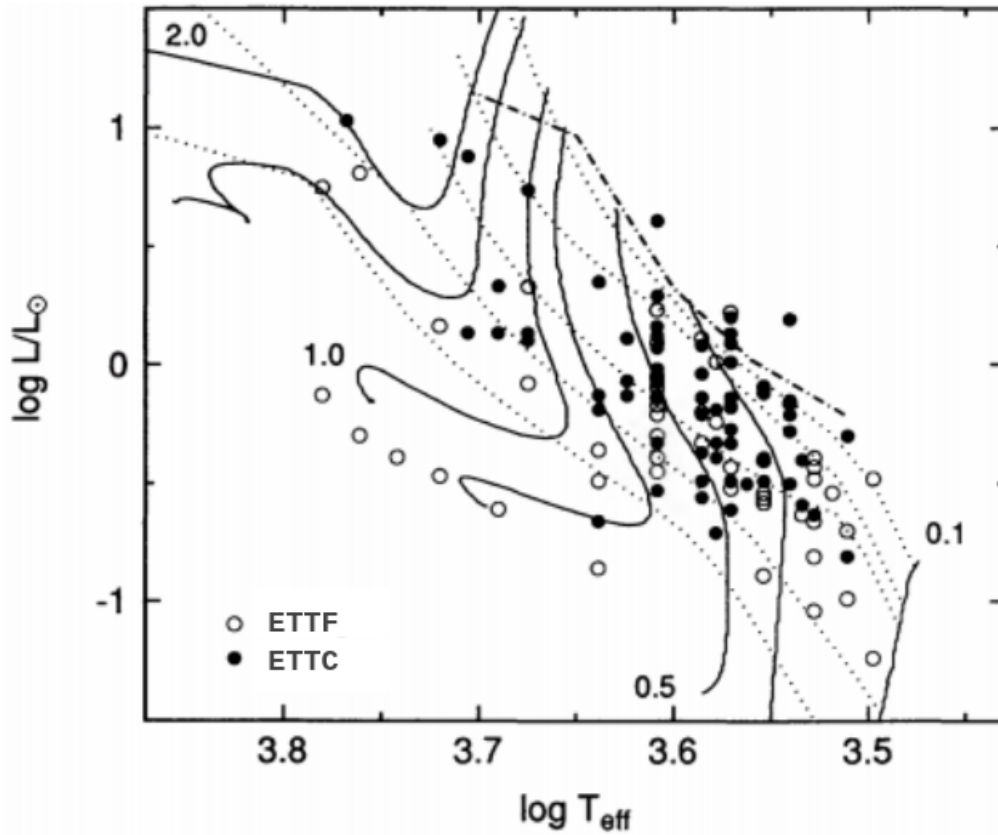
Núcleos densos nas nuvens moleculares colapsam formando em seu centro as protoestrelas acompanhadas por um disco circunestelar, que se forma devido à conservação do momento angular ($t = 0$ anos). O sistema disco-estrela apresenta ejeções de matéria dissipando o gás e poeira ao redor ($t = 10 - 100$ mil anos). Com $t = 0,1 - 3$ milhões de anos o objeto central passa a ser visível no óptico. Ejeções e acreção de matéria cessam em $t = 1 - 10$ milhões de anos. Após 10 milhões de anos o disco circunestelar não existe mais e um sistema planetário pode ter sido formado. Figura adaptada de Daemgen (2012).

1.2 Estrelas T Tauri

Estrelas T Tauri (ETTs) são estrelas de baixa massa, com idade de alguns milhões de anos. Elas ainda estão na fase Pré-Sequência Principal, o que significa que seu núcleo ainda não tem temperatura suficiente para a fusão do hidrogênio, e estão à direita da Sequência Principal no diagrama HR (Figura 1.2). As ETTs apresentam tipo espectral F a M, que correspondem à temperatura efetiva de 7000 a 3000 K, respectivamente (Ménard & Bertout, 1999). ETTs apresentam absorção em LiI (6707,8 Å), indicativo da juventude dessas estrelas uma vez que a temperatura em seu núcleo já é alta o suficiente para consumir esse elemento, mas ainda não deu tempo de todo o lítio presente na fotosfera ser transportado para o interior das ETTs (Pinsonneault, 1991). As ETTs são subdivididas em dois grupos, Estrelas T Tauri Clássicas (ETTCs) e Estrelas T Tauri de linha Fraca (ETTFs). O primeiro grupo se diferencia do segundo pela existência de sinais de acreção a partir do disco circunestelar. Antes de atingirem a Sequência Principal, as ETTCs evoluem

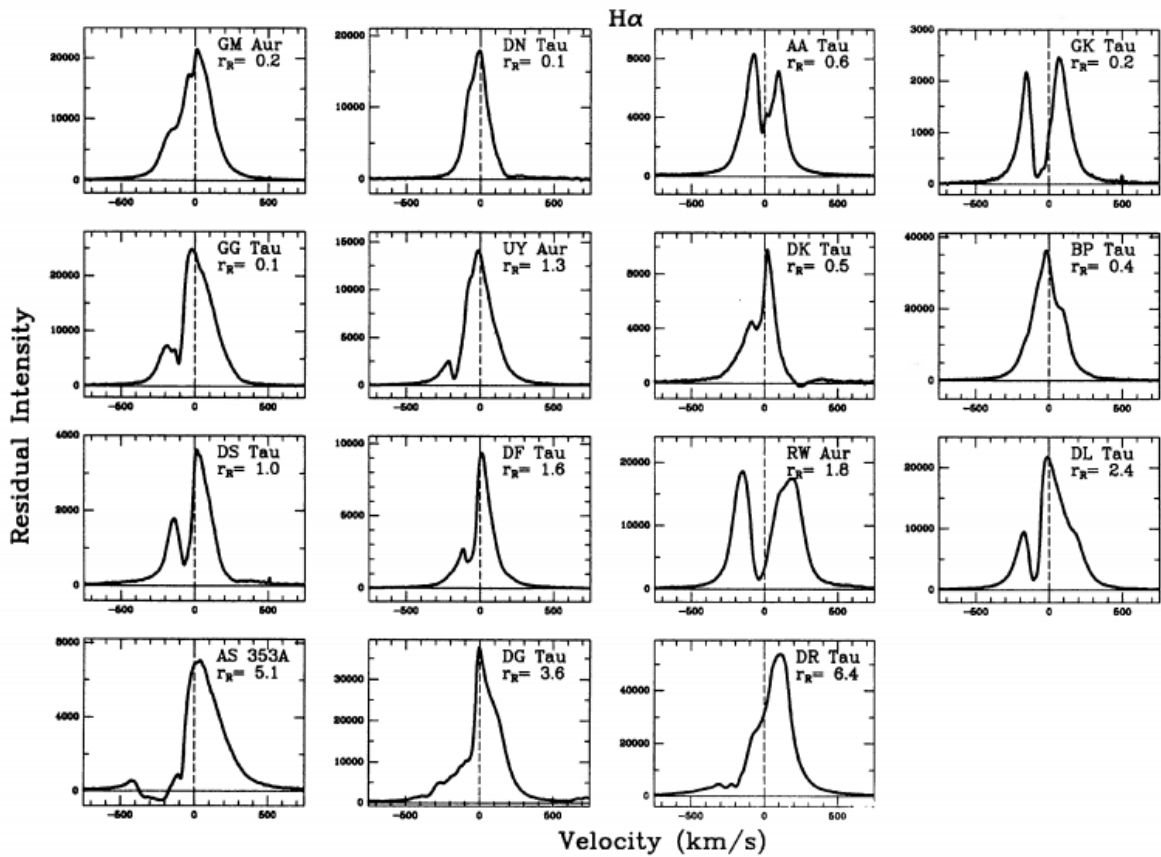
para ETTFs.

Figura 1.2 – Diagrama HR para ETTs da nuvem molecular Taurus-Auriga.



Círculos preenchidos e não preenchidos representam, respectivamente, ETTFs e ETTCs observadas na nuvem molecular Taurus-Auriga. A linha sólida indica as trilhas do modelo CMA para massas 0,1, 0,3, 0,5, 0,8, 1,0, 1,5 e 2,0 M_{\odot} (D'Antona & Mazzitelli, 1994). Algumas linhas estão rotuladas com sua massa em massas solares. A linha pontilhada representa isócronas para 10^5 , 3×10^5 , 10^6 , 3×10^6 e 10^7 anos. A linha pontilhada e tracejada indica a linha de nascimento estelar. Figura retirada de Kenyon & Hartmann (1995).

As ETTCs apresentam excesso de fluxo do ultravioleta ao infravermelho em relação ao fluxo fotosférico e variabilidade fotométrica e espectroscópica. Seus espectros possuem linhas de emissão intensas, incluindo emissões largas da linha $H\alpha$ ($6562,8 \text{ \AA}$) (Figura 1.3). Também são caracterizadas pela presença de manchas frias e quentes na superfície estelar, além da emissão de raios-X. Essas características são atualmente explicadas pelo modelo de acreção magnetosférica (Hartmann et al., 2016).

Figura 1.3 – Perfil de $H\alpha$ de Estrelas T Tauri Clássicas.

Perfil de $H\alpha$ de várias ETTCs onde vemos o alargamento das linhas de $H\alpha$. Isso acontece pelo fato do gás ser acelerado a longas distância da estrela durante o processo de acreção magnetosférica. O parâmetro r_R representa o fluxo de velamento em 5700 \AA para os espectros vermelhos. Figura retirada de Edwards et al. (1994).

Um campo magnético suficientemente forte como o presente nas ETTCs ($\sim 1 - 2 \text{ kG}$) (Johns-Krull, 2007) trunca o disco circunestelar no ponto onde a pressão dinâmica do gás no disco circunestelar e a pressão do campo magnético estelar se equilibram, tipicamente a alguns raios estelares da superfície da estrela (Figura 1.4). Se o gás do disco estiver suficientemente ionizado nessa região, ele se acopla às linhas de campo magnético e passa a segui-las em direção à estrela formando colunas ou funis de acreção. Para que isso ocorra, a temperatura nessa região tem que ser suficientemente alta ($T \geq 1000 \text{ K}$) para garantir a ionização dos átomos, condição satisfeita pelas ETTCs. O gás nas colunas de acreção chega a temperatura de $\sim 8000 \text{ K}$ e move-se praticamente em queda livre, produzindo as linhas de emissão observadas, como a linha de $H\alpha$ (Figura 1.3). No momento em que o gás se choca com a fotosfera estelar, ocorre a formação de manchas quentes e ele é brevemente aquecido a temperaturas da ordem de 10^6 K , resultando na emissão de raios-X que são absorvidos e a radiação é reemitida em comprimentos de onda maiores, produzindo emissão extra no contínuo, no ultravioleta e no visível (Calvet & Gullbring, 1998). Na faixa de

comprimentos de onda no óptico, esse contínuo extra soma-se ao fluxo fotosférico, fazendo com que as linhas de absorção pareçam menos profundas do que nas estrelas que não acretam, fenômeno esse chamado de velamento. O excesso do contínuo no infravermelho é devido à absorção da radiação da estrela e reemissão de radiação no disco circunstelar (Hartmann et al., 2016).

Figura 1.4 – Modelo de acreção magnetosférica.

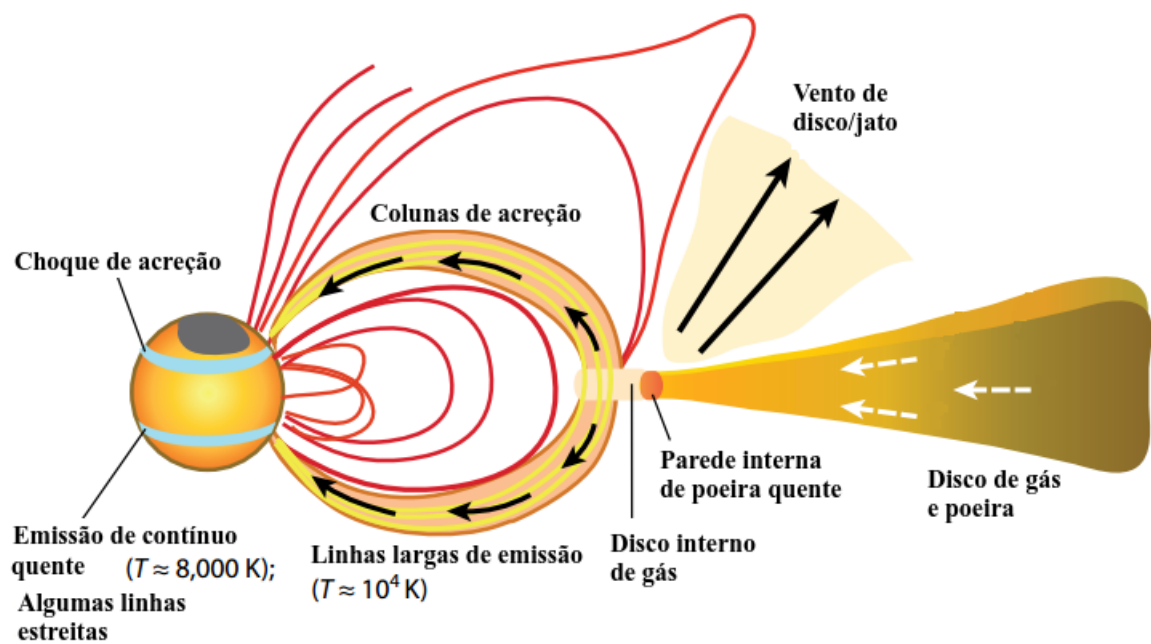
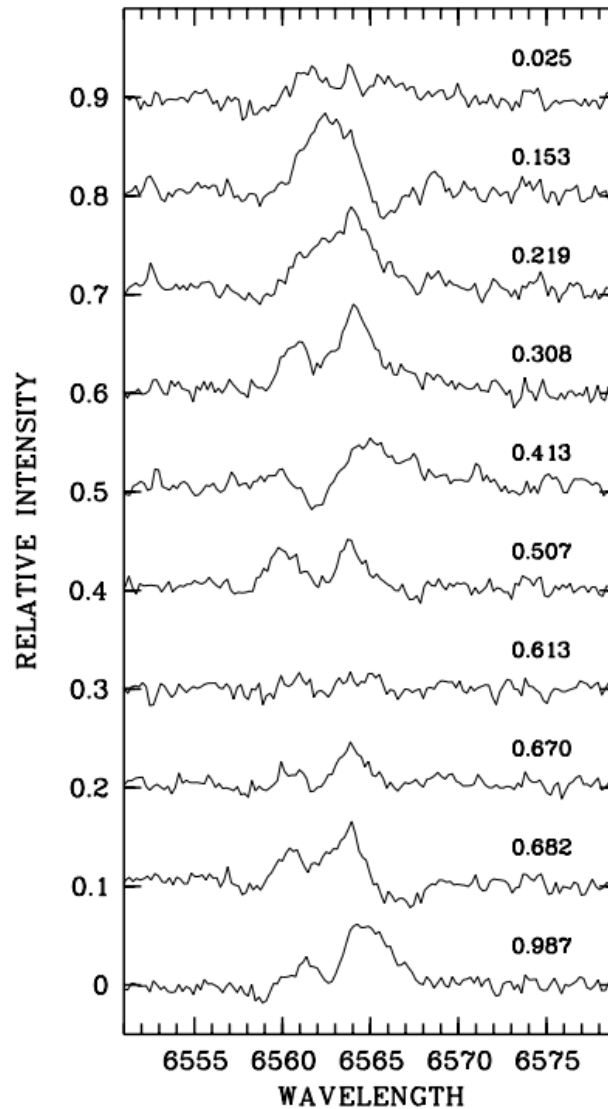


Ilustração de uma estrela jovem acretando a partir de disco circunstelar. O campo magnético estelar forte produz manchas frias na superfície da estrela e interrompe o disco a alguns raios estelares. O gás no disco interno segue as linhas de campo magnético formando colunas de acreção (origem das intensas e largas linhas de $H\alpha$) e se choca com a superfície da estrela em altas velocidades, gerando um excesso de fluxo no contínuo. As linhas de campo magnético que se reconectam muito longe da estrela geram vento estelar. Devido à rotação diferencial entre disco e estrela, algumas linhas de campo magnético podem ser torcidas levando-as a se expandir, reconectar e ejetar matéria. Figura adaptada de Hartmann et al. (2016).

As Estrelas T Tauri de linha Fraca são assim chamadas por não apresentarem linhas de emissão de $H\alpha$ intensas e alargadas (Figura 1.5), ou seja, não há sinais de que o processo de acreção esteja ocorrendo nessas estrelas.

Figura 1.5 – Perfis de $H\alpha$ da estrela T Tauri de linha Fraca HD283572.

Perfil de $H\alpha$ da ETTF HD283572 observada em diferentes fases. Figura retirada de Fernandez & Miranda (1998)

1.3 NGC 6530

NGC 6530 é um aglomerado aberto, jovem ($\sim 2,3$ milhões de anos) localizado na constelação de Sagitário, a uma distância de 1325 pc do Sol (Damiani et al., 2019). Ele está associado a uma nebulosa de emissão brilhante, a Nebulosa da Lagoa (M8, NGC 6523) (Figura 1.6) e contem tanto estrelas OB quanto estrelas de baixa massa (Walker, 1957), sendo 3 a 4 vezes mais rico em estrelas massivas do que a Nebulosa de Orion (Prisinzano et al., 2005).

Figura 1.6 – Imagem da Nebulosa da Lagoa e NGC 6530.

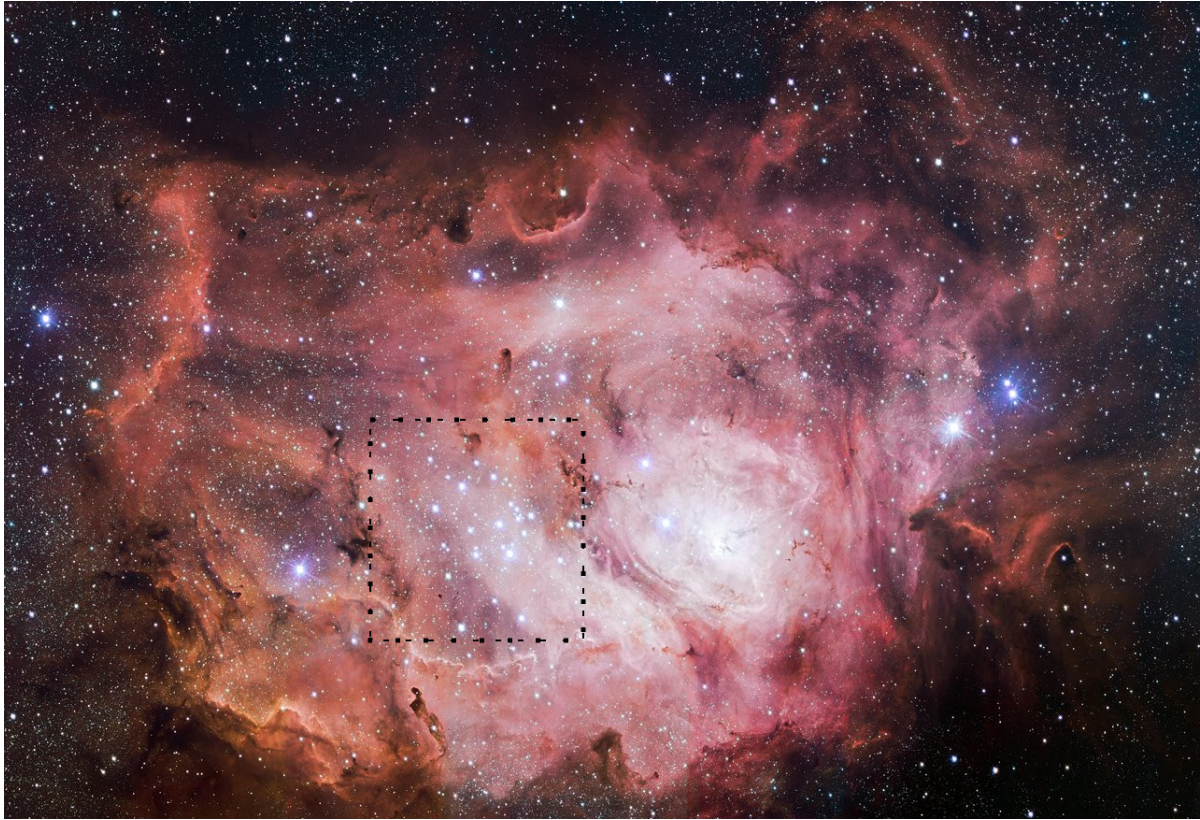


Imagem da Nebulosa da Lagoa (M8, NGC 6523) com destaque no quadrado traço-ponto ao aglomerado jovem associado a ela, NGC 6530. A imagem tem dimensões $58,12' \times 39,74'$ e foi obtida fazendo um mosaico de várias exposições e mapeando três bandas fotométricas distintas ($H\alpha$, i e g) nas cores vermelho, verde e azul. (Crédito: ESO/VPHAS+ team).

De acordo com Lightfoot et al. (1984), NGC 6530 é a origem de um processo sequencial de formação estelar dentro da Nebulosa da Lagoa. O aglomerado pode ter disparado a formação de 9 Sgr (sistema binário massivo, composto de duas estrelas de tipo espectral O) que subsequentemente causou a formação da estrela massiva extremamente jovem Herschel 36. Perto de NGC 6530 também está a Nebulosa da Ampulheta (Hourglass Nebula), a parte mais brilhante de M8, iluminada pela estrela Herschel 36. Evidências de formação estelar em curso foram encontradas não apenas ao redor do centro de NGC 6530, mas também na Nebulosa da Ampulheta, através de emissões de raios-X e $H\alpha$ e medidas de sistemas estelares com excessos no infravermelho próximo, como revisado por Tothill et al. (2002). Ao longo dos anos, todas essas características ajudaram a detectar uma população cumulativa de ~ 2500 candidatos a membros do aglomerado NGC 6530. Essa lista, entretanto, não pode ser considerada definitiva, pois cada um dos métodos utilizados para detectar membros do aglomerado sofre de alguma limitação, como por exemplo a disponibilidade e qualidade dos dados observacionais.

Recentemente, Prisinzano et al. (2019) confirmaram 652 membros de NGC 6530 usando parâmetros espectroscópicos, como velocidade radial, linhas de $H\alpha$ e Li, e correlacionando-os com dados fotométricos disponíveis na literatura. Dentre esses membros, 333 são fontes de sinais de acreção ou disco circunstelar e foram classificados como estrelas T Tauri Clássicas e os membros restantes foram classificados como estrelas T Tauri Fracas. Na Figura 1.7 temos os diagramas HR de NGC 6530 correspondentes às ETTCs (esquerda) e às ETTFs (direita). Em ambos os diagramas, a maioria das estrelas está localizada no intervalo de massas entre $0,2$ e $4 M_{\odot}$, apresenta T_{eff} entre 4000 a 6300 K e idades entre $0,1$ a 5 milhões de anos, e ainda está se contraindo para chegar na Sequência Principal, características correspondentes às estrelas T Tauri.

Figura 1.7 – Diagrama HR de NGC 6530.

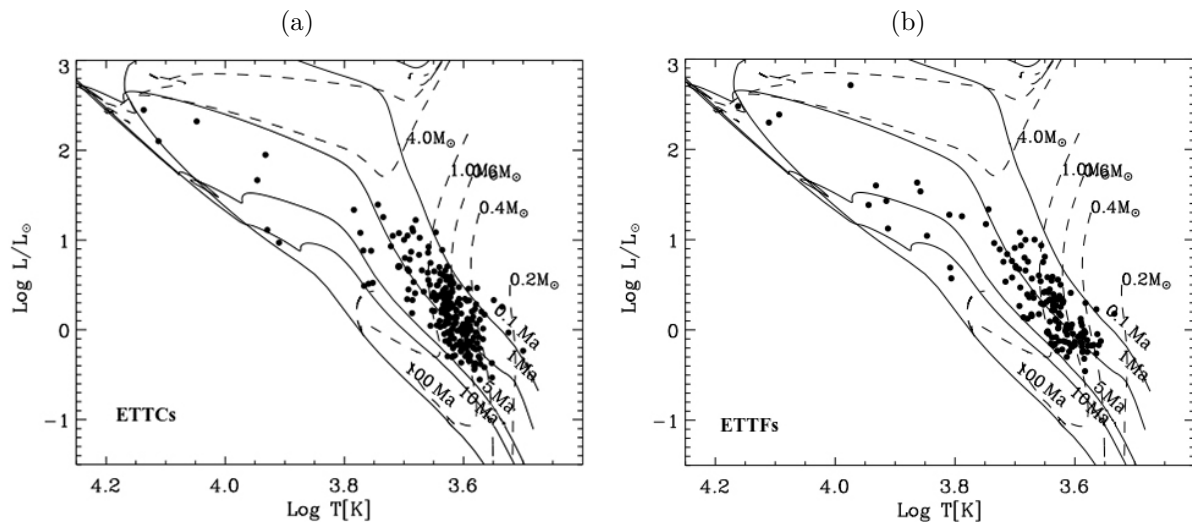


Diagrama HR de estrelas de NGC 6530 classificadas como estrelas T Tauri Clássicas (1.7a) e estrelas T Tauri de linha Fraca (1.7b) de acordo com Prisinzano et al. (2019). As linhas tracejadas correspondem às trilhas evolutivas para massas $0,2$, $0,4$, $0,6$, 1 e $4 M_{\odot}$ e as linhas sólidas correspondem às isócronas de idades $0,1$, 1 , 5 , 10 e 100 milhões de anos, obtidas a partir dos modelos estelares de Pisa¹. Figura adaptada de Prisinzano et al. (2019).

A região de NGC 6530 também é caracterizada por uma intensa nebulosidade que contribui com a emissão de linhas características, como [NII] e [SII], que afetam os espectros das estrelas. A região nebulosa também emite $H\alpha$ de forma muito intensa, dominando o espectro das estrelas mais fracas (Damiani et al., 2017), o que exige uma análise rigorosa da linha de $H\alpha$ observada nos espectros de NGC 6530 para identificar qual componente da emissão é proveniente da estrela e qual componente é proveniente da nebulosa. Desde o trabalho de Walker (1957), vários outros foram feitos para caracterizar NGC 6530 assim como sua população (e.g. Damiani et al., 2006; Wright et al., 2019), uma

¹ <http://astro.df.unipi.it/stellar-models/>.

vez que o aglomerado nos permite estudar como acontece o processo de formação estelar num ambiente de estrelas de alta massa.

1.4 Objetivos

O processo de acreção de massa em ETTCs pode ser dinâmico em várias escalas de tempo, o que exige um estudo detalhado para a sua compreensão. Esse trabalho tem como objetivo caracterizar as estrelas do aglomerado NGC 6530 que apresentam sinais de acreção. Para isto, analisaremos os dados do satélite *Gaia* para estabelecer uma lista de membros do aglomerado NGC 6530 de acordo com movimentos próprios e paralaxe das estrelas na região do aglomerado. Relacionaremos os membros obtidos com o estudo astrométrico com as estrelas observadas com o *Very Large Telescope* (VLT), pertencente ao *European Southern Observatory* (ESO), e equipado com o espectrógrafo *Fibre Large Array Multi Element Spectrograph* (FLAMES). Pretendemos estudar os espectros obtidos com o VLT/FLAMES para identificar quais estrelas estão acretando a partir da linha de emissão de $H\alpha$ de cada uma das estrelas observadas, analisar a periodicidade e classificar morfologicamente a linha de $H\alpha$ das estrelas T Tauri clássicas.

2 Observações

No final de 2011, o aglomerado jovem NGC 2264, com aproximadamente 3 milhões de anos (Dahm, 2008), foi observado pelo satélite CoRoT (fotometria no óptico) junto com o satélite *Spitzer* (fotometria no infravermelho), fornecendo um conjunto único de observações simultâneas ao longo de 30 dias que deu origem à campanha observacional *Coordinated Synoptic Investigation of NGC 2264* (CSI 2264). Dados espectroscópicos foram também obtidos com o VLT (ESO) equipado com o espectrógrafo FLAMES, sendo algumas épocas simultâneas com as observações do CoRot. Dessa forma foi possível obter fotometria de alta precisão para centenas de ETTs pertencentes a NGC 2264, juntamente com um monitoramento espectroscópico. O CSI 2264 permitiu estudar os vários tipos de variabilidade de objetos estelares jovens e associá-los aos fenômenos físicos presentes na fase de formação estelar, sendo possível assim caracterizar a dinâmica do ambiente circunstelar de estrelas T Tauri em um aglomerado de estrelas de baixa massa (Cody et al., 2014).

Na época em que o CSI 2264 foi realizado, NGC 2264 era a única região com estrelas na PSP acessível ao campo do CoRot. A partir de 2016, a missão estendida do satélite *Kepler*, K2, incluiu a observação de várias regiões jovens com sinais de formação estelar no plano da eclíptica, como NGC 6530. Isso possibilitou a obtenção de dados de estrelas de massas baixa e intermediária que estão se formando em um ambiente diferente das estrelas de NGC 2264, o que permite obter informações sobre os efeitos do ambiente no processo de acreção.

Centenas de membros de NGC 6530 foram observados no óptico na missão K2, no período de 7 de Abril a 6 de Julho de 2016, e pelo satélite *Spitzer* no infravermelho equipado com o *Infrared Array Camera* (IRAC) no período de 19 de Junho a 6 de Julho de 2016, nas bandas centradas em 3,6 e 4,5 μm . Simultaneamente às observações fotométricas, uma amostra selecionada de membros de NGC 6530, variando dos tipos espectrais K5 a B0, foi observada pelo telescópio VLT (ESO) equipado com o espectrógrafo FLAMES por seções de 1 hora distribuídas em 20 dias de 10 de junho a 1 de julho de 2016, na região de 647 nm a 679 nm. Na faixa de massa de 0,5 a 5 M_{\odot} , a maioria das estrelas em NGC 6530 tem períodos abaixo de 10 dias (Henderson & Stassun, 2012), logo, um período observacional de 20 noites permite cobrir pelo menos 2 ciclos rotacionais, e garante a observação da variabilidade modulada rotacionalmente nas ETTCs e da variabilidade de eventos associados à acreção, uma vez que estes tipicamente têm duração de poucos dias (Guenther & Hessman, 1993).

No período de 25 de Julho de 2014 a 23 de Maio de 2016, a missão observacional

Gaia coletou dados fotométricos, astrométricos e espectroscópicos para mais de 1 bilhão de estrelas, dentre elas estrelas do aglomerado NGC 6530. Essas observações forneceram posição, paralaxe e movimento próprio de alta precisão para 1,3 bilhões de estrelas, e fotometria nos comprimentos de onda de 330 a 1050 nm para 1,9 bilhões de estrelas (Gaia Collaboration et al., 2018). Esses dados permitiram o estudo de NGC 6530, buscando identificar, dentre as estrelas observadas pelo VLT/FLAMES, quais eram membros confirmados do aglomerado.

Na Tabela 2.1 estão listadas as observações feitas de NGC 6530, incluindo os instrumentos utilizados, as datas e as faixas espectrais correspondentes.

Tabela 2.1 – Observações de NGC 6530.

Telescópio	Instrumento	Datas	Faixas Espectrais
<i>Spitzer</i>	IRAC	07-Abr-2016 a 06-Jul-2016	3,6 e 4,5 μm
<i>Kepler</i>	-	19-Jun-2016 a 06-Jul-2016	420 - 900 nm
VLT	FLAMES	10-Jun-2016 a 01-Jul-2016	647 - 679 nm
<i>Gaia</i>	-	25-Jul-2014 a 23-Mai-2016	330 - 1050 nm (G) 330 - 680 nm (G_{BP}) 630 - 1050 nm (G_{RP})

Nos capítulos seguintes deste trabalho analisaremos os dados astrométricos e fotométricos obtidos pelo *Gaia* para determinar os membros de NGC 6530 e em seguida analisaremos os dados espectroscópicos obtidos pelo VLT/FLAMES das estrelas na região do aglomerado.

2.1 O satélite Gaia

O *Gaia* é um satélite pertencente à *European Space Agency* (ESA) lançado em 10 de Dezembro de 2013. Ele observou, no período de 25 de Julho de 2014 a 23 de Maio de 2016, aproximadamente 1,7 bilhões de estrelas, medindo suas posições, obtendo dados espectrais e fotométricos com o objetivo de traçar um mapa tridimensional da nossa Galáxia.

O satélite *Gaia* é composto por 2 telescópios idênticos retangulares com dimensões 1,45 m \times 0,5 m apontando em duas direções separadas por um ângulo de 106,5°. Três instrumentos detectam a luz coletada por esses telescópios. O espectrógrafo permite determinar a velocidade da estrela ao longo da linha de visada, medindo o deslocamento Doppler das linhas de absorção em um espectro que cobre a faixa de 845 a 872 nm com resolução $R=11500$. O instrumento astrométrico mede a posição das estrelas no céu, sendo possível, com todas as medidas combinadas, determinar a paralaxe das estrelas e, portanto, suas distâncias. O instrumento fotométrico observa nas bandas G , G_{BP} e G_{RP} do *Gaia* (Tabela 2.1) fornecendo informações sobre o brilho dos objetos. Nesse trabalho, utilizamos apenas os dados astrométricos e fotométricos.

Os dados obtidos pelo satélite *Gaia* e usados nesse trabalho foram disponibilizados no segundo lançamento de dados (*Gaia* DR2²), que contem posições celestes e magnitudes nas bandas G , G_{BP} e G_{RP} do *Gaia* para 1,7 bilhões de estrelas, paralaxes e movimentos próprios para 1,3 bilhões de estrelas e parâmetros astrofísicos como temperatura efetiva para 161 milhões de estrelas (Gaia Collaboration et al., 2018). Os dados foram extraídos usando o programa Topcat³.

2.2 VLT/FLAMES

O VLT é um conjunto de quatro telescópios do *European Southern Observatory* (ESO) localizado no Observatório Paranal, em Cerro Paranal, no deserto de Atacama (Chile). Um dos telescópios do VLT está equipado com o FLAMES, que é um espectrógrafo multi-objetos com campo de visão de 25' de diâmetro. Na observação de NGC 6530 foi usado o modo GIRAFFE+UVES, sendo o GIRAFFE um espectrógrafo de média e alta resolução que pode observar até 132 objetos simultaneamente usando o modo MEDUSA, através de suas 132 fibras ópticas com abertura de 1,2", e o UVES um espectrógrafo de alta resolução que pode ser alimentado por até 8 fibras simultaneamente às observações do GIRAFFE. As fibras do GIRAFFE foram alocadas a estrelas de NGC 6530 previamente selecionadas e a regiões no céu sem estrelas, com o objetivo de medir a contribuição do céu dessas regiões, utilizando a configuração HR15N, que cobre a faixa de comprimentos de onda de 647 nm a 679 nm com resolução de $R=19200$. No UVES foi usada a configuração centrada em 580 nm, cobrindo a faixa de comprimentos de onda de 476 nm a 684 nm, com resolução de $R=47000$.

A redução dos dados do GIRAFFE foi feita pela Dra. Pauline McGinnis com o programa Gasgano e *pipelines* fornecidos pelo ESO para remoção de *bias* e de *pixels* defeituosos, correção de campo plano e calibração do comprimento de onda. Para cada observação, foram feitas duas exposições de ciência e uma exposição de calibração com a lâmpada de Th-Ar acesa para obter um ajuste fino da calibração de comprimento de onda. Raios cósmicos foram removidos das duas exposições de ciência e elas foram somadas para obter um espectro final para cada objeto. Foi feita a correção baricêntrica no comprimento de onda desses espectros finais.

O foco deste trabalho foram os espectros observados com o GIRAFFE com a configuração HR15N que, apesar de abranger uma faixa espectral pequena, contém a região de emissão de $H\alpha$ e outras linhas (Li I, Fe I, He I) importantes para o estudo da acreção em objetos jovens.

² <https://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=I/345>

³ <http://www.star.bris.ac.uk/~mbt/topcat/>

3 Membros de NGC 6530

Neste capítulo analisamos os dados do satélite *Gaia* para obter uma lista de estrelas pertencentes a NGC 6530 de acordo com a astrometria e fotometria dos objetos na região do aglomerado.

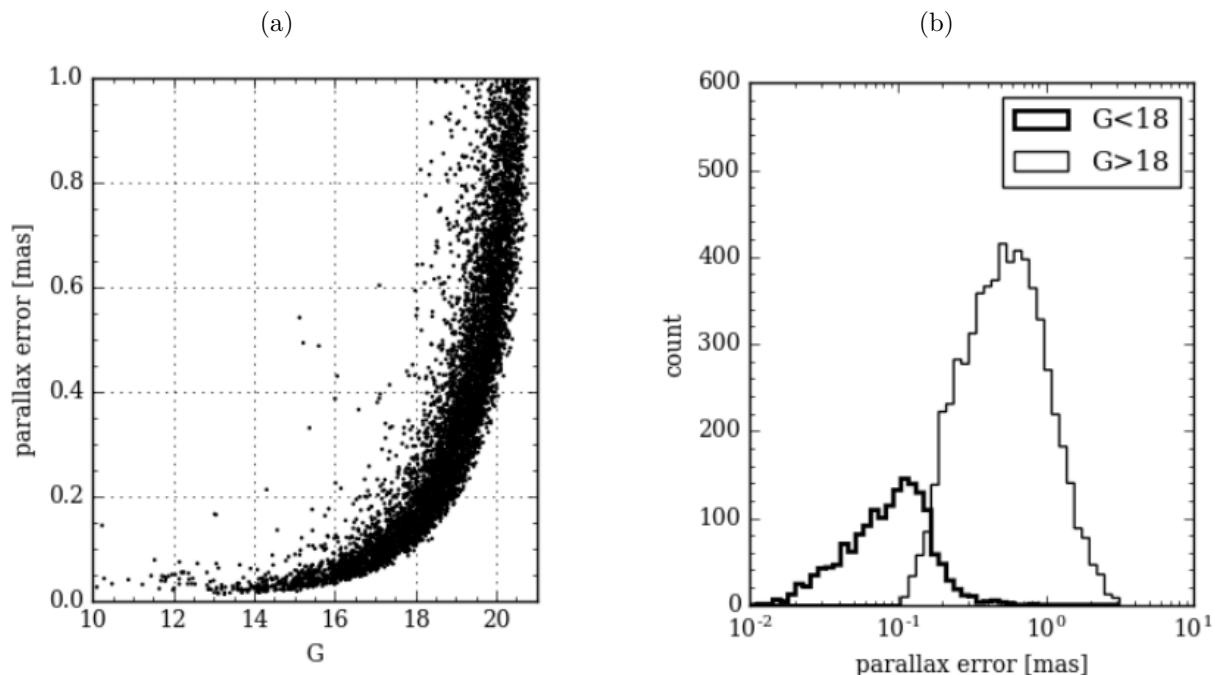
Em geral, considera-se que estrelas dentro de um aglomerado têm uma origem comum, levando a idades e composições químicas semelhantes, e são ligadas pela gravidade, ou seja, as estrelas estão fisicamente próximas uma das outras e compartilham o mesmo movimento global. Logo, supõe-se que os membros de um aglomerado estejam mais concentrados no espaço astrométrico de paralaxe e movimento próprio em ascensão reta (RA) e declinação (DEC) do que as estrelas do campo (Cantat-Gaudin et al., 2018b). A partir destes conceitos, determinamos os membros do aglomerado NGC 6530, realizando os procedimentos com os dados do *Gaia* DR2 descritos em Angelo et al. (2019), que consistem em avaliar a sobredensidade das estrelas em cada parte do espaço astrométrico 3D de paralaxe (ϖ) e movimento próprio em RA (μ_α) e DEC (μ_δ) em relação à dispersão dos dados de um campo de comparação.

3.1 Dados

Extraímos do catálogo *Gaia* DR2 movimento próprio em RA e DEC, paralaxe e magnitudes em G , G_{BP} e G_{RP} (Tabela 2.1) para estrelas dentro de uma região circular, com raio de extração $r_{ext} = 45'$ determinado visualmente e centrada nas coordenadas do aglomerado obtidas da literatura ($RA = 271, 129^\circ$ e $DEC = -24, 358^\circ$) (Ochsenbein et al., 2000).

Segundo Lindegren et al. (2018), a incerteza da paralaxe varia de 0,04 milissegundo de arco (em inglês, *milliarcsecond* - mas), para fontes brilhantes ($G < 14$ mag), para 0,1 mas em $G \approx 17$ mag e até 0,7 mas em $G = 20$ mag. Nas componentes de movimento próprio, as incertezas são 0,05 milissegundo de arco por ano (em inglês, *milliarcsecond per year* - mas/yr) para fontes com $G = 14$ mag, 0,2 mas/yr em $G \approx 17$ mag e 1,2 mas/yr em $G = 20$ mag. Tanto a paralaxe quanto os movimentos próprios também são afetados por erros sistemáticos, da ordem de 0,1 mas e 0,1 mas/yr, respectivamente. Aplicamos então uma restrição de cor em $G < 18, 5$, adaptada visualmente para NGC 6530 a partir Cantat-Gaudin et al. (2018a), com o intuito excluir as estrelas mais fracas e, conseqüentemente, com erros maiores (Figura 3.1).

Figura 3.1 – Erro nominal da paralaxe de acordo com a magnitude G para estrelas do *Gaia* DR2.



A Figura 3.1a é o erro nominal da paralaxe em relação à magnitude G para uma amostra aleatória de 10.000 estrelas do *Gaia* DR2. A Figura 3.1b é a distribuição do erro nominal para estrelas com $G > 18$ (histograma fino) e estrelas com $G < 18$ (histograma espesso) da mesma amostra aleatória. Figuras retiradas de Cantat-Gaudin et al. (2018a)

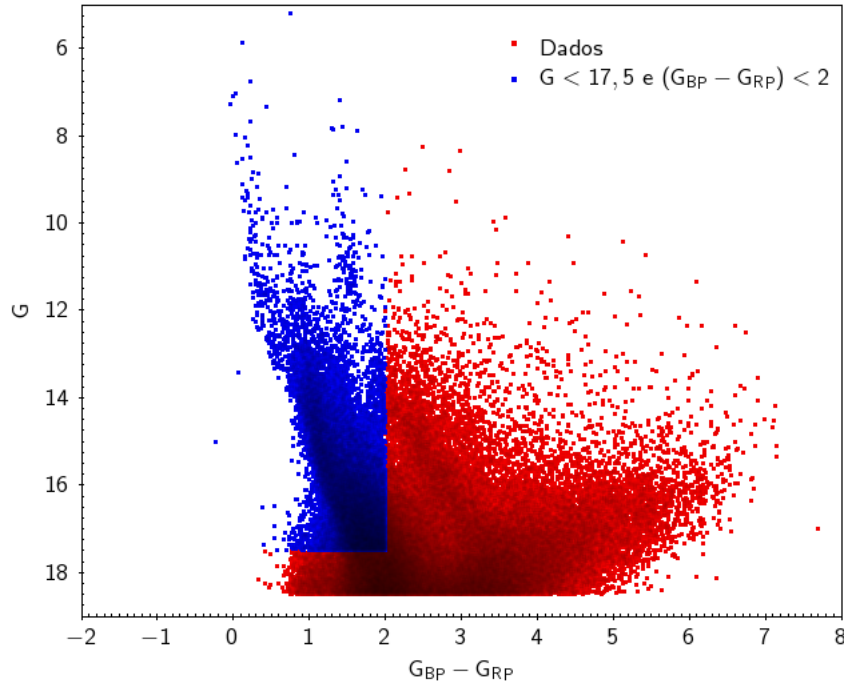
Utilizamos critérios de qualidade correspondentes às Equações 1 e 3 apresentadas em Arenou et al. (2018). A primeira restrição, correspondente à Equação 1, filtra a contaminação de estrelas duplas, efeitos astrométricos de estrelas binárias e também de problemas de calibração. A segunda restrição, correspondente à Equação 3, sugere que o número de períodos de visibilidade (em inglês, *visibility period number*) seja maior do que 8. O número de períodos de visibilidade é o grupo de observações espaçadas por 4 dias. Um valor alto para o número de períodos de visibilidade é um bom indicador de que a estrela foi astrometricamente bem observada. A restrição correspondente à Equação 2 em Arenou et al. (2018) não foi utilizada pois ela exclui principalmente objetos jovens variáveis.

3.2 Análise Prévia

Realizamos uma análise prévia dos dados extraídos e corrigidos de acordo com Cantat-Gaudin et al. (2018a) e Arenou et al. (2018) para estimar o valor central de paralaxe e movimentos próprios da nossa amostra. Montamos um diagrama cor-magnitude (em inglês, *color-magnitude diagram* - CMD) e identificamos visualmente uma sequência evolutiva no intervalo $G < 17,5$ e $(G_{BP} - G_{RP}) < 2$, logo, restringimos nossa análise prévia

às estrelas dentro desse intervalo (Figura 3.2). Limitamos a subamostra a um intervalo de $15'$ em RA e DEC determinado a partir dos valores centrais obtidos na literatura (Ochsenbein et al., 2000), uma vez que o raio de extração é maior do que o aglomerado.

Figura 3.2 – CMD com filtros de cor e magnitude aplicados na análise prévia.



CMD dos dados extraídos e filtrados de acordo com a Seção 3 (em vermelho) e com filtro de cor em $G_{BP} - G_{RP} < 2$ e de magnitude em $G < 17,5$ restringindo os dados usados na análise prévia (em azul).

Em seguida, buscamos e restringimos visualmente a sobredensidade em movimentos próprios correspondente ao aglomerado NGC 6530. Realizamos ajustes gaussianos nos histogramas de paralaxe, movimento próprio em RA e DEC, obtendo valores centrais $\varpi = 0,74$ mas, $\mu_{\alpha} = 1,33$ mas/yr e $\mu_{\delta} = -2,05$ mas/yr.

Os cortes aplicados nessa seção selecionam somente estrelas na região do aglomerado, não nos permitindo realizar uma comparação dessas estrelas com estrelas do campo de comparação em busca de sobredensidades, dessa forma, para os estudos a seguir, abandonamos esses cortes, utilizando apenas os valores centrais obtidos, uma vez que é necessário fornecer valores iniciais aos programas utilizados.

3.3 Filtros espacial e de cor e magnitude

3.3.1 Perfil de densidade radial

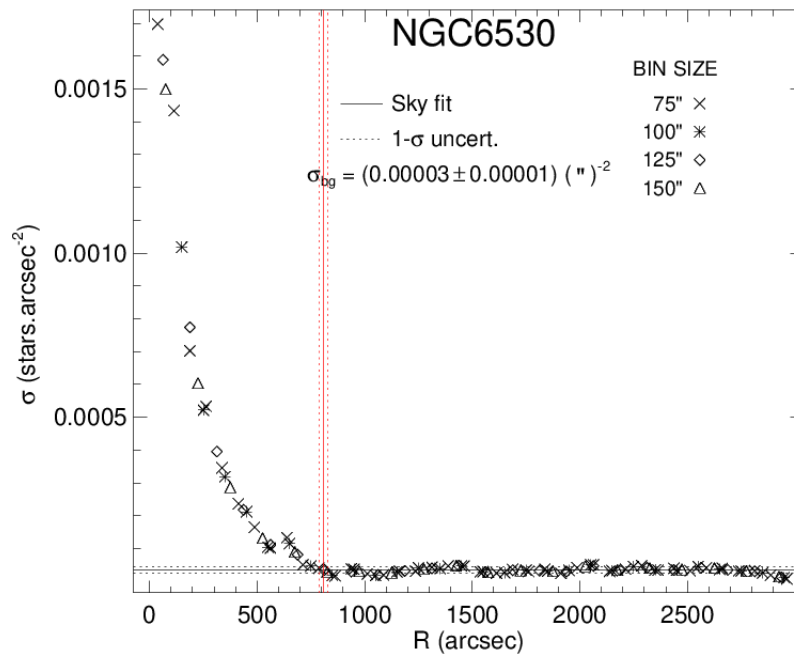
Inicialmente, utilizamos os dados extraídos do *Gaia* DR2 e corrigidos de acordo com a Seção 3.1 para construir um perfil de densidade radial (em inglês, *radial density profile* -

RDP) de acordo com Ferreira et al. (2019), com o objetivo de determinar o tamanho do aglomerado e refinar as coordenadas centrais do aglomerado.

O RDP foi construído contando o número de estrelas dentro de anéis circulares com várias larguras e dividindo esse número pela respectiva área do anel. Os anéis mais estreitos são ideais para amostrar as regiões centrais porque suas densidades estelares são mais altas, enquanto os anéis mais largos são mais adequados para amostrar as regiões externas.

RDPs independentes foram obtidos usando quatro larguras de anéis diferentes e os resultados foram mesclados em um único perfil (Figura 3.3). Refinamos as coordenadas centrais do aglomerado a partir do valor da literatura fazendo pequenos ajustes nesses parâmetros, buscando a densidade central máxima do perfil. O erro das coordenadas centrais foi determinado calculando o desvio padrão de um conjunto de coordenadas. Esse conjunto corresponde às variações nas coordenadas centrais do aglomerado para as quais conseguimos obter RDPs com densidade central mais elevada e sem variações abruptas ao longo do perfil de densidade (RDPs visualmente aceitáveis). As coordenadas centrais do aglomerado foram refinadas em $RA = 271,106^\circ \pm 0.003$ e $DEC = -24,372 \pm 0.004^\circ$.

Figura 3.3 – Perfil de densidade radial de NGC 6530.



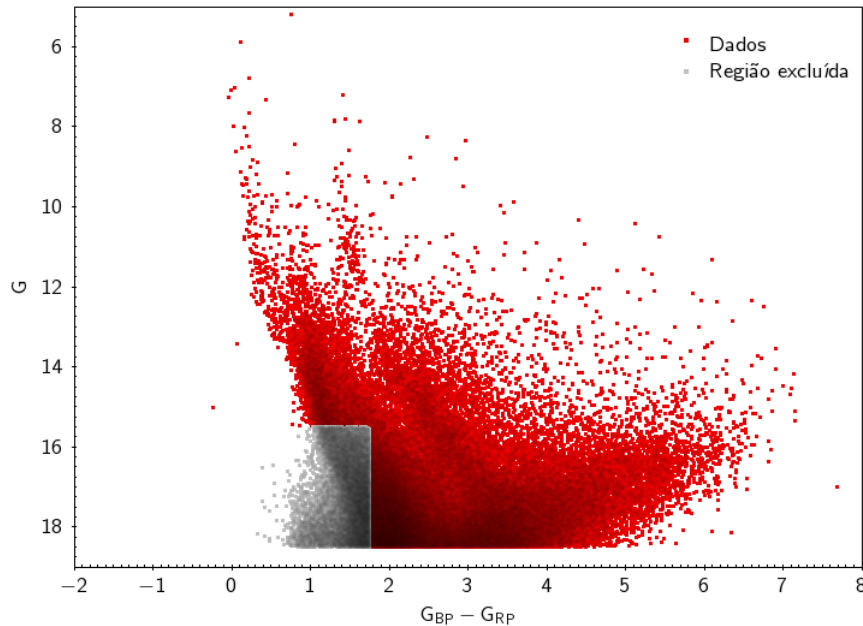
Perfil de densidade radial de NGC 6530. A linha vermelha vertical contínua representa o valor do raio do aglomerado, as linhas vermelhas verticais pontilhadas representam a sua incerteza. A linha preta horizontal contínua representa a densidade média do céu e as linhas pretas horizontais pontilhadas representam a sua incerteza. Os símbolos correspondem a tamanhos de anéis diferentes usados para fazer o RDP.

O nível de densidade do céu ($\sigma_{C\acute{e}u}$) é a densidade média calculada em uma região suficientemente distante do centro do aglomerado e sem muitas flutuações nos valores de densidade, para NGC 6530, utilizamos a região definida entre $25'$ e $42'$. Sua incerteza ($1-\sigma$)

foi determinada pelo desvio padrão das densidades na região. O raio limite (r_{lim}), definido como o raio em que a densidade estelar, a partir do centro do aglomerado, atinge o nível de densidade do céu, resultou em $r_{lim} = 13,46 \pm 0,32'$. Seu erro foi dado pelo desvio padrão dos valores de raio limite determinados através dos RDPs obtidos por anéis de larguras diferentes.

A partir dos dados obtidos com o RDP, dividimos a região extraída em três partes. A primeira parte é a mais interna com raio $r \equiv r_{lim} = 13,46'$, garantindo que todo o aglomerado está contido nessa região. A segunda parte é um degrau ao redor do aglomerado, com $\Delta r_{degrau} = 8,00'$ estabelecido para garantir que as estrelas do aglomerado estejam separadas da região usada para comparação, chamada de campo de comparação. O campo de comparação é a terceira parte, que corresponde ao anel mais externo determinado por $A_{campo} = 3A_{agl}$, levando a $\Delta r_{campo} = 10,00'$. Para garantir a qualidade dos resultados, excluimos da nossa amostra as estrelas azuis mais fracas ($G > 15,5$ mag e $(G_{BP} - G_{RP}) < 1,75$ mag), devido ao aumento dos erros nas medidas desses objetos (Figura 3.4).

Figura 3.4 – CMD com região excluída.

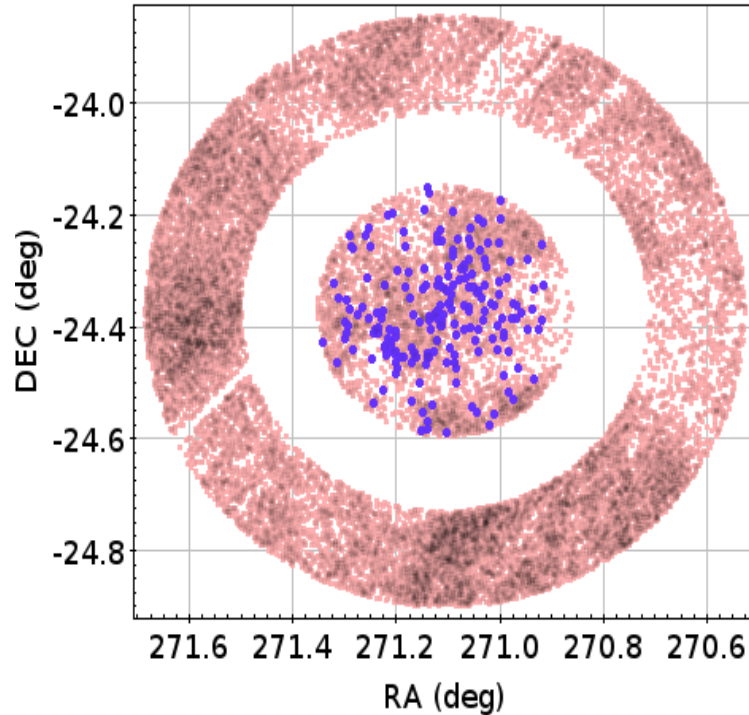


CMD dos dados extraídos e filtrados de acordo com a Seção 3 (em vermelho) e com filtro de cor em $G_{BP} - G_{RP} < 1,75$ e de magnitude em $G > 15,5$, excluindo essa região da análise (em cinza).

A busca por estrelas pertencentes ao aglomerado NGC 6530 foi também restrita ao raio limite do aglomerado. Estabelecemos intervalos de paralaxe $\Delta\varpi = \pm 0,15$ mas e movimento próprio em RA e DEC de $\Delta\mu_{\alpha} = \pm 1,5$ mas/yr e $\Delta\mu_{\delta} = \pm 1,5$ mas/yr, respectivamente, uma vez que um aglomerado estelar gravitacionalmente ligado deve ocupar um volume limitado de espaço e compartilhar um espaço comum de velocidades (Platais et al., 1998). Esses intervalos foram estipulados variando-os ao longo da análise e

observando a distribuição das estrelas e probabilidades atribuídas na região do aglomerado para um dado intervalo. Intervalos maiores aumentavam o número de estrelas com baixa probabilidade muito longe do centro do aglomerado, o que indicava a inclusão de estrelas fora do aglomerado. Intervalos menores levavam à perda de simetria esférica na distribuição das estrelas ao longo de ϖ , μ_α e μ_δ , indicando que a seleção de estrelas estava restrita aos intervalos. Os intervalos foram centrados em $\varpi = 0,74$ mas, $\mu_\alpha = 1,33$ mas/yr e $\mu_\delta = -2,05$ mas/yr, determinados na Seção 3.2. Todas as restrições aplicadas resultaram em uma amostra de ~ 200 estrelas, o equivalente a $\sim 4,3\%$ das estrelas contidas em r_{lim} inicialmente. As estrelas para comparação foram selecionadas somente dentro da região de campo de comparação (Figura 3.5).

Figura 3.5 – Região da análise astrométrica de NGC 6530.



Mapa do céu da região extraída com o Topcat, centrada nas coordenadas de NGC 6530 obtidas a partir do RDP com $r_{ext} = 45'$. Em rosa, estrelas que apresentam RA e DEC dentro desse raio de extração. Em roxo, as estrelas usadas na análise astrométrica após as restrições em cor, magnitude, paralaxe e movimentos próprios. O círculo interno tem $r = 13,47'$ e corresponde ao raio limite do aglomerado. O anel externo é o campo de comparação com $A_{campo} = 3A_{agl}$, levando a $\Delta r_{campo} = 10,00'$. A região sem estrelas entre o círculo interno e o anel externo é um degrau ao redor do aglomerado com $\Delta r_{degrau} = 8,00'$.

3.4 Probabilidade de associação

Avaliamos um conjunto de estrelas em cada parte do espaço astrométrico tridimensional de movimentos próprios e paralaxe adequados (ϖ , μ_α e μ_δ), comparamos com a região de campo de comparação previamente estipulada e atribuímos probabilidades

de associação. Para isso, dividimos o espaço astrométrico em células com larguras de $\Delta_{\mu_\alpha} \approx 0,8$ mas/yr, $\Delta_{\mu_\delta} \approx 0,9$ mas/yr e $\Delta_{\mu_\varpi} \approx 0,07$ mas. Essas dimensões celulares são grandes o suficiente para acomodar um número significativo de estrelas, mas pequenas o suficiente para detectar flutuações locais na densidade estelar, através de todo o domínio de dados.

Em seguida, verificamos se um grupo de estrelas contidas numa dada célula 3D podia ser estatisticamente distinguível de uma amostra de estrelas de campo em uma mesma configuração de dados. Para cada estrela selecionada na amostra do aglomerado dentro de uma célula 3D, foi calculada uma probabilidade de pertencimento ao aglomerado ($l_{estrela}$) dada por:

$$l_{estrela} = \frac{\exp\left[-\frac{1}{2}(\mathbf{X} - \mu)^T \Sigma^{-1}(\mathbf{X} - \mu)\right]}{\sqrt{(2\pi)^3 |\Sigma|}} \quad (3.1)$$

onde \mathbf{X} é o vetor coluna contendo a informação astrométrica $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta, \varpi)$ para uma dada estrela, μ é um vetor coluna contendo a média das informações astrométricas de um grupo de estrelas dentro de r_{lim} contido numa célula, ou seja, as médias são definidas localmente. Σ é a matriz da covariância que incorpora as incertezas $(\sigma_{\mu_\alpha \cos \delta}, \sigma_{\mu_\delta}$ e $\sigma_\varpi)$ calculadas através da soma quadrática das dispersões intrínsecas de cada parâmetro com as incertezas experimentais e incorpora também os coeficientes de correlação ρ entre os parâmetros $(\rho_{\mu_\alpha \cos \delta \mu_\delta}, \rho_{\mu_\alpha \cos \delta \varpi}$ e $\rho_{\mu_\delta \varpi})$:

$$\Sigma = \begin{bmatrix} \sigma_{\mu_\alpha \cos \delta}^2 & \sigma_{\mu_\alpha \cos \delta} \sigma_{\mu_\delta} \rho_{\mu_\alpha \cos \delta \mu_\delta} & \sigma_{\mu_\alpha \cos \delta} \sigma_\varpi \rho_{\mu_\alpha \cos \delta \varpi} \\ \sigma_{\mu_\alpha \cos \delta} \sigma_{\mu_\delta} \rho_{\mu_\alpha \cos \delta \mu_\delta} & \sigma_{\mu_\delta}^2 & \sigma_{\mu_\delta} \sigma_\varpi \rho_{\mu_\delta \varpi} \\ \sigma_{\mu_\alpha \cos \delta} \sigma_\varpi \rho_{\mu_\alpha \cos \delta \varpi} & \sigma_{\mu_\delta} \sigma_\varpi \rho_{\mu_\delta \varpi} & \sigma_\varpi^2 \end{bmatrix} \quad (3.2)$$

Consequentemente, esse cálculo leva em consideração os três parâmetros astrométricos simultaneamente e suas incertezas. O cálculo da probabilidade também foi feito para o grupo de estrelas do campo de comparação dentro da mesma célula no espaço de parâmetros, mantendo as dispersões relativas aos valores médios do grupo de estrelas do aglomerado.

A probabilidade total de pertencimento ao aglomerado para um grupo de estrelas é dada por:

$$\mathcal{L} = \prod_i l_i \quad (3.3)$$

onde i representa cada estrela dentro do grupo e para a qual definimos uma função semelhança:

$$S = -\log \mathcal{L} \quad (3.4)$$

A partir da função semelhança, um análogo estatístico da função entropia utilizada em Termodinâmica, verificamos o grau de similaridade entre as estrelas do aglomerado e as estrelas do campo. As estrelas foram classificadas como possíveis membros do aglomerado se $S_{agl} < S_{campo}$ e receberam marcador ‘1’, enquanto estrelas classificadas como não pertencentes ao aglomerado receberam marcador ‘0’. A função semelhança pode ser interpretada como uma medida do espalhamento dos dados em um certo conjunto. Quanto maior o valor da função semelhança, menos agrupadas estão as estrelas naquele grupo.

Em seguida, obtivemos a probabilidade final de associação para cada estrela ($L_{estrela}$). Para isso, selecionamos as células que continham estrelas marcadas como ‘1’ e calculamos um fator exponencial da forma:

$$L_{estrela} \propto \exp - \left(\frac{\langle N_{agl} \rangle}{N_{agl}} \right) \quad (3.5)$$

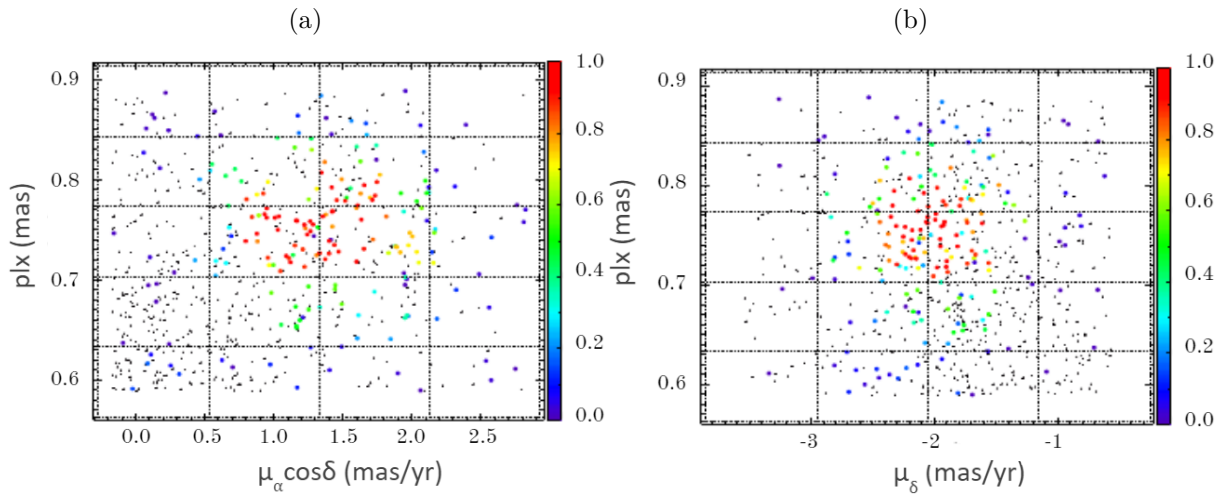
onde N_{agl} é o número de estrelas do aglomerado numa dada célula e $\langle N_{agl} \rangle$ é o número médio de estrelas do aglomerado ponderado por todo o conjunto de células dentro do espaço astrométrico. Esse fator exponencial garante que apenas estrelas contidas em células com $N_{agl} \gg \langle N_{agl} \rangle$ vão receber probabilidades de associação consideráveis na lista final de membros, reduzindo então a presença de pequenos grupos de estrelas de campo com probabilidade de associação diferente de zero.

Cada um dos três eixos das células é aumentado e diminuído em um terço do seu tamanho médio, gerando 27 configurações de células 3D. Os processos anteriores são repetidos para cada tamanho diferente de célula e o algoritmo registra a mediana dos 27 valores de probabilidade de associação calculados para uma dada estrela através da Equação 3.5. A constante de proporcionalidade da Eq. 3.5 é obtida através da amostra completa de estrelas do aglomerado, normalizando o valor máximo de $L_{estrela}$ para 1.

Esses procedimentos foram realizados com o objetivo de buscar a sobredensidade local referente ao aglomerado NGC 6530 no espaço astrométrico 3D e que é estatisticamente distinguível da distribuição de estrelas do campo de comparação, considerando as incertezas de cada parâmetro.

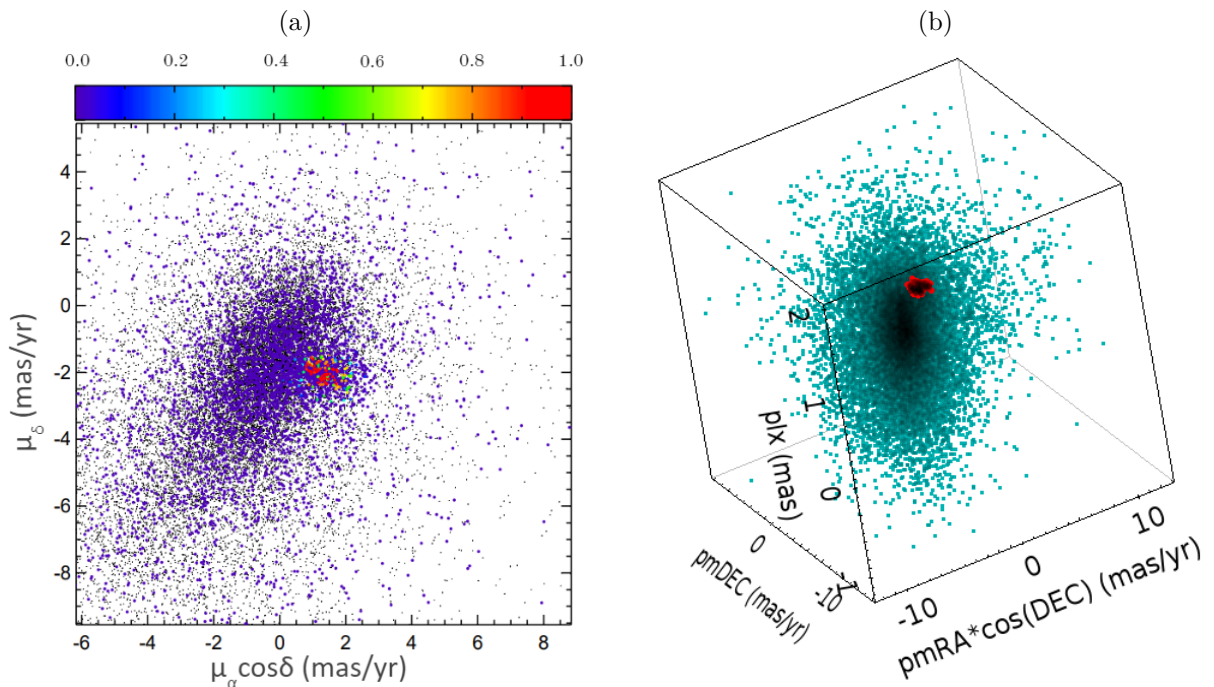
As distribuições de paralaxe em relação ao movimento próprio em RA e DEC estão expostas nas Figuras 3.6a e 3.6b, respectivamente. Observamos uma concentração de estrelas com probabilidade maior em torno de um determinado valor de paralaxe e movimento próprio, evidenciando um comportamento de aglomeração das estrelas com pertinência mais alta. Também observamos o comportamento de aglomeração das estrelas com maior pertinência no *Vector Point Diagram* (VPD) (Figura 3.7a) e na caixa 3D de paralaxe e movimentos próprios (Figura 3.7). Isso indica que o algoritmo consegue detectar um movimento comum às estrelas de uma determinada região em relação à distância.

Figura 3.6 – Paralaxe em relação ao movimento próprio em RA e DEC de NGC 6530.



Distribuição da paralaxe das estrelas contidas dentro do r_{agl} em relação ao movimento próprio em RA (3.6a) e ao movimento próprio em DEC (3.6b) após a atribuição de probabilidade de associação ao aglomerado NGC 6530. A escala de cores representa a probabilidade de associação de cada estrela. A probabilidade nula é representada pela cor violeta e a probabilidade igual a 1 (máxima) é representada pela cor vermelha. Os símbolos menores, em preto, são as estrelas do campo de comparação.

Figura 3.7 – Diagrama VPD e distribuição 3D das estrelas de NGC 6530.



Distribuição das estrelas utilizadas na análise astrométrica. A Figura 3.7a mostra o VPD para estrelas na região do aglomerado e para um campo de comparação. Foi utilizada a mesma simbologia e esquema de cores das figuras anteriores. Em 3.7b, as estrelas estão distribuídas tridimensionalmente em paralaxe e movimento próprio em RA e DEC. Em verde, todas as estrelas dentro do r_{ext} . Em vermelho, as estrelas para os quais $L_{estrela} \geq 0,5$.

Por fim, realizamos no CMD um ajuste de isócrona para as estrelas com $L_{estrela} \geq 0,5$ para determinar a lista final de membros a partir da nossa amostra (Figura 3.8). Ajustamos uma isócrona teórica do modelo PARSEC v3.1⁴ (Bressan et al., 2012) com $\log t = 6,45$, módulo da distância $(m - M)_o = 10,55$ e excesso de cor $E(B - V) = 0,48$. Determinamos os erros desses parâmetros variando-os individualmente e observando se as estrelas do CMD permaneciam ajustadas à isócrona. Estabelecemos como erro a variação para a qual não era possível ajustar a isócrona resultante. Estimamos então, para o aglomerado NGC 6530, a idade e sua incerteza como $\log t = 6,45^{+0,10}_{-0,15}$, correspondente a $\sim 2,8$ milhões de anos, com o valor variando entre 2,0 e 3,5 milhões de anos, o módulo da distância e sua incerteza como $(m - M)_o = 10,55^{+0,25}_{-0,30}$, correspondente a 1288 pc, com o valor variando entre 1122 e 1445 pc, e o excesso de cor e sua incerteza $E(B - V) = 0,48 \pm 0,07$.

Figura 3.8 – Diagrama cor-magnitude das estrelas de NGC 6530.

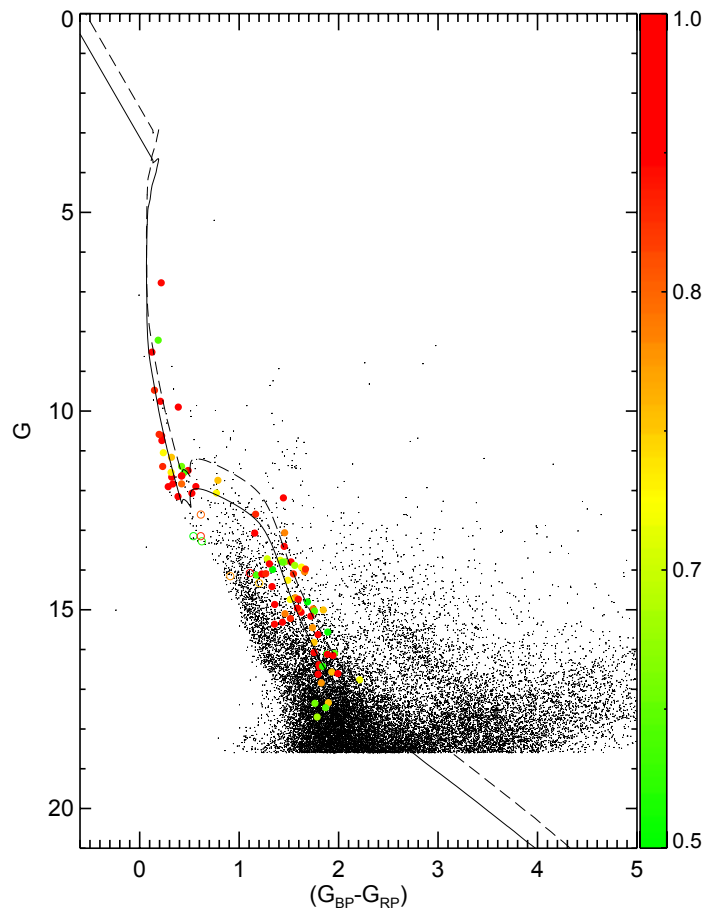


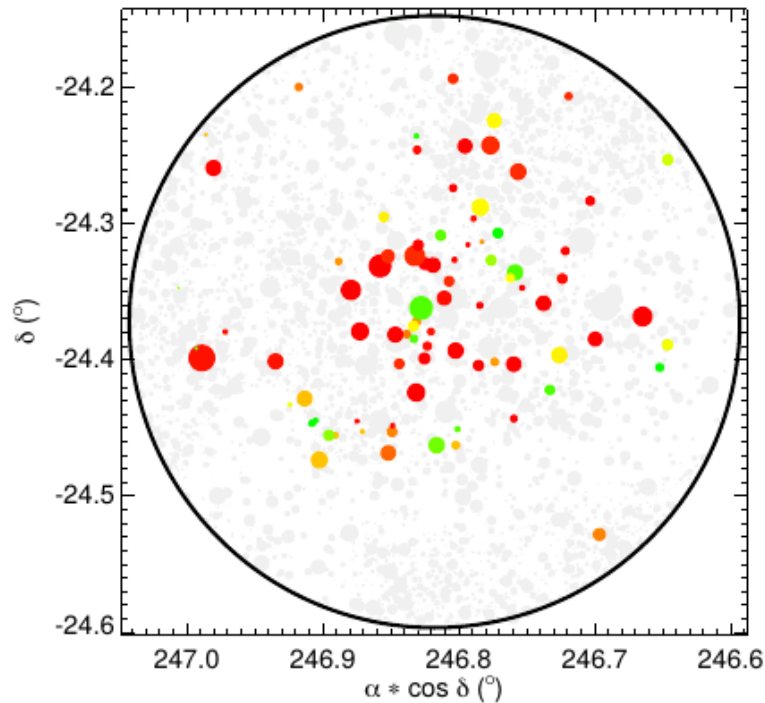
Diagrama cor-magnitude das estrelas com $L_{estrela} > 0,5$. A escala de cores representa a probabilidade de associação de cada estrela. Os círculos coloridos preenchidos correspondem a estrelas que permaneceram classificadas como membros do aglomerado NGC 6530 após o ajuste da isócrona, enquanto os círculos coloridos não preenchidos representam estrelas que foram re-classificadas como não membros do aglomerado após o ajuste da isócrona. A linha sólida corresponde à isócrona de idade $\sim 2,8$ milhões de anos. A linha tracejada representa a mesma isócrona para estrelas binárias. Os símbolos menores, em preto, são as estrelas do campo de comparação.

⁴ <http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>.

3.5 Seleção final de membros

Para realizarmos a seleção final de estrelas membros, estabelecemos limites de tolerância em magnitude ΔG e índice de cor $\Delta(G_{BP} - G_{RP})$ de maneira que, se uma estrela dista do ponto mais próximo sobre a isócrona por um valor inferior a $\Delta G \times \sigma_G$ e $\Delta(G_{BP} - G_{RP}) \times \sigma_{(G_{BP}-G_{RP})}$, onde σ_G e $\sigma_{(G_{BP}-G_{RP})}$ são suas incertezas na magnitude e no índice de cor, respectivamente, então essa estrela se ajusta à isócrona. Os limites que estabelecemos foram $\Delta G = 200$ e $\Delta(G_{BP} - G_{RP}) = 80$, ou seja, consideramos que estrelas estão ajustadas à isócrona, e, conseqüentemente, são consideradas membros, se elas estiverem a uma distância de, no máximo, 200 vezes o erro da sua magnitude G e 80 vezes o erro do seu índice de cor $(G_{BP} - G_{RP})$, em relação ao ponto mais próximo sobre a isócrona. Valores muito maiores incluíam estrelas muito distante da isócrona e com baixa probabilidade de pertencimento, enquanto valores muito menores excluíaam estrelas muito próximas da isócrona e com alta probabilidade de pertencimento. Esses limites podem ser interpretados como um filtro em cor e magnitude de acordo com a isócrona adotada. O efeito de possíveis estrelas binárias também foi considerado, deslocando-se verticalmente a isócrona original em passos de 0,1 mag até o limite de 0,75 mag, correspondente ao *locus* de binárias com componentes de mesma massa.

Figura 3.9 – Mapa do céu das estrelas membros de NGC 6530.



Mapa da posição espacial das estrelas classificadas como membros do aglomerado NGC 6530 a partir de $L_{estrela} \geq 0,5$. As cores representam as probabilidades como na Figura 3.7. Os tamanhos representam o brilho das estrelas, estrelas mais fracas são representadas em tamanhos menores, enquanto estrelas mais brilhantes são representadas em tamanhos maiores.

Dessa maneira, para que uma estrela seja considerada membro do aglomerado NGC 6530, ela deve ter probabilidade astrométrica acima de 50% e também estar próxima à isócrona ajustada aos dados no CMD. Na Figura 3.9 temos a distribuição espacial das estrelas classificadas como membros de NGC 6530 a partir desses critérios, onde observamos novamente um agrupamento agora em relação às suas posições.

Realizamos a média dos valores de paralaxe e movimentos próprios da lista final de membros do aglomerado NGC 6530. A dispersão dos parâmetros (σ_{ϖ} , $\sigma_{\mu_{\alpha}}$ e $\sigma_{\mu_{\delta}}$) foi determinada a partir do desvio padrão e o erro determinado pela divisão entre a dispersão e o número de estrelas. Determinamos então para o aglomerado $\varpi = 0,75 \pm 0,01$ mas com $\sigma_{\varpi} = 0,10$ mas, $\mu_{\alpha} = 1,41 \pm 0,04$ mas/yr com $\sigma_{\mu_{\alpha}} = 0,37$ mas/yr e $\mu_{\delta} = -2,01 \pm 0,03$ mas/yr com $\sigma_{\mu_{\delta}} = 0,29$ mas/yr. Esses valores são similares aos determinados por Wright et al. (2019), que encontraram $\varpi = 0,724 \pm 0,006$ mas com $\sigma_{\varpi} = 0,19$ mas, $\mu_{\alpha} = 1,21 \pm 0,04$ mas/yr com $\sigma_{\mu_{\alpha}} = 0,25$ mas/yr e $\mu_{\delta} = -2,00 \pm 0,03$ mas/yr com $\sigma_{\mu_{\delta}} = 0,22$ mas/yr a partir de um estudo espectroscópico complementado pelos dados astrométricos. Eles classificaram 889 estrelas como membros do aglomerado NGC 6530.

Nossa lista final conta com 86 estrelas classificadas como membros do aglomerado NGC 6530 e os parâmetros dessas estrelas estão na Tabela A.1. O número de estrelas pertencentes ao aglomerado de acordo com nossa análise astrométrica é muito inferior ao já encontrado para NGC 6530, como vimos no Capítulo 1. A discrepância entre a quantidade de membros encontrados se deve ao fato de termos feito uma análise bem restrita em cor, magnitude, paralaxe e movimentos próprios para garantir o pertencimento ao aglomerado. Entretanto, essa lista não é absoluta, estrelas classificadas como não membros pela astrometria, podem ser re-classificadas como membros por outros parâmetros, como velocidade radial e largura equivalente do LiI. Das estrelas observadas pelo VLT/FLAMES, apenas 17 foram classificadas como membros, o que corresponde a $\sim 28\%$ da nossa amostra. No Capítulo 4, relacionamos os parâmetros astrométricos com os parâmetros obtidos a partir da análise espectroscópica para as estrelas da nossa amostra, buscando avaliar se estrelas da nossa amostra classificadas como não pertencentes ao aglomerado NGC 6530 podem ser re-classificadas como membros a partir de outros critérios.

4 Análise espectroscópica

Neste capítulo, analisamos os 61 espectros obtidos com o VLT/FLAMES. Discutimos os procedimentos utilizados para remoção da contribuição nebular dos espectros, determinamos a velocidade radial das estrelas observadas e corrigimos os espectros por esse valor. Classificamos as estrelas em ETTCs e ETTFs a partir da largura equivalente da linha de $H\alpha$ e da largura a 10% do máximo de intensidade da linha de $H\alpha$. Analisamos a periodicidade da linha de $H\alpha$ e classificamos os perfis de linha observados de acordo com a morfologia proposta por Reipurth et al. (1996). Determinamos a largura equivalente da linha de LiI. Relacionamos parâmetros obtidos com a espectroscopia com parâmetros obtidos com a astrometria para selecionar novos membros de NGC 6530.

4.1 Remoção da contribuição nebular

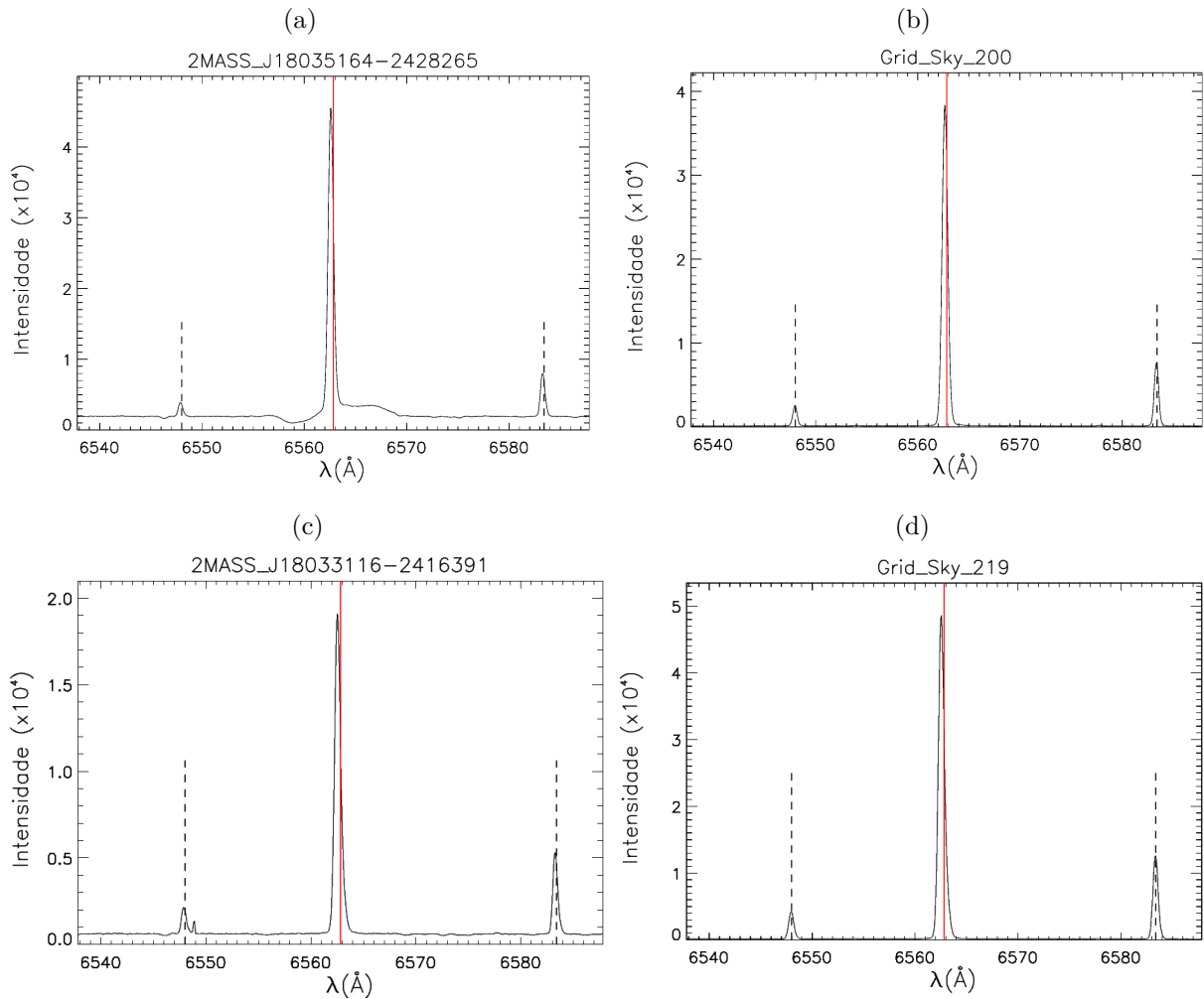
Os espectros das estrelas de NGC 6530, após reduzidos, foram tratados usando programas escritos em IDL (*Interactive Data Language*). Normalizamos o contínuo dos espectros para 1, utilizando um ajuste de polinômio de grau variando entre 3 e 6 de acordo com o espectro. O espectro normalizado é dado por:

$$F_{\lambda} = \frac{S}{C} \quad (4.1)$$

onde S é o espectro sem normalizar e C é a função que representa o contínuo desse espectro.

Devido à intensa nebulosidade da região, os espectros no intervalo de comprimento de onda do modo GIRAFFE (6470 Å a 6790 Å) apresentam as linhas de emissões proibidas [N II] em 6548 Å e 6583,4 Å e [S II] em 6716,4 Å e 6730,8 Å, bem como a linha de emissão $H\alpha$ provenientes da nebulosa, sobrepostas à emissão estelar. Torna-se então necessária a remoção dessa contaminação para a análise adequada da linha de $H\alpha$ originária dos objetos de estudo deste trabalho. Porém, essa remoção não é simples, uma vez que regiões nebulares apresentam uma emissão de intensidade variável.

Na Figura 4.1 temos exemplos de observações da região de emissão de $H\alpha$ de J18035164-2428265 e J18035351-2421237 (Figuras 4.1a e 4.1c, respectivamente) e do céu mais próximo de cada uma dessas estrelas (Figuras 4.1b e 4.1d, respectivamente). Vemos que a contaminação nebular é muito intensa nos espectros dessas estrelas. Há uma absorção desviada para o azul e um alargamento relativamente visível de menor intensidade provenientes da estrela no espectro de J18035164-2428265 (Figura 4.1a), enquanto a emissão nebular em J18035351-2421237 é praticamente indistinguível da emissão estelar (Figura 4.1c).

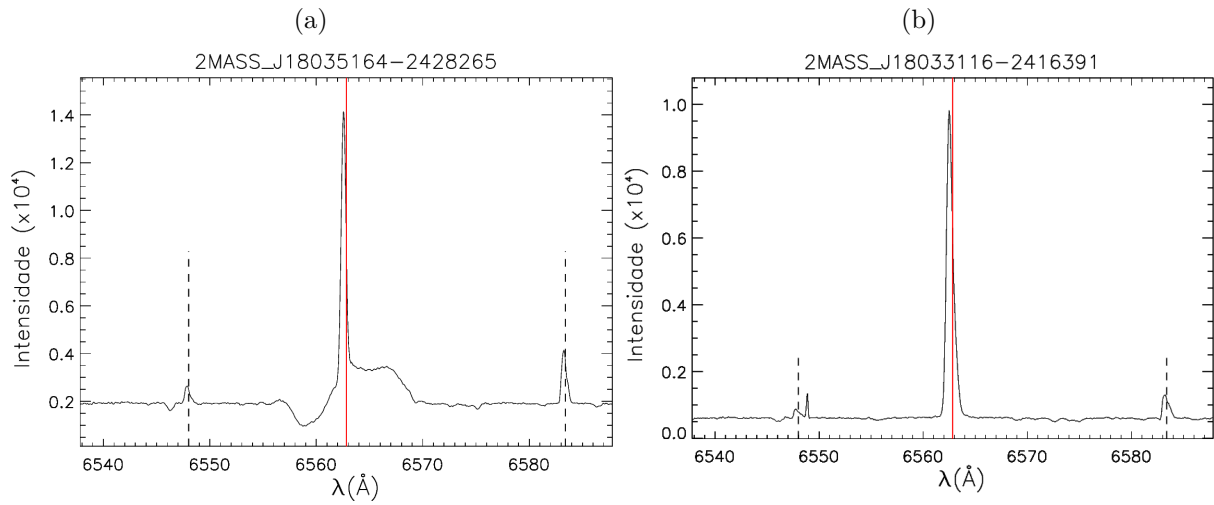
Figura 4.1 – Linha de H α estelar e nebular.

Espetros de J18035164-2428265 (4.1a) e J18033116-2416391 (4.1c) e do céu mais próximo de cada uma dessas estrelas (4.1b e 4.1d, respectivamente). A linha contínua vermelha representa o comprimento de onda central da linha de H α (6562,8 Å) e as linhas tracejadas representam os comprimentos de onda centrais das linhas proibidas de [N II] (6548 Å e 6583,4 Å).

Realizamos a subtração da contribuição nebular a partir dos espectros das fibras de céu alocadas a regiões próximas aos membros de NGC 6530, analisando cada espectro individualmente. Contudo, esse método gerou com frequência contagens de fluxo negativas no espectro do objeto, o que significa que as emissões nebulares observadas com as fibras de céu não são equivalentes às emissões nebulares sobrepostas à estrela.

Como as linhas de emissão proibidas correspondem a transições que precisam de um tempo grande para ocorrer, espera-se que elas tenham origem na nebulosa e não na estrela, uma vez que a nebulosa é um meio rarefeito, levando a baixas taxas de colisões entre átomos, íons ou moléculas. Para evitar as contagens negativas após a subtração da emissão nebular, determinamos fatores de escala nos espectros do céu que anulavam o máximo possível a emissão de [N II] e [S II] após a subtração. Esses fatores foram então aplicados à linha de H α observada no espectro nebular e, em seguida, subtraímos esse espectro do espectro estelar. A subtração foi realizada antes da normalização dos espectros.

Figura 4.2 – Remoção nebular.



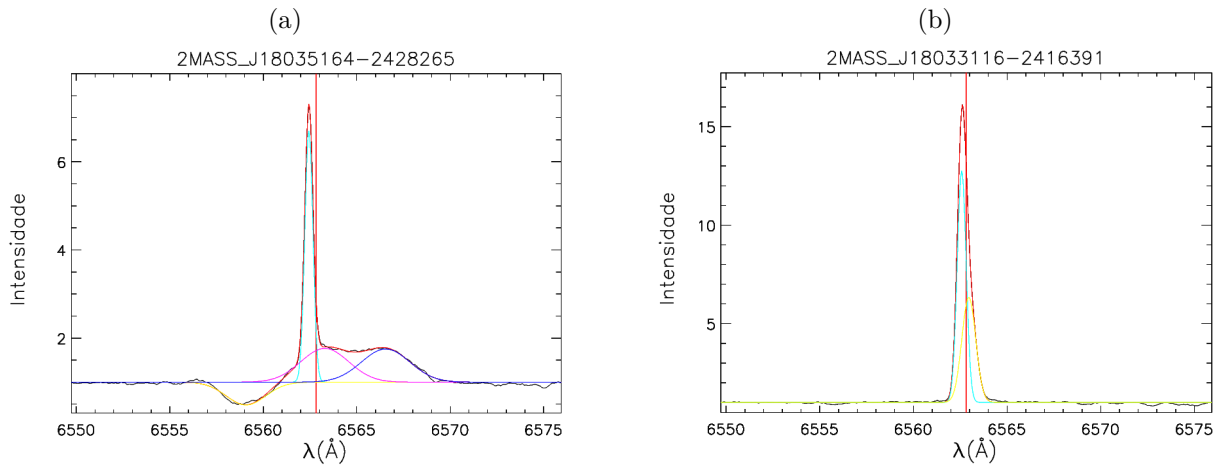
Espectros de J18035164-2428265 (4.2a) e J18033116-2416391 (4.2b) após a subtração do espectro nebular.

Esse procedimento foi feito em todas as noites de observação para cada estrela. Em geral, observamos que a contaminação nebular ainda permaneceu muito intensa nos espectros das estrelas, dificultando a análise da linha de $H\alpha$ (Figura 4.2). Vimos também que a subtração não removeu completamente as linhas de $[N II]$ observadas à esquerda e à direita da linha de $H\alpha$, indicando que, mesmo utilizando fatores de escala, as emissões proibidas não são equivalentes nos espectros da estrela e do céu.

Buscando melhorar a remoção, decompusemos o perfil da linha de $H\alpha$ usando funções gaussianas para identificar a contribuição nebular e eliminá-la. Essa decomposição variou de estrela para estrela, levando em consideração as emissões e absorções presentes no perfil da linha de $H\alpha$ e seus respectivos desvios.

Em geral, conseguimos recuperar satisfatoriamente o perfil da linha de $H\alpha$ proveniente da estrela (Figura 4.3). Verificamos que a emissão correspondente à contaminação nebular tinha uma forma quase gaussiana, indicando um único componente cinemático ao longo da linha de visada. Entretanto, a remoção dessa gaussiana do espectro observado gerou uma região central ruidosa, o que mostra que a emissão nebular é sistematicamente mal reproduzida por uma gaussiana simples. O mesmo acontece ao ajustarmos duas gaussianas para a emissão da contaminação nebular, o que indicaria duas componentes cinemáticas ao longo da linha de visada. Optamos então por manter o ajuste com uma única gaussiana, por questões de simplificação, uma vez que ainda observamos resíduos do ajuste para duas gaussianas. Não realizamos a remoção da componente nebular em apenas 4 estrelas por não conseguirmos ajustar satisfatoriamente funções gaussianas ao perfil ou por constatar que a contaminação nebular na linha de $H\alpha$ foi removida após a subtração da fibra do céu.

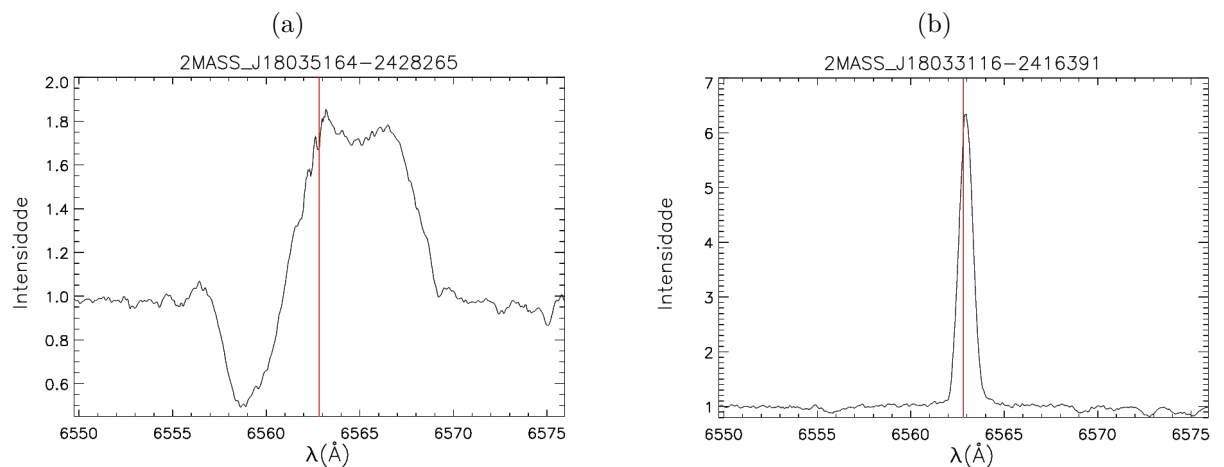
Figura 4.3 – Decomposição gaussiana.



Decomposição gaussiana dos espectros de J18035164-2428265 (4.3a) e J18033116-2416391 (4.3b). As gaussianas utilizadas para reproduzir o perfil da linha de $H\alpha$ estão representadas cada uma por uma cor diferente. Em vermelho, a reprodução do perfil da linha de $H\alpha$ dada pela soma de todas as gaussianas utilizadas. Em preto, sob todas as outras curvas, encontra-se o espectro observado.

Utilizamos então, em sequência, em todos os espectros o mesmo procedimento. Removemos a contribuição nebulosa como descrito acima, normalizamos os espectros de acordo com a Equação 4.1, realizamos o cálculo da velocidade radial v_{rad} utilizando linhas fotosféricas, como Li I (6707,8 Å) e Ca I (6462,6 Å), e corrigimos cada espectro pelo valor encontrado. Essa última etapa será discutida na seção 4.2. Por fim, realizamos a decomposição do espectro por funções gaussianas para remover a componente nebulosa remanescente. Dessa forma descontaminamos e corrigimos os espectros utilizados nesse trabalho (Figura 4.4).

Figura 4.4 – Espectros finais.

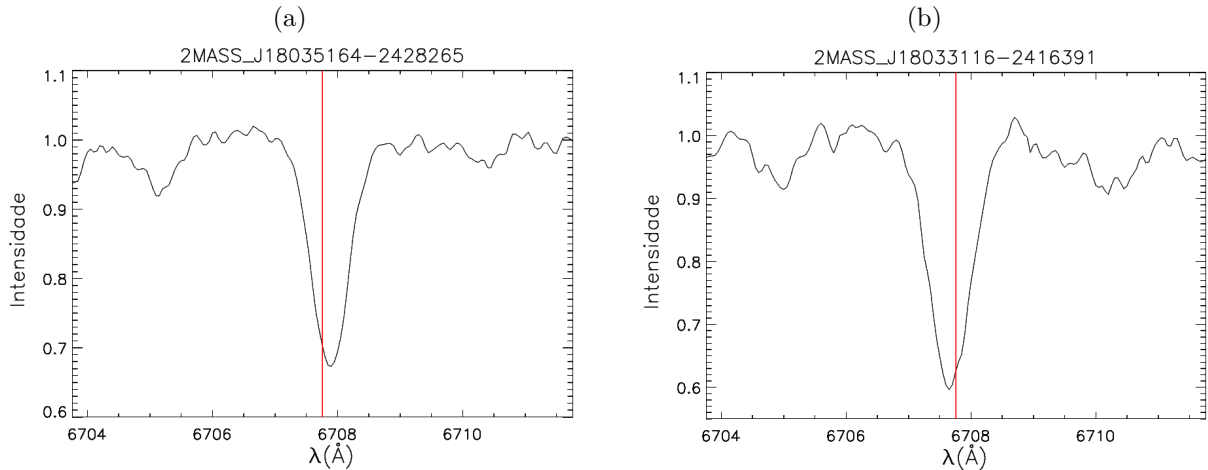


Espectros de J18035164-2428265 (4.3a) e J18033116-2416391 (4.3b) após remoção nebulosa, normalização e correção de velocidade radial.

4.2 Velocidade radial

Observando as linhas fotosféricas presentes nos espectros obtidos com as observações do VLT/FLAMES, vimos que elas estavam deslocadas do comprimento de onda central da linha em repouso (λ_{Repouso}) (Figura 4.5), havendo então a necessidade de correção de velocidade radial dos espectros.

Figura 4.5 – Linha fotosférica de LiI.



Linha de LiI nos espectros de J18035164-2428265 (4.5a) e J18033116-2416391 (4.5b). A linha contínua vermelha representa o comprimento de onda em repouso do LiI $\lambda_{\text{Repouso}} = 6707,76 \text{ \AA}$

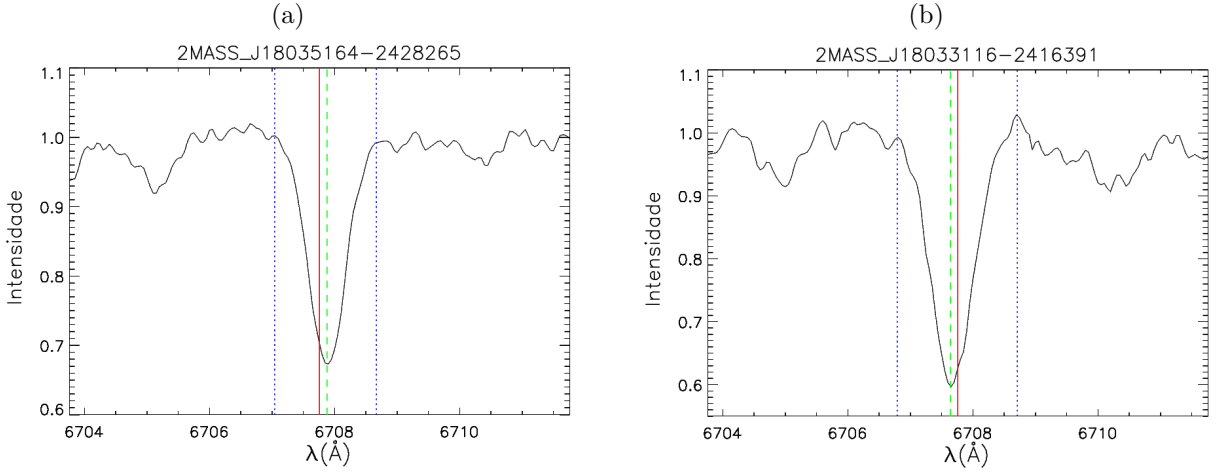
O deslocamento da linha espectral é devido ao efeito Doppler causado pelo movimento de aproximação ou afastamento da estrela em relação ao observador. Este deslocamento da linha espectral permite medir a velocidade radial da estrela em relação ao observador. Dessa maneira, selecionamos linhas fotosféricas predominantes em estrelas jovens de baixa massa e presentes na região dos espectros do VLT/FLAMES, como o LiI, para determinar o deslocamento dessas linhas e calcular a v_{rad} das estrelas de NGC 6530.

Restringimos a região de cada linha fotosférica selecionada e, utilizando a Equação de Primeiro Momento Gaussiano (Equação 4.2), determinamos o valor do comprimento central dessas linhas (M_1).

$$\lambda_{\text{Observado}} \equiv M_1 = \frac{\int (1 - F_\lambda) \lambda d\lambda}{\int (1 - F_\lambda) d\lambda} \quad (4.2)$$

Calculamos então o deslocamento da linha presente no espectro a partir da diferença entre o valor do comprimento de onda central observado ($\lambda_{\text{Observado}}$) e o comprimento de onda da linha em repouso (λ_{Repouso}) e corrigimos os espectros pelo valor encontrado.

Figura 4.6 – Determinação da velocidade radial a partir de LiI.



Determinação do comprimento de onda central da linha de LiI (linha verde tracejada) observada nos espectros de J18035164-2428265 (4.5a) e J18033116-2416391 (4.5b). A linha contínua vermelha representa o comprimento de onda em repouso da linha de LiI $\lambda_{Repouso} = 6707,76 \text{ \AA}$. As linhas pontilhadas azuis representam a região de integração.

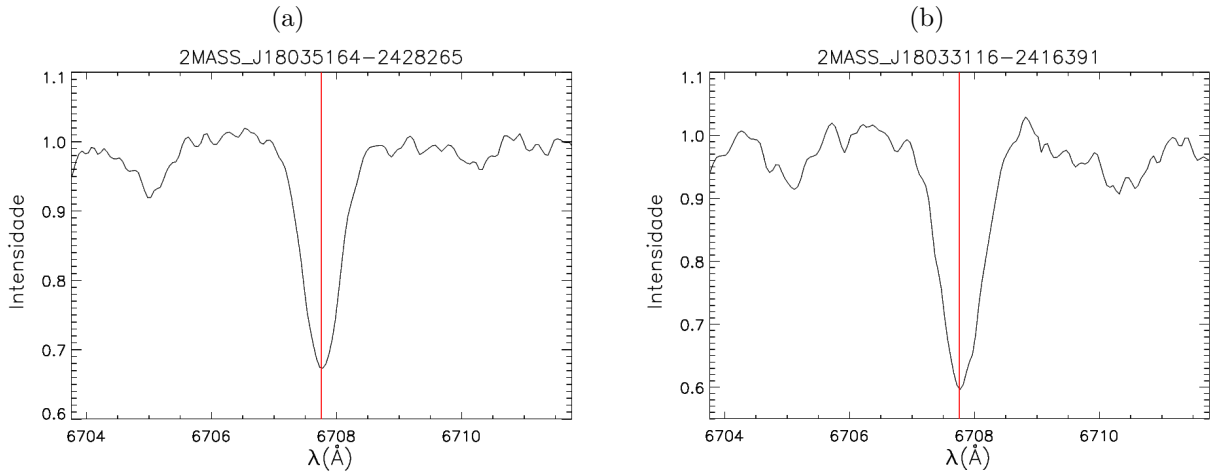
Utilizando a Equação de efeito Doppler (Equação 4.3), determinamos a velocidade radial a partir do deslocamento da linha, com c igual a velocidade da luz no vácuo. A velocidade radial foi calculada individualmente para cada linha fotosférica selecionada previamente, noite a noite, e fizemos a média dessas velocidades radiais para cada noite. Por fim, fizemos a média das noites para determinar a velocidade radial da estrela. Os erros foram dados pelo desvio padrão da média dos valores obtidos em cada noite de observação. Esses procedimentos foram realizados individualmente para as estrelas observadas pelo VLT/FLAMES.

$$v_{rad} = c \frac{(\lambda_{observado} - \lambda_{repouso})}{\lambda_{repouso}} \quad (4.3)$$

Os espectros corrigidos de velocidade radial das estrelas J18035164-2428265 e J18033116-2416391 estão na Figura 4.7. Os valores determinados de v_{rad} para essas duas estrelas pelo método descrito acima foram $5,7 \pm 0,4 \text{ km/s}$ e $-5,3 \pm 0,6 \text{ km/s}$, respectivamente. Por serem membros do mesmo aglomerado, esperaríamos que essas estrelas possuísem v_{rad} próximas, entretanto devemos considerar a dispersão estatística de velocidades em relação à velocidade média do aglomerado (velocidade de dispersão σ_{vr}).

Wright et al. (2019), utilizando a velocidade radial disponível na literatura para estrelas consideradas membros de NGC 6530, realizaram ajustes a partir de modelos de dispersão e encontraram $v_{rad} = 0,82 \pm 0,34 \text{ km/s}$ como velocidade radial central do aglomerado e $\sigma_{vr} = 1,80^{+0,40}_{-0,37} \text{ km/s}$ como velocidade de dispersão do aglomerado, enquanto Conrad et al. (2017) encontram $v_{rad} = -1,9 \text{ km/s}$ e $\sigma_{vr} = 7,2 \text{ km/s}$ a partir das

Figura 4.7 – Espectros corrigidos pela velocidade radial.



Linha de LiI nos espectros corrigidos de velocidade radial de J18035164-2428265 (4.7a) e J18033116-2416391 (4.7b). A linha contínua vermelha representa o comprimento de onda de repouso da linha de LiI $\lambda_{\text{Repouso}} = 6707,76\text{\AA}$

velocidades radiais obtidas com o RAVE³ (*RAdial Velocity Experiment*), um espectrógrafo astronômico com objetivo de medir velocidade radial de estrelas na Galáxia. Ambos os trabalhos utilizam $v_{\text{rad}} < 3\sigma_{vr}$ como um dos parâmetros para ponderar se uma estrela faz ou não parte do aglomerado. Vemos que a velocidade radial de J18035164-2428265 é condizente com a velocidade radial do aglomerado apenas no trabalho de Conrad et al. (2017), enquanto a velocidade radial de J18033116-2416391 é condizente com a velocidade radial do aglomerado em ambos os trabalhos.

4.3 Estrelas T Tauri Clássicas e de linha Fraca

A classificação das estrelas observadas pelo VLT/FLAMES entre ETTCs e ETTFs foi baseada em critérios espectroscópicos. A linha de H α é bastante intensa nas ETTCs e se alarga devido às altas velocidades nos funis de acreção, como discutimos no Capítulo 1, logo, podemos usar a largura equivalente ($EW_{H\alpha}$) e a largura a 10% do máximo de intensidade ($W10\%_{H\alpha}$) da linha de H α como indicadores de acreção.

A largura equivalente de uma linha é definida como:

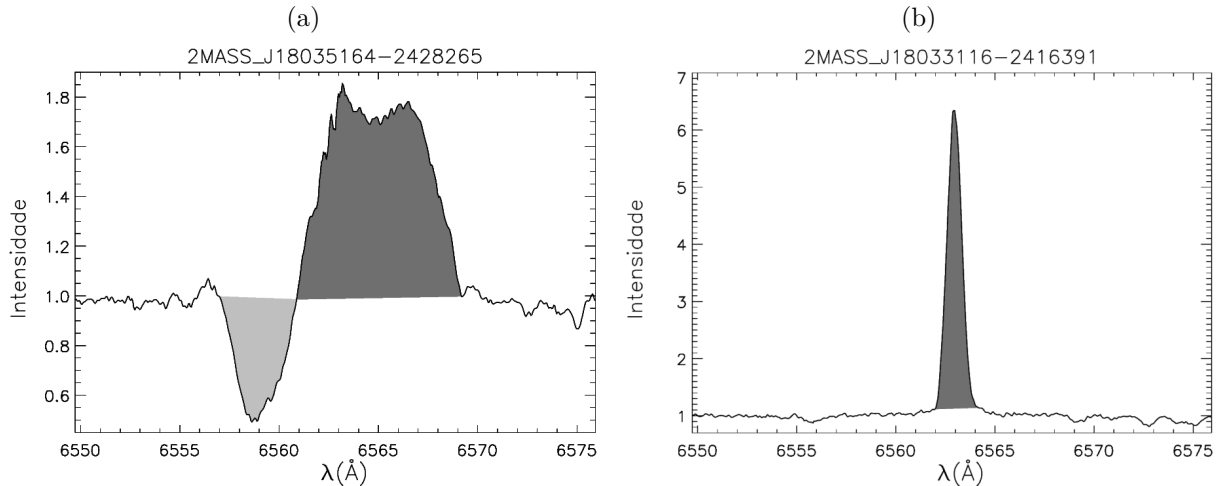
$$EW_{H\alpha} = \int \frac{(F_{\lambda} - F_C)d\lambda}{F_C} \quad (4.4)$$

O que corresponde à área embaixo ou acima do contínuo (para linhas em absorção ou emissão, respectivamente), dividida pelo contínuo da estrela. Temos que F_C é o fluxo do contínuo. Para espectros normalizados, $F_C = 1$, logo, a largura equivalente é dada pela

³ <https://www.rave-survey.org/project/>

área embaixo/acima da curva (Figura 4.8). Por conveniência, foram atribuídos valores positivos de $EW_{H\alpha}$ para linhas em emissão e valores negativos para linhas em absorção.

Figura 4.8 – Largura equivalente de $H\alpha$.

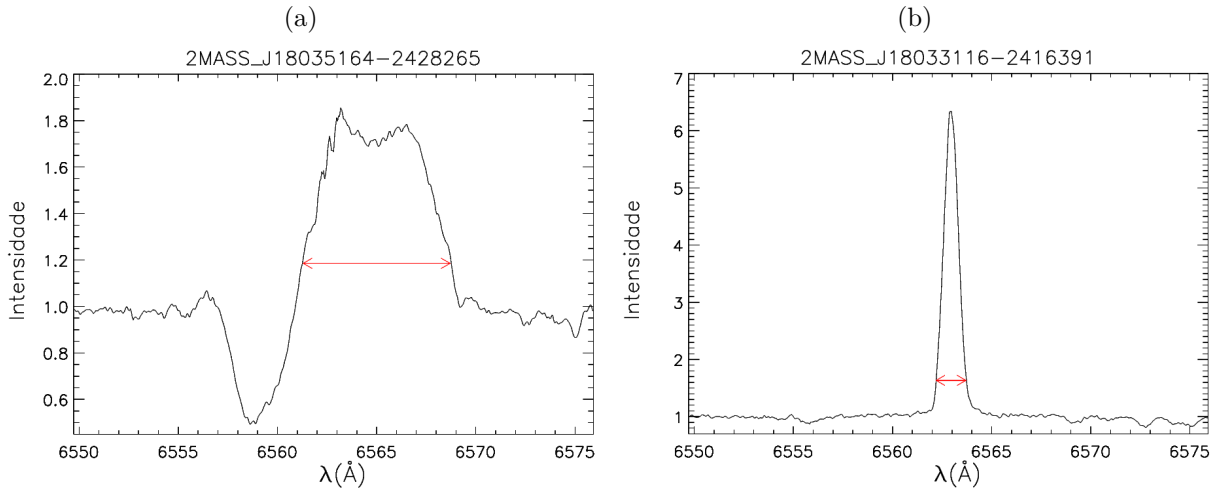


Área do perfil de $H\alpha$ de J18035164-2428265 (4.8a) e J18033116-2416391 (4.8b) usada para o cálculo da largura equivalente $EW_{H\alpha}$. O cinza claro e escuro preencheram absorção e emissão, respectivamente. Valores negativos foram atribuídos para regiões de absorção enquanto valores positivos foram atribuídos para regiões de emissão.

Por um efeito de contraste, uma estrela de tipo espectral mais tardio tem a emissão de $H\alpha$ mais proeminente em relação ao contínuo, devido à diminuição substancial do contínuo na faixa de comprimento de onda de 6500 Å. Baseados nisso e observando os valores máximos de $EW_{H\alpha}$ para ETTFs, White & Basri (2003) estabeleceram empiricamente limites mínimos de $EW_{H\alpha}$ que dependem do tipo espectral da estrela jovem para classificá-la como ETTC, chegando aos seguintes critérios:

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

Além da $EW_{H\alpha}$, a largura da linha de $H\alpha$ calculada a uma altura a 10% da intensidade máxima da emissão de $H\alpha$ ($W10\%_{H\alpha}$) é uma outra medida importante para caracterizar a presença de acreção em ETTCs (Figura 4.9). Por não depender do tipo espectral da estrela, a largura a 10% da intensidade máxima de $H\alpha$ é um critério mais direto para identificar as ETTCs. White & Basri (2003) mostraram que ETTCs possuem $W10\%_{H\alpha}$ maior que 270 km/s, enquanto estrelas ETTFs apresentam valores menores. Assim, estrelas com $W10\%_{H\alpha} \geq 270$ km/s foram consideradas T Tauri clássicas.

Figura 4.9 – Largura a 10% do máximo de intensidade de $H\alpha$.

A seta vermelha representa o valor a 10% do máximo de intensidade perfil de $H\alpha$ de J18035164-2428265 (4.9a) e J18033116-2416391 (4.9b) usado para o cálculo de $W10\%_{H\alpha}$.

Algumas ETTCs possuem absorções intensas sobrepostas ao perfil de emissão de $H\alpha$, o que torna a largura equivalente baixa, apesar da acreção. Para contornar esse problema, usamos o critério de $W10\%_{H\alpha}$, que mede o alargamento da linha.

Calculamos a largura equivalente e a largura a 10% do máximo de intensidade de $H\alpha$ nos espectros do VLT/FLAMES, após removermos a contribuição da emissão nebular. O cálculo foi feito noite a noite e o valor final de cada parâmetro foi dado pela média das noites de observação para cada estrela.

Pecaut & Mamajek (2013) analisaram cores e temperaturas de uma amostra de estrelas na PSP e derivaram empiricamente uma nova sequência de tipo espectral para estrelas jovens. Identificamos os tipos espectrais das estrelas da nossa amostra de acordo com a calibração proposta por Pecaut & Mamajek (2013), utilizando o valor de T_{eff} disponível nos resultados do Gaia Collaboration et al. (2018).

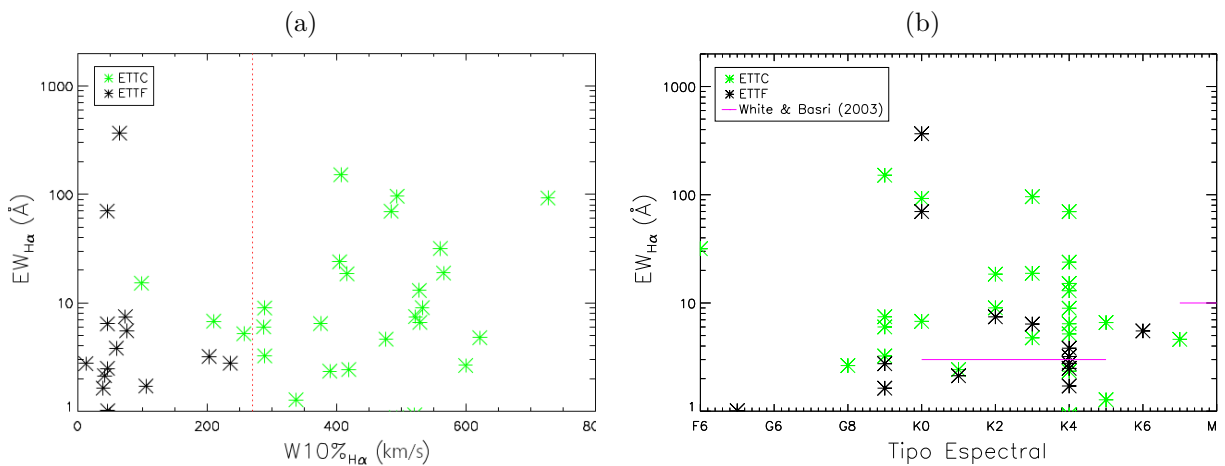
Inicialmente, as estrelas foram classificadas como ETTCs se atendessem a pelo menos um dos dois critérios descritos acima. Entretanto, como observado na Seção 4.1, a emissão nebular de $H\alpha$ ainda pode estar na nossa amostra e isso leva a valores maiores de largura equivalente. Por isso decidimos usar o critério de largura a 10% do máximo de intensidade da linha de $H\alpha$ com maior peso.

A estrela J18035164-2428265 tem $T_{eff} = 4765$ K e tipo espectral K2. Obtivemos $W10\%_{H\alpha} = 532,3$ km/s e $EW_{H\alpha} = 9,01$ Å e ela foi classificada como ETTC por ambos os critérios. A estrela J18033116-2416391 tem $T_{eff} = 4819$ K e tipo espectral K2. Obtivemos $W10\%_{H\alpha} = 73,49$ km/s e $EW_{H\alpha} = 7,44$ Å para essa estrela e ela foi classificada como ETTF pelo critério de $W10\%_{H\alpha}$, mesmo atendendo ao critério de $EW_{H\alpha} \geq 3$ Å para ser classificada como ETTC. O alto valor de $EW_{H\alpha}$ pode ser explicado pela presença da

contaminação nebular que não conseguimos remover totalmente.

Classificamos 54% da nossa amostra como ETTC e 24% como ETTF (Figura 4.10). Não conseguimos classificar 21% da nossa amostra devido à presença de intensa contribuição nebular e/ou incertezas no processo remoção da contribuição nebular. Nossa lista final contém 61 estrelas, das quais 33 são ETTCs, 15 são ETTFs e 13 ficaram sem classificação. A classificação de 3 estrelas com $W10\%_{H\alpha} < 270$ km/s como ETTCs (Figura 4.10a), se dá pelo fato dessas estrelas atenderem claramente o critério de $EW_{H\alpha}$. A classificação de 2 estrelas com alto valor de $EW_{H\alpha}$ como ETTFs (Figura 4.10b), se dá pelo fato delas apresentarem um valor muito baixo de $W10\%_{H\alpha}$. Um valor muito alto de $EW_{H\alpha}$ aliado a um valor muito baixo de $W10\%_{H\alpha}$ indica que pode haver contaminação na linha de $H\alpha$ pela nebulosidade.

Figura 4.10 – Relação entre a largura equivalente da linha de $H\alpha$ e a largura a 10% do máximo de intensidade de $H\alpha$ e o tipo espectral.



Largura equivalente da linha de $H\alpha$ em função da largura a 10% do máximo de intensidade de $H\alpha$ (4.10a) e em função do tipo espectral (4.10b). As estrelas classificadas como T Tauri Clássicas correspondem aos asteriscos verdes, enquanto as estrelas classificadas como T Tauri de linhas Fracas correspondem aos asteriscos pretos. A linha vertical tracejada em vermelho corresponde a 270 km/s e as linhas horizontais contínuas em rosa correspondem aos critérios de classificação relacionados com o tipo espectral, ambos de acordo com White & Basri (2003).

4.4 Periodogramas da linha de $H\alpha$

A linha de $H\alpha$ de estrelas ETTCs varia em formato e intensidade noite a noite de observação, devido à rotação da estrela. A periodicidade da variação do perfil da linha de $H\alpha$ nos fornece informação sobre a região de formação da linha e pode ser relacionada com a periodicidade da variação fotométrica para determinar os possíveis processos físicos dominantes no sistema disco-estrela, como acreção e/ou vento de disco. Se a linha de $H\alpha$ for formada em regiões diferentes, como na coluna de acreção e no vento de disco, cada região pode ter uma periodicidade diferente. Isso faz com que um único período seja difícil

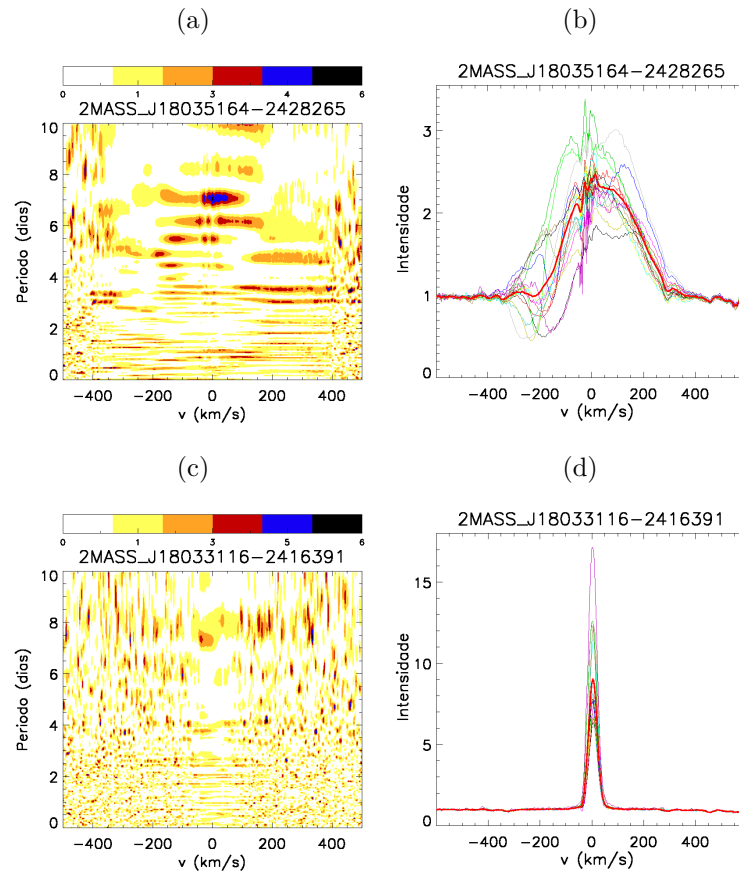
de ser detectado. No entanto, se a maior parte da linha de $H\alpha$ for formada nas colunas de acreção, espera-se que a variação da linha de $H\alpha$ ocorra periodicamente. Assim sendo, podemos verificar, utilizando as 17 noites de observação com o espectrógrafo FLAMES, se existe periodicidade na variação ao longo da linha de $H\alpha$ para cada objeto desse trabalho.

Para obter o período das variações ao longo do perfil da linha de $H\alpha$, dividimos, para cada espectro da nossa amostra, a linha em pequenos intervalos de velocidades de 0,5 km/s e, para cada um desses intervalos, calculamos periodogramas usando o método descrito em Scargle (1982). Esse método é utilizado na busca por períodos de séries temporais e consiste em ajustar senoides à amostra de dados. Os períodos obtidos com os ajustes dentro de um intervalo definido são examinados e ponderados de acordo com a diferença entre a função senoidal de ajuste e o conjunto de dados analisados, quanto menor essa diferença maior será a potência do periodograma (método dos mínimos quadrados). Assim, o período com maior potência será o período mais adequado para a amostra de dados.

Os periodogramas obtidos são agrupados lado a lado em velocidade, formando um diagrama de período em função da velocidade (Figura 4.11) e a potência de cada período no diagrama é representada por uma escala de cores. Desta maneira, podemos analisar ao longo da linha de $H\alpha$ se um determinado período se repete. Sinais periódicos restritos a poucos intervalos de velocidades não são significativos, mas sinais periódicos repetidos em vários intervalos de velocidade indicam periodicidade originária de uma determinada região de formação da linha. Dessa forma, podemos verificar a existência ou não de periodicidade na linha de $H\alpha$, além de verificar se existe periodicidade diferente para diferentes regiões da linha, como regiões de emissões e absorções do perfil.

Na Figura 4.11 temos o periodograma e o perfil da linha de $H\alpha$ para J18035164-2428265 (4.11a e 4.11b, respectivamente) e J18033116-241639 (4.11c e 4.11d, respectivamente). Observamos que a linha de $H\alpha$ de J18035164-2428265 apresentou um período de $7,05 \pm 0,04$ dias na asa vermelha, o que corresponde ao gás se afastando do observador e é atribuído ao processo de acreção. J18033116-241639 não apresentou periodicidade na região da linha de $H\alpha$.

Das 33 ETTCs, apenas 8 foram classificadas como periódicas na linha de $H\alpha$ (Tabela 4.1) e seus periodogramas podem ser vistos nas Figuras B.1, B.2, B.3, B.4, B.5, B.6 e B.7. Os períodos obtidos podem posteriormente ser comparados com os períodos de rotação das estrelas, obtidos através de variações fotométricas causadas por manchas na superfície estelar, o que permitirá localizar a região de formação da linha de $H\alpha$ no sistema.

Figura 4.11 – Periodogramas bidimensionais da linha de $H\alpha$.

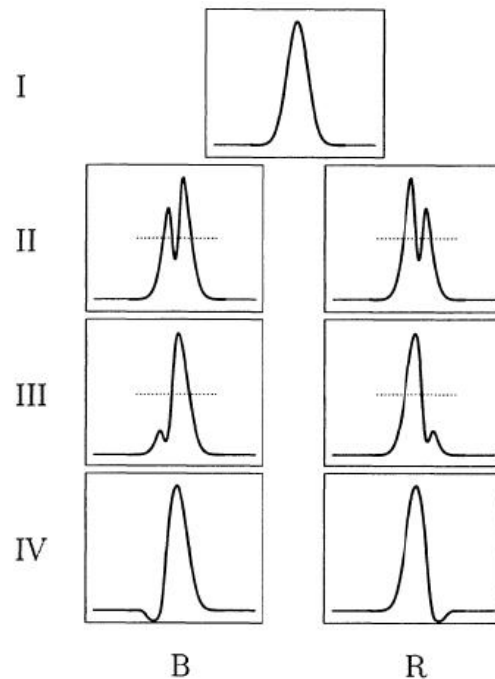
Periodogramas bidimensionais da linha de $H\alpha$ para J18035164-2428265 (4.11a) e J18033116-241639 (4.11c). A escala de cores representa a potência de um período em um determinado intervalo de velocidades. A potência 0 é representada pela cor branca e a potência máxima é representada pela cor preta. Nas Figuras 4.11b e 4.11d estão os perfis da linha de $H\alpha$ de J18035164-2428265 e J18033116-241639, respectivamente. Cada cor representa uma noite de observação e a linha vermelha espessa sobre plotada representa o perfil médio da linha.

4.5 Morfologia da linha de $H\alpha$

Reipurth et al. (1996) propuseram uma classificação para a variedade de perfis de linha de $H\alpha$ de estrelas jovens. Essa classificação foi dividida em 7 tipos (I, IIB, IIR, IIIB, IIIR, IVB e IVR) que estão expostos na Figura 4.12.

Perfis do tipo I são simétricos e não apresentam características de absorção. Perfis do tipo II têm dois picos de emissão, onde o pico menos intenso ultrapassa a metade da intensidade do pico principal. Perfis do tipo III também apresentam dois picos de emissão, porém, o pico secundário é menos intenso que a metade da intensidade do pico principal. Perfis do tipo IV são perfis P Cygni (linha de emissão desviada para o vermelho e absorção, abaixo do contínuo, desviada para o azul) ou P Cygni inverso (linha de emissão desviada para o azul e absorção, abaixo do contínuo, desviada para o vermelho). As letras adicionadas aos perfis do tipo II, III e IV configuram a localização da emissão secundária

Figura 4.12 – Classificação morfológica do perfil de linha de $H\alpha$ proposto por Reipurth et al. (1996).



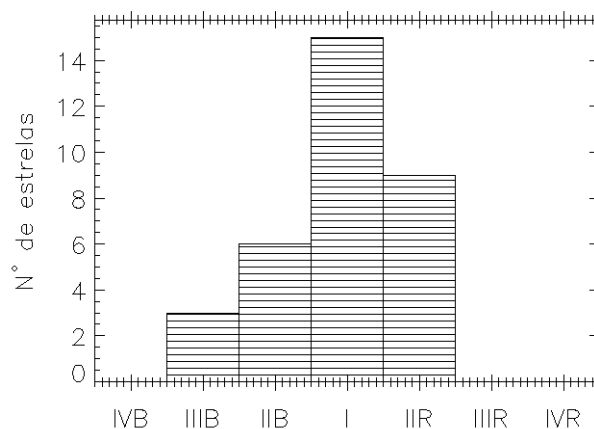
Esquema de classificação para os perfis de linhas de $H\alpha$ proposto por Reipurth et al. (1996). A linha pontilhada indica 50% da intensidade máxima do perfil. A letra B representa o lado azul e a letra R representa o lado vermelho, indicando a localização da emissão ou absorção. Figura retirada de Reipurth et al. (1996).

ou da absorção em relação ao pico principal que pode ser no lado azul (B) e no lado vermelho (R) da linha.

Para cada estrela observada com o espectrógrafo FLAMES, calculamos o perfil médio de $H\alpha$ e classificamos morfológicamente os perfis médios das ETTCs. A classificação está listada na Tabela 4.1 e a Figura 4.13 mostra a distribuição dessa classificação. A estrela J18035164-2428265 foi classificada como tipo I de acordo com o perfil médio da linha de $H\alpha$ (Figura 4.11b) mas apresenta absorções na asa azul do espectro que variam ao longo das noites de observação.

A partir de um modelo magneto-hidrodinâmico que inclui acreção magnetosférica e vento de disco, Kurosawa et al. (2006) examinaram a classificação morfológica da linha de $H\alpha$ proposta por Reipurth et al. (1996). Usando diferentes combinações de parâmetros como inclinação do sistema em relação à linha de visada e taxa de ejeção e acreção de massa, eles conseguiram reproduzir todos os perfis de $H\alpha$ propostos. Eles mostraram que o perfil mais comum entre as ETTCs é o do tipo I que é dominado pela acreção magnetosférica e aparece em uma grande variedade de inclinações.

Das 33 ETTCs da nossa amostra, 15 foram classificadas como tipo I, 9 como tipo IIR, 6 como tipo IIB e 3 como IIIB. Não identificamos, em nossa amostra, estrelas dos

Figura 4.13 – Distribuição da classificação do perfil médio da linha de $H\alpha$.

Distribuição da classificação do perfil médio da linha de $H\alpha$ de acordo com Reipurth et al. (1996) das ETTCs observadas com o espectrógrafo FLAMES.

tipos IIIR, IVB e IVR (Tabela 4.1). Como obtido por Kurosawa et al. (2006), o perfil do tipo I também é o mais comum na nossa amostra.

Kurosawa et al. (2006) mostraram que os perfis do tipo IIR e IIB ocorrem na mesma proporção entre as ETTCs. Esse resultado também foi encontrado por Reipurth et al. (1996) e na nossa amostra. Esses tipos de perfis são produzidos com mesma taxa de acreção de massa e vento de disco, mas com inclinações diferentes, IIB corresponde a inclinações médias (o ângulo entre o eixo de rotação da estrela e a linha de visada tem valores $i \approx 55^\circ$), enquanto IIR corresponde a altas inclinações (o ângulo entre o eixo de rotação da estrela e a linha de visada tem valores $i \approx 80^\circ$). Esse resultado é esperado, uma vez que a divisão de perfil resulta de um efeito geométrico (inclinação) e não de uma diferença entre os parâmetros físicos (taxa de acreção de massa, vento de disco).

Na amostra de Reipurth et al. (1996), o tipo IIIB foi o mais comum, entretanto, esse resultado não foi encontrado na nossa amostra nem nos cálculos de Kurosawa et al. (2006), onde eles mostraram que perfis do tipo IIIB correspondem às estrelas com as maiores taxas de acreção de massa. Essa diferença entre os trabalhos de Reipurth et al. (1996) e Kurosawa et al. (2006) pode ser apenas devido à seleção de estrelas.

4.6 Membros de NGC 6530 observados com o VLT/FLAMES

Nessa seção, determinamos a largura equivalente da linha de LiI (EW_{LiI}) nos espectros obtidos com o VLT/FLAMES. Analisamos os valores encontrados, juntamente com a velocidade radial dessas estrelas, para relacioná-los com o estudo astrométrico, com o objetivo de identificar possíveis membros do aglomerado NGC 6530 que não foram selecionados na análise astrométrica.

No Capítulo 3, realizamos o estudo astrométrico com os dados do *Gaia* DR2 das estrelas na região do aglomerado NGC 6530. Encontramos uma lista com 86 membros do aglomerado, incluindo 17 estrelas da nossa amostra espectroscópica. Entretanto, essa lista não pode ser considerada completa, pois aplicamos restrições de pertencimento bastante rígidas com o objetivo de garantir a qualidade dos resultados.

Cerca de 13% das estrelas da nossa amostra espectroscópica não foram consideradas na análise astrométrica. Três estrelas estão fora do aglomerado devido ao r_{lim} , duas estrelas não têm valores de paralaxe e movimento próprio em RA e DEC e três estrelas tem um número de períodos de visibilidade menor do que o recomendado para garantir a qualidade dos dados, como mencionado no Capítulo 3. As restrições que aplicamos em magnitude e cor ($G > 15,5$ mag e $(G_{BP} - G_{RP}) < 1.7$) e nos dados astrométricos ($\Delta\varpi = \pm 0,15$ mas, $\Delta\mu_\alpha = \pm 1,5$ mas/yr e $\Delta\mu_\delta = \pm 1,5$ mas/yr) removeram 47% da nossa amostra espectroscópica. Decidimos então analisar individualmente paralaxe e movimentos próprios e os relacionamos com outros parâmetros dessas estrelas em busca de indícios de que elas possam pertencer ao aglomerado NGC 6530. Valores próximos do limite de paralaxe e movimentos próprios alinhados com velocidade radial e largura equivalente da linha de Li compatíveis com o aglomerado podem indicar, por exemplo, que a estrela é membro do aglomerado NGC 6530. Valores de paralaxe e movimentos próprios muito distintos do esperado para o aglomerado, entretanto, confirmam que a estrela não é membro, mesmo que os outros parâmetros sejam compatíveis.

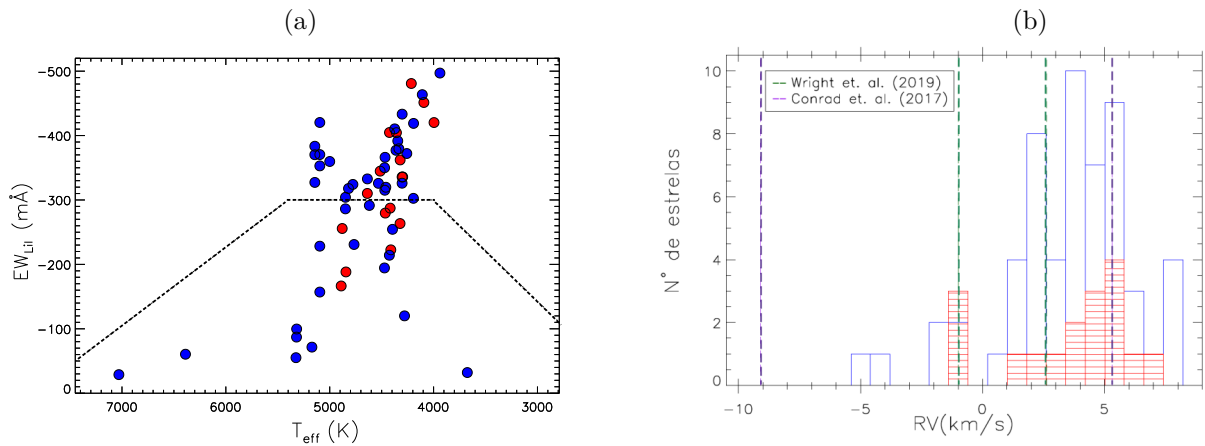
A linha de LiI é um indicativo de juventude nas estrelas de massa baixa e pode ser usada como critério para indicar se uma estrela pertence a um aglomerado jovem. Wright et al. (2019) observaram para NGC 6530 que as estrelas consideradas membros do aglomerado exibiam $EW_{LiI} > 300$ mÅ para uma faixa de T_{eff} de 5400 K a 4000 K.

Calculamos a largura equivalente da linha de LiI nos espectros da nossa amostra espectroscópica a partir da Equação 4.4, da mesma maneira que determinamos a largura equivalente da linha de H α . Os valores de EW_{LiI} medidos estão dispostos na Tabela 4.1. Constatamos que várias estrelas apresentam valores de largura equivalente de LiI em relação à sua temperatura que atendem ao critério de pertencimento ao aglomerado proposto por Wright et al. (2019) (Figura 4.14a). Também observamos que algumas estrelas que não atendem a esse critério de pertencimento foram classificadas como membros uma vez que essas estrelas atenderam aos parâmetros astrométricos descritos no Capítulo 3.

Outro parâmetro usado para determinar pertencimento ao aglomerado é o valor de velocidade radial (v_{rad}) das estrelas. Os trabalhos de Conrad et al. (2017) e Wright et al. (2019) utilizaram $3\sigma_{vr}$, onde v_r é o valor médio da velocidade radial dos membros do aglomerado, como um dos critérios para definir uma estrela como membro do aglomerado. Com os valores de v_{rad} obtidos na seção 4.2, verificamos que as estrelas classificadas como membros têm velocidades radiais próximas entre si e ao valor central de velocidade radial

da nossa amostra. Isso significa que não há uma dispersão muito grande dos valores de v_{rad} , evidenciando a aglomeração dessas estrelas. Os valores encontrados estão dentro do critério de $3\sigma_{vr}$ utilizado por trabalhos prévios (Figura 4.14b), porém, observamos novamente estrelas com v_{rad} compatível com o aglomerado NGC 6530 e que não foram consideradas membros na análise astrométrica.

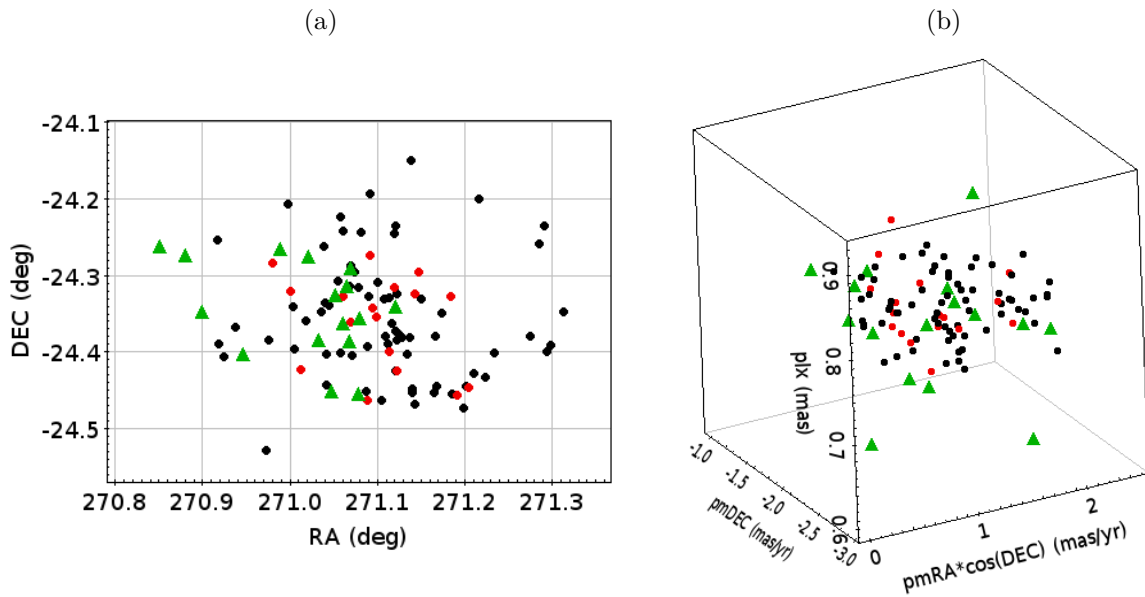
Figura 4.14 – Parâmetros obtidos com espectroscopia e utilizados na determinação de membros do aglomerado NGC 6530.



Largura equivalente da linha de LiI das estrelas observadas com o VLT/FLAMES em relação a sua temperatura (4.14a). Distribuição de velocidade radial das estrelas observadas com o VLT/FLAMES (4.14b). As estrelas que não foram classificadas como membros estão representadas em azul. As estrelas classificadas como membros pelos métodos descritos no Capítulo 3 estão representadas em vermelho. A linha tracejada preta indica os limites observados por Wright et al. (2019) de EW_{LiI} em relação a T_{eff} para estrelas classificadas como membros do aglomerado, onde valores menores do que $EW_{LiI} < -300$ mÅ indicam pertencimento ao aglomerado. As linhas tracejadas verticais em verde e roxo representam as dispersões de velocidade radial correspondentes a $1\sigma_{vr}$ encontradas por Wright et al. (2019) e Conrad et al. (2017), respectivamente.

Relacionamos paralaxe e movimentos próprios em RA e DEC com EW_{LiI} e v_{rad} para buscar novos possíveis membros dentre as estrelas observadas pelo VLT/FLAMES. Analisamos paralaxes e movimentos próprios, observando os limites estipulados para o aglomerado NGC 6530, e os relacionamos com os critérios usados em Wright et al. (2019) e Conrad et al. (2017) para velocidade radial e largura equivalente do LiI. Se uma estrela atendesse a pelos menos quatro desses critérios, nós a classificamos como possível membro do aglomerado NGC 6530. Após a análise, classificamos 16 estrelas da nossa amostra espectroscópica como possíveis membros do aglomerado NGC 6530, totalizando 33 estrelas da amostra espectroscópica ($\sim 54\%$) pertencentes a NGC 6530. Na Figura 4.15a vemos a distribuição espacial e na Figura 4.15b vemos a distribuição de paralaxe e movimento próprio em RA e DEC das estrelas analisadas. As estrelas classificadas estão concentradas no centro do aglomerado tanto em posição, quanto em paralaxe e movimentos próprios, demonstrando o provável pertencimento ao aglomerado.

Figura 4.15 – Mapa do céu e distribuição 3D das estrelas do aglomerado NGC 6530 e das estrelas observadas com o VLT/FLAMES.



Mapa do céu e distribuição 3D em paralaxe e movimento próprio em RA e DEC das estrelas classificadas como membros do aglomerado pela análise astrométrica (círculos pretos). Os círculos vermelhos representam as estrelas classificadas como membros pela análise astrométrica presentes na amostra espectroscópica. Os triângulos verdes representam as estrelas selecionadas posteriormente com a combinação de critérios espectroscópicos e astrométricos.

Esses resultados indicam que, buscando garantir a qualidade dos resultados, os limites aplicados na análise astrométrica restringiram em demasia os critérios de pertencimento ao aglomerado, havendo então a necessidade de analisar, em conjunto, parâmetros astrométricos e espectroscópicos de cada estrela da amostra observada pelo VLT/FLAMES para obter uma lista final de membros da amostra espectroscópica.

Tabela 4.1 – Parâmetros das estrelas observadas com o VLT/FLAMES⁰.

2MASS ID ¹	Membro ²	v_{rad}^3 (km/s)	T_{eff}^4 (K)	T_{Sup}^5 (K)	T_{Inf}^6 (K)	SpT ⁷	$EW_{H\alpha}^8$ (Å)	$W10\%_{H\alpha}^9$ (km/s)	T Tauri ¹⁰	P ¹¹ (dias)	H α ¹² Tipo	EW_{LiI}^{13} (mÅ)
J18032414-2415539	Esp.	+2,8 ± 0,6	4362	4985	4214	K4	+3,8 ± 1,5	59,4 ± 4,2	ETTF	NP	I	-377,2 ± 16,1
J18032561-2420569	-	+3,7 ± 0,7	5172	6652	4409	G8	+2,6 ± 0,4	599,4 ± 32,5	ETTC	NP		-71,6 ± 7,9
J18033116-2416391	Esp.	-5,3 ± 0,6	4819	5195	4406	K2	+7,4 ± 2,8	73,5 ± 2,4	ETTF	NP		-317,8 ± 16,1
J18033598-2421038	Esp.	+2,2 ± 0,6	5143	7050	4259	G9	+2,7 ± 6,3	12,4 ± 27,6	ETTF	NP		-383,5 ± 31,0
J18034072-2423162	Não	+3,4 ± 0,4	5096	6938	4284	K0	+69,9 ± 22,6	45,3 ± 2,0	ETTF	NP		-420,3 ± 16,1
J18034104-2422413	Não	+11,6 ± 0,9	5096	6938	4284	K0	+366,1 ± 101,9	64,5 ± 2,1	ETTF	NP		-228,3 ± 19,4
J18034519-2423254	Não	+3,3 ± 1,3	5096	6938	4297	K0	+92,4 ± 16,7	726,6 ± 23,6	ETTC	8,55 ± 0,04	IIIB	-157,1 ± 35,5
J18034700-2422044	Não	+1,5 ± 0,4	5143	7021	4284	G9	+151,5 ± 15,9	406,4 ± 13,1	ETTC	4,80 ± 0,11	I	-327,3 ± 25,0
J18034720-2424212	Esp.	+1,5 ± 0,3	5143	6876	4284	G9	+3,2 ± 0,6	288,8 ± 64,8	ETTC	4,02 ± 0,1	I	-370,3 ± 12,1
J18035076-2421108	Não	+1,8 ± 0,4	6389	6860	6081	F6	+31,7 ± 1,1	560,4 ± 27,5	ETTC	NP	IIIB	-60,5 ± 5,4
J18035164-2428265	Não	+5,7 ± 0,4	4766	5016	4425	K2	+9,0 ± 2,9	532,3 ± 68,9	ETTC	7,05 ± 0,03	I	-230,9 ± 4,3
J18035351-2421237	Não	+2,0 ± 0,5	4849	5093	4428	K1	+2,1 ± 1,4	41,1 ± 5,0	ETTF	NP		-286,3 ± 12,9
J18035402-2426451	Não	-3,9 ± 0,4	5320	5564	5213	G9	+2,1 ± 1,4	39,2 ± 7,9	ETTF	8,25 ± 0,03		-87,1 ± 4,9
J18035526-2417000	Sim	+6,9 ± 0,9	4638	4935	4259	K3	+1,6 ± 1,4		ETTF	NP		-310,2 ± 9,1
J18035581-2424148	Não	+18,4 ± 0,3	5628	6551	5361	G4	+1,0 ± 0,8	46,2 ± 3,5	ETTF	NP		-
J18035730-2416099	Esp.	+5,4 ± 0,9	4637	4840	4367	K3	+4,8 ± 2,0		ETTC	NP	IIIR	-332,8 ± 15,7
J18035923-2423080		+2,2 ± 0,2	4473	4860	4432	K3		621,2 ± 37,7	ETTC	4,85 ± 0,43		-
J18040008-2419119	Sim	+1,0 ± 0,4	4514	4939	4314	K3			ETTC	NP		-344,8 ± 10,2
J18040307-2425193	Sim	+1,9 ± 0,5	4890	5045	4642	K1	+0,8 ± 0,7	322,5 ± 57,9	ETTC	NP	IIIR	-166,5 ± 5,6
J18040510-2416421	Esp.	+7,8 ± 0,5	4335	4459	4065	K4	+3,2 ± 0,8	202,9 ± 63,6	ETTF	NP		-379,5 ± 24,2
J18040783-2423122	Esp.	+2,2 ± 0,4	5096	5965	4297	G9	+7,5 ± 1,7	522,0 ± 70,9	ETTC	NP	IIIR	-353,0 ± 18,2
J18040816-2426051	Não	+13,0 ± 0,9	4280	4491	4131	K4	+2,5 ± 1,1	45,7 ± 3,0	ETTF	NP		-120,1 ± 4,7
J18041053-2426559	Não	+6,0 ± 0,3	4426	4683	4011	K4	+23,8 ± 4,5	404,7 ± 10,9	ETTC	NP	I	-214,2 ± 10,5
J18041141-2427162	Esp.	+5,4 ± 0,4	4531	5055	4158	K3	+95,9 ± 8,2	493,5 ± 30,0	ETTC	8,50 ± 0,04	IIIB	-325,8 ± 22,5
J18041195-2426279	Não	+4,5 ± 1,3	4303	4449	3918	K4	+15,1 ± 4,9	98,2 ± 18,8	ETTC	4,60 ± 0,02	I	-433,3 ± 16,1
J18041248-2419430	Esp.	+2,2 ± 0,8	4303	4445	4065	K4	+1,7 ± 0,5	105,1 ± 29,3	ETTF	NP		-326,1 ± 25,2
J18041429-2416408	Não	+8,0 ± 0,4	7030	7499	6778	F1	-0,38 ± 0,2	22,5 ± 5,0	ETTF	NP	IIIR	-28,9 ± 10,7
J18041445-2419369	Sim	-1,6 ± 0,7	4358	4574	4250	K4	-0,6 ± 0,3	547,7 ± 45,2	ETTC	MP		-404,6 ± 15,8
J18041461-2421554	Esp.	-1,5 ± 0,5	4345	4669	4231	K4			ETTC	MP		-391,7 ± 8,7
J18041573-2419017	Esp.	+5,4 ± 0,6	4375	4468	4181	K4	+13,0 ± 3,4	527,8 ± 32,5	ETTC	MP	IIIR	-410,4 ± 16,2

Tabela 4.1 – Continuação.

2MASS ID ¹	Membro ²	v_{rad}^3 (km/s)	T_{eff}^4 (K)	T_{Sup}^5 (K)	T_{Inf}^6 (K)	SpT ⁷	$EW_{H\alpha}^8$ (Å)	$W10\%_{H\alpha}^9$ (km/s)	T Tauri ¹⁰	P ¹¹ (dias)	H α ¹² Tipo	EW_{LiI}^{13} (mÅ)
J18041612-2419525	-	+3,5 ± 0,4	4194	4470	3827	K5	+6,6 ± 2,4	528,6 ± 54,5	ETTC	7,40 ± 0,03	IIR	-302,6 ± 27,6
J18041621-2423241	Esp.	+1,1 ± 0,4	5096	6938	4297	G9	+6,00 ± 1,4	287,1 ± 35,4	ETTC	NP	IIR	-370,5 ± 24,6
J18041661-2417387	Esp.	+5,0 ± 0,5	4472	5192	4324	K3	+6,4 ± 2,6	45,7 ± 1,4	ETTF	8,55 ± 0,02	I	-350,1 ± 34,8
J18041664-2421360	Sim	+6,1 ± 0,5	4297	4414	3827	K4	+8,9 ± 2,3	288,7 ± 40,3	ETTC	MP	I	-335,8 ± 21,2
J18041778-2414311	Não	+3,8 ± 0,2	3675	4158	3408	M1				NP	I	-32,1 ± 5,0
J18041881-2427287	Esp.	+7,7 ± 0,7	4848	5074	4193	K1	+2,4 ± 1,2	418,7 ± 97,4	ETTC	NP	I	-304,2 ± 15,4
J18041924-2421354	Esp.	+5,4 ± 0,7	4467	4842	4141	K4	+0,9 ± 0,4	492,4 ± 58,4	ETTC	NP	I	-366,3 ± 24,0
J18042003-2422482	Não	+5,6 ± 0,4	4777	5014	4193	K2	+18,5 ± 4,0	416,0 ± 38,5	ETTC	MP	I	-324,2 ± 45,1
J18042036-2428195	Não	+6,4 ± 0,3	4109	4280	3950	K5	-0,5 ± 0,3	475,8 ± 10,7	ETTC	NP	IIR	-463,5 ± 11,6
J18042055-2424556	Não	+1,9 ± 0,4	5325	5365	5196	G6				MP	IIR	-55,2 ± 7,6
J18042077-2428026	-	+8,0 ± 0,7	3939	4179	3659	K8	+4,6 ± 1,7	476,3 ± 21,4	ETTC	MP	IIR	-497,0 ± 11,7
J18042132-2427451	Sim	+7,6 ± 0,2	4094	4364	3900	K6	+5,5 ± 1,9	75,4 ± 2,7	ETTF	NP	IIB	-451,4 ± 15,0
J18042182-2416261	Sim	+5,3 ± 0,2	4303	4445	4114	K4	+6,4 ± 1,8	375,0 ± 88,7	ETTC	NP	IIB	-335,7 ± 59,2
J18042261-2420322	Sim	-1,0 ± 0,5	4215	4428	4107	K5				NP	IIB	-480,9 ± 25,8
J18042354-2421168	Sim	+3,6 ± 0,2	4465	4660	4376	K3	-0,6 ± 0,2	420,4 ± 29,4	ETTC	NP	IIB	-279,7 ± 8,7
J18042558-2417501	Não	+3,6 ± 0,2	4460	4828	4350	K3				NP	IIB	-319,8 ± 17,8
J18042740-2423563	Sim	+2,8 ± 0,4	4418	4705	4346	K4	+0,9 ± 0,6	520,7 ± 47,0	ETTC	MP	IIB	-287,4 ± 14,2
J18042860-2418567	Sim	+4,6 ± 0,2	4880	5000	4730	K1				NP	I	-255,8 ± 14,3
J18042910-2420390	Esp.	+4,6 ± 0,3	5000	5306	4284	K0	+6,8 ± 8,5	209,9 ± 209,3	ETTC	-	I	-359,8 ± 25,6
J18042923-2423431	Não	+4,6 ± 0,2	4470	4865	4073	K3	+18,8 ± 4,3	565,2 ± 37,0	ETTC	5,45 ± 0,6	IIB	-315,1 ± 22,9
J18042933-2425282	Sim	+5,4 ± 0,2	4423	4595	4096	K4	+2,8 ± 0,9	235,5 ± 29,5	ETTF	NP	I	-404,8 ± 24,0
J18043321-2427178	Não	+3,5 ± 0,2	4396	4482	3945	K4	+69,8 ± 7,6	484,1 ± 35,2	ETTC	8,05 ± 0,35	I	-254,4 ± 29,0
J18043445-2419262	Sim	-1,2 ± 0,4	4844	5010	4718	K1				NP	IIB	-188,3 ± 7,8
J18043527-2417426	Sim	+4,8 ± 0,2	4412	4873	4276	K4	-2,3 ± 0,4	412,1 ± 173,4	ETTC	MP	IIB	-222,7 ± 18,8
J18043818-2420467	Não	+3,0 ± 0,1	4193	4337	3928	K5				4,0 ± 0,02	IIB	-418,9 ± 14,5
J18043962-2416109	Não	-22,2 ± 0,5	5318	5527	5118	G7				NP	I	-99,7 ± 12,3
J18044145-2418547	-	+2,4 ± 0,1	4619	4949	4436	K3				NP	I	-291,5 ± 12,5
J18044404-2419394	Sim	+4,1 ± 0,2	4322	4414	4029	K4	+5,2 ± 0,9	256,5 ± 25,0	ETTC	MP	I	-362,2 ± 23,4
J18044593-2427191	Sim	+4,7 ± 0,2	4323	4410	4163	K4	+2,3 ± 0,3	389,4 ± 14,8	ETTC	NP	IIB	-263,5 ± 6,6
J18044786-2423304	Não	+4,2 ± 0,2	4258	4379	3934	K5	+1,3 ± 0,7	337,1 ± 130,5	ETTC	NP	I	-372,1 ± 16,3

2MASS ID ¹	Membro ²	v_{rad}^3 (km/s)	T_{eff}^4 (K)	T_{Sup}^5 (K)	T_{Inf}^6 (K)	SpT ⁷	$EW_{H\alpha}^8$ (Å)	$W_{10\%}^9 H\alpha$ (km/s)	T Tauri ¹⁰	P ¹¹ (dias)	H α ¹² Tipo	EW_{LiI}^{13} (mÅ)
J18044920-2426473	Sim	+5, 4 ± 0, 2	3996	4212	3659	K6	-0, 1 ± 0, 3	347, 4 ± 53, 9	ETTC	NP	I	-420, 3 ± 36, 6

⁰A tabela está organizada de acordo com a ordem crescente do 2MASS ID. ¹Identificação utilizada pela campanha observacional 2MASS de acordo com a posição das estrelas. ²Membro ou não do aglomerado NGC 6530 de acordo com a análise feita a partir dos dados do satélite *Gaia*. 'Esp.' indica possível membro de acordo com a espectroscopia. ³Velocidade radial calculada a partir das linhas fotoféricas nos espectros obtidos com o VLT/FLAMES. ⁴ Temperatura efetiva extraída de Gaia Collaboration et al. (2018). ^{5,6} Valor superior e inferior, respectivamente da temperatura efetiva extraídos de Gaia Collaboration et al. (2018). ⁷Tipo espectral determinado a partir de Pecaut & Mamajek (2013). ⁸Largura equivalente da linha de H α dos espectros obtidos com o VLT/FLAMES. ⁹Largura a 10% do máximo de intensidade da linha de H α dos espectros obtidos com o VLT/FLAMES. ¹⁰ETTC=Estrela T Tauri Clássica, ETTF=Estrela T Tauri de linha Fraca. ¹¹Período obtido com a linha de H α dos espectros VLT/FLAMES. NP=Não periódica, MP=Múltiplos períodos. ¹²Morfologia da linha de H α dos espectros VLT/FLAMES de acordo com Reipurth et al. (1996). ¹³Largura equivalente da linha de LiI dos espectros obtidos com o VLT/FLAMES.

5 Conclusões

Nesse trabalho, analisamos dados astrométricos, fotométricos e espectroscópicos de estrelas jovens candidatas a membros do aglomerado aberto NGC 6530. Realizamos um estudo de paralaxe e movimento próprio de estrelas na região do aglomerado NGC 6530 utilizando dados do satélite *Gaia*. Analisamos os espectros ópticos obtidos com o VLT/FAMES de 61 estrelas na região de NGC 6530 e relacionamos os estudos astrométrico e espectroscópico das estrelas associadas a NGC 6530.

Determinamos 86 estrelas pertencentes a NGC 6530 de acordo com os dados do satélite *Gaia*. O baixo valor de membros é explicado pelas restrições feitas na análise para garantir a qualidade dos resultados. A partir das estrelas classificadas como membros pela análise astrométrica, estimamos para o aglomerado NGC 6530 valores e dispersões de paralaxe e movimentos próprios em RA e DEC como sendo $\varpi = 0,75 \pm 0,01$ mas com $\sigma_{\varpi} = 0,10$ mas, $\mu_{\alpha} = 1,41 \pm 0,04$ mas/yr com $\sigma_{\mu_{\alpha}} = 0,37$ mas/yr e $\mu_{\delta} = -2,01 \pm 0,03$ mas/yr com $\sigma_{\mu_{\delta}} = 0,29$ mas/yr. Determinamos a idade do aglomerado, o módulo da distância e o excesso de cor, como $\log t = 6,45_{-0,15}^{+0,10}$, $(m - M)_o = 10,55_{-0,30}^{+0,25}$ e o $E(B - V) = 0,48 \pm 0,07$, respectivamente. Das estrelas observadas pelo VLT/FLAMES, apenas 17 foram classificadas como membros pela astrometria, o que corresponde a $\sim 28\%$ da nossa amostra, devido às restrições aplicadas ao dados do satélite *Gaia*.

Os espectros obtidos com o VLT/FLAMES mostram uma intensa contaminação de emissão da linha de $H\alpha$ proveniente da nebulosidade da região. Essa contaminação dificultou o processo de análise dos espectros. Estimamos a velocidade radial das estrelas a partir de linhas fotosféricas presentes em seus espectros. Após a remoção nebular e correção em velocidade radial dos espectros obtidos com o VLT/FLAMES, chegamos a uma amostra de espectros de 61 estrelas na região de NGC 6530.

Classificamos 54% das 61 estrelas como ETTC e 24% ETTF. Não conseguimos classificar 21% devido às incertezas no processo de remoção nebular. Além do aglomerado NGC 6530, outras regiões de formação estelar, como a Nebulosa da Ampulheta, estão associadas à Nebulosa da Lagoa, logo, as estrelas classificadas como ETTCs ou ETTFs que não pertencem ao aglomerado NGC 6530 podem ser membros das outras regiões de formação estelar abrigadas pela Nebulosa da Lagoa.

Entre as 33 estrelas classificadas como ETTCs, observamos 10 estrelas com periodicidade na linha de $H\alpha$ com períodos variando entre 4 a 8 dias, que correspondem a períodos típicos de rotação deste tipo de estrelas. Os perfis de $H\alpha$ das 33 ETTCs da nossa amostra foram classificados como tipo I para 15 estrelas, como tipo IIR para 6 estrelas e como tipo IIIB para 3 estrelas. Não identificamos, dentre nossa amostra, estrelas dos

tipos IIIR, IVB e IVR. Vemos que nossa amostra é em sua maioria composta por estrelas dominadas pela acreção magnetosférica, correspondentes ao perfil do tipo I.

Relacionamos os parâmetros astrométricos com os parâmetros obtidos a partir da análise espectroscópica para as 61 estrelas da nossa amostra e re-classificamos 16 estrelas como possíveis membros do aglomerado NGC 6530. Dessa forma, estabelecemos uma lista com 33 estrelas da amostra espectroscópica como possíveis membros do aglomerado.

5.1 Perspectivas

Como mostramos no Capítulo 2, o aglomerado NGC 6530 foi observado fotometricamente pelos telescópios *Spitzer* e *Kepler* simultaneamente com o espectrógrafo FLAMES. Podemos complementar a análise espectroscópica com a análise fotométrica, estudando períodos e variabilidades fotométricas, e os relacionando com o resultados encontrados nesse trabalho.

Referências

- Angelo, M. S., Santos, J. F. C., Corradi, W. J. B., & Maia, F. F. S. 2019, *A&A*, 624, A8
Citado 2 vezes nas páginas 24 e 66.
- Arenou, F., Luri, X., Babusiaux, C., et al. 2018, *A&A*, 616, A17 Citado na página 25.
- Benson, P. J. & Myers, P. C. 1989, *ApJS*, 71, 89. Citado na página 11.
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., et al. 2012, *MNRAS*, 427, 127 Citado na página 33.
- Calvet, N. & Gullbring, E. 1998, *ApJ*, 509, 802. Citado na página 15.
- Cantat-Gaudin, T., Jordi, C., Vallenari, A., et al. 2018a, *A&A*, 618, A93 Citado 2 vezes nas páginas 24 e 25.
- Cantat-Gaudin, T., Vallenari, A., Sordo, R., et al. 2018b, *A&A*, 615, A49 Citado na página 24.
- Cody, A. M., Stauffer, J., Baglin, A., et al. 2014, *AJ*, 147, 82 Citado na página 21.
- Conrad, C., Scholz, R. D., Kharchenko, N. V., et al. 2017, *A&A*, 600, A106 Citado 4 vezes nas páginas 41, 42, 50 e 51.
- Daemgen, S. 2012, PhD thesis, Ludwig-Maximilians-Universität, München. Citado na página 13.
- Dahm, S. E. 2008, *The Young Cluster and Star Forming Region NGC 2264, Vol. 4 (ASP)*, 966. Citado na página 21.
- Damiani, F., Bonito, R., Prisinzano, L., et al. 2017, *A&A*, 604, A135. Citado na página 19.
- Damiani, F., Prisinzano, L., Micela, G., & Sciortino, S. 2006, *A&A*, 459, 477 Citado na página 19.
- Damiani, F., Prisinzano, L., Micela, G., & Sciortino, S. 2019, *A&A*, 623, A25. Citado na página 17.
- D'Antona, F. & Mazzitelli, I. 1994, *ApJS*, 90, 467 Citado na página 14.
- Edwards, S., Hartigan, P., Ghandour, L., & Andrulis, C. 1994, *AJ*, 108, 1056. Citado na página 15.
- Fernandez, M. & Miranda, L. F. 1998, *A&A*, 332, 629 Citado na página 17.

- Ferreira, F. A., Santos, J. F. C., Corradi, W. J. B., Maia, F. F. S., & Angelo, M. S. 2019, *MNRAS*, 483, 5508 Citado na página 27.
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2018, *A&A*, 616, A1. Citado 4 vezes nas páginas 22, 23, 44 e 55.
- Guenther, E. & Hessman, F. V. 1993, *A&A*, 268, 192. Citado na página 21.
- Hartmann, L. 2005, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 337, *The Nature and Evolution of Disks Around Hot Stars*, ed. R. Ignace & K. G. Gayley, 3. Citado na página 12.
- Hartmann, L., Herczeg, G., & Calvet, N. 2016, *ARA&A*, 54, 135. Citado 2 vezes nas páginas 14 e 16.
- Henderson, C. B. & Stassun, K. G. 2012, *ApJ*, 747, 51. Citado na página 21.
- Johns-Krull, C. M. 2007, *ApJ*, 664, 975. Citado na página 15.
- Kenyon, S. J. & Hartmann, L. 1995, *ApJS*, 101, 117 Citado na página 14.
- Kurosawa, R., Harries, T. J., & Symington, N. H. 2006, *MNRAS*, 370, 580 Citado 2 vezes nas páginas 48 e 49.
- Lightfoot, J. F., Deighton, D. W., Furniss, I., et al. 1984, *MNRAS*, 208, 197. Citado na página 18.
- Lindegren, L., Hernández, J., Bombrun, A., et al. 2018, *A&A*, 616, A2 Citado na página 24.
- Ménard, F. & Bertout, C. 1999, in *NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C*, ed. C. J. Lada & N. D. Kylafis, Vol. 540, 341. Citado na página 13.
- Murray, N. 2011, *ApJ*, 729, 133. Citado na página 11.
- Ochsenbein, F., Bauer, P., & Marcout, J. 2000, *A&AS*, 143, 23 Citado 2 vezes nas páginas 24 e 26.
- Pecaut, M. J. & Mamajek, E. E. 2013, *ApJS*, 208, 9 Citado 2 vezes nas páginas 44 e 55.
- Pinsonneault, M. H. 1991, in *NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C*, ed. S. Catalano & J. R. Stauffer, Vol. 340, 265. Citado na página 13.
- Platais, I., Kozhurina-Platais, V., & van Leeuwen, F. 1998, *AJ*, 116, 2423 Citado na página 28.
- Prisinzano, L., Damiani, F., Kalari, V., et al. 2019, *A&A*, 623, A159. Citado na página 19.

- Prisinzano, L., Damiani, F., Micela, G., & Sciortino, S. 2005, *A&A*, 430, 941. Citado na página 17.
- Reipurth, B., Pedrosa, A., & Lago, M. T. V. T. 1996, *A&AS*, 120, 229 Citado 5 vezes nas páginas 36, 47, 48, 49 e 55.
- Rowan-Robinson, M. 1979, *ApJ*, 234, 111. Citado na página 11.
- Sargent, A. I. 1977, *ApJ*, 218, 736. Citado na página 11.
- Scargle, J. D. 1982, *ApJ*, 263, 835 Citado na página 46.
- Shu, F. H., Adams, F. C., & Lizano, S. 1987, *ARA&A*, 25, 23. Citado na página 11.
- Solomon, P. M., Rivolo, A. R., Barrett, J., & Yahil, A. 1987, *ApJ*, 319, 730. Citado na página 11.
- Tothill, N. F. H., White, G. J., Matthews, H. E., et al. 2002, *ApJ*, 580, 285. Citado na página 18.
- Walker, M. F. 1957, *ApJ*, 125, 636. Citado 2 vezes nas páginas 17 e 19.
- White, R. J. & Basri, G. 2003, *ApJ*, 582, 1109 Citado 2 vezes nas páginas 43 e 45.
- Williams, T. G., Gear, W. K., & Smith, M. W. L. 2019, *MNRAS*, 483, 5135. Citado na página 11.
- Wright, N. J., Jeffries, R. D., Jackson, R. J., et al. 2019, *MNRAS*, 486, 2477 Citado 5 vezes nas páginas 19, 35, 41, 50 e 51.

Apêndices

APÊNDICE A – Membros de NGC 6530

Tabela A.1 – Parâmetros das estrelas classificadas como membros do aglomerado NGC 6530⁰.

<i>Gaia</i> ID ¹	RA ² (°)	DEC ³ (°)	ϖ^4 (mas)	μ_α^5 (mas/yr)	μ_δ^6 (mas/yr)	G^7 (mag)	G_{BP}^8 (mag)	G_{RP}^9 (mag)	Probabilidade ¹⁰ Astrométrica
4065970360015650816	271,14	-24,47	0,76 ± 0,04	1,82 ± 0,09	-2,44 ± 0,07	11,83 ± 0,01	11,96 ± 0,05	11,54 ± 0,03	0,84
4065970360015650816	271,20	-24,47	0,80 ± 0,04	1,77 ± 0,09	-2,44 ± 0,07	11,16 ± 0,01	11,26 ± 0,03	10,94 ± 0,01	0,76
4065970634893557760	271,20	-24,45	0,79 ± 0,04	1,92 ± 0,09	-2,16 ± 0,08	15,56 ± 0,02	16,34 ± 0,16	14,45 ± 0,04	0,52
4065970634893557760	271,16	-24,45	0,75 ± 0,08	1,99 ± 0,18	-2,09 ± 0,17	16,57 ± 0,03	17,23 ± 0,22	15,29 ± 0,09	0,76
4065970634893557760	271,17	-24,44	0,76 ± 0,08	1,36 ± 0,17	-2,06 ± 0,15	16,62 ± 0,17	17,19 ± 0,63	15,40 ± 0,54	0,95
4065970909771464704	271,19	-24,46	0,78 ± 0,05	1,70 ± 0,10	-2,50 ± 0,08	15,82 ± 0,02	16,51 ± 0,13	14,76 ± 0,08	0,76
4065970909771464704	271,19	-24,46	0,78 ± 0,03	1,25 ± 0,06	-1,35 ± 0,05	13,80 ± 0,02	14,44 ± 0,06	12,98 ± 0,04	0,62
4065970909771464704	271,20	-24,44	0,80 ± 0,07	2,10 ± 0,14	-2,10 ± 0,11	16,11 ± 0,13	16,73 ± 0,41	14,85 ± 0,41	0,52
4065971184649371648	271,10	-24,46	0,77 ± 0,04	2,07 ± 0,09	-2,46 ± 0,07	11,39 ± 0,01	11,52 ± 0,04	11,10 ± 0,02	0,59
4065971184649371648	271,09	-24,46	0,73 ± 0,04	1,88 ± 0,07	-2,25 ± 0,06	15,00 ± 0,05	15,81 ± 0,14	13,96 ± 0,14	0,76
4065971184649371648	271,09	-24,45	0,82 ± 0,08	1,63 ± 0,15	-2,38 ± 0,12	16,10 ± 0,01	16,75 ± 0,26	14,80 ± 0,12	0,58
4065971459527278592	271,14	-24,45	0,72 ± 0,03	1,31 ± 0,06	-2,37 ± 0,05	14,04 ± 0,02	14,80 ± 0,14	13,14 ± 0,11	0,81
4065971459527278592	271,14	-24,45	0,73 ± 0,08	1,40 ± 0,16	-2,14 ± 0,14	16,43 ± 0,04	17,05 ± 0,14	15,24 ± 0,09	0,91
4065971734405185536	271,12	-24,42	0,76 ± 0,04	1,27 ± 0,08	-2,23 ± 0,07	15,06 ± 0,03	15,66 ± 0,31	14,04 ± 0,11	0,96
4065971734405185536	271,12	-24,42	0,77 ± 0,05	1,43 ± 0,09	-2,35 ± 0,07	10,62 ± 0,00	10,69 ± 0,02	10,47 ± 0,01	0,95
4065972009283092480	271,13	-24,40	0,71 ± 0,03	1,23 ± 0,06	-1,89 ± 0,05	14,10 ± 0,02	14,77 ± 0,06	13,22 ± 0,04	0,88
4065972009283092480	270,97	-24,53	0,74 ± 0,03	0,88 ± 0,06	-2,37 ± 0,05	13,06 ± 0,01	13,69 ± 0,05	12,23 ± 0,04	0,81
4065973108794720256	271,01	-24,42	0,71 ± 0,04	1,00 ± 0,06	-2,44 ± 0,05	14,13 ± 0,01	14,51 ± 0,06	13,34 ± 0,03	0,57
4065974208306348032	271,04	-24,44	0,75 ± 0,05	1,22 ± 0,09	-2,18 ± 0,07	15,31 ± 0,02	15,78 ± 0,12	14,35 ± 0,11	0,96
4065974758062161920	271,06	-24,40	0,75 ± 0,05	1,43 ± 0,09	-1,69 ± 0,07	14,98 ± 0,03	15,55 ± 0,17	13,96 ± 0,09	0,79
4065974758062161920	271,07	-24,40	0,81 ± 0,05	1,35 ± 0,07	-2,20 ± 0,05	13,79 ± 0,04	14,43 ± 0,14	12,91 ± 0,11	0,92
4065974758062161920	271,04	-24,40	0,75 ± 0,06	1,27 ± 0,10	-2,25 ± 0,08	11,83 ± 0,00	11,92 ± 0,04	11,59 ± 0,03	0,96
4065974758062161920	271,11	-24,40	0,74 ± 0,03	1,25 ± 0,05	-2,18 ± 0,04	13,40 ± 0,02	14,03 ± 0,05	12,58 ± 0,05	0,96
4065974758062161920	271,09	-24,39	0,76 ± 0,05	1,17 ± 0,08	-1,94 ± 0,07	11,50 ± 0,00	11,65 ± 0,04	11,17 ± 0,03	1,00
4065975032940068864	271,13	-24,38	0,75 ± 0,04	1,23 ± 0,07	-2,37 ± 0,06	14,98 ± 0,02	15,66 ± 0,10	13,91 ± 0,13	0,82
4065975032940068864	271,12	-24,37	0,79 ± 0,05	1,63 ± 0,09	-1,70 ± 0,07	14,70 ± 0,04	15,28 ± 0,18	13,72 ± 0,14	0,80
4065975032940068864	271,14	-24,38	0,75 ± 0,04	0,88 ± 0,09	-1,95 ± 0,08	11,66 ± 0,00	11,74 ± 0,03	11,42 ± 0,03	1,00

Tabela A.1 – Continuação.

<i>Gaia</i> ID ¹	RA ² (°)	DEC ³ (°)	ϖ^4 (mas)	μ^5_α (mas/yr)	μ^6_δ (mas/yr)	G^7 (mag)	G^8_{BP} (mag)	G^9_{RP} (mag)	Probabilidade ¹⁰ Astrométrica
4065975032940068864	271,11	-24,38	0,78 ± 0,05	1,46 ± 0,09	-1,79 ± 0,08	15,36 ± 0,06	15,59 ± 0,21	14,23 ± 0,53	0,91
4065975032940068864	271,12	-24,38	0,83 ± 0,05	1,15 ± 0,10	-2,13 ± 0,08	15,03 ± 0,04	15,72 ± 0,14	13,96 ± 0,17	0,57
4065975032940068864	271,11	-24,39	0,73 ± 0,03	1,33 ± 0,07	-2,18 ± 0,05	14,73 ± 0,10	15,21 ± 0,53	13,61 ± 0,34	0,91
4065975032940068864	271,12	-24,38	0,79 ± 0,03	1,31 ± 0,06	-1,60 ± 0,05	13,93 ± 0,02	14,60 ± 0,05	12,98 ± 0,02	0,72
4065975032940068864	271,12	-24,36	0,69 ± 0,07	1,45 ± 0,12	-2,22 ± 0,10	8,22 ± 0,01	8,29 ± 0,03	8,10 ± 0,04	0,57
4065975307817975808	271,10	-24,35	0,73 ± 0,06	1,44 ± 0,09	-2,17 ± 0,08	12,18 ± 0,01	12,84 ± 0,04	11,39 ± 0,02	0,91
4065975307817975808	271,09	-24,34	0,73 ± 0,04	1,15 ± 0,08	-1,69 ± 0,06	13,98 ± 0,02	14,73 ± 0,06	13,06 ± 0,05	0,88
4065975307817975808	271,01	-24,40	0,73 ± 0,06	2,04 ± 0,09	-1,86 ± 0,08	11,54 ± 0,01	11,63 ± 0,05	11,31 ± 0,02	0,72
4065975582695882752	270,98	-24,38	0,76 ± 0,05	0,95 ± 0,08	-2,05 ± 0,06	12,15 ± 0,00	12,25 ± 0,03	11,86 ± 0,03	1,00
4065975857573789696	271,02	-24,36	0,76 ± 0,06	1,16 ± 0,09	-2,31 ± 0,07	11,90 ± 0,00	11,98 ± 0,02	11,69 ± 0,01	0,96
4065975857573789696	271,07	-24,36	0,72 ± 0,05	1,12 ± 0,09	-1,98 ± 0,07	15,62 ± 0,08	16,31 ± 0,31	14,52 ± 0,22	0,95
4065976132451696640	271,04	-24,34	0,69 ± 0,05	1,45 ± 0,08	-2,13 ± 0,07	11,54 ± 0,01	11,68 ± 0,04	11,24 ± 0,03	0,57
4065976132451696640	271,04	-24,34	0,71 ± 0,04	0,97 ± 0,06	-1,55 ± 0,05	14,74 ± 0,01	15,39 ± 0,06	13,87 ± 0,04	0,71
4065976132451696640	271,04	-24,35	0,77 ± 0,08	0,95 ± 0,14	-1,98 ± 0,13	16,15 ± 0,02	16,93 ± 0,17	14,99 ± 0,10	0,98
4065976407329603584	271,05	-24,31	0,79 ± 0,04	2,11 ± 0,07	-2,44 ± 0,05	13,99 ± 0,03	14,55 ± 0,10	13,22 ± 0,08	0,51
4065976407329603584	271,06	-24,33	0,83 ± 0,03	1,28 ± 0,06	-1,52 ± 0,05	13,88 ± 0,03	14,57 ± 0,10	13,02 ± 0,08	0,63
4065976407329603584	271,07	-24,31	0,77 ± 0,13	1,60 ± 0,24	-1,62 ± 0,21	16,84 ± 0,03	17,23 ± 0,29	15,40 ± 0,08	0,80
4066020937550528512	270,92	-24,39	0,72 ± 0,03	2,05 ± 0,05	-2,61 ± 0,04	13,75 ± 0,02	14,16 ± 0,08	12,75 ± 0,03	0,70
4066020937550528512	270,92	-24,41	0,78 ± 0,04	2,04 ± 0,07	-2,52 ± 0,05	14,80 ± 0,09	15,32 ± 0,34	13,64 ± 0,23	0,51
4066021212428435456	270,94	-24,37	0,78 ± 0,08	1,72 ± 0,10	-2,34 ± 0,08	9,90 ± 0,02	10,04 ± 0,04	9,65 ± 0,06	0,92
4066022861695877120	271,00	-24,34	0,73 ± 0,05	1,47 ± 0,09	-2,20 ± 0,07	14,10 ± 0,01	14,55 ± 0,05	13,32 ± 0,04	0,91
4066023136573784064	271,00	-24,32	0,76 ± 0,04	1,01 ± 0,07	-1,61 ± 0,06	14,87 ± 0,03	15,32 ± 0,10	13,96 ± 0,09	0,92
4066024236085411840	270,98	-24,28	0,72 ± 0,03	1,09 ± 0,06	-1,90 ± 0,05	14,42 ± 0,03	14,93 ± 0,10	13,60 ± 0,09	0,95
4066027259742388224	270,92	-24,25	0,73 ± 0,03	1,83 ± 0,05	-1,67 ± 0,04	13,72 ± 0,01	14,24 ± 0,03	12,96 ± 0,02	0,67
4066064368259825664	271,22	-24,43	0,72 ± 0,11	2,16 ± 0,21	-2,13 ± 0,18	16,76 ± 0,04	17,43 ± 0,34	15,22 ± 0,11	0,70
4066064643137732608	271,21	-24,43	0,73 ± 0,04	1,89 ± 0,08	-2,08 ± 0,07	11,74 ± 0,03	11,99 ± 0,09	11,20 ± 0,10	0,76
4066064918015639552	271,23	-24,40	0,78 ± 0,04	1,52 ± 0,08	-2,05 ± 0,07	11,63 ± 0,00	11,76 ± 0,03	11,34 ± 0,02	0,91

Tabela A.1 – Continuação.

<i>Gaia</i> ID ¹	RA ² (°)	DEC ³ (°)	ϖ^4 (mas)	μ_α^5 (mas/yr)	μ_δ^6 (mas/yr)	G^7 (mag)	G_{BP}^8 (mag)	G_{RP}^9 (mag)	Probabilidade ¹⁰ Astrométrica
4066064918015639552	271,28	-24,38	0,80 ± 0,07	1,75 ± 0,14	-1,97 ± 0,12	16,38 ± 0,09	17,12 ± 0,63	15,32 ± 0,37	0,91
4066064918015639552	271,29	-24,40	0,78 ± 0,05	1,74 ± 0,10	-1,93 ± 0,08	6,77 ± 0,01	6,85 ± 0,01	6,64 ± 0,04	0,91
4066065192893546496	271,30	-24,39	0,75 ± 0,11	2,16 ± 0,22	-2,12 ± 0,18	17,35 ± 0,03	17,73 ± 0,53	15,97 ± 0,15	0,59
4066065742649360384	271,17	-24,38	0,77 ± 0,04	1,42 ± 0,09	-2,05 ± 0,08	10,74 ± 0,00	10,80 ± 0,04	10,58 ± 0,01	0,96
4066066567283081216	271,31	-24,35	0,76 ± 0,15	0,89 ± 0,37	-1,26 ± 0,29	17,70 ± 0,02	18,18 ± 0,42	16,40 ± 0,08	0,64
4066068491428429824	271,28	-24,26	0,75 ± 0,04	1,29 ± 0,08	-2,11 ± 0,07	11,63 ± 0,00	11,77 ± 0,04	11,35 ± 0,02	0,96
4066069041184243712	271,17	-24,35	0,79 ± 0,05	1,42 ± 0,10	-2,08 ± 0,08	9,75 ± 0,01	9,83 ± 0,01	9,62 ± 0,03	0,92
4066069041184243712	271,15	-24,33	0,77 ± 0,07	1,61 ± 0,14	-2,13 ± 0,12	8,52 ± 0,01	8,56 ± 0,03	8,44 ± 0,03	0,92
4066069041184243712	271,11	-24,33	0,72 ± 0,03	1,60 ± 0,05	-1,90 ± 0,04	13,07 ± 0,01	13,55 ± 0,02	12,39 ± 0,01	0,92
4066069041184243712	271,11	-24,33	0,74 ± 0,05	0,80 ± 0,09	-1,81 ± 0,07	11,90 ± 0,00	12,10 ± 0,03	11,53 ± 0,02	0,95
4066069041184243712	271,12	-24,32	0,73 ± 0,05	1,21 ± 0,09	-1,66 ± 0,08	9,48 ± 0,01	9,53 ± 0,02	9,38 ± 0,02	0,88
4066069316062150656	271,14	-24,32	0,72 ± 0,06	1,11 ± 0,09	-1,73 ± 0,07	12,60 ± 0,01	13,09 ± 0,02	11,93 ± 0,01	0,88
4066069316062150656	271,18	-24,33	0,76 ± 0,05	1,38 ± 0,09	-1,74 ± 0,08	15,45 ± 0,04	16,14 ± 0,29	14,40 ± 0,09	0,80
4066069590940057600	271,15	-24,30	0,73 ± 0,04	1,98 ± 0,06	-1,90 ± 0,05	14,26 ± 0,16	14,90 ± 0,53	13,41 ± 0,43	0,72
4066069865817964544	271,08	-24,32	0,77 ± 0,10	0,94 ± 0,19	-1,99 ± 0,17	16,61 ± 0,02	17,21 ± 0,19	15,22 ± 0,06	0,98
4066069865817964544	271,10	-24,31	0,69 ± 0,03	0,99 ± 0,06	-1,79 ± 0,05	13,80 ± 0,02	14,41 ± 0,07	12,98 ± 0,07	0,58
4066069865817964544	271,12	-24,32	0,74 ± 0,03	1,40 ± 0,06	-1,95 ± 0,05	13,84 ± 0,02	14,38 ± 0,08	13,08 ± 0,06	0,95
4066069865817964544	271,09	-24,33	0,76 ± 0,07	1,64 ± 0,13	-1,92 ± 0,12	16,12 ± 0,02	16,77 ± 0,17	14,89 ± 0,07	0,95
4066070140695871488	271,07	-24,29	0,80 ± 0,05	0,96 ± 0,09	-1,75 ± 0,08	11,05 ± 0,01	11,11 ± 0,04	10,87 ± 0,02	0,72
4066070140695871488	271,07	-24,30	0,72 ± 0,06	1,38 ± 0,14	-2,30 ± 0,12	16,08 ± 0,36	16,63 ± 0,75	14,87 ± 0,91	0,91
4066070415573778432	271,09	-24,27	0,76 ± 0,05	1,04 ± 0,10	-1,91 ± 0,07	15,16 ± 0,08	15,85 ± 0,28	14,13 ± 0,19	0,98
4066070690451685376	271,12	-24,24	0,67 ± 0,08	1,25 ± 0,14	-1,56 ± 0,12	16,42 ± 0,02	17,01 ± 0,26	15,17 ± 0,06	0,53
4066070690451685376	271,12	-24,25	0,73 ± 0,04	1,65 ± 0,08	-2,23 ± 0,06	14,96 ± 0,03	15,63 ± 0,14	14,04 ± 0,12	0,91
4066071515085406208	271,29	-24,23	0,74 ± 0,11	2,01 ± 0,20	-2,25 ± 0,17	17,34 ± 0,02	17,97 ± 0,58	16,08 ± 0,17	0,76
4066072614597033984	271,22	-24,20	0,82 ± 0,05	1,37 ± 0,09	-1,87 ± 0,07	15,10 ± 0,04	15,71 ± 0,15	14,25 ± 0,15	0,82
4066117419695865856	271,08	-24,24	0,75 ± 0,05	1,03 ± 0,08	-1,82 ± 0,07	12,07 ± 0,00	12,25 ± 0,02	11,73 ± 0,03	1,00
4066117419695865856	271,04	-24,26	0,79 ± 0,05	0,93 ± 0,10	-1,78 ± 0,08	11,39 ± 0,00	11,45 ± 0,04	11,22 ± 0,02	0,88

Tabela A.1 – Continuação.

<i>Gaia</i> ID ¹	RA ² (°)	DEC ³ (°)	ϖ^4 (mas)	μ_{α}^5 (mas/yr)	μ_{δ}^6 (mas/yr)	G^7 (mag)	G_{BP}^8 (mag)	G_{RP}^9 (mag)	Probabilidade ¹⁰ Astrométrica
4066117694573772800	271,06	-24,22	0,78 ± 0,05	0,88 ± 0,08	-1,69 ± 0,07	12,06 ± 0,01	12,36 ± 0,05	11,59 ± 0,03	0,72
4066117694573772800	271,06	-24,24	0,72 ± 0,06	0,96 ± 0,09	-1,56 ± 0,07	10,59 ± 0,01	10,62 ± 0,08	10,42 ± 0,04	0,88
4066118244329586688	271,09	-24,19	0,76 ± 0,03	0,85 ± 0,06	-1,73 ± 0,05	14,09 ± 0,01	14,59 ± 0,07	13,32 ± 0,03	0,88
4066118519207493632	271,00	-24,21	0,78 ± 0,05	0,81 ± 0,08	-1,90 ± 0,07	15,22 ± 0,04	15,78 ± 0,08	14,27 ± 0,09	0,88
4066119893597028352	271,14	-24,15	0,68 ± 0,13	1,50 ± 0,25	-1,89 ± 0,20	17,46 ± 0,04	18,01 ± 0,37	16,14 ± 0,09	0,58

⁰A tabela está organizada de acordo com a ordem crescente do *Gaia* ID, Com exceção da Probabilidade Astrométrica¹⁰, todos os dados aqui apresentados foram extraídos do *Gaia* DR2. ¹Identificação utilizada pelo *Gaia* DR2. ²Ascensão reta. ³Declinação. ⁴Paralaxe. ^{5,6}Movimento próprio em ascensão reta e declinação, respectivamente. ^{7,8,9}Magnitude nas bandas *G*, *G_{BP}* e *G_{RP}*, respectivamente (Tabela 2). ¹⁰Probabilidade de associação ao aglomerado NGC 6530 determinada a partir do algoritmo descrito em Angelo et al. (2019) e utilizado no presente trabalho.

APÊNDICE B – Periodogramas e Perfis de Linha de $H\alpha$

Figura B.1 – Perfis e periodogramas bidimensionais da linha de $H\alpha$.

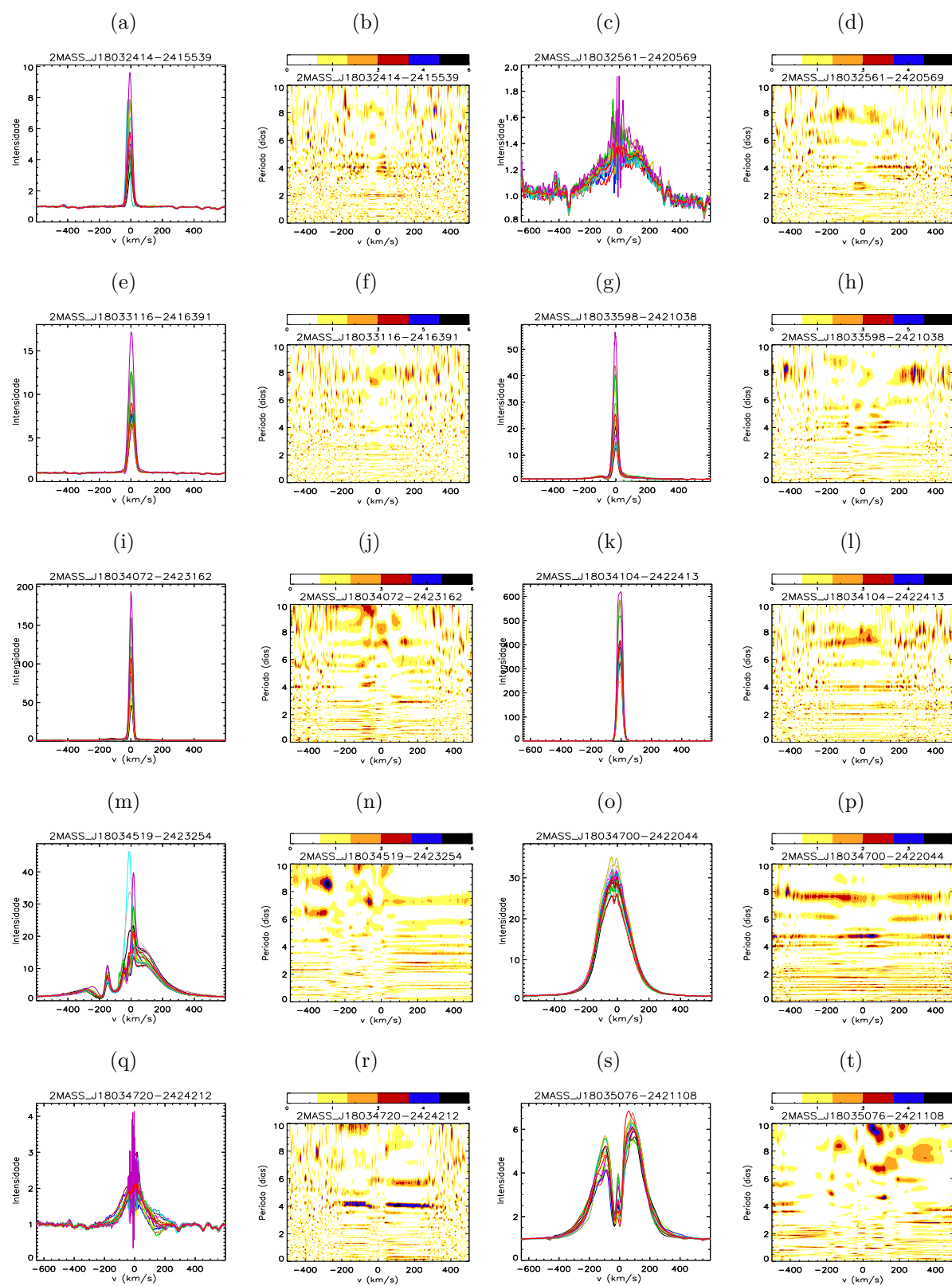


Figura B.2 – Continuação da Figura B.1.

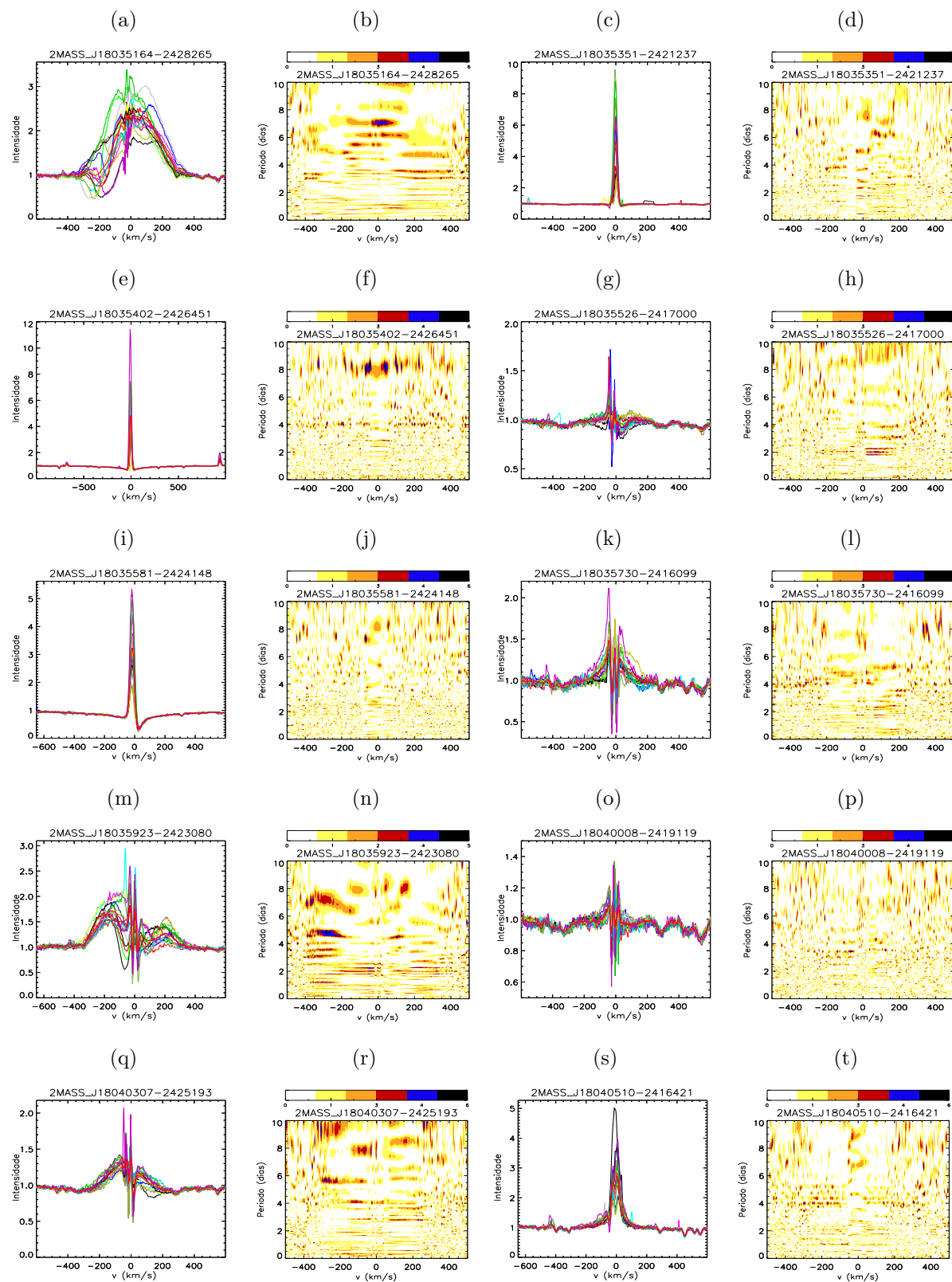


Figura B.3 – Continuação da Figura B.1.

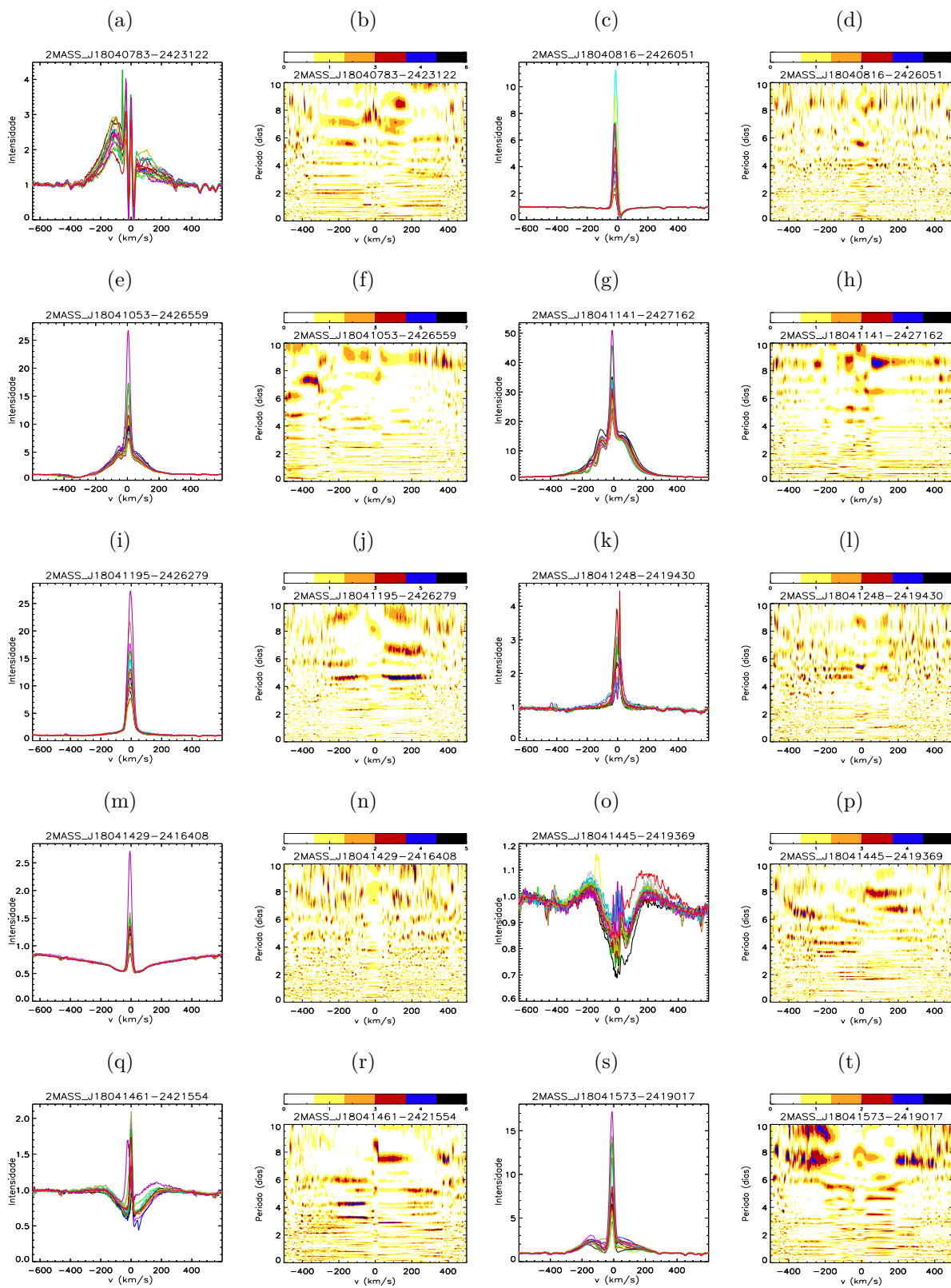


Figura B.4 – Continuação da Figura B.1.

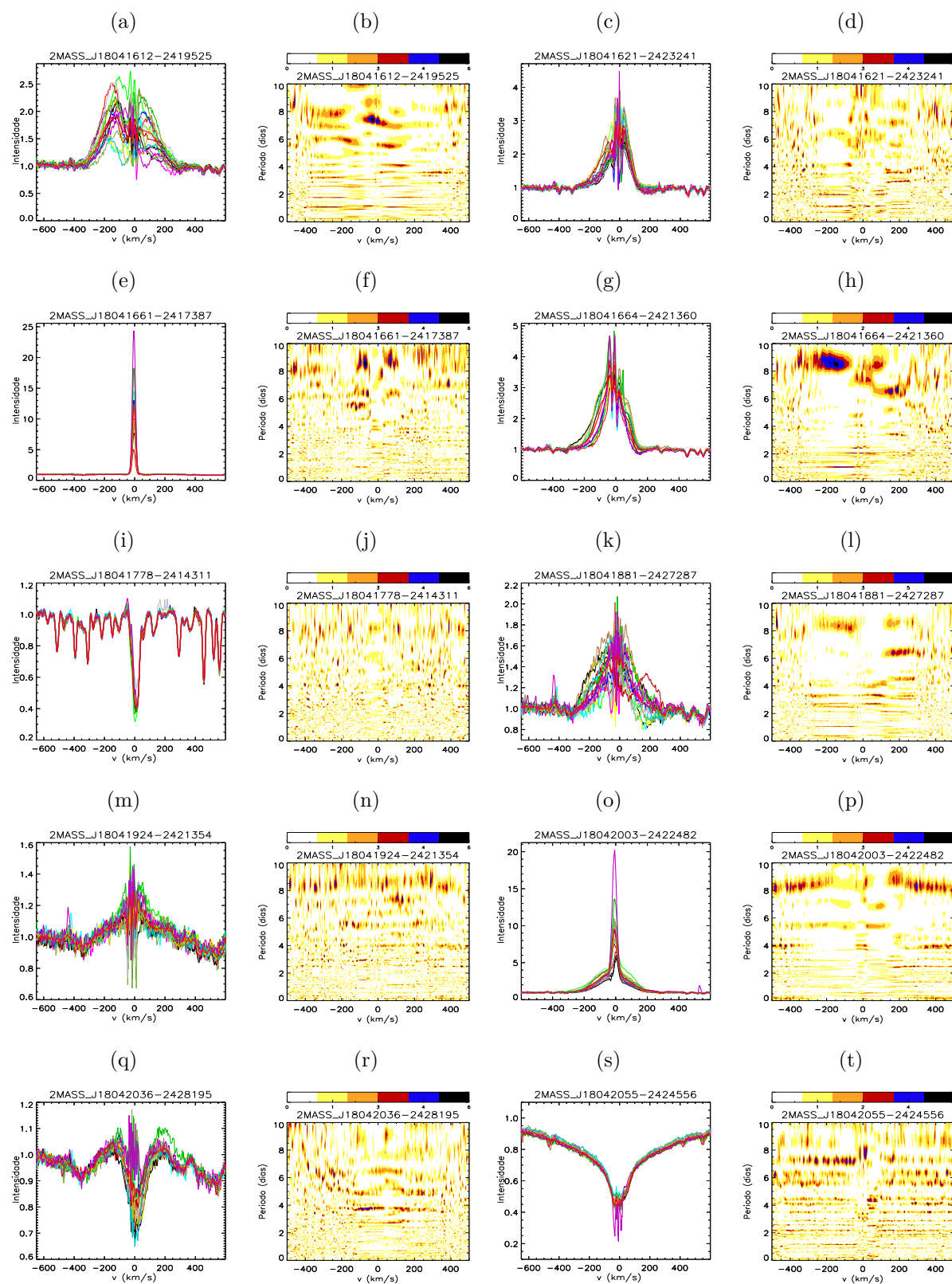


Figura B.5 – Continuação da Figura B.1.

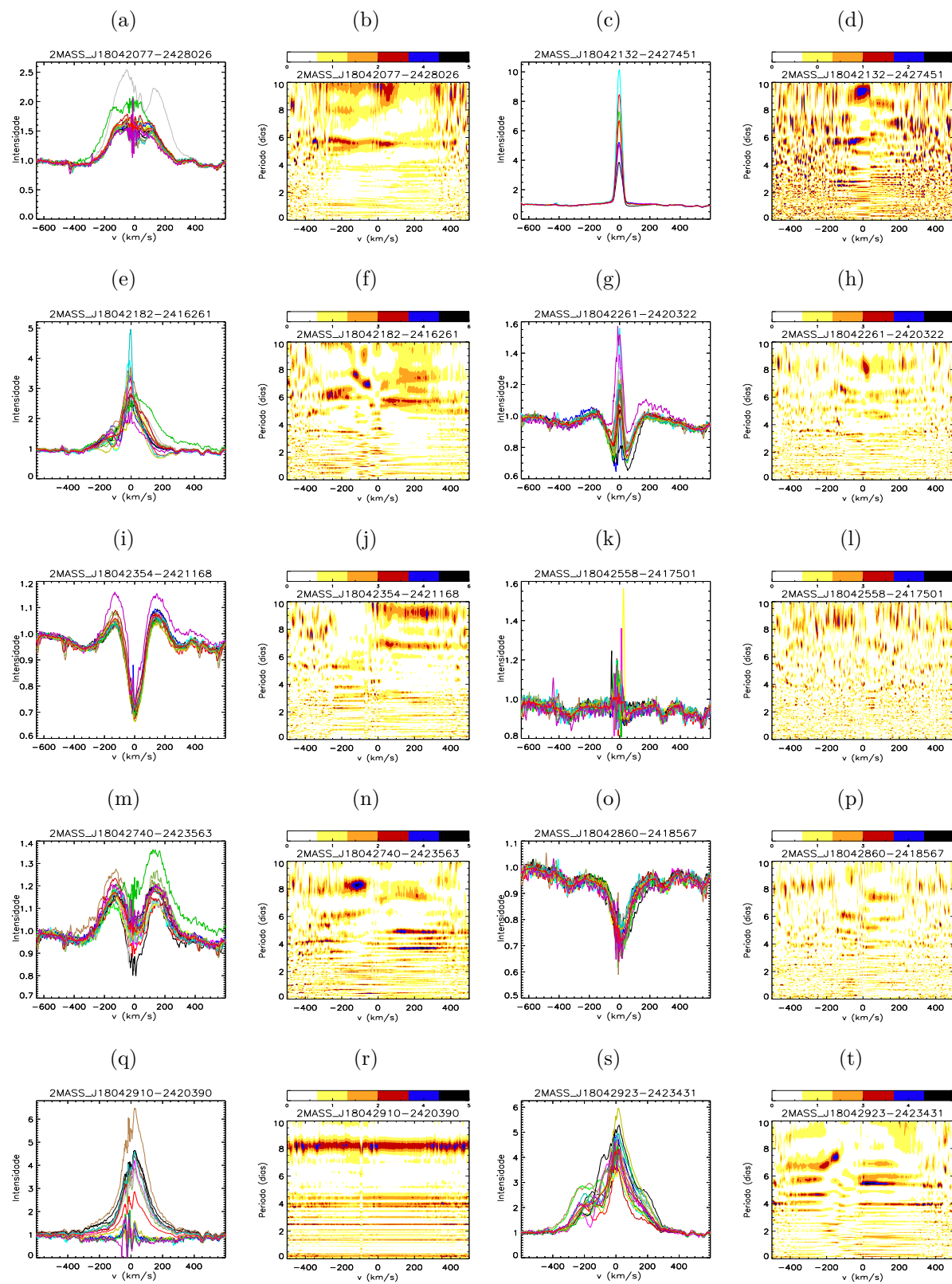


Figura B.6 – Continuação da Figura B.1.

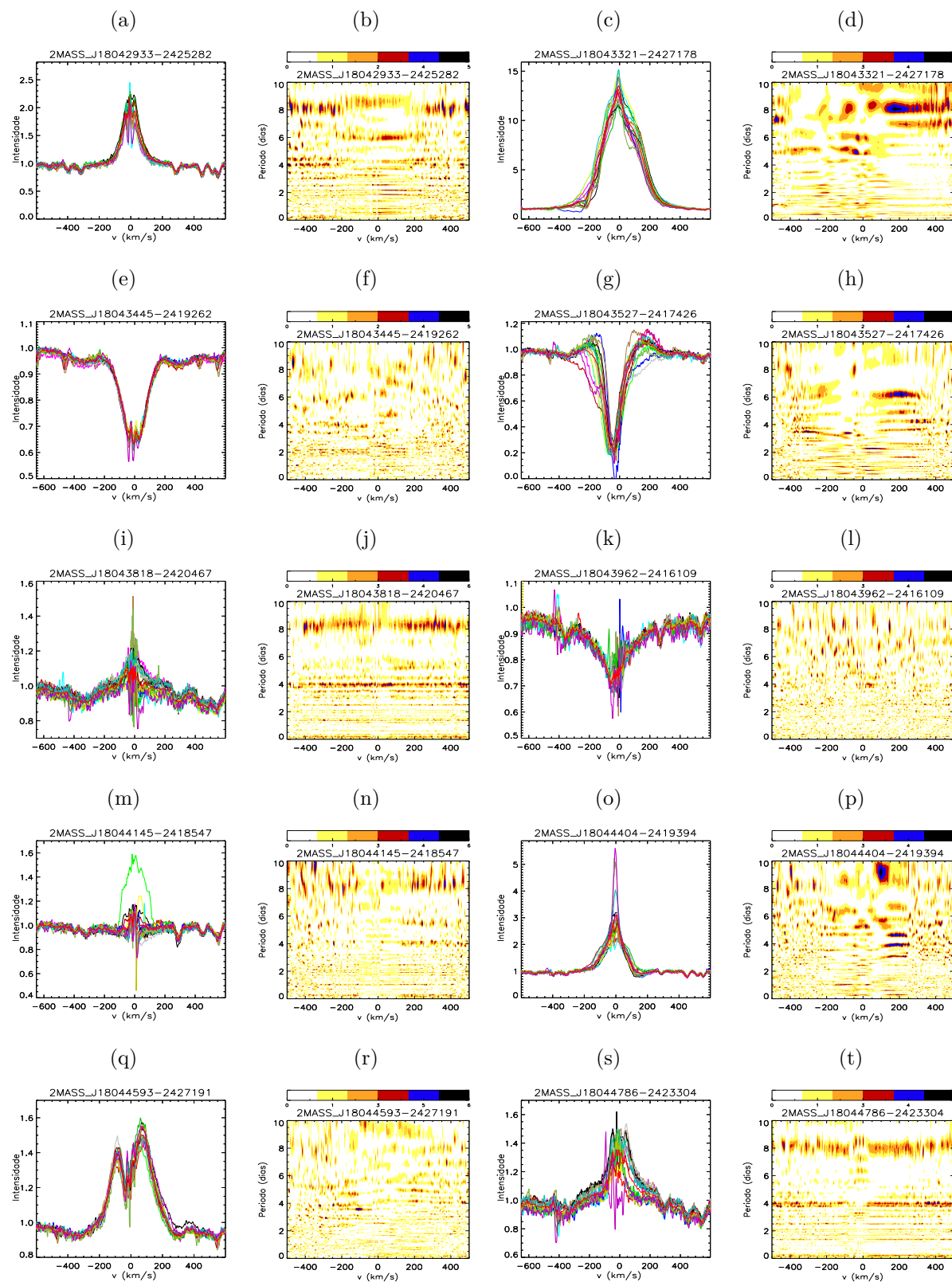


Figura B.7 – Continuação da Figura B.1.

