

Universidade do Vale do Paraíba
Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento
Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia

EVELYN CRISTINE DE FREITAS MARQUES MARTINS

POPULAÇÃO ESTELAR DA REGIÃO W51 IRS2

São José dos Campos, SP

2014

EVELYN CRISTINE DE FREITAS MARQUES MARTINS

POPULAÇÃO ESTELAR DA REGIÃO W51 IRS2

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia, como complementação dos créditos necessários para a obtenção do título de Mestre em Física e Astronomia.

Orientador: Prof. Dr. Cassio Leandro Dal Ri Barbosa

São José dos Campos, SP

2014

TERMO DE AUTORIZAÇÃO DE DIVULGAÇÃO DA OBRA

Ficha catalográfica

Martins, Evelyn Cristine de Freitas Marques

População estelar da região W51 IRS2 / Evelyn Cristine de Freitas Marques Martins; orientador, Cassiano Leandro Dal Ri Barbosa. - São José dos Campos, SP, 2014.

1 CD-ROM, 60 p.

Dissertação (Mestrado Acadêmico) - Universidade do Vale do Paraíba, São José dos Campos. Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia.

Inclui referências

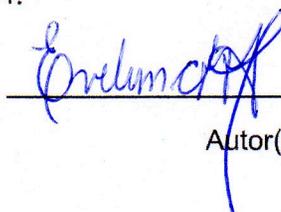
1. Física e Astronomia. 2. População estelar. 3. Estrelas de Alta Massa. 4. Regiões HII. I. Barbosa, Cassiano Leandro Dal Ri, orient. II. Universidade do Vale do Paraíba. Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia. III. Título.

Eu, Evelyn Cristine de Freitas Marques Martins, autor(a) da obra acima referenciada:

Autorizo a divulgação total ou parcial da obra impressa, digital ou fixada em outro tipo de mídia, bem como, a sua reprodução total ou parcial, devendo o usuário da reprodução atribuir os créditos ao autor da obra, citando a fonte.

Declaro, para todos os fins e efeitos de direito, que o Trabalho foi elaborado respeitando os princípios da moral e da ética e não violou qualquer direito de propriedade intelectual sob pena de responder civil, criminal, ética e profissionalmente por meus atos.

São José dos Campos, 21 de Novembro de 2014.



Autor(a) do Obra

Data da defesa: 09 / 04 / 14

EVELYN CRISTINE DE FREITAS MARQUES MARTINS

“POPULAÇÃO ESTELAR DA REGIÃO W51 IRS2”

Dissertação aprovada como requisito parcial à obtenção do grau de Mestre em Física e Astronomia, do Programa de Pós-Graduação em Física e Astronomia, do Instituto de Pesquisa e Desenvolvimento da Universidade do Vale do Paraíba, São José dos Campos, SP, pela seguinte banca examinadora:

Prof. Dr. **Oli Luiz Dors Junior** (UNIVAP) _____

Prof. Dr. **Cassio Leandro Dal Ri Brabosa**(UNIVAP) _____

Prof. Dr. **Augusto Damineli Neto** (USP) _____

Profª. Dra. Sandra Maria Fonseca da Costa
Diretor do IP&D – UniVap
São José dos Campos, 09 de abril de 2014.

"A utopia está lá no horizonte. Me aproximo dois passos, ela se afasta dois passos. Caminho dez passos e o horizonte corre dez passos. Por mais que eu caminhe, jamais alcançarei. Para que serve a utopia? Serve para isso: para que eu não deixe de caminhar."

Fernando Birri
(GALEANO; BORGES, 1994)

Agradecimentos

Em um improvável encontro promovido pelo destino, conheci o programa de pós-graduação em Física e Astronomia da UNIVAP. A dúvida sobre minha capacidade logo foi substituída pela motivação de ser merecedora do apoio dessa equipe tão maravilhosa.

Aos inspiradores professores do Laboratório de Física e Astronomia - UNIVAP, meu Muito Obrigado. Pelos ensinamentos, conversas, puxões de orelha, apoio e papo furado na mesa de pedra. Essa jornada não teria sido tão enriquecedora e divertida sem vocês.

Ao meu Orientador e chefe escoteiro Cassio Barbosa, pela paciência, confiança, generosidade e dedicação. Por me ensinar tanto, me apontar os caminhos e ainda sim, seguir ao meu lado. A gente dá o que possui, obrigada por me oferecer o seu melhor.

Aos meus amigos, Williamary Portugal, Priscila Freitas, Danilo Gusmão e Will Robson, o que seria de mim sem vocês? Quem aturaria minhas crises, tiraria minhas dúvidas, lancharia comigo e alegraria meus dias? Vocês foram fundamentais e necessários nessa caminhada. Obrigada pelo carinho! E é biscoito, não bolacha!!

Ao meu marido e companheiro de vida, Filipe Martins, que esteve ao meu lado mesmo quando do outro lado do mundo. Te amo hoje e pra sempre.

À todas as minhas famílias, os Trugilho, os Freitas, os Martins, os Marques e todos que me apoiaram nessa jornada. Amo vocês!!

Aos meus amigos cariocas, que mesmo à centenas de quilômetros me deram todo o apoio, carinho e amizade de sempre. Vocês são presentes de Deus na minha vida.

À Fundação Vale Paraibana de Ensino pelo auxílio financeiro, sem o qual nada disso seria possível.

Evelyn Martins

POPULAÇÃO ESTELAR DA REGIÃO W51 IRS2

RESUMO

W51 IRS2 é uma região HII compacta que abriga 3 regiões HII Ultracompactas, inúmeras fontes no infravermelho e faz parte de um dos mais luminosos complexos de formação de estrelas de alta massa da Galáxia. Esse trabalho tem como objetivo o estudo da população estelar através da análise fotométrica da região no infravermelho próximo, nas bandas J , H e K , cuja resolução espacial obtida foi de, respectivamente, $0,15''$, $0,12''$ e $0,11''$. A partir dessa análise foi possível determinar o expoente da lei de potência da Função de Massa Inicial em $\Gamma = -1,39$ e da Função de Luminosidade em $\alpha = 0,18$. Foram identificadas ao menos 7 estrelas OB, com o valor da massa luminosa do aglomerado calculado em $3,6 \times 10^4 M_{\odot}$. Esses resultados são compatíveis com regiões de formação de estrelas de alta massa da nossa Galáxia e das Nuvens de Magalhães. Com base na paralaxe espectroscópica da fonte ionizante de W51d, obtivemos a distância de $6,3 \pm 0,5$ kpc que é compatível com estimativas anteriores obtidas através de diferentes métodos.

Palavras-chave: População Estelar. Estrelas de Alta Massa. Regiões HII.

STELLAR POPULATION OF W51 IRS2

ABSTRACT

W51 IRS2 is a compact HII region which contains 3 ultracompact HII regions, numerous infrared sources and is part of one of the most luminous complexes of massive star-forming regions in the Galaxy. The present work aims to study the stellar population by photometric analysis of this region in the near infrared bands J , H and K , whose spatial resolution obtained was respectively 0.15", 0.12" and 0.11 ". Based on this analysis it was possible to determine the exponent of the power law of the Initial Mass Function of $\Gamma = -1.39$ and Luminosity Function of $\alpha = 0.18$. At least 7 OB stars were identified and the value of the luminous mass of the cluster estimated at $3,6 \times 10^4 M_{\odot}$. Such results are consistent with others regions of high mass star formation of our Galaxy and the Magellanic Clouds. Based on the spectroscopic parallax of the ionizing source of W51d, we obtained the distance of 6.3 ± 0.5 kpc, which is consistent with previous estimatives obtained by different methods.

Keywords: Stellar Population. High Mass Stars. HII regions.

SUMÁRIO

Pág.

LISTA DE FIGURAS

LISTA DE TABELAS

| | | |
|----------|---|-----------|
| 1 | INTRODUÇÃO | 17 |
| 1.1 | Estrelas de Alta Massa | 17 |
| 1.2 | Processo de Formação Estelar | 18 |
| 1.2.1 | Hipótese de Acreção | 19 |
| 1.2.2 | Hipótese de Coalescência | 20 |
| 1.2.3 | Função de Massa Inicial | 21 |
| 1.3 | Regiões H II | 23 |
| 1.4 | A Formação de Estrelas de Alta Massa | 24 |
| 1.4.1 | Núcleos Pré Estelares | 24 |
| 1.4.2 | Núcleos Quentes ou Precusores de Região H II Ultracompacta. | 25 |
| 1.4.3 | Região H II Hipercompacta | 26 |
| 1.4.4 | Região H II Ultracompacta | 27 |
| 1.4.4.1 | Morfologia das Regiões UC H II | 28 |
| 1.4.5 | Região H II Compacta | 28 |
| 1.5 | A Região de Formação de Estrelas de Alta Massa W51 | 29 |
| 1.5.1 | Formação Estelar na W51 | 29 |
| 1.5.2 | W51 - IRS2 | 30 |
| 1.6 | Motivação e Objetivos | 31 |
| 2 | OBSERVAÇÃO E REDUÇÃO DE DADOS | 33 |
| 2.1 | Leis de Extinção e Vetores de Vermelhamento | 34 |
| 2.2 | Sequência Principal de Idade Zero (ZAMS) | 36 |
| 2.3 | Completeza da Amostra | 36 |
| 3 | RESULTADOS E DISCUSSÃO | 41 |
| 3.1 | Diagramas Cor-Cor e Cor-Magnitude | 42 |
| 3.2 | Função de Luminosidade e IMF | 43 |
| 3.3 | Objetos em Destaque | 43 |
| 3.4 | Distância de W51 IRS2 | 44 |
| 4 | CONCLUSÃO | 53 |

| | | |
|-----|---|-----------|
| 4.1 | Perspectivas Futuras | 53 |
| | REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS | 55 |

LISTA DE FIGURAS

| | <u>Pág.</u> |
|----|--|
| 1 | Representação esquemática do processo de ionização frontal 19 |
| 2 | Formação de disco de acreção 20 |
| 3 | Simulação do processo de acreção competitiva 21 |
| 4 | Estrutura interna de um PUC HII 25 |
| 5 | Espectro em banda K em IRS2 27 |
| 6 | Tipos morfológicos de UC HII 28 |
| 7 | GMC W51 em infravermelho próximo 30 |
| 8 | Representação da localização da W51 IRS2 na Galáxia 32 |
| 9 | Dados de taxa de completude da amostra 39 |
| 10 | Imagem da W51 IRS2 41 |
| 11 | Imagem W51 nas bandas J, H e K 45 |
| 12 | Diagrama cor-cor da região W51 IRS2 46 |
| 13 | Diagrama cor-magnitude da região W51 IRS2 47 |
| 14 | Função de luminosidade na banda K 48 |
| 15 | Função inicial de massa da região W51 IRS2. 48 |
| 16 | Imagem W51 IRS2 na banda <i>K</i> com sobreposição em Radio 50 |

LISTA DE TABELAS

| | <u>Pág.</u> |
|---|-------------|
| 1 Principais característica e evidências associadas à formação estelar. | 31 |
| 2 Parâmetros da Observação | 33 |
| 3 Catálogo de magnitudes e cores | 35 |
| 4 Parâmetros ZAMS | 37 |
| 5 Taxa de detecção das estrelas artificiais na banda <i>K</i> | 38 |
| 6 Massa estimada do DCM da Figura 13 | 42 |
| 7 Comparação entre IMFs de outros Aglomerados | 49 |

1 INTRODUÇÃO

1.1 Estrelas de Alta Massa

As estrelas de alta massa desempenham um papel fundamental na evolução do Universo. Além de ser a principal fonte de elementos pesados e radiação ultravioleta (UV), ainda proveem, através de uma combinação de ventos, efluxos massivos, expansão de regiões H II e explosões de Supernovas, uma importante fonte de turbulência no meio interestelar (do inglês, *Interstellar medium*, ISM) da Galáxia. Apesar de sua importância, seu processo de formação ainda é pouco conhecido. Algumas razões para isso são as dificuldades na observação desses objetos, que passam toda a fase de acreção embebidos em casulos de gás, obscurecidos pela poeira ao seu redor e localizados em sítios de formação em longas distância (ZINNECKER; YORKE, 2007).

Estrelas massivas são estrelas com massa acima de $8 M_{\odot}$, com classificação espectral na sequência principal (SP) entre B3 e O2 e luminosidades entre $10^4 L_{\odot}$ a $10^6 L_{\odot}$, apresentando temperatura efetiva entre 25.000 K e 50.000 K (MASSEY, 2011). São as estrelas mais luminosas na SP com branco e azul como cores dominantes devido às suas altas emissões em comprimentos de onda curtos.

Outra característica das estrelas massivas é o fato de elas iniciarem a queima de hidrogênio ainda durante o processo de acréscimo de matéria e permanecerem obscurecidas de 10% a 30% do seu tempo de vida na SP (WOOD; CHURCHWELL, 1989). O hidrogênio do interior da estrela é transformado em hélio através do ciclo conhecido como CNO, onde a temperatura no núcleo pode superar 17×10^7 K. Nesse processo de alta energia em que o núcleo da estrela se torna rico em hélio, a temperatura interna alcança 10^8 K, iniciando a transformação do hélio em carbono e assim, através de sucessivos ciclos próton-próton o carbono é convertido em oxigênio, seguindo a sequência: magnésio, silício, níquel e por fim em ferro.

Esse processo contínuo de fusão nuclear libera a energia necessária para que a estrela permaneça em equilíbrio hidrostático. Porém o processo de fusão de átomo de ferro é uma reação endotérmica, isto é, consome energia do meio. Sem a energia necessária para manter o equilíbrio entre pressão da radiação e força gravitacional, a estrela inicia um colapso gravitacional e explode em Supernova. A explosão em si, gera energia suficiente para aquecer o núcleo enriquecido em ferro, em um processo conhecido como processo r , onde os nêutrons são adicionados de forma extremamente rápida. A escala de tempo para a adição de um máximo de cerca de 200 nêutrons por núcleo de ferro é 10-100 segundos (BURBIDGE et al., 1957), sintetizando assim, elementos químicos mais pesados que o ferro. Esses elementos são espalhados no meio intergaláctico enriquecendo sua composição química e produzindo turbulência em nuvens moleculares gigantes (GMC), o

que pode disparar um processo de colapso ou fragmentação, originando ou interrompendo processos de formação estelar.

Uma evidência de que explosões de supernova são capazes de disparar a formação estelar em uma GMC, são populações de estrelas de alta e baixa massa em subgrupos de associações OB que parecem ser coevos, isto é, as estrelas massivas têm a mesma idade dos objetos menores na pré-sequência principal (BURBIDGE *et al.*, 1957) (ELMEGREEN; PALOUS, 2007). Isso significa que a GMC sofreu a intervenção de algum fenômeno, suficientemente rápido para ser capaz de percorrer a GMC e disparar formação em suas grandes dimensões e significativamente energético para provocar instabilidade em suas camadas de gás molecular. Porém, outros fenômenos podem influenciar a instabilidade da GMC e disparar processos de formação estelar.

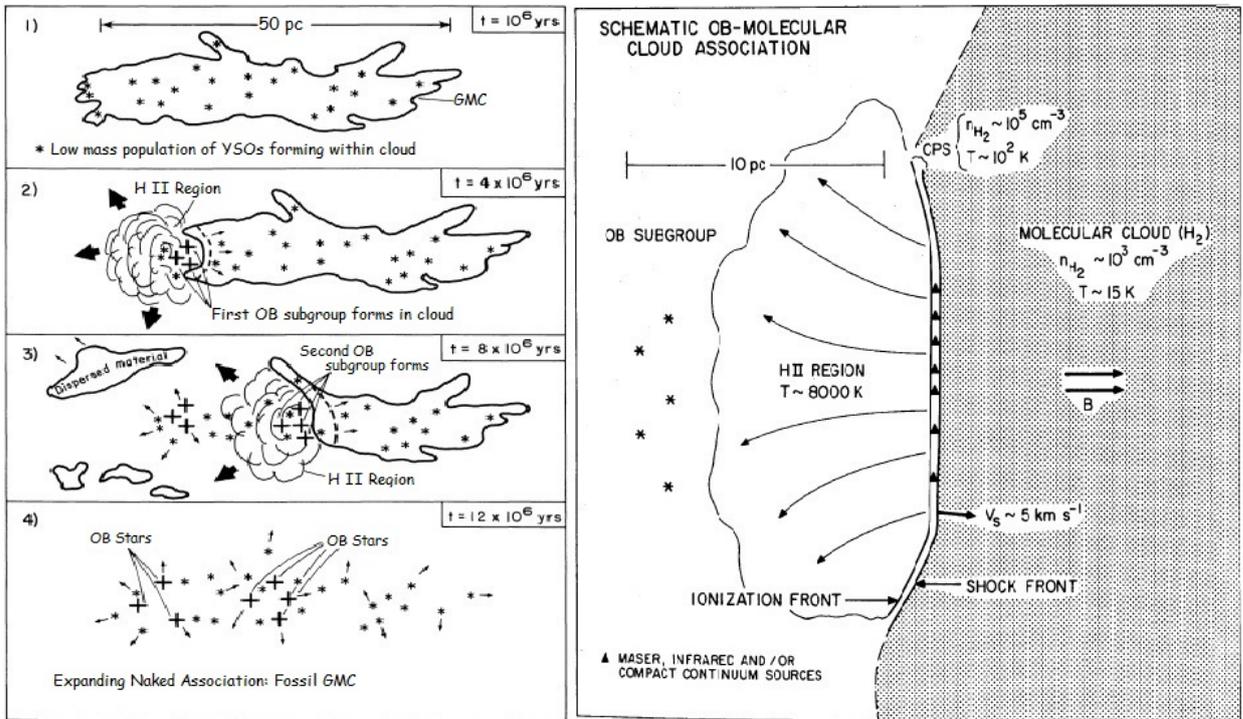
De acordo com Elmegreen e Lada (1977), associações OB são geradas num processo onde as primeiras estrelas eventualmente formadas são YSOs, formando um ciclo que será iniciado em sua vizinhança. A radiação ionizante das associações OB forma uma região H II que se expande até o limite com a GMC e gera choques frontais de ionização contra a mesma. Após certo tempo, devido à diferença de densidade, o gás molecular é comprimido em uma fina camada na fronteira entre a região H II e a GMC, onde as camadas de gás se tornam gravitacionalmente instáveis e iniciam a formação de novas estrelas massivas. Após essa segunda geração atingir a sequência principal, a região H II formada novamente volta a se expandir e um novo sistema de choques frontais de ionização irá se propagar na nuvem remanescente e um novo ciclo de formação de estrelas OB será iniciado, como mostrado na Figura 1.

1.2 Processo de Formação Estelar

Sabemos que assim como as estrelas de baixa massa, o gatilho para a formação de estrelas de alta massa são as instabilidades na sua nuvem molecular de origem. Conforme descrito por Shu *et al.* (1987), elas podem ser originadas por ondas de choque propagadas pela compressão associada às explosões de Supernovas, por ionização frontal ou ainda por ventos estelares.

Porém, ao contrário do que se poderia pensar, o processo de formação de estrelas de alta massa não é uma simples versão escalonada do processo de formação das estrelas de baixa massa. As tentativas de se explicar a formação de estrelas de alta massa, através do simples escalonamento dos modelos apresentados por Shu *et al.* (1987) e Shu *et al.* (1993) para estrelas de baixa massa, falham por não conseguir explicar o processo de acreção na presença da intensa radiação produzida por uma estrela de alta massa (BARBOSA; FIGER, 2004).

Figura 1 - Na figura à esquerda, uma representação esquemática dos estágios de formação de uma associação OB expandindo sobre uma GMC, e à direita temos a representação da estrutura de uma nuvem molecular com uma associação de estrelas OB no processo de ionização frontal.



Fonte: (LADA, 1987), (ELMEGREEN; LADA, 1977).

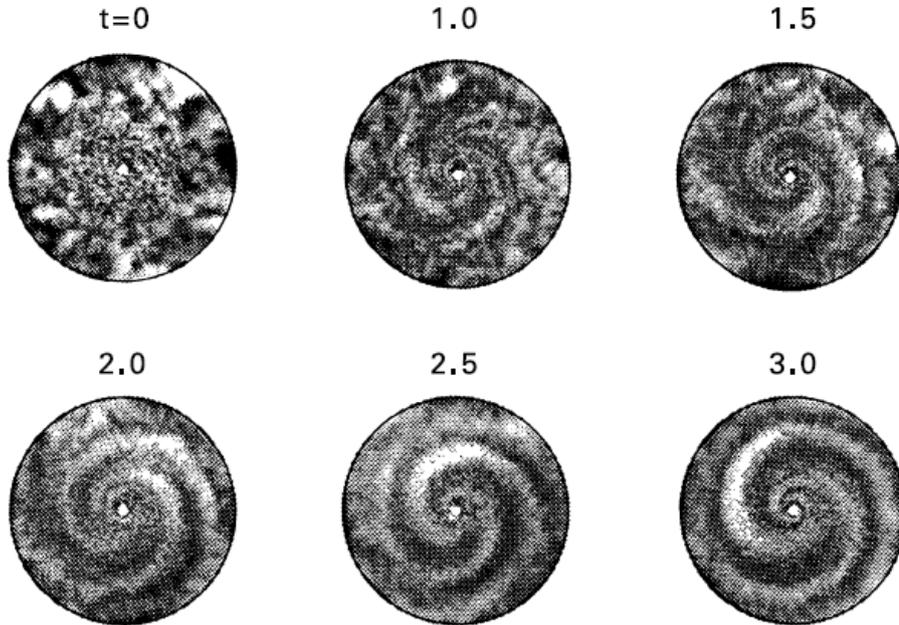
Como alternativa ao cenário de disco de acreção, criou-se um cenário onde a estrela de alta massa é formada por coalescência de estrelas menores, porém segundo Gusmão (2011), as duas hipóteses de formação apresentam inconsistências. A hipótese por disco de acreção ainda não possui um modelo consolidado, enquanto a hipótese de coalescência não possui indícios observacionais.

1.2.1 Hipótese de Acreção

O cenário por disco de acreção, análogo ao modelo de formação de estrelas de baixa massa apresentado por Shu et al. (1987), consiste em um disco equatorial gerado pela conservação do momento angular da nuvem protoestelar ao se colapsar gravitacionalmente, conforme visto na Figura 2.

A grande dificuldade em explicar o processo de acreção por discos em estrelas com massa acima de $\sim 10 M_{\odot}$, se deve à sua alta luminosidade e radiação, que exercem pressão de radiação contrária à gravidade, dispersando a poeira e gás do disco circunstelar e do envelope protoestelar. Porém, Krumholz et al. (2005a) sugere que a pressão da radiação

Figura 2 - Formação de disco de acreção em movimento espiral do gás seguindo a órbita e momento angular da estrela.



Fonte: (STAHLER; PALLA, 2004).

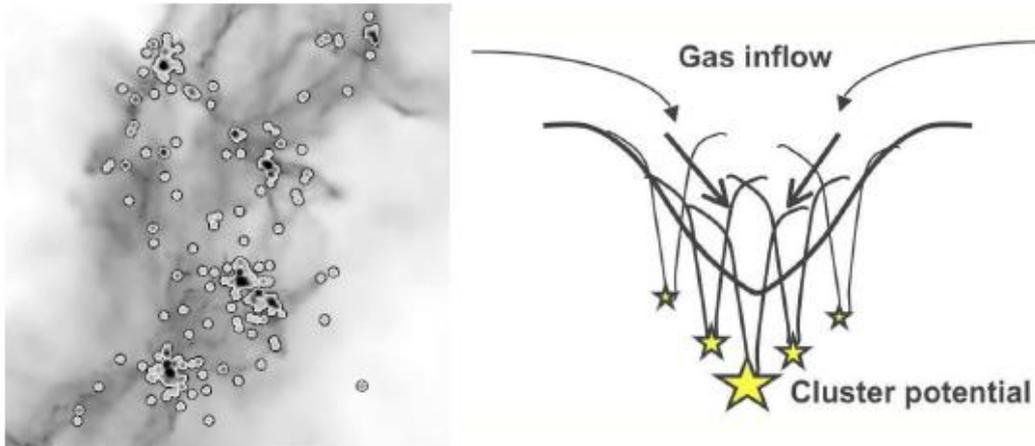
não é capaz de interromper a acreção. Segundo suas simulações em três dimensões, em diferentes condições iniciais, inclusive com turbulência, as cavidades do efluxo produzem uma redução na pressão que a radiação exerce no gás que está sendo acrescentado, o que permite que a acreção continue até que todo o gás ao redor da estrela tenha sido acretado e a estrela recém-formada tenha sua massa final acima do limite teórico de $\sim 10 M_{\odot}$.

1.2.2 Hipótese de Coalescência

A hipótese de coalescência é uma alternativa à hipótese de disco de acreção e consiste em um modelo onde estrelas de alta massa seriam formadas através da colisão e aglutinação de estrelas de baixa massa. Como foi visto na [Seção 1.1](#), geralmente os processos capazes de desencadear a formação estelar atuam na desestabilização das camadas das GMCs, fragmentando-as e possibilitando a formação de múltiplos núcleos, que darão origem às estrelas. Esses núcleos densos, recém-colapsados, iniciam a acreção do material à sua volta enquanto suas camadas externas se contraem e sua densidade aumenta, potencializando assim a sua capacidade de atração e acreção.

A região da GMC com melhores condições para colapso e evolução desses núcleos é a região central, que segundo Krumholz et al. (2005b) é, entre todas as regiões da nuvem, onde encontraríamos maior densidade, menor dispersão de velocidade do gás e alta taxa de

Figura 3 - A figura à esquerda mostra uma simulação onde as regiões centrais da nuvem exibem as melhores condições para acreção competitiva. Os pontos escuros representam os objetos de maior massa com objetos de menos massa à sua volta influenciados pela deformação do potencial gravitacional do aglomerado. A figura à direita mostra a esquematização dessa deformação.



Fonte: (KRUMHOLZ; BONNELL, 2007).

acrecção. Com a ocorrência da acreção do limitado material da nuvem em diversos núcleos, ocorre uma competição onde quem tem mais chances de atrair esse material à sua volta é sempre o núcleo mais denso. (ZINNECKER; YORKE, 2007).

Com a evolução desses núcleos em proto-estrelas, forma-se o disco equatorial de acreção pela conservação do momento angular e aumento da velocidade rotacional, e em consequência, surgem os efluxos colimados e ventos nas regiões polares. A atração gravitacional aumenta individualmente, aumentando a competição, da mesma forma que aumenta o alcance da atração gravitacional da somatória das estrelas, atraindo material cada vez mais distantes que objetos isolados não conseguiriam atrair. Nesse processo, um desses objetos localizado na região privilegiada terá uma evolução mais rápida, apresentando a maior massa da sua vizinhança. Com isso, o potencial gravitacional será maior nessa região, promovendo uma aproximação de objetos influenciados pela atração gravitacional conforme mostrado por Krumholz e Bonnell (2007) na Figura 3. Esse processo continuará até que todas as estrelas do aglomerado tenham se aglutinado, formando a estrela de alta massa.

1.2.3 Função de Massa Inicial

A função de massa inicial, (do inglês, *Initial mass function*, IMF), estabelece a frequência de distribuição acumulada de massas estelares por meio do número de estrelas nascidas por unidade de intervalo logarítmico de massa, por unidade de volume, ou superfície de área do disco galáctico (RANA, 1987). Porém, apesar de ser um importante

parâmetro no estudo do processo de formação estelar, a determinação de uma IMF para estrelas de alta massa ainda apresenta inúmeras incongruências.

A IMF foi primeiramente definida por Salpeter (1955) como “Função da massa original” para estrelas de até $10 M_{\odot}$, através da relação entre a massa e a luminosidade das estrelas, onde função de luminosidade total $\phi_t(M_V)$ é definida como:

$$dN = \phi_t(M_V)dM \quad (1)$$

Onde dN é o número de estrelas de todas as classes espectrais por parsec cúbico com magnitude visual absoluta entre M_V e $(M_V + dM)$. O estudo considera estrelas com $\phi_t(M_V)$ variando entre $M_V = -4,5$ a $+13,5$.

Sendo a função de massa definida como $\phi dM_V/d(\log M)$, T_0 a idade da Galáxia em anos, temos a função da massa original $\xi(M)$ definida como:

$$dN = \xi(M)d(\log M)\frac{dt}{T_0} \quad (2)$$

E a função original de luminosidade $\psi(M_V)$ definida por:

$$\psi(M_V) = \xi(M) \frac{d(\log M)}{dM_V} \quad (3)$$

Estabelecendo a relação entre as funções de massa (Equação 2) e luminosidade (Equação 3) e utilizando parâmetros como massa média, luminosidade bolométrica e magnitude bolométrica das estrelas na SP para valor de $\log\left(\frac{M}{M_{\odot}}\right)$ entre -0,4 e +1,0 e magnitude visual $M_{L,V} = 3,5$, Salpeter (1955) obteve a relação:

$$M \approx 0,03 \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right)^{-1,35} \quad (4)$$

Na prática, existe outra função de massa utilizada nos estudos de grupos estelares, a Função de Massa Atual (do inglês, *present day mass function*, PDMF). Essa função descreve os efeitos da formação estelar com o passar do tempo, quando comparada com a IMF. Scalo (1986) comparou seis estudos realizados com estimativas de inclinação da função de massa para estrelas massivas, porém as grande incertezas na definição de um expoente da IMF não permitiram definir um valor único, mas sim um intervalo entre -2,3 e -1,3 para estrelas acima de $15 M_{\odot}$. Scalo (1998), faz uma revisão do seu estudo anterior

(SCALO, 1986) e compara com diversos estudos publicados sobre IMF. Ele destaca que um importante aspecto a ser considerado, seria que observações no óptico e em infravermelho próximo (NIR do inglês, *near infrared.*) apenas exibem uma parte em baixa frequência da distribuição de energia dessas estrelas de altas temperaturas, onde as cores são insensíveis à temperatura efetiva.

Em 1995, um estudo realizado por Massey et al. (1995a), onde mais de 10.000 estrelas de 10 associações OB da Galáxia foram estudadas através de fotometria e espectrometria, revelou que, como a maioria das estrelas de alta massa são produzidas de maneira relativamente coeva, a inclinação da IMF é equivalente à inclinação da PDMF. Com o posicionamento das estrelas em um diagrama Hertzsprung-Russel (HR), foi possível obter a inclinação da IMF de cada associação OB estudada. Os valores de Γ variam de $-0,7$ a $-2,0$, sendo a IMF dos aglomerados e associações os mesmos, dentro das incertezas estatísticas (MASSEY et al., 1995a).

1.3 Regiões H II

Regiões H II ou nebulosas difusas, são essencialmente nuvens de gás associadas à estrelas OB que apresentam temperatura eletrônica na faixa de 1×10^4 a $1,5 \times 10^4$ K. Os complexos de regiões H II podem conter várias estrelas quentes e também estão associados à nuvens escuras e densas. A velocidade interna do gás é da ordem de 10 km s^{-1} e possuem densidades de 10 a 10^2 cm^{-3} com no máximo 10^4 cm^{-3} (MACIEL, 2002).

O espectro dessas regiões apresenta fortes linhas de recombinação em H ($H\alpha$ (6563 Å), $H\beta$ (4861 Å), $H\gamma$ (4340 Å) e linhas excitadas por colisão de [NII] (6584 Å) e [OII] (3727 Å), porém linhas de [OIII] (5007 Å) e [NII] (6584 Å) também podem ser encontradas em altas temperaturas ao redor das estrelas (OSTERBROCK; FERLAND, 2005). Sua distribuição espectral de energia varia do ultravioleta ao infravermelho distante com linhas brilhantes de emissão especialmente no ultravioleta e no visível. Essas regiões de formação de estrelas de alta massa sofrem com a intensa radiação ultravioleta emitida pela estrela central, que ioniza completamente o hidrogênio, parcialmente o hélio, e os elementos mais pesados. O gás quente e ionizado tende a expandir para regiões mais frias no gás neutro circundante, diminuindo assim, a densidade da nuvem e expandindo o volume ionizado (OSTERBROCK; FERLAND, 2005).

As regiões H II são encontradas não apenas em nossa Galáxia, mas também em qualquer galáxia com formação estelar ativa. Como possuem objetos de População I, as regiões H II se localizam principalmente no plano galáctico, associadas aos braços espirais. Dessa forma, sua velocidade de rotação também define de forma precisa a velocidade de rotação da Galáxia, que pode ajudar a estimar distâncias cinemáticas e massa do sistema galáctico (GEORGELIN; GEORGELIN, 1976).

1.4 A Formação de Estrelas de Alta Massa

Churchwell (2002) descreve um esquema de sequência evolutiva para o processo de formação de estrelas de altas massa. Através do estudo da estrela e da nebulosa ao seu redor, as fases de formação podem ser divididas em:

$$\begin{aligned} &[\text{Núcleo pré estelar}] \implies [\text{Núcleo Quente}] \implies [\text{Região H II hipercompacta}] \\ &\implies [\text{Região H II ultracompacta}] \implies [\text{Região H II compacta}] \implies [\text{Estrela OB}] \end{aligned}$$

O cenário para a formação de estrelas de alta massa consiste em núcleos densos em GMCs. Núcleos esses com origem em aglomerações locais de matéria, chamados de *clumps* ou *cores* (BLITZ; WILLIAMS, 1999). Os núcleos são subestruturas dos aglomerados. Enquanto um aglomerado pode ter massa entre 10^3 a $10^4 M_{\odot}$, os núcleos têm algumas dezenas de massas solares porém são mais densos. Os núcleos se tornam gravitacionalmente instáveis através, principalmente, de movimentos de origem turbulenta e colapsam, formando uma estrela.

1.4.1 Núcleos Pré Estelares

Apesar de pouco estudados, os núcleos pré estelares (PSCs) são reconhecidos como a primeira etapa conhecida do processo de formação de uma estrela de alta massa. São estruturas densas, gravitacionalmente ligadas à nuvem molecular e em um processo de colapso gravitacional quase estático devido a sua própria gravidade, mas que ainda não formou um objeto estelar jovem (CHURCHWELL, 2002). A evolução do núcleo se dá quando o mesmo atinge a massa de Jeans (STAHLER; PALLA, 2004) (Equação 5). Após atingir esse valor, um processo conhecido como processo de contração *inside-out* se inicia, contraindo as camadas interiores mais depressa que as camadas exteriores. Aumentando assim a sua densidade e a taxa de acreção, o que favorecerá a formação do disco de acreção (GUSMÃO, 2011). Temos que:

$$M_{\text{Jeans}} = 1,0 M_{\odot} \left(\frac{T}{10 \text{ K}} \right)^{1/2} \left(\frac{n_{\text{H}_2}}{10^4 \text{ cm}^{-3}} \right)^{1/2} \quad (5)$$

Sendo T é a temperatura e n_{H_2} a densidade do hidrogênio molecular do núcleo.

Devido a sua baixa temperatura, na ordem de 10 a 20 K , os PSCs podem ser detectados em $\lambda = 4 - 8 \mu\text{m}$ como fontes de absorção contra o fundo brilhante do plano galáctico (CHURCHWELL, 2002). Em comprimentos de onda no infravermelho distante, (do inglês *far infrared*, FIR $200 \leq \lambda \leq 700 \mu\text{m}$) e submilimétrico (sub-mm $\lambda \geq 700 \mu\text{m}$)

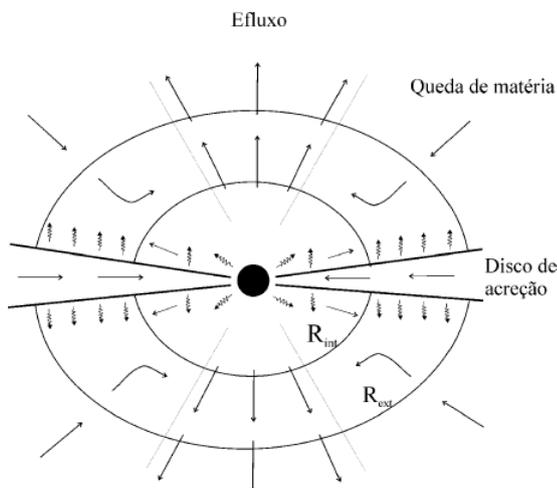
os PSCs são detectados em emissão (ZINNECKER; YORKE, 2007).

1.4.2 Núcleos Quentes ou Precusores de Região H II Ultracompacta.

Em Kurtz (2004), os núcleos quentes são definidos como núcleos compactos (diâmetro $\leq 0,1$ pc), densos ($n_{H_2} \geq 10^7 \text{ cm}^{-3}$) e mornos ($T \geq 100K$), com grandes profundidades ópticas em linhas moleculares. Porém, essas são características que definem tanto um objeto quente que esteja embebido numa nuvem molecular ou de poeira, como uma região H II ultracompacta (UC H II); ou uma estrela quente evoluída que tenha adentrado uma nuvem molecular ou até mesmo uma estrela de alta massa sofrendo processo de rápida acreção de matéria. Esse último caso, é a classe de objetos que Churchwell 2002 chamou de precursor de região Ultra Compacta H II (PUC H II). Alguns autores preferem chama-los de objeto pré estelar de alta massa (HMPO do inglês, *high-mass protostellar objects*)

Segundo Barbosa e Figer (2004), é nessa fase que a estrela adiciona a maior parte da sua massa, por uma rápida e intensa acreção. Porém, apesar de já produzir grandes quantidades de fótons no ultravioleta, a estrela ainda não é capaz de produzir uma região H II detectável, pois os fótons emitidos não conseguem se distanciar da estrela e são rapidamente absorvidos pela poeira. Nessa fase é esperada a formação de um disco de acreção equatorial e efluxos bipolares ao longo do eixo de rotação da estrela. Conforme visto na Figura 4

Figura 4 - Esquema simplificado da estrutura interna de um PUC HII com disco de acreção e efluxos bipolares. R_{int} é o raio da região onde ocorre o choque do material do disco e a estrela e o vento estelar. R_{ext} é o raio da região do casulo de gás e poeira que circunda e forma a estrela.



Fonte: (BARBOSA, 2004).

Apesar da grande dificuldade em serem observados, devido às grandes distâncias das regiões de formação e do brilho emitido pela estrela, algumas evidências diretas da presença de discos de acreção já foram encontradas em diversas regiões. Exemplos:

- **IRAS 20126+4104** - Zhang et al. (1998) descobriram um disco compacto de NH_3 circundando a estrela de alta massa IRAS 20126+4104 com uma estrutura perpendicular de efluxos moleculares de HCO^+ .
- **AFGL 5142** - Em seus estudos na região de formação estelar de alta massa AFGL 5142, Zhang et al. (2002) identificaram uma estrutura compacta em NH_3 , com jatos altamente colimados de SiO e cinemática consistente com movimento de rotação.

Eles sugerem que a estrutura compacta corresponda a um disco rotacional em volta de uma estrela jovem de alta massa com luminosidades no infravermelho (do inglês *Infrared*, IR) e fluxo de fotoionização equivalente a uma estrela de tipo espectral B2 na sequência principal idade zero (do inglês *Zero-age main sequence*, ZAMS).

- **W51 - IRS2 E** - Barbosa et al. (2008) obtiveram através da espectroscopia na banda *K*, o espectro do objeto IRS2 East ou IRS2E.

Nesse espectro, exibido na Figura 5, é possível observar intensas linhas de He I ($2,06 \mu\text{m}$), $\text{Br}\gamma$ ($2,16 \mu\text{m}$) que surgem do aquecimento do gás circunstarlar por estrelas quentes. Além de linhas de He I ($2,1127 \mu\text{m}$) e H_2 ($2,1128 \mu\text{m}$) também de origem nebular. Essas linhas de emissão são típicas de gás que sofre a ação da intensa radiação de estrelas massivas jovens (HANSON et al., 2002).

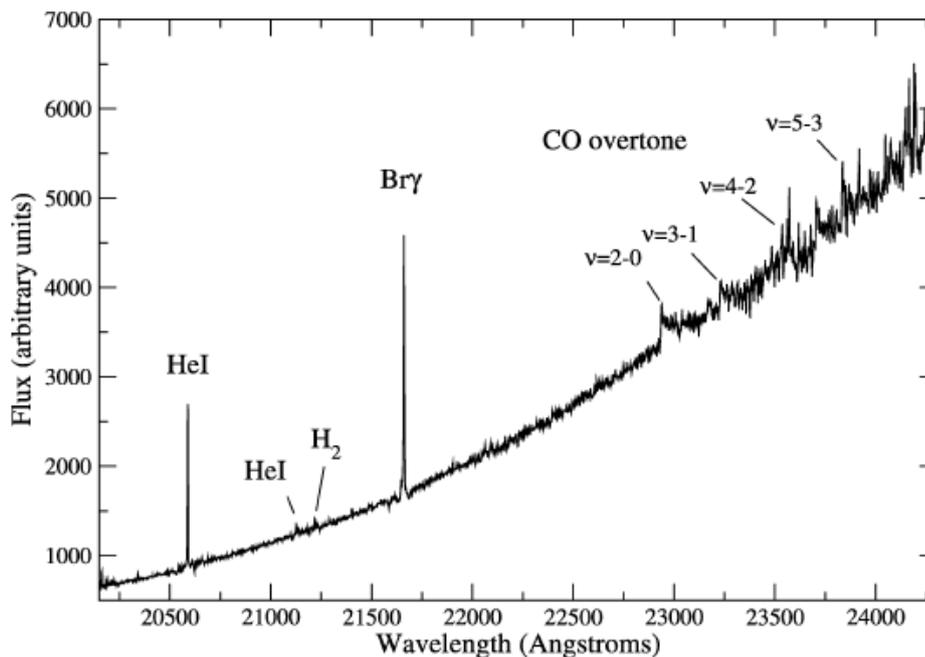
Esse espectro também exibe bandas de emissão de CO, entre $2,29\mu\text{m}$ e $2,38 \mu\text{m}$, que são associadas à presença de um disco de acreção (NAJITA et al., 1996). Apesar disso, a região não está associada a nenhuma região UC H II, o que caracterizaria este objeto como um objeto estelar jovem e massivo (do inglês, *massive young stellar objects*, MYSO) ainda com alta taxa de acreção.

1.4.3 Região H II Hipercompacta

Uma região H II Hipercompacta (HC H II) é considerada a fase intermediária entre o núcleo quente e a região UC H II. Nessa fase a protoestrela já é capaz de produzir uma região H II detectável e a rápida acreção que ocorre no estágio de núcleo quente começa a diminuir. (CHURCHWELL, 2004).

A primeira região hipercompacta foi descoberta por Gaume et al. (1995) próximo da região UC H II NGC 7538. A proximidade de regiões HC H II com regiões UC H II

Figura 5 - Espectro em banda K da fonte IRS2 com fluxo em unidades Arbitrárias.



Fonte: (BARBOSA et al., 2008).

pode ter dificultado a sua detecção anteriormente; uma HC H II é aproximadamente 10 vezes menor que uma UC H II. Em resumo, regiões HC H II são: muito densas ($>10^5 \text{ cm}^{-3}$), muito compactas ($<0,01 \text{ pc}$) e muito brilhantes ($> 10^8 \text{ pc cm}^{-6}$ ou > 100 vezes o brilho do núcleo da Nebulosa de Orion) (CHURCHWELL, 2004).

1.4.4 Região H II Ultracompacta

Regiões UC H II são pequenas ($\leq 0,1 \text{ pc}$ de diâmetro) e muito densas (geralmente $\geq 10^4 \text{ cm}^{-3}$). Geralmente sua emissão no infravermelho tem picos em aproximadamente $100 \mu\text{m}$ e são de 3 a 4 ordens de magnitude mais altas que a emissão livre-livre nesse comprimento de onda. Uma região UC H II só pode ser formada por uma estrela B3 ou mais quente (CHURCHWELL, 2002). Até essa etapa, a estrela de alta massa permanece obscurecida, embebida num núcleo molecular denso com uma alta densidade de coluna que absorve a luz no óptico. Nesse cenário, a poeira absorve a radiação UV e óptica, aquecendo os grãos conforme a proximidade da estrela, podendo chegar a sua temperatura de sublimação ($\sim 2.000 \text{ K}$). Devido à alta luminosidade da estrela massiva, regiões H II também são fontes brilhantes de IR na Galáxia. (HOARE et al., 2007).

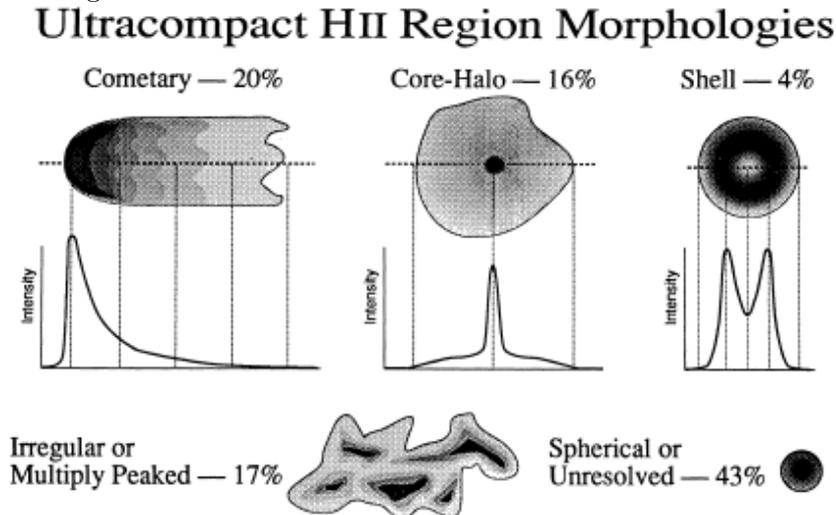
Quando as estrelas ficam visíveis, após dissipar o gás a sua volta através de fortes ventos, elas já percorreram de 10 – 30% do tempo na sequência principal para estrelas de 10 – 120 M_{\odot} . Como a estrela já iniciou a queima de hidrogênio, podemos esperar que uma estrela ionizante de uma UC H II esteja na SP e possua pouca ou nenhuma acreção,

obedecendo as relações definidas para estrelas do tipo O opticamente visíveis como relação massa-luminosidade de $L \propto M^3$ e taxa de perda de massa de $M \propto L^{1.7}$ (CHURCHWELL, 2002).

1.4.4.1 Morfologia das Regiões UC H II

Segundo Wood e Churchwell (1989), a dinâmica complexa de uma região UC H II é o que determina a morfologia e condições físicas do gás ionizado. Essa dinâmica depende não apenas da interação entre os movimentos da nuvem molecular, mas também do balanço da ionização, da transferência da radiação na poeira e gás circunstelar como também da interação hidrodinâmica do plasma ionizado, tanto com o meio neutro que o circunda quanto com os fortes ventos que ocorrem em seu interior. Do seu catálogo, muitas regiões UC H II estudadas possuem cavidades centrais no gás ionizado que precisam ser suportados por ventos estelares ou pressão de radiação. Os autores apresentaram cinco principais tipos morfológicos de regiões UC H II observados por radiotelescópios em arranjos interferométricos, conforme mostra a Figura 6.

Figura 6 - Tipos morfológicos observados de regiões UC H II e a frequência de cada tipo em seu catálogo.



Fonte: (WOOD; CHURCHWELL, 1989).

1.4.5 Região H II Compacta

Em um estudo realizado por Israel et al. (1973) com um grupo de regiões H II situadas a $2^\circ \times 2^\circ$ ao redor de $l = 111^\circ$ do braço de Perseu, os autores definiram regiões H II compactas como regiões H II com diâmetro $d < 1$ pc, densidade entre 10^4 cm^{-3} e 10^3 cm^{-3} . Duas regiões do estudo foram classificadas como Regiões H II Compactas, sendo caracterizadas como regiões ionizadas internamente por estrelas O, que aparecem

como densos objetos em uma região H II com baixa densidade (tipo *núcleo-halo*) (ISRAEL et al., 1973). A estrela OB recém formada emite intensa radiação UV, que ioniza o gás e aquece e dissipa a poeira a sua volta. A expansão da região H II em direção à GMC pode causar instabilidades gravitacionais em suas camadas e dar sequência a um novo cenário de formação estelar por frentes de choque de ionização, como visto na Seção 1.1 (ELMEGREEN; LADA, 1977).

1.5 A Região de Formação de Estrelas de Alta Massa W51

O complexo de regiões H II W51 está localizado no braço espiral de Sagitário a uma distância de 5,5 kpc (KOLPAK et al., 2003) e é conhecida como uma das mais luminosas e ativas regiões de formação de estrelas massivas da Galáxia (PERSI et al., 2003).

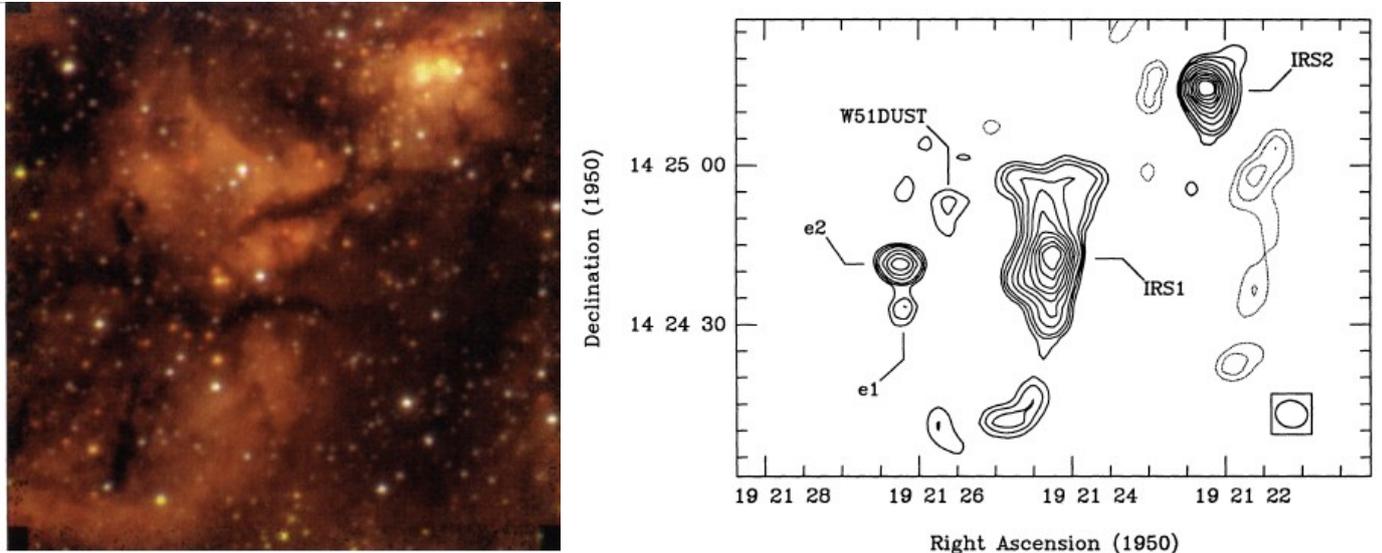
Formado por pelo menos duas nuvens moleculares, a principal, chamada de W51 é centrada em $(l, b, v)_c \approx (49^\circ.5, -0^\circ.2, 61 \text{ km s}^{-1})$, com massa equivalente a $1,2 \times 10^6 M_\odot$ e largura de $\Delta l \times \Delta b = 83 \times 114 \text{ pc}$. A segunda nuvem molecular massiva ($1,9 \times 10^5 M_\odot$), é alongada ($22 \times 136 \text{ pc}$), com velocidade de 68 km s^{-1} ao longo da borda sul da região principal (CARPENTER; SANDERS, 1998).

1.5.1 Formação Estelar na W51

O complexo W51 exibe importantes indicativos de que se trata de uma grande região de formação de estrelas de alta massa, com inúmeras estrelas desse tipo recém formadas ou nos primeiros estágios de formação. Fato que pode ser observado tanto pela formação de regiões H II quanto pela presença de *masers*. A Figura 7 exibe imagens do complexo e suas principais regiões.

Emissão de *masers* são um forte indicativo dos primeiros estágios da formação estelar. Isso porque esse fenômeno ocorre em regiões com alta densidade de gás ($10^5 - 10^{11} \text{ cm}^{-3}$) e uma fonte de alta luminosidade ($\geq 10^4 L_\odot$) é necessária (REID; MORAN, 1981). Essas características são proporcionadas em ambientes com processo de formação de estrelas de alta massa. Inúmeras observações encontraram esse tipo de emissão em W51. Como por exemplo *masers* de HCO^+ , SiO e NH_3 (RUDOLPH et al., 1990) e CH_3OH , OH e H_2O (PHILLIPS; LANGEVELDE, 2005). Isso nos dá indícios da formação estelar no complexo e também possibilitam uma melhor compreensão das condições físicas e cinemáticas em uma escala de tamanho entre $10 - 10^3 \text{ UA}$ (GARAY; LIZANO, 1999). *Masers* de H_2O , por exemplo, podem ser relacionados à efluxos e/ou acreção, enquanto os *masers* de OH podem evidenciar a presença de campo magnético próximo da estrela (REID; MORAN, 1981). Já os *masers* de NH_3 (4,4) e NH_3 (5,5) são sinais da existência de efluxos e estão relacionados com a emissão do *maser* CH_3OH (BEUTHER et al., 2009) e quando o *maser* NH_3 (1,1) apresenta Δv próximo à $3,1 \text{ km s}^{-1}$, a região pode ser relacionada com uma região UCH

Figura 7 - A imagem à esquerda mostra a GMC W51 em NIR, nas bandas J , H e K representadas pelas cores azul, verde e vermelho respectivamente, num campo de $90''$ com norte acima e leste à esquerda. Fonte:(GOLDADER; WYNN-WILLIAMS, 1994). A imagem à direita exibe um mapa da W51 no contínuo rádio (3,4 mm) feito no interferômetro milimétrico do Hat Creek Radio Observatory.



Fonte: (RUDOLPH et al., 1990).

II (BEUTHER; SHEPHERD, 2005). Podemos ver em Tabela 1 algumas características de fenômenos relacionados à formação estelar, especialmente relacionados à existência de um disco de acreção.

1.5.2 W51 - IRS2

W51 IRS2 é uma região H II compacta que abriga pelo menos 3 regiões UC H II: W51d, W51d₁ e W51d₂. (MEHRINGER, 1994), além de inúmeras outras fontes no NIR (GOLDADER; WYNN-WILLIAMS, 1994) (FIGUEREDO et al., 2008). As fontes mais proeminentes na banda K , são chamadas de IRS2 East (IRS2E) e IRS2 West (IRS2W) (BARBOSA et al., 2008). IRS2W foi identificada como um pico de emissão nebulosa no NIR e MIR (MIR *do inglês, mid-infrared.*) (GOLDADER; WYNN-WILLIAMS, 1994) e relacionada à região UC H II, W51d por Okamoto et al. (2001). A Figura 8 representa a localização da região W51 IRS2 na Galáxia e destaca suas principais fontes.

Já IRS2E é uma fonte profundamente embebida que é muito brilhante em comprimentos de onda maiores que $2 \mu\text{m}$ e não está associada a nenhuma fonte de rádio. Essa característica é esperada para um objeto estelar muito jovem e massivo, com alta taxa de acreção e que está em transição para uma UC H II (BARBOSA et al., 2008). Em um estudo dessas duas fontes com espectroscopia de alta resolução espacial, Barbosa et al. (2008) detectaram pela primeira vez emissão compacta da banda de CO na IRS2E, o que sugere

Tabela 1 - Principais característica e evidências associadas à formação estelar.

| Característica | Evidência |
|---|---|
| Banda CO | existência de disco e rotação kepleriana |
| Br γ | existência de material circunstelar |
| Série de Pfund | presença de disco |
| FeII e/ou MgII | presença de disco |
| maser H ₂ O | estágio recente da formação e regiões UCH II |
| maser SiO | direção dos efluxos |
| Maser CH ₃ OH | estágio recente da formação, movimento do disco |
| NH ₃ | direção dos efluxos |
| HCOOCH ₃ | direção e propriedades dos efluxos |
| CH ₃ CN | evidência de disco |
| HCO ⁺ | mapear efluxos |
| intervalo entre CH ₃ CN e ¹³ CO | estimar a presença de disco e efluxos juntos |

Fonte:(GUSMÃO, 2011).

a presença de um disco de acreção em volta dessa fonte. Os autores também identificam a fonte ionizante da UC H II W51d como uma estrela massiva mais recente que o tipo espectral O4, baseados na emissão de N III, linhas de absorção em He II e ausência de emissão em C IV.

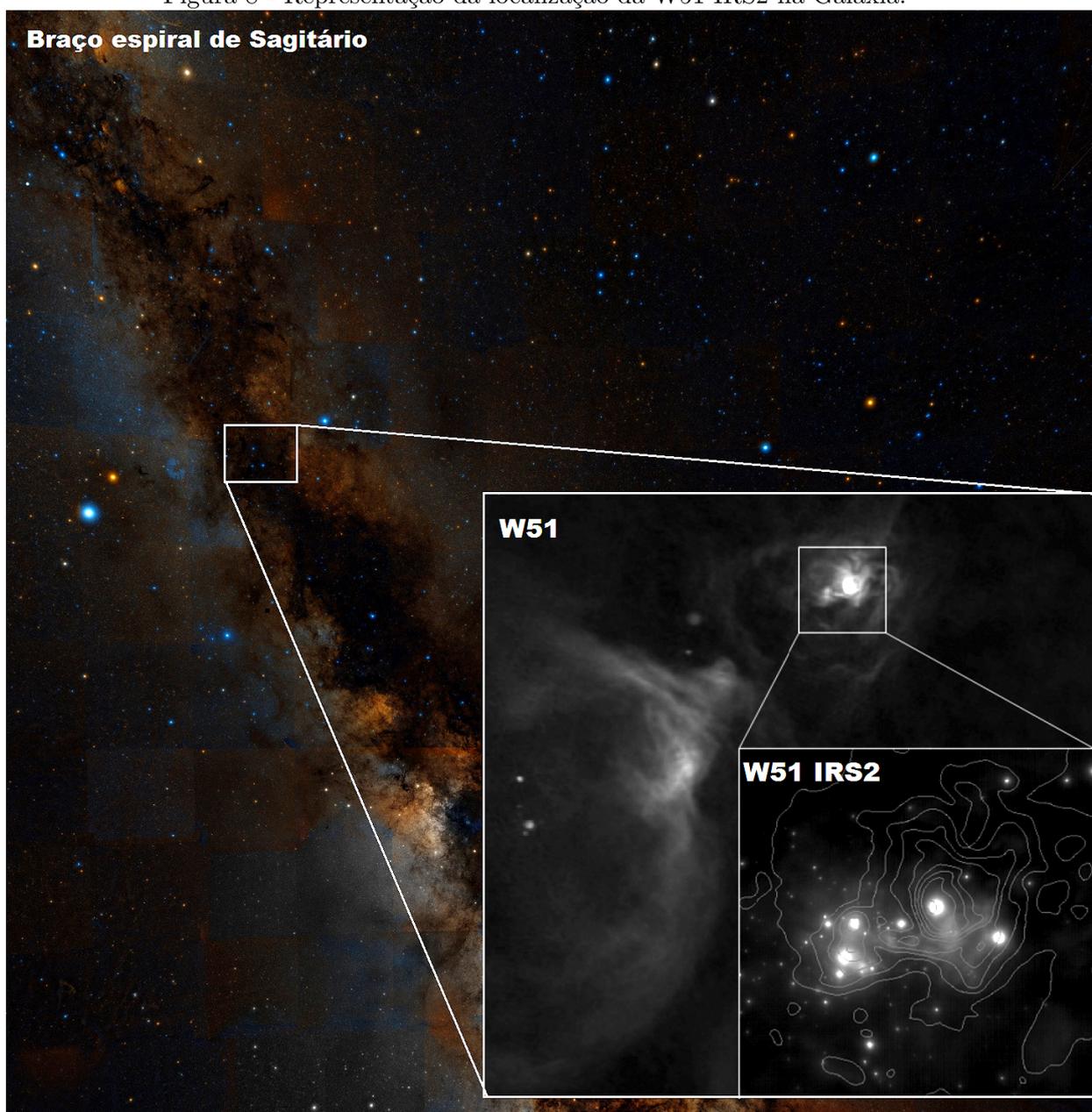
1.6 Motivação e Objetivos

Essa dissertação tem como objetivo determinar a população estelar de um importante cenário de formação de estrelas massivas, a região W51 IRS2. Através da fotometria em J , H e K , essa dissertação deverá apresentar as principais características das estrelas da região. Dentre os objetivos, destacamos:

- A apresentação e análise dos diagramas cor-cor e cor-magnitude das principais fontes da região,
- Elaboração das funções de luminosidade e massa da região de estudo e sua relação com regiões similares,
- Identificar e caracterizar candidatos a MYSOs da região,

A dissertação está estruturada em 4 capítulos. O Capítulo 1 descreve as principais características do processo de formação das estrelas de alta massa, enquanto o Capítulo 2 descreve os procedimentos adotados na observação e do processo de redução dos dados. O Capítulo 3 apresenta a análise e discussão dos resultados e por fim, o Capítulo 4 sintetiza as conclusões da dissertação e apresenta as perspectivas futuras.

Figura 8 - Representação da localização da W51 IRS2 na Galáxia.



Fonte: (LACY et al., 2007)

2 OBSERVAÇÃO E REDUÇÃO DE DADOS

Os dados da região W51 IRS2 foram obtidos nas noites de 13 e 15 de maio de 2009, através da câmera *Near InfraRed Imager and Spectrometer* (NIRI) no Telescópio Gemini-Norte no modo f/32, que dá uma escala de placa de 0,022"/pixel, com campo de 22,4" × 22,4". Foi utilizado o módulo de óptica adaptativa ALTAIR com uso do sistema LGS (do inglês, *Laser Guide Star*), que possibilitou alcançar a resolução espacial de aproximadamente 0,15", 0,12" e 0,11" para *J*, *H* e *K* respectivamente. A observação seguiu os parâmetros exibidos na Tabela 2. Para cada sequência foram obtidas 8 imagens, sendo 4 do objeto e 4 de uma região próxima com poucas estrelas e baixa emissão estendida para serem usadas como imagens de céu. A redução das imagens do objeto foi realizada usando-se inicialmente o *script nirlin* em linguagem Python para cálculo e aplicação da correção de não-linearidade pixel a pixel. Em seguida, o processo de redução seguiu o padrão de redução de imagens NIR do pacote NIRI em ambiente IRAF para correção de *dark*, *flat-field* e *bad pixels*.

Tabela 2 - Parâmetros da Observação

| Filtro | $\lambda(\mu\text{m})$ | $\Delta\lambda(\mu\text{m})$ | Tempo total de exposição (s) |
|---------------------|------------------------|------------------------------|------------------------------|
| <i>J</i> | 1,25 | 1,15 | 4 |
| <i>J</i> | 1,25 | 1,15 | 180 |
| <i>H</i> | 1,65 | 1,49 | 2 |
| <i>H</i> | 1,65 | 1,49 | 110 |
| <i>K</i> | 2,20 | 2,03 | 2 |
| <i>K</i> | 2,20 | 2,03 | 145 |
| H2 1-0 | 2,12 | 0,03 | 2 |
| H2 1-0 | 2,12 | 0,03 | 85 |
| <i>K</i> (contínuo) | 2,09 | 0,03 | 2 |
| <i>K</i> (contínuo) | 2,09 | 0,03 | 85 |

Fonte: A autora

As imagens finais foram combinadas através da tarefa **imcombine**, tomando-se a mediana das 4 imagens do objeto, escalonadas pela moda. Na análise do campo estelar foi utilizado o pacote IDL (*Interface Description Language*) *XStarfinder* (DIOLAITI et al., 2000) para a realização da fotometria PSF (do inglês, *Point Spread Function*) ou fotometria de perfil. Essa técnica utiliza a distribuição espacial da luz de uma fonte puntual sobre o detector para criar um perfil de distribuição de luz das fontes do campo de estudo. Esse programa possui rotinas desenvolvidas em linguagem IDL e uma apresentação sobre ele pode ser encontrada em www.bo.astro.it/StarFinder/index.htm na forma de *script* para a biblioteca IDL.

A FWHM (do inglês, *full width at half maximum*) da PSF foi determinada através da tarefa **imexam**, que examina o perfil do fluxo das estrelas do campo. Uma vez estabelecida a PSF através de algumas estrelas isoladas ou livres de nebulosidade, o programa detectou as fontes ajustando um modelo de PSF determinado no passo anterior, para extrair seu fluxo.

Para calibração dos fluxos extraídos, imagens da estrela FS148 foram obtidas na mesma noite de observação com exposição de 2 segundos, porém as imagens saturaram em dois filtros (J e K). Por essa razão, o ponto zero foi determinado pela fotometria do catálogo de Kumar et al. (2004), que abrange estrelas da mesma região. O erro estimado na calibração em fluxo nesse procedimento é, em média, de $\pm 0,024$, $\pm 0,024$ e $\pm 0,031$ mag para J , H e K , respectivamente. Para obtermos o fluxo das estrelas mais brilhantes efetuamos a fotometria nas imagens de IRS 2 com 2 segundos exposição.

Através do programa *XStarfinder* foram encontradas 30, 157 e 402 fontes em J , H e K respectivamente. O baixo número de fontes no filtro J é justificado pela alta extinção visual nesse comprimento de onda. Para a elaboração do diagrama cor-cor, foram utilizadas 29 estrelas que tiveram a magnitude apurada nos três filtros. Para a elaboração do diagrama cor-magnitude foram utilizados os 29 objetos do diagrama cor-cor, além de 98 objetos com magnitude apurada nos filtros H e K , totalizando a análise de 127 objetos do campo.

Os objetos com cor $(H - K) < 1$ foram identificadas como estrelas de primeiro plano, que não pertencem ao aglomerado. Elas podem ser identificadas nos gráficos como triângulos e seus dados não foram utilizados na análise da região. A Tabela 3 apresenta os objetos com magnitudes apuradas nos 3 filtros e suas respectivas cores.

As incertezas nas magnitudes baseiam-se nos erros formais do *Xstarfinder* adicionado em quadratura às incertezas do cálculo do ponto zero fotométrico. Para as estrelas mais brilhantes, o erro no ponto zero é a principal componente dessa estimativa, com média de $\pm 0,027$, $\pm 0,024$ e $\pm 0,031$ mag para J , H e K , respectivamente, conforme descrito acima.

2.1 Leis de Extinção e Vetores de Avermelhamento

No diagrama cor-cor, expressamos o avermelhamento das fontes através de vetores que são determinados a partir da lei de extinção interestelar no infravermelho, que é definida por Mathis (1990) como:

$$A_\lambda \propto \lambda^{-\alpha} \tag{6}$$

Tabela 3 - Catálogo de magnitudes e cores

| ID | J | H | K | H - K | J - H |
|------|-------|--------------------|--------------------|-------|-------|
| W51d | 16,38 | 14,02 ¹ | 12,54 ¹ | 1,48 | 2,36 |
| #2 | 16,22 | 14,75 ¹ | 13,74 ¹ | 1,01 | 1,48 |
| #6 | 17,7 | 16,22 | 14,94 ¹ | 3,1 | 1,48 |
| #7 | 17,87 | 16,5 | 15,34 | 1,16 | 1,37 |
| #9 | 18,28 | 15,95 | 14,23 ¹ | 3,54 | 2,33 |
| #11 | 18,4 | 15,93 | 14,28 ¹ | 3,47 | 2,47 |
| #12 | 18,42 | 18,05 | 16,09 | 1,96 | 0,37 |
| #13 | 18,67 | 16,33 | 14,41 ¹ | 3,74 | 2,34 |
| #21 | 20,23 | 18,21 | 16,64 | 1,57 | 2,02 |
| #24 | 20,62 | 17,85 | 16,08 | 1,77 | 2,77 |
| #26 | 20,66 | 18,3 | 16,78 | 1,52 | 2,37 |
| #28 | 20,73 | 18,24 | 16,68 | 1,57 | 2,48 |
| #29 | 20,75 | 18,05 | 16,43 | 1,62 | 2,7 |

¹Magnitude apurada em imagens com exposição de 2 segundos.

Fonte: A autora

Onde a relação $E(J - H) = A(J) - A(H)$ representa a inclinação do vetor de avermelhamento.

Os valores da lei de avermelhamento diferem de acordo com as referências. Segundo Mathis (1990), a lei de avermelhamento possui valores de $(E_{J-H}/E_{H-K}) = 1,83$ com $\alpha = 1,70$, enquanto Stead e Hoare (2009) considera $(E_{J-H}/E_{H-K}) = 2,07$ e $\alpha = 2,14$. No entanto, usaremos os parâmetros determinados por Okomura et al. (2000) em um estudo baseado na fotometria de 90 estrelas da região W51. São eles:

$$\begin{aligned} (E_{J-H}/E_{H-K}) &= 1,7 \\ \alpha &= 1,9 \end{aligned}$$

As cores intrínsecas das estrelas na SP de Koorneef (1983) foram corrigidas para o sistema fotométrico UKIRT (sistema Mauna Kea), através das transformações dadas por Carpenter (2001). Com a aplicação da lei de avermelhamento de Okomura et al. (2000), temos para estrelas do tipo O na SP, a relação:

$$(J - H) = 1,7 \times (H - K) - 0,075 \quad (7)$$

Assim como para as estrelas M na SP:

$$(J - H) = 1,7 \times (H - K) + 0,46 \quad (8)$$

2.2 Sequência Principal de Idade Zero (ZAMS)

Para estimativa da sequência principal de idade zero (ZAMS) no diagrama cor-magnitude, utilizamos a magnitude K (M_K) proposta por Blum et al. (2000) e a cor intrínseca ($H - K$) dada por Koornneef (1983) corrigida para o sistema UKIRT. As magnitudes M_K foram obtidas através das luminosidades dadas por Schaller et al. (1992) e transformadas em magnitudes visuais absolutas. Para apurar a magnitude aparente (m_K), utilizamos a relação:

$$m_K - M_K = 5 \times \log D - 5 + A_K \quad (9)$$

Onde D é a distância em pc e A_K é a extinção interestelar na banda K . Utilizando a estimativa de avermelhamento dada por Mathis 1990, onde $A_K \sim 1,9 \times (H - K)_{Medio}$, temos que $D = 5500$ pc e $A_K = 3,74$ mag. Resultando na Equação 10:

$$m_K = M_K + 5 \times \log(5500) - 1,26 \quad (10)$$

A Tabela 4 exibe os parâmetros utilizados para estimativa da localização da ZAMS da região.

2.3 Completeza da Amostra

Para a verificação da completeza de detecção das fontes, estrelas artificiais foram inseridas nas imagens sob ambiente IRAF através do pacote ADDSTAR e analisadas pelo *XStarfinder* com os mesmos parâmetros usados para detectar as fontes da região. Os parâmetros de FWHM da PSF para adição e detecção das estrelas artificiais foram os mesmos utilizados na detecção das fontes do campo.

Para cada $\Delta \text{ mag} = 0,5$ foram adicionadas 10 estrelas nos intervalos de magnitude de $13 < \text{mag} < 22$ na banda H e entre $12 < \text{mag} < 22$ na banda K , um número maior de estrelas adicionadas apresentava o mesmo resultado. A PSF das estrelas artificiais foi determinada e analisada pela média da PSF das estrelas originais do campo. O resultado desse procedimento pode ser visto na Figura 9.

A Tabela 5 detalha as taxas de detecção do gráfico de completeza. Como as estrelas do campo analisado apresentam magnitude entre 12 e 20, temos completeza superior a 80 % para esse intervalo. As estrelas artificiais com magnitudes superiores a 20 mag não foram detectadas, porém nenhuma das estrelas do campo analisadas nesse estudo chegou a esse limite. Para a construção da função de luminosidade, cada intervalo de magnitude

Tabela 4 - Parâmetros ZAMS

| Tipo Espectral | Massa | M_k ² | m_k ³ | $H - K$ ⁴ |
|----------------|-------|--------------------|--------------------|----------------------|
| O3 | 89,7 | -4,8 | 12,64 | -0,01 |
| O4 | 65,1 | -4,41 | 13,03 | -0,01 |
| O4,5 | 56,4 | -4,24 | 13,2 | -0,01 |
| O5 | 49,3 | -4,07 | 13,37 | -0,01 |
| O5,5 | 43,6 | -3,89 | 13,55 | -0,01 |
| O6 | 38,9 | -3,69 | 13,75 | -0,01 |
| O6,5 | 34,9 | -3,5 | 13,94 | -0,01 |
| O7 | 31,5 | -3,3 | 14,14 | -0,01 |
| O7,5 | 28,6 | -3,11 | 14,33 | -0,01 |
| O8 | 26 | -2,92 | 14,52 | -0,01 |
| O8,5 | 23,7 | -2,75 | 14,69 | -0,01 |
| O9 | 21,6 | -2,62 | 14,82 | -0,01 |
| O9,5 | 19,7 | -2,49 | 14,95 | -0,01 |
| B0 | 17,9 | -2,36 | 15,08 | -0,01 |
| B0,5 | 16,3 | -2,28 | 15,16 | 0 |
| B1 | 7,2 | -0,94 | 16,5 | 0 |
| B2 | 5,4 | -0,25 | 17,19 | 0 |
| B3 | 4,3 | 0,21 | 17,65 | 0,01 |
| B5 | 3,6 | 0,52 | 17,96 | 0,02 |
| B7 | 3 | 0,89 | 18,33 | 0,02 |
| B9 | 2,5 | 1,29 | 18,73 | 0,03 |
| A0 | 2,2 | 1,44 | 18,88 | 0,04 |
| A2 | 2 | 1,63 | 19,07 | 0,05 |
| A5 | 1,8 | 1,8 | 19,24 | 0,06 |
| A7 | 1,7 | 1,97 | 19,41 | 0,06 |
| F0 | 1,4 | 2,44 | 19,88 | 0,08 |
| F2 | 1,3 | 2,68 | 20,12 | 0,09 |
| F5 | 1,2 | 2,97 | 20,41 | 0,10 |
| F8 | 1,1 | 3,4 | 20,84 | 0,10 |
| G0 | 1,1 | 3,45 | 20,89 | 0,11 |
| G5 | 1 | 3,49 | 20,93 | 0,12 |
| G8 | 1 | 3,81 | 21,25 | 0,13 |
| K0 | 0,9 | 4,01 | 21,45 | 0,14 |
| K2 | 0,8 | 4,05 | 21,49 | 0,17 |

²Magnitude absoluta na banda K para o tipo espectral na ZAMS. (BLUM et al., 2000).

³Magnitude aparente na banda K para a distância de 5,5 kpc e $A_{v_k} = 3,74$ mag.

⁴Cor intrínseca $H-K$ dada por Koornneef (1983) e corrigida para o sistema UKIRT segundo transformações de Carpenter (2001)

Tabela 5 - Taxa de detecção das estrelas artificiais na banda K .

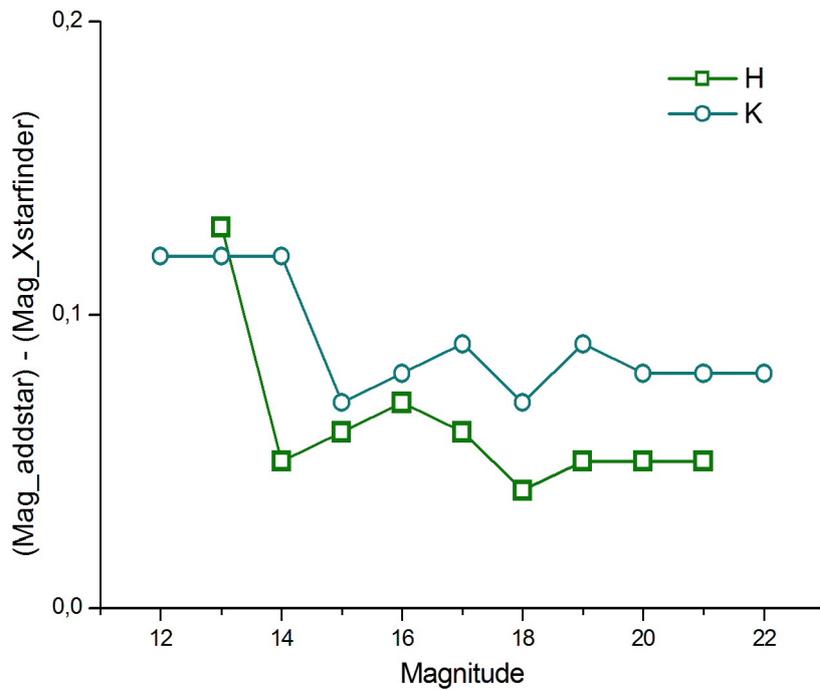
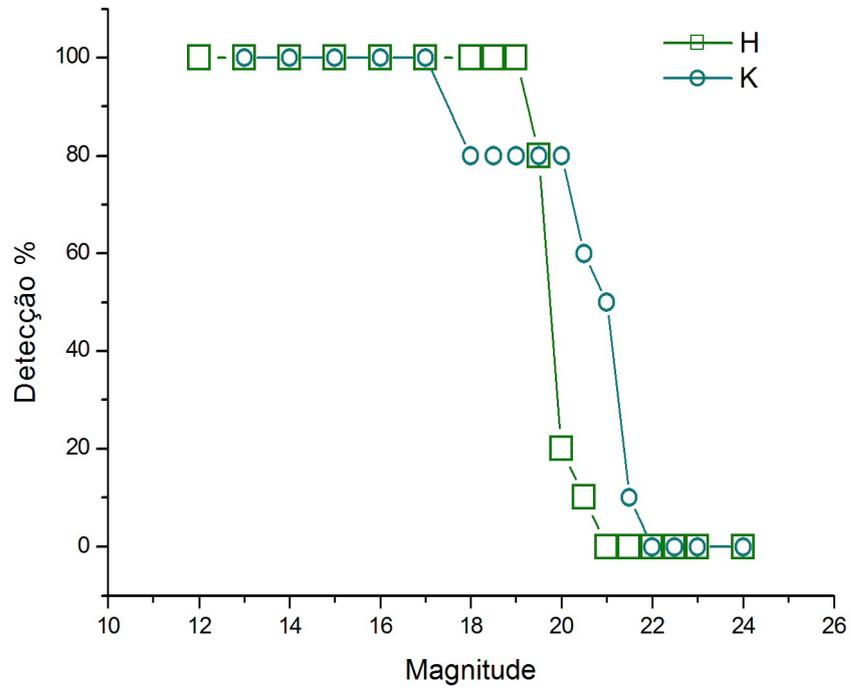
| Filtro | Magnitude | Estrelas adicionadas | % detectado |
|---------------|------------------|-----------------------------|--------------------|
| K | De 12 a 17 | 100 | 100 % |
| K | De 17 a 20 | 60 | 80 % |
| K | De 20 a 20,5 | 10 | 60 % |
| K | De 20,5 a 21 | 10 | 50 % |
| K | De 21 a 21,5 | 10 | 10 % |
| K | acima de 21,5 | 10 | Não houve detecção |

Fonte: A autora

foi corrigido estatisticamente por seu fator de completudeza.

As diferenças obtidas entre a magnitude de entrada e saída das estrelas artificiais é $\leq 0,13$ mag para H e K , como pode ser visto no gráfico abaixo da [Figura 9](#).

Figura 9 - Acima: O gráfico mostra a taxa de detecção das estrelas artificiais de acordo com a magnitude. Abaixo: O gráfico exibe a diferença entre as magnitudes das estrelas artificiais adicionadas pelo ADDSTAR e a magnitude apurada pelo Xstarfinder.

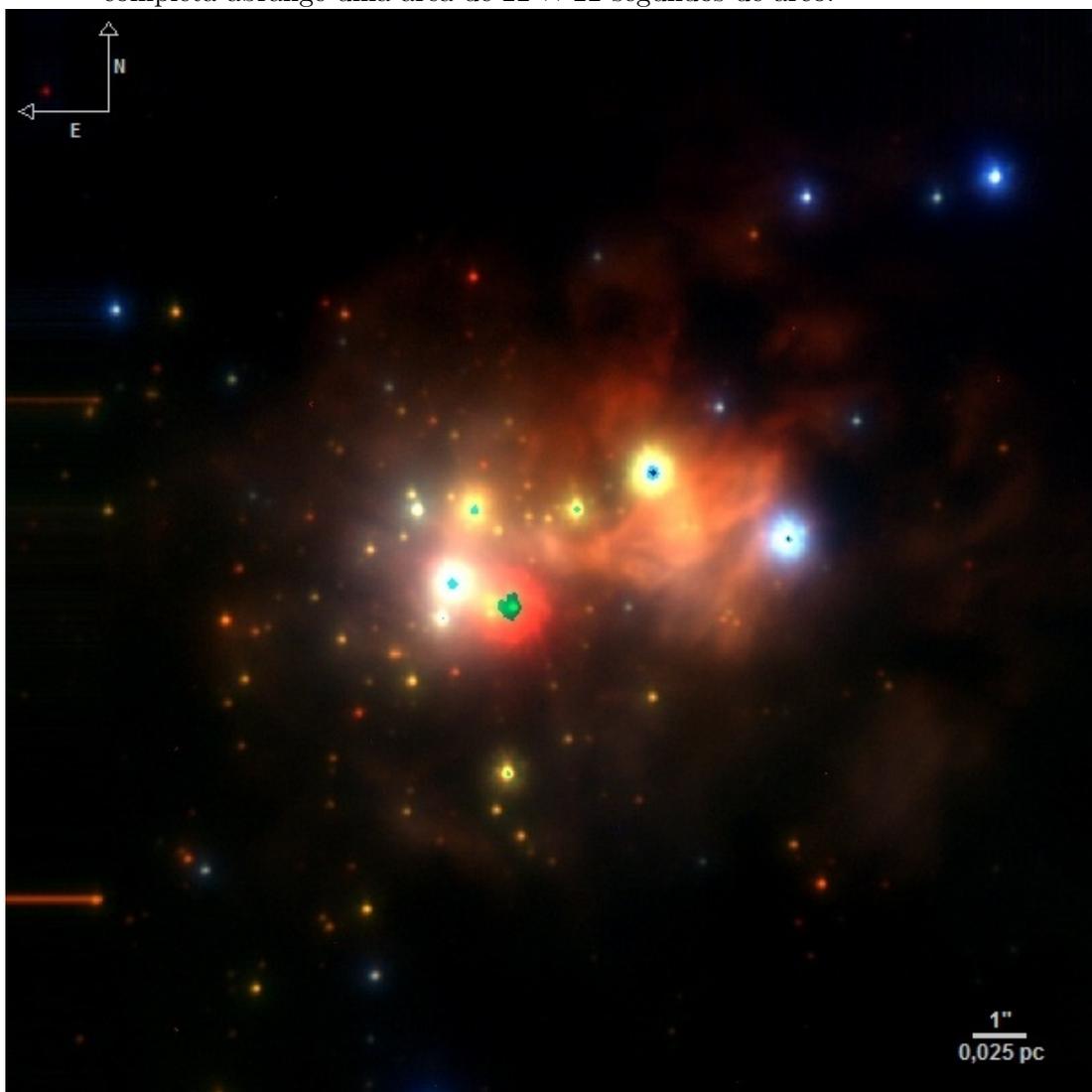


Fonte: A autora

3 RESULTADOS E DISCUSSÃO

Nessa seção, apresentaremos os resultados obtidos através da fotometria no NIR da região W51 IRS2. A Figura 10 mostra a imagem W51 IRS2 em cores falsas J (Azul), H (Verde) e K (Vermelho), com as estrelas de primeiro plano identificadas pela cor azulada enquanto as estrelas da região de estudo apresentam forte avermelhamento local.

Figura 10 - Imagem da W51 IRS2 em cores falsas. J corresponde ao azul, H corresponde ao verde e K ao vermelho. É possível observar o avermelhamento da região estudada enquanto os objetos de primeiro plano apresentam predomínio do azul. A imagem completa abrange uma área de 22×22 segundos de arco.



Fonte: A autora

A Figura 11 exibe as imagens em cada filtro. As fontes com maior luminosidade e candidatas à estrelas massivas foram destacadas nas imagens, nos diagramas das figuras

Figura 12 e Figura 13 e na Tabela 6, que exibe as massas calculadas através dos parâmetros de ZAMS dados por Blum et al. (2000) para distância de 5,5 kpc e $A_k = 3,74$. Enquanto na banda J foi possível extrair o fluxo das estrelas através da combinação das imagem com maior tempo de exposição, é evidente a saturação das fontes mais intensas nas bandas H e K . Isso acontece porque de modo geral, a extinção aumenta para comprimentos de onda mais curtos, bem como os MYSOs são mais brilhantes para comprimentos de onda maiores.

Tabela 6 - Massa estimada do DCM da Figura 13

| ID | W51d | #2 | #6 | #9 | #11 | #13 |
|---------------------|------|----|----|----|-----|-----|
| Massa (M_\odot) | 90 | 38 | 19 | 28 | 28 | 26 |

Fonte: A autora

3.1 Diagramas Cor-Cor e Cor-Magnitude

A Figura 12 mostra o Diagrama Cor-Cor (do inglês, *Color Color Diagram, DCC*: $J - H$ x $H - K$) da região W51 IRS2. Os triângulos indicam as estrelas de primeiro plano, os círculos as fontes estudadas e o símbolo “★” representa W51d. Os números ao lado das estrelas representam a identificação na Tabela 3 e é a mesma para todas as imagens e diagramas apresentados nesse trabalho. As linhas inclinadas se referem ao vetor de avermelhamento interestelar de acordo com as leis de Okomura et al. (2000) para estrelas do tipo espectral M e O, de acordo com as cores intrínsecas de Koornneef (1983), conforme descrito na Seção 2.1 . A linha tracejada exibe o local das estrelas T-Tauri Clássicas.

No DCC da Figura 12 é possível observar a concentração de pontos em $(H - K)_{media} = 0,5$ que corresponde a um $A_K \approx 0,95$ mag. Esse avermelhamento se refere às estrelas de primeiro plano e é uma boa aproximação para a componente interestelar do avermelhamento. Já no diagrama da Figura 13, a linha contínua exibe a estimativa de ZAMS para $A_K \approx 0,95$ mag e distância de 5,5 kpc. A linha tracejada mostra a estimativa de ZAMS para um avermelhamento adicional de $A_K \approx 2,09$ mag, referente a estimativa de avermelhamento local da W51 IRS2.

Algumas fontes apresentam além do avermelhamento local, cores discrepantes em relação aos outros objetos do grupo. Essas fontes se destacam em ambos os diagramas e serão discutidas posteriormente.

3.2 Função de Luminosidade e IMF

Para a elaboração da função de luminosidade da região W51 IRS2, foram utilizados apenas os objetos do aglomerado estudado, corrigidos pelo avermelhamento interestelar e pelo fator de completeza da detecção da amostra. Como não havia objetos com magnitude maior que a magnitude de corte, todos os objetos foram utilizados para a estimativa da função de luminosidade. Através de ajuste linear dos pontos do gráfico da [Figura 14](#) foi possível obter a inclinação de $\alpha = 0,18 \pm 0,04$. Resultado similar, dentro das incertezas, ao encontrado no *Quintuplet cluster* ($\alpha=0,24 \pm 0,06$) (LIERMANN et al., 2012) e em G333.1-0,4 ($\alpha=0,24 \pm 0,02$) (FIGUEREDO et al., 2005).

A função de massa foi obtida através do ajuste linear da distribuição da massa das estrelas calculada através dos modelos de Schaller et al. (1992) e resumidos por Blum et al. (2000) na [Tabela 4](#). Sua inclinação é $\Gamma = -1,39 \pm 0,15$ ([Figura 15](#)). Valor similar ao encontrado por Massey et al. (1995b) nas associações OB das Nuvens de Magalhães ($\Gamma = -1,3 \pm 0,3$), e nas associações ao norte da Via Láctea, NGC 6823 ($\Gamma = -1,3 \pm 0,4$), NGC 6913 ($\Gamma = -1,1 \pm 0,6$) e IC 1893 ($\Gamma = -1,3 \pm 0,2$) em Massey et al. (1995a).

Em um estudo da W51, Okomura et al. (2000) encontraram uma inclinação geral de $\Gamma = -1,8$ para $10 < M/M_{\odot} < 30$, porém também foi encontrado um excesso de estrelas com massa acima de $30 M_{\odot}$ se comparado com o resultado esperado pela IMF. Nesse trabalho W51 foi dividida em 4 regiões, sendo a Região 3 equivalente à W51A, onde IRS2 está incluída. Para a região 3, especificadamente, foi encontrada uma inclinação de $\Gamma = -0,8 \pm 0,1$. Em outro estudo sobre W51A, Figueredo (2005) encontrou uma inclinação de $\Gamma = -0,61$ para $0,08 < M/M_{\odot} < 120$. O valor da massa total encontrado para esse intervalo foi de $M = 2,28 \pm 0,96 \times 10^3 M_{\odot}$.

Integrando a função de massa de W51 IRS2 no intervalo $1,3 < M/M_{\odot} < 92,5$, intervalo de massa estimado para as estrelas detectadas no campo, temos $M = 1,2 \times 10^3 M_{\odot}$. Ao integrarmos a IMF entre os limites de $0,08 < M/M_{\odot} < 92,5$, limite inferior adotado por Hillenbrand e Hartmann (1998), podemos estimar a massa total de W51 IRS2 em $M_{total} = 3,6 \times 10^4 M_{\odot}$. Na [Tabela 7](#) é possível comparar os resultados obtidos em estudos de IMF de outros importantes aglomerados.

3.3 Objetos em Destaque

Como é possível observar no DCC e DCM, alguns objetos se destacam por um excesso de emissão que os desloca da linha de avermelhamento interestelar e da linha de ZAMS presumida. Esses mesmos objetos foram identificados nas imagens da região na [Figura 11](#) e grande parte deles apresenta saturação na banda *K*. Esse excesso de emissão e cores bastante avermelhadas são características de MYSOs ainda em processo de acreção,

já que o aquecimento da poeira do disco circumestelar à temperatura de 2.000 K produz emissão térmica na banda K (FIGUEREDO, 2005).

Relacionando nosso estudo da população estelar da IRS2 no NIR, com os estudos de imagens e espectroscopia no MIR de Okamoto et al. (2001) e Barbosa et al. (2008), temos que a fonte #9 corresponde ao objeto OKYM 5 de Okamoto et al. (2001) onde foi relacionado à região UC HII W51d1 e classificada como $\sim O9.5$ nesse mesmo estudo. IRS2 E é o objeto mais brilhante na banda K da região, porém não foi detectada na banda H por ser uma fonte profundamente embebida. Não está relacionada a nenhuma região UC HII e apresenta emissão na banda de CO, relacionada à presença de disco de acreção (BARBOSA et al., 2008).

IRS2 W é a contrapartida MIR de um dos picos rádio de W51d, o que representa a emissão de poeira morna ($T \sim 400$ K) das regiões externas da UCHII. A estrela O3 identificada por Barbosa et al. (2008) é a fonte ionizante de W51d e é a contrapartida NIR desta UC HII.

As curvas de intensidade da emissão em rádio foram superpostas à imagem na banda K tomando a posição da contrapartida NIR da W51d₁ como referência. O pico principal da emissão de W51d coincide com a fonte identificada por Barbosa et al. (2008) e o pico secundário coincide com a posição de duas fontes extremamente embebidas, candidatas à MYSOs.

3.4 Distância de W51 IRS2

A partir das características das estrelas O contidas na Tabela 4 e sabendo que a principal fonte ionizante de W51d foi classificada como O3 por Barbosa et al. (2008), seus dados fotométricos obtidos nesse trabalho foram utilizados para obtenção de uma estimativa para a sua distância, considerando que ela está localizada na ZAMS. O valor encontrado para essa distância foi de $D = 6,3 \pm 0,5$ kpc, consistente com os dados da literatura, como 5,8 kpc encontrado por Barbosa et al. (2008), considerando a principal fonte de W51d uma estrela O3; e a distância de $6,1 \pm 1,3$ kpc obtidos por Imai et al. (2002) para W51 *North*, associada à IRS2.

Figura 11 - Imagens da W51 IRS2 nas três bandas, no maior tempo de exposição (ver tabela Tabela 2) e escala relativa à distância de 5,5 kpc.

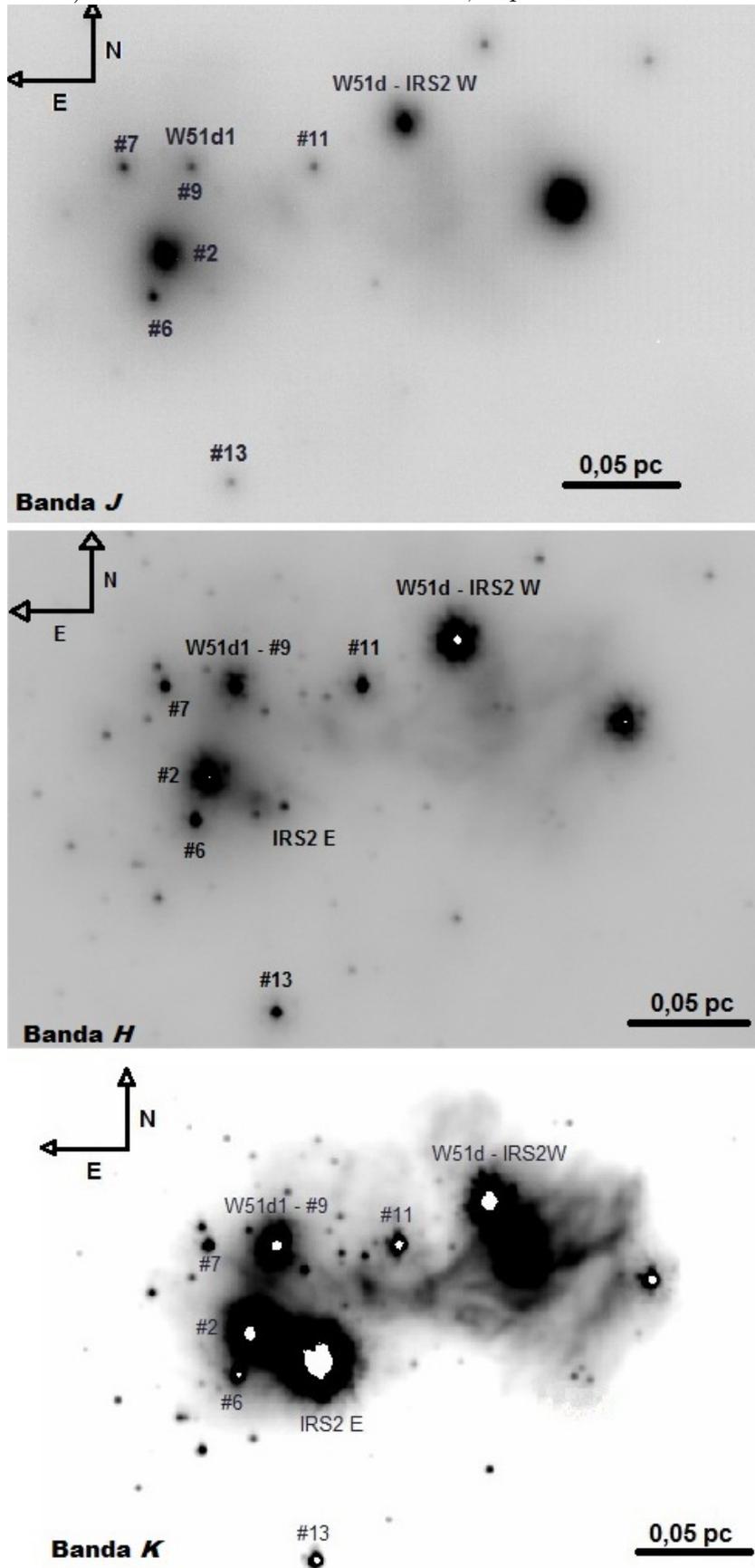
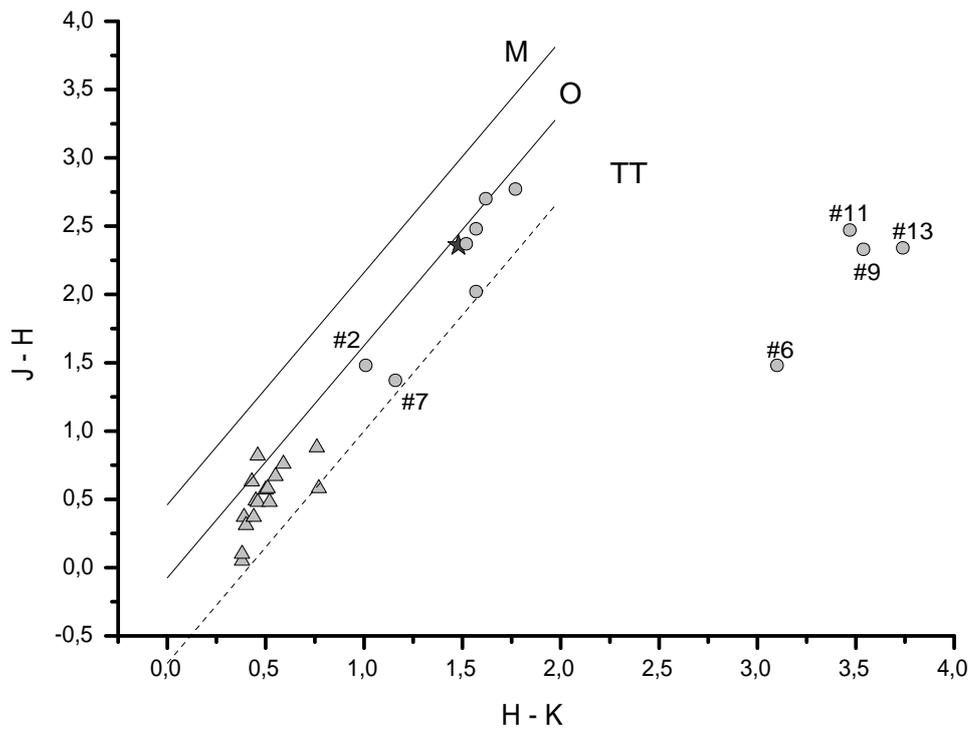
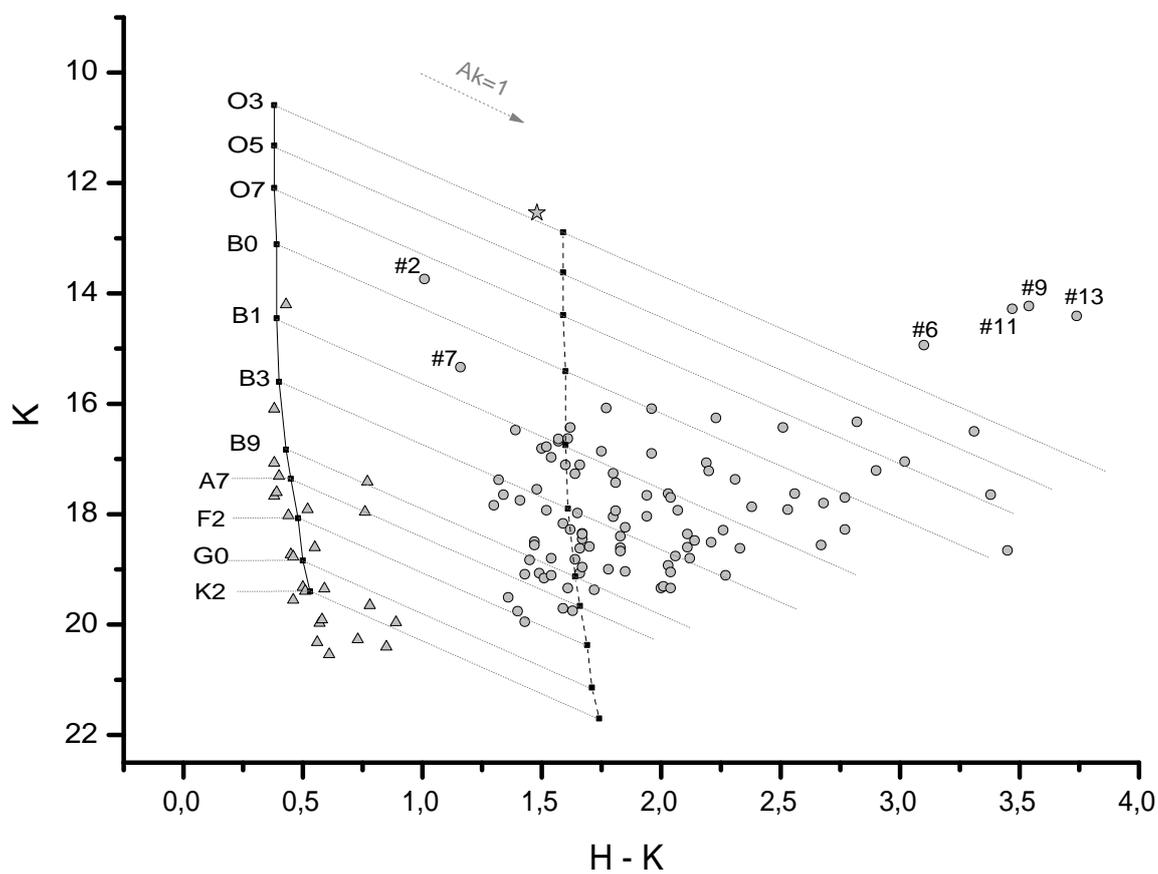


Figura 12 - Diagrama cor-cor da região W51 IRS2, onde os triângulos representam as estrelas de primeiro plano, enquanto círculos representam as fontes estudadas. W51d está representada no diagrama por “★”. As linhas inclinadas mostram as linhas de avermelhamento interestelar esperados para estrelas do tipo M e O.



Fonte: A autora

Figura 13 - Diagrama cor-magnitude da região W51 IRS2. Os triângulos representam as estrelas de primeiro plano, círculos representam as fontes estudadas e W51d está indicada por “★”. A linha contínua mostra a ZAMS para distância de 5,5 kpc e $A_K=0,95$ mag referente ao avermelhamento interestelar. A linha tracejada indica a população estelar estudada em um avermelhamento adicional de $A_K= 2,09$ mag.



Fonte: A autora

Figura 14 - Função de luminosidade na banda K corrigida pelo avermelhamento interestelar e completudeza de detecção da amostra.

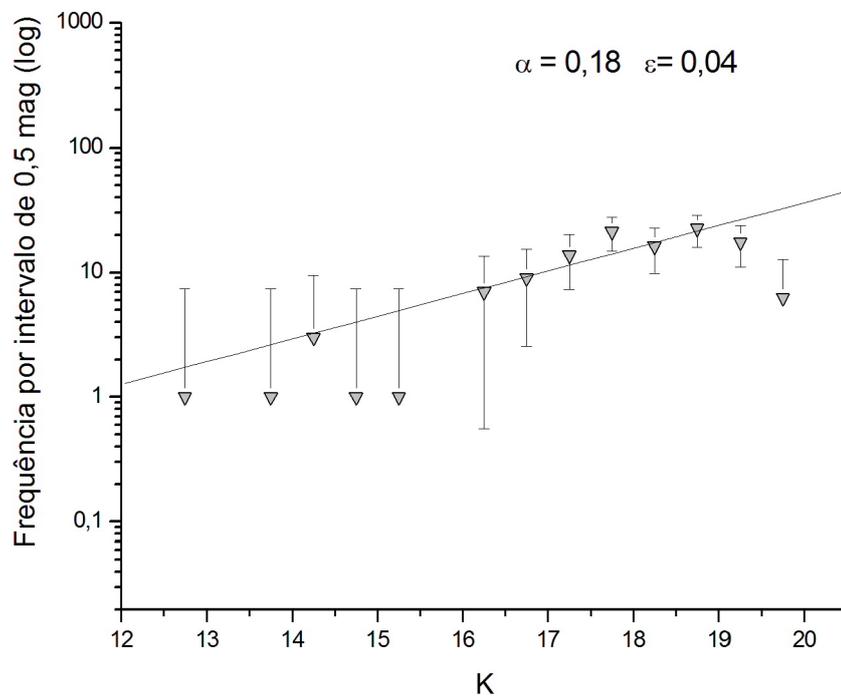


Figura 15 - Função inicial de massa da região W51 IRS2. A inclinação dessa reta é $\Gamma = -1,39 \pm 0,15$.

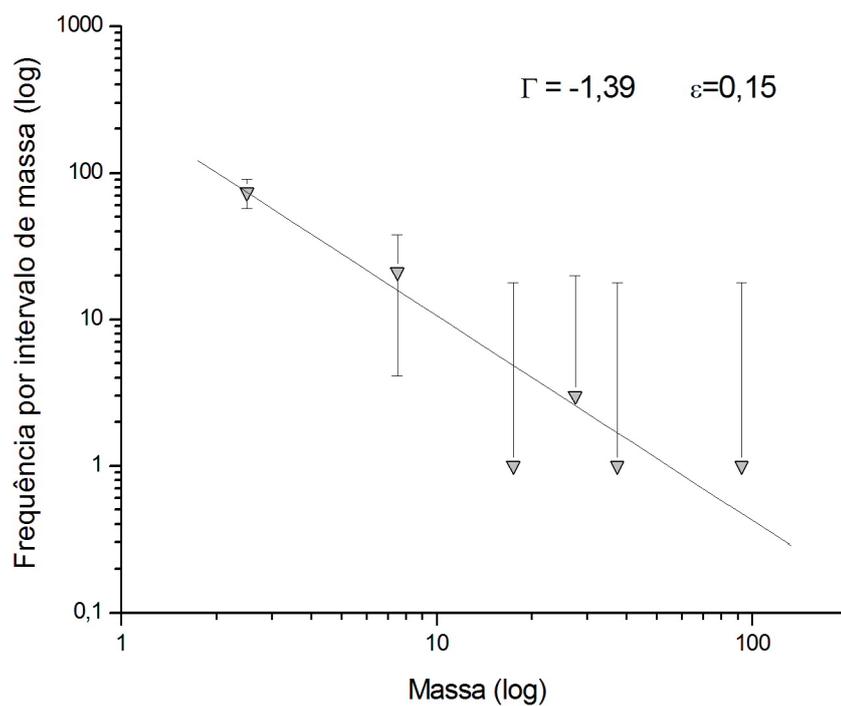


Tabela 7 - Comparação entre IMFs de outros Aglomerados

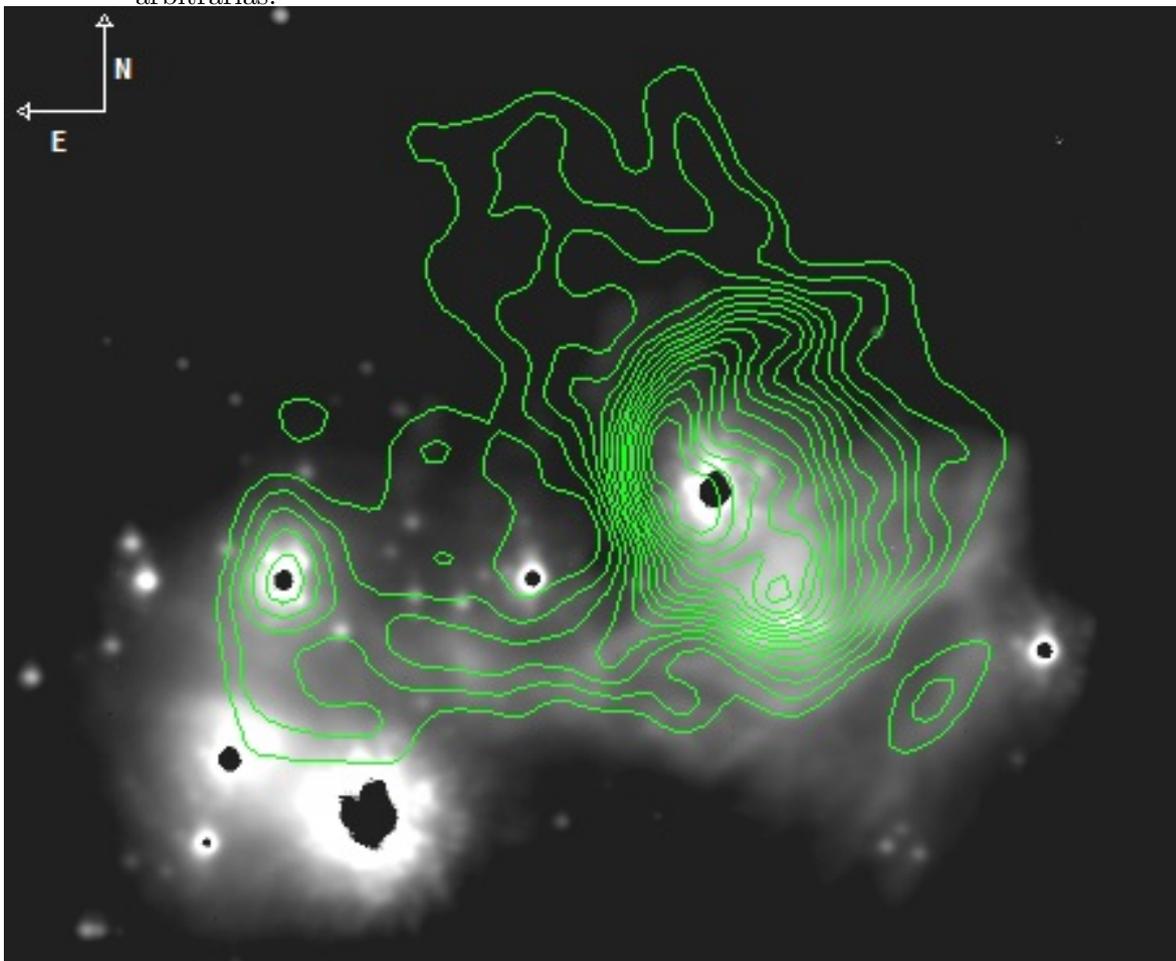
| Região | Distância (kpc) | Intervalo de massa M_{\odot} | Γ | Massa integrada (M_{\odot}) | Referência |
|-------------------|-----------------|--------------------------------|---------------------|---|--------------------------|
| W51 IRS2 | 5,5 | 0,08 - 92,5 | -1,39 ± 0,15 | $3,6 \times 10^4 M_{\odot}$ | Presente estudo |
| W51A ¹ | 2,2 | 0,08 - 120 | -0,61 | $2,2 \times 10^3$ | (FIGUEREDO et al., 2008) |
| G333.1-0.4 | $2,6 \pm 0,4$ | 5 - 90 | $-1,1 \pm 0,2$ | $1,0 \times 10^3$ | (FIGUEREDO et al., 2005) |
| NGC 3576 | $2,8 \pm 0,3$ | 0,08 - 58 | -1,62 | $5,4 \times 10^3$ | (FIGUEREDO et al., 2002) |
| W49 | $11,4 \pm 1,2$ | 1 - 120 | $-1,6 \pm 0,28$ | 1×10^4 | (HOMEIER; ALVES, 2005) |
| NGC 3603 | $6,9 \pm 0,6$ | 0,1 - 100 | -0,74 | $1,0 - 1,6 \times 10^4$ | (HARAYAMA et al., 2008) |
| Arches | 8,0 | 1,3 - 50 | $-0,91 \pm 0,2$ | $2,0 \times 10^4$ | (ESPINOZA et al., 2009) |
| Quintuplet | 8,0 | 5 - 40 | $-0,68 \pm 0,1$ | 6×10^3 | (HUSSMANN et al., 2012) |
| G305 Danks 1 | $3,8 \pm 0,6$ | 0,5 - 120 | $-1,4 \pm 0,17$ | 8×10^3 | (DAVIES et al., 2012) |
| G305 Danks 2 | $3,8 \pm 0,6$ | 0,5 - 120 | $-1,38 \pm 0,16$ | 3×10^3 | (DAVIES et al., 2012) |
| W42 | 2,2 | $0,08 - 60^2$ | $-1,75 \pm 0,3^2$ | $1,2 \times 10^3^2$ | (BLUM et al., 2000) |

¹Região central de W51 onde IRS2 está incluída.

²Valores obtidos da função de luminosidade da referência citada.

Fonte: A autora

Figura 16 - Imagem W51 IRS2 na banda K com curvas de nível de rádio em 3,6 cm em unidades arbitrárias.



Fonte: A autora

4 CONCLUSÃO

O presente trabalho realizou o estudo da população estelar da região IRS2, parte do complexo de formação estelar W51, através da fotometria PSF das imagens nas bandas J , H e K , obtidas em 13 e 15 de maio de 2009 pelo instrumento NIRI do telescópio de 8 m Gemini-Norte. Através do módulo de óptica adaptativa ALTAIR com o sistema LGS, foi obtida a resolução espacial de aproximadamente $0,15''$, $0,12''$ e $0,11''$ para J , H e K respectivamente.

A partir das imagens nas bandas J , H e K foi possível identificar 30 objetos na banda J , 157 na banda H e 402 na banda K . O DCC e DCM mostram uma população de objetos embebidos na região IRS2, candidatos à MYSOs.

A análise da IMF indica o expoente da lei de potência em $\Gamma = -1,39 \pm 0,15$ e a inclinação da função de luminosidade correspondente a $\alpha = 0,18 \pm 0,04$, esses valores são compatíveis com regiões de formação de estrelas de alta massa de nossa Galáxia e das nuvens de Magalhães (MASSEY et al., 1995a).

A massa estelar da região foi obtida integrando-se a função de massa e o valor obtido foi de $3,6 \times 10^4 M_{\odot}$. Esse valor também é compatível com regiões de formação estelar de alta massa, mas destaca-se das demais por ter sido obtida de uma pequena região projetada no plano do céu $(22,4'')^2$. A quantidade de estrelas detectadas na banda K , bem como a massa obtida para o aglomerado em área tão pequena, se comparada com o restante do complexo, sugerem que IRS 2 não está na mesma distância de W51A. Isto seria possível por um efeito de projeção, já que o complexo está localizado no braço de Sagitário e, por ser muito extenso, se estenderia por sobre ele. A distância obtida nesse estudo para W51 IRS2 é de $6,3 \pm 0,5$ kpc, compatível com estimativas anteriores obtidas por diferentes métodos.

4.1 Perspectivas Futuras

O presente trabalho pode ter sequência com um estudo espectro-fotométrico das demais regiões de W51, inclusive da região W51A. As regiões G48.9 - 0.3, G49.0 - 0.3, G49.2 - 0.3 e G49.4 - 0.3 listadas por Kumar et al. (2004) não possuem um estudo dessa natureza (em especial com espectroscopia) e mesmo em W51A, o número de estrelas usadas para espectroscopia pode ser ampliado.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- BARBOSA, C.; BLUM, R.; CONTI, P.; DAMINELI, A.; FIGUERÊDO, E. High Spatial Resolution Spectroscopy of W51 IRS 2E and IRS 2W: Two Very Massive Young Stars in Early Formation Stages. **ApJ**, v. 678, p. L55–L58, maio 2008. [26](#), [27](#), [30](#), [44](#)
- BARBOSA, C.; FIGER, D. Top 10 Problems on Massive Stars. **ArXiv Astrophysics e-prints**, ago. 2004. [18](#), [25](#)
- BEUTHER, H.; SHEPHERD, D. Precursors of UCHII Regions and the Evolution of Massive Outflows. p. 105–119, nov. 2005. [30](#)
- BEUTHER, H.; WALSH, A.; LONGMORE, S. Hot High-Mass Accretion Disk Candidates. **ApJS**, v. 184, p. 366–386, out. 2009. [29](#)
- BLITZ, L.; WILLIAMS, J. **Molecular Clouds**. [S.l.]: In The Physics of Star Formation and Early Evolution, NATO Sci. Ser., 1999. [24](#)
- BLUM, R. D.; CONTI, P. S.; DAMINELI, A. The Stellar Content of Obscured Galactic Giant H II Regions. II. W42. **AJ**, v. 119, p. 1860–1871, abr. 2000. [36](#), [37](#), [42](#), [43](#), [49](#)
- BURBIDGE, E. M.; BURBIDGE, G. R.; FOWLER, W. A.; HOYLE, F. Synthesis of the Elements in Stars. **Reviews of Modern Physics**, v. 29, p. 547–650, 1957. [17](#), [18](#)
- CARPENTER, J. Color Transformations for the 2MASS Second Incremental Data Release. **AJ**, v. 121, p. 2851–2871, maio 2001. [35](#), [37](#)
- CARPENTER, J.; SANDERS, D. The W51 Giant Molecular Cloud. **AJ**, v. 116, p. 1856–1867, out. 1998. [29](#)
- CHURCHWELL, E. Ultra-Compact HII Regions and Massive Star Formation. **ARA&A**, v. 40, p. 27–62, 2002. [24](#), [25](#), [27](#), [28](#)
- _____. UC and HC H II Regions: Their Role in Young, Massive Star Forming Clusters. v. 322, p. 329, dez. 2004. [26](#), [27](#)
- DAVIES, B.; CLARK, J.; TROMBLEY, C.; FIGER, D.; NAJARRO, F.; CROWTHER, P.; KUDRITZKI, R.; THOMPSON, M.; URQUHART, J.; HINDSON, L. The G305 star-forming complex: the central star clusters Danks 1 and Danks 2. **MNRAS**, v. 419, jan. 2012. [49](#)
- DIOLAITI, E.; BENDINELLI, O.; BONACCINI, D.; CLOSE, L.; CURRIE, D.; PARMEGGIANI, G. StarFinder: a code to analyse isoplanatic high-resolution stellar fields. **The Messenger**, v. 100, p. 23–27, jun. 2000. [33](#)

- ELMEGREEN, B. G.; LADA, C. J. Sequential formation of subgroups in OB associations. **ApJ**, v. 214, p. 725–741, jun. 1977. 18, 19, 29
- ELMEGREEN, B. G.; PALOUS, J. **Triggered Star Formation in a Turbulent Interstellar Medium (IAU S237)**. [S.l.: s.n.], 2007. 18
- ESPINOZA, P.; SELMAN, F.; MELNICK, J. The massive star initial mass function of the Arches cluster. **A&A**, v. 501, p. 563–583, jul. 2009. 49
- FIGUEREDO, E. Tese (Doutorado em Astronomia), **Conteúdo estelar de regiões HII gigantes da Galáxia**. 2005. 43, 44
- FIGUEREDO, E.; BLUM, R.; DAMINELI, A.; CONTI, P. The Stellar Content of Obscured Galactic Giant H II Regions. IV. NGC 3576. **AJ**, v. 124, p. 2739–2748, nov. 2002. 49
- _____. The Stellar Content of Obscured Galactic Giant H II Regions. V. G333.1-0.4. **AJ**, v. 129, p. 1523–1533, mar. 2005. 43, 49
- FIGUEREDO, E.; BLUM, R.; DAMINELI, A.; CONTI, P.; BARBOSA, C. The Stellar Content of Obscured Galactic Giant H II Regions. Vi. W51A. **AJ**, v. 136, p. 221–233, jul. 2008. 30, 49
- GALEANO, E.; BORGES, J. **Las palabras andantes**. [S.l.: s.n.], 1994. 5
- GARAY, G.; LIZANO, S. Massive Stars: Their Environment and Formation. **PASP**, v. 111, p. 1049–1087, set. 1999. 29
- GAUME, R. A.; GOSS, W. M.; DICKEL, H. R.; WILSON, T. L.; JOHNSTON, K. J. The NGC 7538 IRS 1 region of star formation: Observations of the H66 alpha recombination line with a spatial resolution of 300 AU. **ApJ**, v. 438, p. 776–783, jan. 1995. 26
- GEORGELIN, Y.; GEORGELIN, Y. The spiral structure of our Galaxy determined from H II regions. **A&A**, v. 49, p. 57–79, maio 1976. 23
- GOLDADER, J. D.; WYNN-WILLIAMS, C. Near-infrared observations of W51. **ApJ**, v. 433, p. 164–178, set. 1994. 30
- GUSMÃO, D. M. L. Dissertação (Mestrado em Astronomia), **Caracterizando os Mecanismos de Formação de Estrela de Alta Massa**. 2011. 19, 24, 31
- HANSON, M. M.; LUHMAN, K. L.; RIEKE, G. H. A Near-Infrared Survey of Radio-selected Ultracompact H II Regions. **ApJS**, v. 138, p. 35–61, jan. 2002. 26

- HARAYAMA, Y.; EISENHAUER, F.; MARTINS, F. The Initial Mass Function of the Massive Star-forming Region NGC 3603 from Near-Infrared Adaptive Optics Observations. **ApJ**, v. 675, p. 1319–1342, mar. 2008. [49](#)
- HILLENBRAND, L.; HARTMANN, L. A Preliminary Study of the Orion Nebula Cluster Structure and Dynamics. **ApJ**, v. 492, p. 540, jan. 1998. [43](#)
- HOARE, M.; KURTZ, S.; LIZANO, S.; KETO, E.; HOFNER, P. Ultracompact Hii Regions and the Early Lives of Massive Stars. **Protostars and Planets V**, p. 181–196, 2007. [27](#)
- HOMEIER, N.; ALVES, J. Massive star formation in the W49 giant molecular cloud: Implications for the formation of massive star clusters. **A&A**, v. 430, p. 481–489, fev. 2005. [49](#)
- HUSSMANN, B.; STOLTE, A.; BRANDNER, W.; GENNARO, M.; LIERMANN, A. The present-day mass function of the Quintuplet cluster based on proper motion membership. **A&A**, v. 540, p. A57, abr. 2012. [49](#)
- IMAI, H.; WATANABE, T.; OMODAKA, T.; NISHIO, M.; KAMEYA, O.; MIYAJI, T.; NAKAJIMA, J. 3-D Kinematics of Water Masers in the W 51A Region. **PASJ**, v. 54, p. 741–755, out. 2002. [44](#)
- ISRAEL, F.; HABING, H.; JONG, T. de. Aperture synthesis observations of H II regions. I. A group of H II regions around $l = 111$. **A&A**, v. 27, p. 143–160, ago. 1973. [28](#), [29](#)
- KOLPAK, M.; JACKSON, J.; BANIA, T.; CLEMENS, D.; DICKEY, J. Resolving the Kinematic Distance Ambiguity toward Galactic H II Regions. **ApJ**, v. 582, p. 756–769, jan. 2003. [29](#)
- KOORNNEEF, J. Near-infrared photometry. II - Intrinsic colours and the absolute calibration from one to five micron. **A&A**, v. 128, nov. 1983. [35](#), [36](#), [37](#), [42](#)
- KRUMHOLZ, M.; BONNELL, I. Models for the Formation of Massive Stars. **ArXiv e-prints**, dez. 2007. [21](#)
- KRUMHOLZ, M.; KLEIN, R.; MCKEE, C. Radiation Pressure in Massive Star Formation. p. 8271, 2005. [19](#)
- KRUMHOLZ, M. R.; MCKEE, C. F.; KLEIN, R. I. The formation of stars by gravitational collapse rather than competitive accretion. **Nature**, v. 438, p. 332–334, nov. 2005. [20](#)

- KUMAR, M.; KAMATH, U.; DAVIS, C. Embedded star clusters in the W51 giant molecular cloud. **MNRAS**, v. 353, p. 1025–1034, out. 2004. [34](#), [53](#)
- KURTZ, S. Hot Cores of GMCs Associated with YMCs. In: Lamers, H. J. G. L. M.; Smith, L. J.; Nota, A. (Ed.). **The Formation and Evolution of Massive Young Star Clusters**. [S.l.: s.n.], 2004. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 322), p. 255. [25](#)
- LACY, J.; JAFFE, D.; ZHU, Q.; RICHTER, M.; BITNER, M.; GREATHOUSE, T.; VOLK, K.; GEBALLE, T.; MEHRINGER, D. W51 IRS 2: A Massive Jet Emerging from a Molecular Cloud into an H II Region. **ApJ**, v. 658, p. L45–L49, mar. 2007. [32](#)
- LADA, C. J. Star formation - From OB associations to protostars. v. 115, p. 1–17, 1987. [19](#)
- LIERMANN, A.; HAMANN, W.-R.; OSKINOVA, L. The Quintuplet cluster. III. Hertzsprung-Russell diagram and cluster age. **A&A**, v. 540, p. A14, abr. 2012. [43](#)
- MACIEL, W. J. **Astrofísica do meio interestelar**. [S.l.]: EDUSP, 2002. [23](#)
- MASSEY, P. The Slope of the Upper End of the IMF and the Upper Mass Limit: An Observer’s Perspective. v. 440, p. 29, jun. 2011. [17](#)
- MASSEY, P.; JOHNSON, K.; DEGIOIA-EASTWOOD, K. The Initial Mass Function and Massive Star Evolution in the OB Associations of the Northern Milky Way. **ApJ**, v. 454, p. 151, nov. 1995. [23](#), [43](#), [53](#)
- MASSEY, P.; LANG, C.; DEGIOIA-EASTWOOD, K.; GARMANY, C. Massive stars in the field and associations of the magellanic clouds: The upper mass limit, the initial mass function, and a critical test of main-sequence stellar evolutionary theory. **ApJ**, v. 438, p. 188–217, jan. 1995. [43](#)
- MATHIS, J. Interstellar dust and extinction. **AJ**, v. 12, p. 63–77, 1990. [34](#), [35](#), [36](#)
- MEHRINGER, D. Radio continuum and radio recombination line observations of W51. **ApJS**, v. 91, p. 713–748, abr. 1994. [30](#)
- NAJITA, J.; CARR, J.; GLASSGOLD, A.; SHU, F.; TOKUNAGA, A. Kinematic Diagnostics of Disks around Young Stars: CO Overtone Emission from WL 16 and 1548C27. **ApJ**, v. 462, p. 919, maio 1996. [26](#)
- OKAMOTO, Y.; KATAZA, H.; YAMASHITA, T.; MIYATA, T.; ONAKA, T. High-Resolution Mid-Infrared Imaging and Spectroscopic Observations of a Massive Star Forming Region W51 IRS 2. **ApJ**, v. 553, p. 254–266, maio 2001. [30](#), [44](#)

- OKUMURA, S.; MORI, A.; NISHIHARA, E.; WATANABE, E.; YAMASHITA, T. The Initial Mass Function of a Massive Star-forming Region W51. **ApJ**, v. 543, p. 799–821, nov. 2000. [35](#), [42](#), [43](#)
- OSTERBROCK, D. E.; FERLAND, G. J. **Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei**. [S.l.]: University Science Books, 2005. [23](#)
- PERSI, P.; MARENZI, A.; TAPIA, M.; BOHIGAS, J. Mid-infrared images of compact and ultracompact HII regions: W51 and W75N. **Mem. Soc. Astron. Italiana**, v. 74, p. 146, 2003. [29](#)
- PHILLIPS, C.; LANGEVELDE, H. van. The Extended Methanol Maser Emission in W51. v. 340, p. 342, dez. 2005. [29](#)
- RANA, N. Mass function of stars in the solar neighbourhood. **A&A**, v. 184, p. 104–118, out. 1987. [21](#)
- REID, M.; MORAN, J. Masers. **ARA&A**, v. 19, p. 231–276, 1981. [29](#)
- RUDOLPH, A.; WELCH, W.; PALMER, P.; DUBRULLE, B. Dynamical collapse of the W51 star-forming region. **ApJ**, v. 363, p. 528–546, nov. 1990. [29](#), [30](#)
- SALPETER, E. The Luminosity Function and Stellar Evolution. **ApJ**, v. 121, p. 161, jan. 1955. [22](#)
- SCALO, J. The initial mass function of massive stars in galaxies Empirical evidence. v. 116, p. 451–466, 1986. [22](#), [23](#)
- _____. The IMF Revisited: A Case for Variations. **ApJ**, v. 142, p. 201, 1998. [22](#)
- SCHALLER, G.; SCHAERER, D.; MEYNET, G.; MAEDER, A. New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at $Z = 0.020$ and $Z = 0.001$. **A&AS**, v. 96, p. 269–331, dez. 1992. [36](#), [43](#)
- SHU, F. H.; , J. ; GALLI, D.; OSTRIKER, E.; LIZANO, S. in **Protostars and Planets III**. Tucson, Univ. Arizona Press: Ed E.H. Levy And J.I. Lunine, 1993. [18](#)
- SHU, F. H.; ADAMS, F. C.; LIZANO, S. Star formation in molecular clouds - Observation and theory. **ARA&A**, v. 25, p. 23–81, 1987. [18](#), [19](#)
- STAHLER, S. W.; PALLA, F. **The Formation of Stars**. [S.l.]: Wiley-ych, 2004. [20](#), [24](#)
- STEAD, J.; HOARE, M. The slope of the near-infrared extinction law. **MNRAS**, v. 400, p. 731–742, dez. 2009. [35](#)

WOOD, D. O. S.; CHURCHWELL, E. The morphologies and physical properties of ultracompact H II regions. **ApJS**, v. 69, p. 831–895, abr. 1989. 17, 28

ZHANG, Q.; HUNTER, T.; SRIDHARAN, T. A Rotating Disk around a High-Mass Young Star. **ApJ**, v. 505, p. L151–L154, out. 1998. 26

ZHANG, Q.; HUNTER, T.; SRIDHARAN, T.; HO, P. A Disk/Jet System toward the High-Mass Young Star in AFGL 5142. **ApJ**, v. 566, p. 982–992, fev. 2002. 26

ZINNECKER, H.; YORKE, H. Toward Understanding Massive Star Formation. **ARA&A**, v. 45, set. 2007. 17, 21, 25