

Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Departamento de Astronomia

Thainá Aragão Sabino

**Procura por características peculiares no gás
em torno de aglomerados estelares jovens**

São Paulo

2022

Thainá Aragão Sabino

Procura por características peculiares no gás em torno de aglomerados estelares jovens

Dissertação apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito parcial para a obtenção do título de Mestre em Ciências.

Versão Corrigida. O original encontra-se disponível na Unidade.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador(a): Prof.^a Dr.^a Jane Cristina Gregorio-Hetem

São Paulo

2022

Agradecimentos

Sou imensamente grata a todos que contribuíram para com a minha trajetória acadêmica e pessoal e ajudaram a tornar este projeto uma realidade.

À minha orientadora, Profa. Dra. Jane Cristina Gregorio-Hetem, por todo o conhecimento compartilhado e incentivo, que muitas vezes fez muito mais que o seu trabalho e se tornou uma grande inspiração em minha vida.

Ao meu relator, Prof. Dr. Roberto Dell’Aglia Dias da Costa, pelos conselhos, palavras de incentivo e apoio durante todo o desenvolvimento deste projeto.

Ao Prof. Dr. Sergio Scarano Jr, que me acolhe desde a iniciação científica e mais que um orientador e grande amigo, é como um pai para mim.

A todos os meus colegas do IAG, principalmente meus parceiros de sala e agregados Pedro Henrique, Natália, Nilo, Guilherme, Julia, Elielson, Lia e Catarina por todos os momentos que compartilhamos. Também serei eternamente grata aos colegas Jhon, Johnny e Thayse, que me introduziram ao IAG e USP e me ofereceram suporte em meus momentos de maior fragilidade.

A todos os meus professores, mas principalmente o Prof. Dr. Ramachrisna Teixeira por todo o acolhimento e oportunidades de visitaçao ao Observatório de Valinhos oferecidas.

À minha família, principalmente minha irmã, por tantas horas dedicadas lendo meus documentos e me ajudando da melhor forma possível.

Por fim, agradeço a FAPESP pelo apoio financeiro sob o projeto n^o: 2019/25062-5.

Resumo

Aglomerados estelares jovens são associados a berçários estelares e desempenham um importante papel no enriquecimento químico da Galáxia. São peças fundamentais no entendimento da formação e evolução das estruturas em escalas galácticas. No entanto, os processos que estão relacionados à formação dos aglomerados e as condições do meio em que se desenvolvem ainda permanecem como questões Astrofísicas a serem solucionadas atualmente. Visando contribuir para o atual cenário, o presente projeto é dedicado ao estudo detalhado das condições do gás que envolve os aglomerados estelares jovens NGC 3572 e NGC 3590, bem como os efeitos produzidos pelas estrelas que os compõem por meio de observações em 4 bandas realizadas com o instrumento SAMI do SOAR, complementados com dados fotométricos 2MASS e WISE. Identificamos um total de 37 e 42 membros e, 32 e 34 candidatas (prováveis membros) para os aglomerados NGC 3590 e NGC 3572, respectivamente. Os critérios adotados para avaliar a pertinência foram relacionados aos valores de movimento próprio: $(-6.12, 1.05) \pm 0.11$ mas/yr para NGC 3590, e $(-6.25, 2.04) \pm 0.15$ mas/yr para NGC 3572. As isócronas do PARSEC mostram que NGC 3572 é um objeto bem mais jovem que NGC 3590, com idade de apenas ~ 3 Myr enquanto que NGC 3590 tem ~ 25 Myr. A distribuição em paralaxe dos membros apontou que os aglomerados estão localizados aproximadamente à mesma distância. Estimamos paralaxe de $\sim 0.39 \pm 0.02$ mas para NGC 3590 e $\sim 0.4 \pm 0.06$ mas para NGC 3572. Em NGC 3572 destacamos o glóbulo em fotoevaporação, o entorno às estrelas massivas e uma pequena nuvem a Noroeste. O corte na região do glóbulo mostrou detalhes de um arco brilhante que define a borda do glóbulo e um pequeno anel interno e evidenciou a existência de um gradiente radial em emissão, fortalecendo a hipótese descrita por [Smith et al. \(2003\)](#) de que a estrutura pode estar sendo ionizada de fora para dentro.

Abstract

Young stellar clusters are associated to star forming regions and play an important role in the chemical enrichment of the Galaxy. They are fundamental keys to understand the formation and evolution of the structures at galactic scales. Nonetheless, the process related to the clusters' formation and the conditions of the medium in which they develop are still open questions to be solved. Aiming to contribute to the current scenario, this project is dedicated to perform a detailed study of the gas conditions around the young stellar clusters NGC 3572 and NGC 3590 and the stellar feedback effects based on SOAR/SAMI imaging observations in 4 bands with additional photometric data from 2MASS and WISE catalogs. We identified 37 and 42 members and, 32 and 34 candidates in NGC 3590 and NGC 3572, respectively. The chosen criteria to evaluate the membership are related to proper motion values: $(-6.12, 1.05) \pm 0.11$ mas/yr in NGC 3590, and $(-6.25, 2.04) \pm 0.15$ mas/yr in NGC 3572. The PARSEC isochrones show that NGC 3572 is a much younger object than NGC 3590, being only ~ 3 Myr old while NGC 3590 is ~ 25 Myr old. The parallax distribution of the members indicates that the clusters are approximately located at same distance approximately. We estimate $\sim 0.39 \pm 0.02$ mas to NGC 3590 and $\sim 0.4 \pm 0.06$ mas to NGC 3572. In NGC 3572 we highlight the presence of a photoevaporating globule, the medium around the massive stars and a small cloud in the northwest. The section on the globule's region reveals a radial gradient in emission, supporting the hypothesis described by [Smith et al. \(2003\)](#) in which the structure may be ionized from the outside in.

Lista de Figuras

1.1	Primeira visão da região de formação estelar NGC 3324 na Nebulosa de Carina pelo JWST	18
1.2	Resultados de Parker et al. (2018) na região de Orion B	21
1.3	Simulações N-corpos de Parker et al. (2014) adotando condições superviriais	22
1.4	Comparação da qualidade de imagem fornecida por diferentes instrumentos (SDSS, HST e SAM)	23
1.5	Imageamento realizado pelo ESO dos aglomerados NGC 3572 e NGC 3590	24
1.6	Imagem do objeto Herbig-Haro HH 46/47 produzida por C. Briceño e S. Heathcote	27
2.1	Mapa de extinção visual (A_V) obtido a partir dos dados DSS (Dobashi et al., 2005)	33
2.2	Mapa de extinção visual (A_V) obtido a partir dos dados DSS	33
2.3	Mapa de A_V obtido a partir dos dados 2MASS	34
2.4	Imagem WISE obtida na banda de $12\ \mu\text{m}$	35
2.5	Exposições SAMI de NGC 3590 e NGC 3572 no filtro $H\alpha$	37
3.1	Objeto HH 47 estudado por Heathcote et al.	40
3.2	Resultados apresentados por Loh et al. (2011) a partir do estudo da nebulosa do Caranguejo	41
3.3	Estrelas adotadas durante a fase de calibração astrométrica	43
3.4	Resultados da calibração astrométrica	44
3.5	Correção dos <i>shifts</i> entre as imagens através do uso da tarefa IMMATCH do IRAF	44

3.6	Máscara demarcando as regiões que devem ser ignoradas pelo algoritmo <i>StarFinder</i>	45
3.7	Representação da PSF extraída	46
3.8	<i>Background</i> estimado <i>versus</i> campo sintético do <i>StarFinder</i>	47
3.9	Imagem original <i>versus background</i> do <i>StarFinder</i>	48
3.10	Imagem original <i>versus</i> campo artificial do <i>StarFinder</i>	48
4.1	Histogramas para caracterização do aglomerado NGC 3590	49
4.2	Histogramas para caracterização do aglomerado NGC 3572	50
4.3	Círculos demarcando a região em movimento próprio onde se concentram membros e candidatas possivelmente pertencentes aos aglomerados	51
4.4	Distribuição espacial dos objetos identificados	52
4.5	Diagrama cor-magnitude nos filtros G, G_{BP} e G_{RP} do Gaia	53
4.6	Diagrama cor-magnitude nos filtros G, G_{BP} e G_{RP} do Gaia	53
4.7	Diagrama cor-magnitude no infravermelho próximo (2MASS)	54
4.8	Fonte 2MASS J11101579-6016197 (Gaia DR3 5337718220887633152)	56
5.1	Imagem WISE destacando os aglomerados NGC 3572 e NGC 3590	57
5.2	Subtração entre $H\alpha$ e S II em NGC 3590	58
5.3	Subtração entre $H\alpha$, S II e O III em NGC 3590	59
5.4	Subtração entre $H\alpha$ e O III em NGC 3590	59
5.5	Subtração entre $H\alpha$, S II e O III em NGC 3572	61
5.6	Subtração entre $H\alpha$, S II e O III em NGC 3572	62
5.7	Subtração entre $H\alpha$, S II e O III em NGC 3572	62
5.8	Razões de fluxo entre as imagens de $H\alpha$ e S II em NGC 3590	64
5.9	Razões de fluxo entre as imagens de $H\alpha$ e S II em NGC 3572	65
5.10	Razões de fluxo entre as imagens de S II e O III em NGC 3590	66
5.11	Razões de fluxo entre as imagens de S II e O III em NGC 3572	66
5.12	Razões de fluxo entre as imagens de $H\alpha$ e O III em NGC 3590	67
5.13	Razões de fluxo entre as imagens de $H\alpha$ e O III em NGC 3572	68
5.14	Região central de NGC 3590 ampliada em $H\alpha$ /S II	69
5.15	Região central de NGC 3590 ampliada em S II/O III	70
5.16	Região central de NGC 3590 ampliada $H\alpha$ /O III	70

5.17	Subtração entre $H\alpha$, S II e O III na Nebulosa de NGC 3572	71
5.18	Visão central do <i>glóbulo fotoevaporante</i> nas bandas $H\alpha$ e S II	72
5.19	Visão central do <i>glóbulo fotoevaporante</i> nas bandas S II e O III	73
5.20	Visão central do <i>glóbulo fotoevaporante</i> em $H\alpha$ e O III	73
5.21	Composição de cores RGB do <i>glóbulo fotoevaporante</i>	74
D.1	Campo de NGC 3572 observado pela SAMI com centralização no glóbulo fotoevaporante ($RA = 11^h10^m26^s$, $Dec = -60^\circ15'00''$).	103
D.2	Campo de NGC 3572 observado pela SAMI com centralização deslocada à esquerda do glóbulo fotoevaporante ($RA = 11^h10^m22^s$, $Dec = -60^\circ15'00''$).	104
D.3	NGC 3590 observado pela SAMI com centralização em ($RA = 11^h12^m59^s$, $Dec = -60^\circ47'00''$).	105
E.1	Resultados da função IMCALC do PyRAF.	107
F.1	Resultados do <i>script</i> antes e após correções de deslocamento.	109
F.2	Ilustração dos pequenos deslocamentos observados ao produzir a imagem RGB no DS9.	110

Lista de Tabelas

2.1	Lista de estrelas massivas identificadas na literatura na região de NGC 3590 e NGC 3572.	31
2.2	Posição das nuvens escuras mais próximas dos aglomerados, selecionadas do catálogo de Dobashi (2011)	35
2.3	Características dos filtros utilizados.	36
3.1	Parâmetros utilizados durante a extração e suavização da PSF.	46
3.2	Parâmetros preliminares utilizados durante a execução da tarefa <i>Astrometry and Photometry</i> do <i>StarFinder</i>	46
4.1	Parâmetros ajustados a partir dos histogramas da paralaxe e movimento próprio.	50
5.1	Adaptação da Tabela 2 de Smith et al. (2003) apresentando as intensidades relativas nas bandas $H\alpha$, [S II] e [O III].	75
A.1	Dados das observações disponibilizadas.	89
B.1	Membros e candidatas em NGC 3575	91
C.1	Membros e candidatas em NGC 3590	97

Sumário

1. <i>Introdução</i>	17
1.1 Características das nuvens interestelares: gás neutro e gás ionizado	19
1.2 Aglomerados estelares jovens e sua relação com as respectivas nuvens originais	20
1.3 Estudos multi-bandas de regiões de formação estelar	23
2. <i>Descrição da amostra</i>	29
2.1 Dados da literatura para NGC 3572 e NGC 3590	29
2.2 Mapas de extinção e distribuição de poeira	32
2.3 Observações SAMI	36
2.4 Gaia EDR3 e DR3	38
2.5 2MASS	38
3. <i>Metodologia e tratamento dos dados</i>	39
3.1 Metodologia adotada	39
3.2 Tratamento dos dados	42
3.2.1 Calibração astrométrica	42
3.2.2 Extração da PSF	45
3.2.3 Determinação do <i>background</i> e identificação das fontes	46
4. <i>Caracterização dos membros dos aglomerados</i>	49
4.1 Catálogo de prováveis membros, com base na pertinência cinemática	49
4.2 Estimativa de massas e idade	52
5. <i>Análise das emissões nebulares</i>	57

5.1	Destaque para as nebulosidades por meio de subtração entre imagens . . .	58
5.2	Razões de fluxo	63
5.2.1	A região central de NGC 3590	68
5.2.2	O glóbulo em fotoevaporação de NGC 3572	71
6.	Conclusões e perspectivas	77
	Referências	81
	Apêndice	87
A.	Tabela de dados	89
B.	NGC 3572 – Membros e Candidatas	91
C.	NGC 3590 – Membros e Candidatas	97
D.	Campos de exposição SAMI	103
E.	As Funções IMCALC e IMARITH do Pyraf	107
F.	Correção do deslocamento entre imagens	109
G.	Inicialização do StarFinder via terminal	111
H.	A função XYAD na conversão dos dados	113

Introdução

Este primeiro capítulo é dedicado a apresentar uma revisão da literatura contendo os resultados recentes relacionados aos nossos objetos de estudo.

As regiões de formação estelar na Via Láctea, assim como em outras galáxias, apresentam uma grande variedade de características do ponto de vista estrutural e energético. Decifrar os cenários mais exóticos de formação de estrelas é um dos grandes desafios astrofísicos da atualidade, buscando elucidar problemas que afetam a formação e os primeiros estágios evolutivos de discos protoplanetários, bem como a estrutura e a evolução da Galáxia.

O estudo da formação estelar tem se beneficiado muito com o avanço nas técnicas de aquisição de dados observacionais em multi-bandas. Um dos exemplos foi a confirmação de que a distribuição típica do material interestelar frio ocorre na forma de grandes estruturas filamentárias nas nuvens moleculares (e.g. [André et al., 2010, 2014](#)). Esse tipo de resultado foi alcançado com base nos dados do Observatório Espacial *Herschel* ([Pilbratt et al., 2010](#)) em imageamentos infravermelhos e milimétricos de diversas regiões bem conhecidas, como por exemplo Taurus (e.g. [Ward-Thompson et al., 2016](#)), Chamaeleon (e.g. [Alves de Oliveira et al., 2014](#)), e Orion (e.g. [Monsch et al., 2018](#)) entre outras. Para ilustrar a complexidade observada na distribuição de nuvens densas em regiões de formação estelar, a Figura 1.1 apresenta uma imagem obtida no infravermelho pelo *James Webb Space Telescope* (JWST) na região de Carina, em particular mostrando detalhes das cavidades formadas nas proximidades do aglomerado aberto NGC 3324.

Apesar dessas importantes descobertas que propiciam um melhor entendimento das condições iniciais dos núcleos densos das nuvens e objetos pré-estelares, ainda permanecem muitas questões em aberto a respeito da relação entre os aglomerados estelares jovens e

as suas respectivas nuvens-mães. Por exemplo: a estrutura geométrica inicial da nuvem é necessariamente desfeita depois da formação do aglomerado? Seria apenas coincidência a semelhança das sub-estruturas das nuvens e a dos aglomerados? Ou seria indicação de que as estruturas estão fisicamente relacionadas? Qual é a correlação da massa total dos aglomerados e a massa do gás nas nuvens, e os efeitos de perda de massa em função da distribuição de estrelas massivas? Como a expulsão do gás afeta a cinemática e a evolução dinâmica dos aglomerados jovens associados a fontes ionizantes?

Aglomerados estelares compõem todos os tipos de galáxias e são fundamentais na formação e evolução de estruturas tanto de maior escala – como a própria galáxia hospedeira –, quanto menor – como em sistemas planetários. Em especial, os aglomerados estelares jovens (ou abertos), que estão associados a berços de formação estelar, são contribuintes para o enriquecimento químico da galáxia hospedeira.

Entretanto, os processos envolvidos na formação dos aglomerados, as condições iniciais do ambiente em que se desenvolvem e a descrição dos diferentes cenários de evolução e impacto desses objetos no meio ainda são questões em discussão.



Figura 1.1: Primeira visão da região de formação estelar NGC 3324 na Nebulosa de Carina pelo JWST em 3 de junho de 2022 no infravermelho-próximo. Observe a quantidade de detalhes revelados quanto à distribuição das densas nuvens de gás e poeira e estrelas submersas nessas regiões. Grande parte das fontes estelares obscurecidas do aglomerado NGC 3324 puderam ser observadas pela primeira vez por meio desse telescópio espacial.

1.1 Características das nuvens interestelares: gás neutro e gás ionizado

Em escalas galácticas, o hidrogênio é o elemento dominante, contribuindo com cerca de 75% da matéria bariônica existente (Burbidge et al., 1957). Este elemento é fundamental na caracterização dos ambientes astrofísicos, inclusive, dos aglomerados estelares. O hidrogênio atômico presente nessas regiões pode ser observado tanto em sua forma neutra (HI) quanto ionizada (HII).

Em regiões permeadas por hidrogênio atômico em sua forma neutra, podem ocorrer transições radiativas entre 2 níveis hiperfinos do estado fundamental. Estas transições estão associadas a uma inversão no spin do elétron com relação ao spin do próton em seu núcleo. A radiação emitida devido a essa transição é equivalente à diferença de energia entre os estados associados, isto é, $E_{21cm} = 5.9 \times 10^{-6} eV$, sendo 21.11 cm o comprimento de onda característico dessa transição, como é mais conhecida (Maciel, 2002). Porém, a probabilidade da transição da linha de 21 cm ocorrer espontaneamente é baixíssima. O tempo de vida da transição para o nível de mais alta energia, por exemplo é da ordem de 10^7 yr. Apesar de ser uma transição rara devido à grande escala de tempo associada, a alta abundância de hidrogênio presente nas nuvens interestelares permite que a emissão da linha de 21 cm possa ser facilmente detectada. Quando supomos que o hidrogênio está distribuído uniformemente, a detecção da emissão do HI torna-se um importante parâmetro para traçar a dinâmica e morfologia destas regiões.

Já em regiões HII – que são regiões associadas a nuvens de gás e poeira –, devido a presença das estrelas massivas, o gás encontra-se em grande parte ionizado, podendo ser detectado observacionalmente em diversas faixas de comprimento de onda, desde o rádio até raios-X, sendo o tipo de emissão característico a emissão em linhas com a presença de um contínuo fraco. As linhas marcantes destas regiões estão associadas majoritariamente aos íons dos elementos hidrogênio, oxigênio, nitrogênio e enxofre (Rybicki e Lightman, 1979; Zaritsky et al., 1994). Com exceção do hidrogênio, todas as demais linhas são originárias de processos conhecidos como transições proibidas, isto é, transições em que a probabilidade de ocorrer a desexcitação espontaneamente é baixíssima. Em laboratório, esse tipo de emissão é associado à colisão entre partículas (elétrons e íons), no entanto, devido à baixa densidade, no meio interestelar a desexcitação é radiativa com a emissão de um fóton visível. A emissão associada ao hidrogênio deve-se aos processos de recombinação

próton-elétron e produz a série de Balmer observada em comprimentos de onda do visível, por exemplo. Já a contribuição devida à emissão contínua é produzida principalmente por emissão *bremsstrahlung* térmico dos elétrons em rádio e emissão térmica no infravermelho devida aos grãos de poeira (Maciel, 2002).

Estudos mais recentes (Ferrero et al., 2020) têm mostrado que os chamados *knots*, isto é, regiões de maior adensamento de H_2 , estão associados à excitação por choque. Uma vez que elementos distintos possuem potenciais de ionização distintos, a quantificação do fluxo emitido por cada elemento pode nos fornecer evidências do estado de ionização do material. Para tanto, a utilização de métodos empíricos, como os utilizados nos trabalhos citados na Seção 1.3, é uma ferramenta que tem se mostrado bastante eficiente. A correlação do fluxo emitido em diferentes bandas é um destes métodos e tem sido amplamente utilizado como parâmetro para se estimar o grau de ionização do gás presente em regiões H II, utilizando-se principalmente as linhas $H\alpha$, [S II] e [O III], todas estas associadas às transições de interesse deste trabalho.

1.2 Aglomerados estelares jovens e sua relação com as respectivas nuvens originais

No artigo de revisão de Portegies Zwart et al. (2010), que aborda os processos dinâmicos em aglomerados jovens massivos, são discutidos os vínculos nos modelos em geral adotados por simplicidade. Por exemplo, o uso da condição de equilíbrio dinâmico (virial) como ponto de partida das simulações. No equilíbrio virial a razão das energias cinética e potencial é dada por $\alpha_{vir} = T/U = 0.5$. Portegies Zwart et al. (2010) argumentam que não há razão física para essa condição inicial. Isso porque a expulsão do gás que marca o final das primeiras fases da formação estelar deixa o aglomerado fora do equilíbrio e muito provavelmente não-ligado gravitacionalmente (e.g. Hills, 1980). A escala de tempo envolvida para o retorno ao equilíbrio virial pode ser comparável ao tempo em que a estrutura do aglomerado será modificada pela perda de massa devida à evolução estelar.

As questões acima levantadas se referem apenas a alguns dos temas intrigantes da formação estelar que requerem estudos aprofundados tanto do ponto de vista teórico como observacional. Nosso objetivo é contribuir com uma parte desse estudo, explorando algumas das características estruturais, relacionadas ao processo de formação e aos primeiros

estágios evolutivos dos aglomerados estelares jovens.

Em um estudo da estrutura fractal de 25 aglomerados embebidos, [Gregorio-Hetem et al. \(2015\)](#) investigaram a distribuição espacial das estrelas por meio do parâmetro Q , proposto por [Cartwright e Whitworth \(2004\)](#). Esse parâmetro é uma forma de quantificar as sub-estruturas encontradas na geometria dos aglomerados, por meio da expressão $Q = \bar{m}/\bar{s}$, onde os parâmetros \bar{m} e \bar{s} relacionam-se respectivamente à densidade superficial da distribuição e à distância média entre pontos. As medidas são realizadas sobre a distribuição de pontos ligados entre si de forma a construir uma árvore (*minimum spanning tree*) cuja soma do comprimento de todas as linhas conectando os pontos seja mínima. Um valor do parâmetro $Q < 0.8$ indica a presença de sub-estruturas fractais, enquanto que uma distribuição superficial mais centralmente condensada resultará em $Q > 0.8$.

[Parker \(2018\)](#) calculou os parâmetros da estatística fractal para a região de Orion B, que foram comparados com as simulações de regiões apresentando diferentes geometrias. Um exemplo é mostrado na Figura 1.2, em que as sub-estruturas observadas na distribuição espacial das condensações em NGC 2068/NGC 2071 são bem representadas pelo valor de $Q = 0.65$, enquanto que sua posição no gráfico coincide com as simulações de regiões com dimensão fractal $D = 2$, que é bem distinta das demais regiões, particularmente as que mostram perfil de densidade radial ($Q > 0.8$).

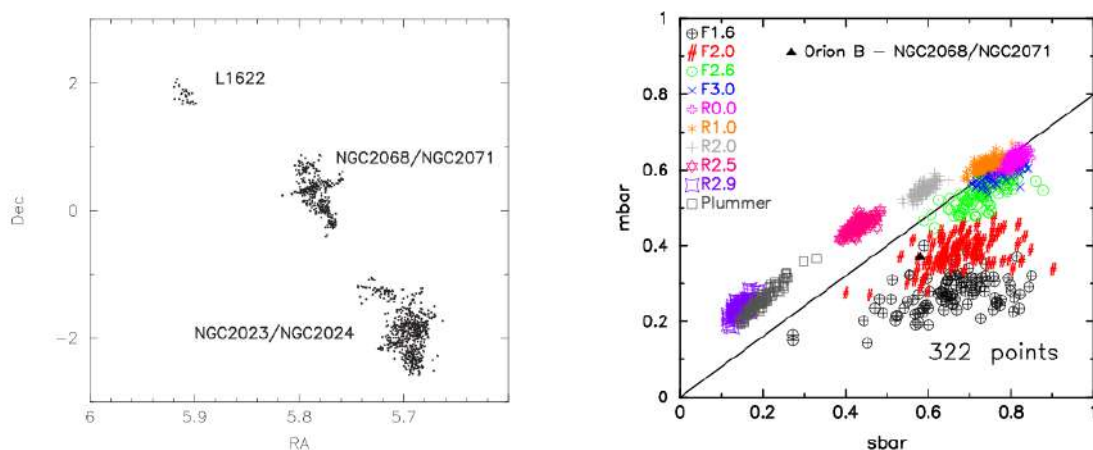


Figura 1.2: Resultados observados na região de Orion B (gráfico da esquerda, extraído da Fig. 1 de [Parker 2018](#)), mostrando a distribuição espacial das condensações (*dense cores*). A figura da direita (Fig. 4 de [Parker 2018](#)) mostra as simulações obtidas para regiões de formação estelar com diferentes geometrias, onde as distribuições fractais são representadas por F1.6 (muitas sub-estruturas) até F3.0 (distribuição uniforme) e os perfis de densidade radial indicados por R2.9 (distribuição centralmente concentrada) até R0 (uniforme).

No trabalho de [Gregorio-Hetem et al. \(2015\)](#), cerca de metade da amostra mostrou uma coincidência da geometria dos aglomerados com a estrutura filamentária das nuvens que se encontram na direção dos mesmos. Os baixos valores da dimensão fractal medida nessas nuvens, que são provavelmente associadas com os aglomerados estudados, mostram sub-estruturas na distribuição do material denso. Os resultados foram comparados com os modelos teóricos de [Parker e Dale \(2013\)](#). Esses autores utilizam simulações de N-corpos para avaliar distribuições de pontos que reproduzem aglomerados e nuvens artificiais. [Gregorio-Hetem et al. \(2015\)](#) verificaram que seus resultados são similares aos modelos que adotam condições iniciais superviriais. A presença de estrelas massivas, como fontes ionizantes afetando o processo de formação e evolução do aglomerado, também é uma das condições iniciais dos modelos que melhor reproduzem o que se observou nos aglomerados estudados. A Figura 1.3 apresenta um exemplo das simulações de [Parker et al. \(2014\)](#) que adotam condições iniciais superviriais ($\alpha_{vir} = 1.5$) e uma região de formação estelar sub-estruturada, com dimensão fractal $D = 1.6$.

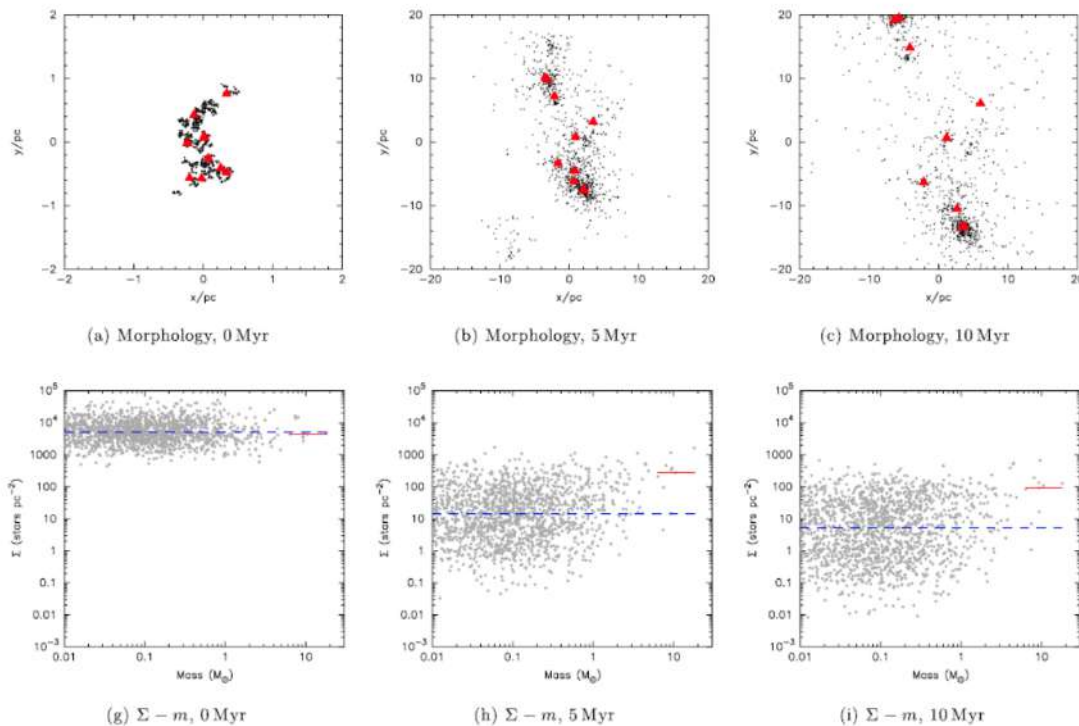


Figura 1.3: Exemplo de simulações de N-corpos mostrando a evolução de aglomerados estelares ao longo de 10 Myr (extraído da Fig. 2 de [Parker et al. 2014](#)). Os painéis (a,b,c) representam a distribuição espacial em cada fase evolutiva. Os painéis (g, h, i) comparam a distribuição da densidade superficial local (estrelas pc^{-2}) em função da massa de todas as estrelas do aglomerado. O valor médio de Σ_{all} é representado pela linha pontilhada em azul e das 10 estrelas mais massivas (Σ_{10}) pela linha cheia vermelha.

Mais recentemente, [Hetem e Gregorio-Hetem \(2019\)](#) estenderam o estudo da estatística fractal para uma amostra maior de aglomerados, incluindo associações e aglomerados em expansão (além dos embebidos, estudados anteriormente). Nesse caso, foi adotada uma técnica mais robusta para identificar as estrelas pertencentes aos aglomerados, por meio dos dados astrométricos e cinemáticos do Gaia-DR2 ([Gaia Collaboration et al., 2018](#)). Mesmo trabalhando com uma amostra de 50 aglomerados e incluindo uma maior diversidade de objetos, comparada com o trabalho de [Gregorio-Hetem et al. \(2015\)](#), os resultados mais recentes também mostram a tendência de sub-estruturas correspondendo aos modelos que adotam condições superviriais.

Com a motivação de explorar as sub-estruturas e a evolução dinâmica dos objetos de nosso interesse, a Seção 1.3 descreve alguns trabalhos relacionados com o uso de dados obtidos em diferentes bandas, combinados para revelar as características do meio ambiente dos aglomerados jovens.

1.3 Estudos multi-bandas de regiões de formação estelar

O estudo de regiões de formação estelar tem se tornado cada vez mais promissor – na Via Láctea, em especial – uma vez que o avanço das técnicas de aquisição de dados em multi-bandas tem propiciado cada vez mais o fornecimento de dados com maior resolução. Para ilustrar a qualidade de dados obtidos, apresentamos na Figura 1.4 imagens de arcos gravitacionais observados com o *SOAR Adaptive Module Imager* (SAMI), *Hubble Space Telescope* (HST) e *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS).

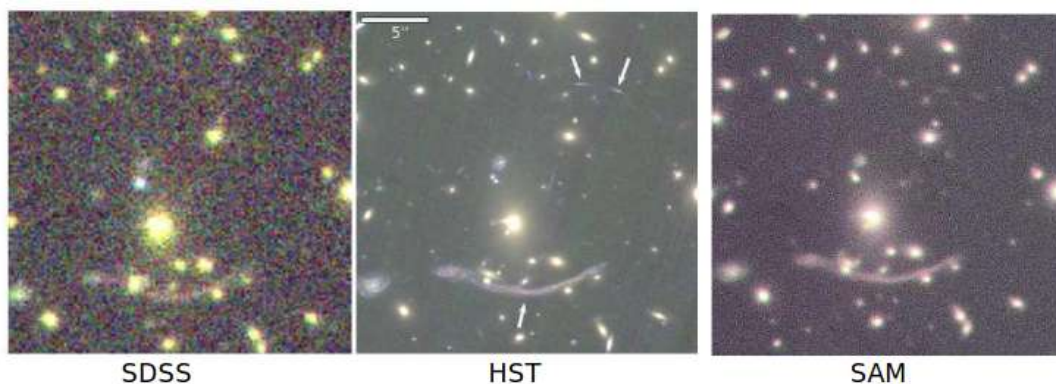


Figura 1.4: Comparação da qualidade de imagem fornecida por diferentes instrumentos (SDSS, HST e SAM). Para fins de ilustração, apresenta-se imagens da galáxia Abell 370 nas quais é possível notar a presença de arcos gravitacionais. Observe que a qualidade dos dados extraídos pela SAMI de objetos do céu profundo pode ser equiparada à do HST. Fonte: [Tokovinin et al. \(2016\)](#).

Dentre as regiões que têm sido melhor exploradas graças a tais avanços, destacamos a região de Carina, uma das maiores regiões de formação estelar da Via Láctea (Molina-Lera et al., 2016), composta por uma variedade de aglomerados muito próximos entre si.

Regiões de formação estelar, como a de Carina, são constituídas majoritariamente por estrelas jovens imersas em nuvens moleculares gigantes que possuem uma estrutura complexa ainda não completamente compreendida. Rebolledo et al. (2020) apresentaram observações em alta resolução espacial do ALMA (*Atacama Large Millimeter/submillimeter Array*) para caracterizar os efeitos de *feedback* das estrelas massivas (fontes ionizantes) presentes em duas regiões centrais da Nebulosa de Carina. Seus estudos mostraram que o *feedback* destas estrelas pode influenciar efetivamente no processo de fragmentação dos aglomerados.



Figura 1.5: Imageamento realizado pelo MPG/ESO dos aglomerados NGC 3572 e NGC 3590, da esquerda para direita. A composição de cores foi realizada nas bandas B(azul), V(verde), R(amarelo) e H α (vermelho), num campo de $29.79' \times 19.62'$ e $34.34' \times 24.11'$, respectivamente. Créditos: ESO/G. Beccari.

Os objetos NGC 3572 e NGC 3590, alvos selecionados para o nosso estudo (vide a Fig. 1.5), foram previamente estudados por Molina-Lera et al. (2016) em um conjunto de dados de 6 aglomerados abertos localizados na região de Carina; por Smith et al. (2003), trabalho no qual foi discutida a natureza de um objeto nebuloso localizado em NGC 3572; e por Hetem e Gregorio-Hetem (2019), em um estudo que ampliou as amostras de trabalhos anteriores (Gregorio-Hetem et al., 2015) analisando um conjunto de 50 aglomerados estelares jovens que inclui NGC 3572 e NGC 3590. Neste estudo, por meio do uso de dados fornecidos pelas missões Gaia e 2MASS, diversos parâmetros estelares – como idade e massa – foram determinados para as fontes pontuais, além de realizada uma análise detalhada da estrutura fractal avaliada para a distribuição espacial dessas fontes. Entre

seus resultados, foi concluído que parece não haver variação dos parâmetros da estatística fractal destes objetos com a idade.

Além disso, em trabalhos como o de [Preibisch et al. \(2011\)](#) e [Correnti et al. \(2012\)](#) foram realizados estudos a cerca das populações estelares de diversos outros aglomerados estelares que compõem a região de Carina por meio do imageamento no infravermelho próximo usando a câmera HAWK-I/VLT (*Very Large Telescope*).

No entanto, nenhum dos estudos citados abordou a estrutura da componente gasosa dos respectivos aglomerados como um todo.

Um estudo detalhado das condições do gás associado aos aglomerados pode nos trazer informações valiosas a respeito das propriedades de aglomeração da região, seu equilíbrio virial e os possíveis efeitos da presença de estrelas massivas. Para responder tais questões se faz necessária a comparação entre as distribuições de gás neutro e ionizado.

Para esse fim, nosso grupo realizou observações de imageamento com o telescópio SOAR na direção de 11 aglomerados estelares jovens associados a nuvens moleculares. A proposta foi inspirada na metodologia usada por [Loh et al. \(2011\)](#) que estudaram a distribuição da estrutura filamentária da Nebulosa do Caranguejo. Eles usaram o SOAR para obter com a câmera infravermelha Spartan mapas da emissão de H_2 e $Br\gamma$. Os mapas no infravermelho próximo (NIR) obtidos com filtros de banda estreita foram comparados com os mapas de [SII] e [OIII] que [Loh et al. \(2011\)](#) extraíram das imagens de arquivo do HST. Eles encontraram que as condensações de H_2 (*knots*) são principalmente associadas com regiões de alta razão [SII]/[OIII], que é uma boa indicadora da ionização do gás.

Como um outro exemplo aplicado em um ambiente astrofísico diferente do presente trabalho, [Riaz et al. \(2017\)](#) e [Heathcote et al. \(1996\)](#) realizaram um estudo em grande escala dos jatos emitidos pelos objetos Herbig-Haro HH 1165 e HH 47, respectivamente, por meio de uma abordagem semelhante à de [Loh et al. \(2011\)](#).

Em seu trabalho, [Riaz et al. \(2017\)](#) realizaram imageamento com a SOAR/SAMI, associado à espectroscopia com o VLT/UVES e SOAR/GHTS. O imageamento foi realizado nos filtros $H\alpha$ (6563 Å), R (6550 Å) e [SII] (7638 Å), sendo os dados correlacionados de forma a realçar as nebulosidades através de operações aritméticas, isto é, soma ou divisão entre imagens em diferentes bandas.

[Ferrero et al. \(2020\)](#) apresentaram um estudo multiespectral dos objetos Herbig-Haro HH 137 e HH 138, localizados na região do Complexo de Carina. Neste estudo detalhado,

o grupo identificou que os *knots* estão associados a regiões de excitação por colisão.

Navarete et al. (2014, 2015) usaram o SOAR com a câmera infravermelha Spartan para avaliar a morfologia da emissão H_2 ao redor de mais de 350 objetos estelares jovens massivos (MYSOs). Uma grande fração da amostra deles mostrou sub-estruturas na forma de jatos, como sinal da presença de acreção no processo de formação estelar, um diagnóstico que também pretendemos investigar nos aglomerados jovens previamente estudados por nós (Gregorio-Hetem et al., 2015; Hetem e Gregorio-Hetem, 2019).

Mesmo levando em conta que nossos aglomerados contém estrelas jovens (< 10 Myr) de baixa massa (estrelas T Tauri) em sua maioria, é interessante notar que Navarete et al. (2015) identificaram 80 MYSOs associados a aglomerados. Cerca de 45% da amostra apresenta emissão H_2 difusa, 28% têm condensações e 32% mostra jatos bipolares. Um cenário comparável é esperado para as regiões onde se encontram os aglomerados de nossa amostra, considerando que a acreção é um processo típico associado com as T Tauri.

Apesar da falta de dados de arquivo HST para nossa amostra, uma excelente resolução semelhante pode ser alcançada com o uso do SAMI. Assim, nosso grupo obteve imagens ópticas com filtros estreitos, tais como os que cobrem a emissão em [S II] e [O III], para os mesmos campos que temos imagens NIR obtidos com a Spartan. Dessa forma, podemos adotar a metodologia sugerida por Loh et al. (2011), pois a qualidade de imagem melhorada pela SAM é comparável com a resolução semelhante à das imagens HST, requerida para investigar as estruturas filamentárias esperadas na distribuição do gás ao redor dos grupos estelares selecionados por nós.

Um exemplo do uso do SAMI no estudo de YSOs (*Young Stellar Objects*) foi apresentado em 2015 por Briceño e Heathcote, que obtiveram uma imagem combinada (filtros $H\alpha$, [S II] e R) dos objetos Herbig-Haro HH 46/47 mostrando a estrutura detalhada de jatos bipolares (vide a Fig. 1.6). Como a emissão $H\alpha$ é uma das principais características esperadas na observação das estrelas T Tauri, bem como na emissão de nuvens associadas com estrelas massivas, o uso desse filtro fornece uma ferramenta importante para detectar atividade de acreção e os efeitos de fontes ionizantes nas regiões contendo os aglomerados de nossa amostra.

Embora as velocidades envolvidas nos processos associados à emissão de jatos nos objetos Herbig-Haro sejam dezenas de vezes maiores daquelas que esperamos encontrar no caso de nossa amostra, a metodologia aplicada no estudo comparativo das emissões $H\alpha$ e [S II]

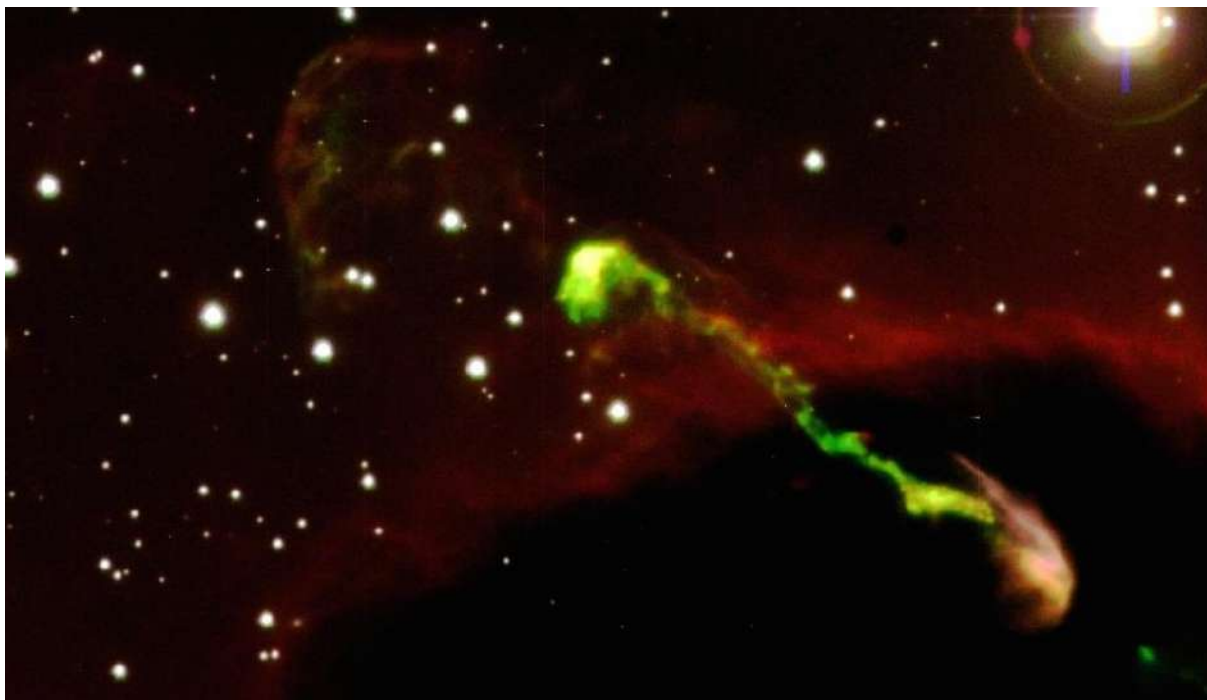


Figura 1.6: Imagem do objeto Herbig-Haro HH 46/47 com resolução de $\sim 0.45''$ (sob *seeing* de $0.9''$) obtida com a SAMI por Briceño e Heathcote (2015). Foram usados os filtros $H\alpha$ (em vermelho), [S II] (verde) e R (azul).

(e.g. Heathcote et al., 1996; Reipurth et al., 1997), pode trazer valiosas informações sobre a distribuição das regiões de baixa e alta excitação. Mais recentemente, no estudo do objeto HH 111, Cerqueira et al. (2015) avaliaram as linhas [OI], $H\alpha$, [N II], e [S II] detectadas por meio de espectroscopia de fenda longa com o GMOS (*Gemini Multi-Object Spectrograph*) no telescópio Gemini. Com base no mapeamento das emissões e na distribuição de velocidades, eles verificaram que o jato tem uma região mais interna com condições de mais baixa excitação que apresenta as velocidades mais altas, enquanto que a região mais externa do jato, circundante à região interna, mostra uma região de alta excitação em velocidades mais baixas.

Apesar de nossos dados fotométricos não proporcionem estimativas de velocidades, nossa proposta original foi mapear as distribuições de regiões de baixa ou alta excitação, bem como avaliar quais dessas regiões apresentam sub-estruturas filamentárias e/ou centralmente condensadas.

Descrição da amostra

Capítulo dedicado a fornecer detalhes quanto à base de dados do projeto, composta por observações dos aglomerados estelares NGC 3572 e NGC 3590 com o SOAR/SAMI e de dados públicos do Gaia DR3, 2MASS e WISE.

Os dados das observações referentes ao telescópio SOAR foram obtidos por nosso grupo em 2017 e fornecidos já contendo a pré-calibração. No total, dispomos de um conjunto de observações em diferentes filtros, com o objetivo de avaliar a emissão dos objetos do visível e do infravermelho próximo.

Apresentamos no Apêndice [A](#) uma tabela contendo detalhes a respeito do nosso conjunto de dados. O presente trabalho é dedicado à análise dos dados obtidos com o SOAR/SAMI. Na Seção [2.1](#) descrevemos os parâmetros conhecidos dos aglomerados em estudo. Nas Seções [2.2](#), [2.3](#) e [2.4](#) apresentamos dados da distribuição de poeira (WISE e 2MASS), nossas observações com a SAMI e dados Gaia (EDR3 e DR3), respectivamente.

2.1 Dados da literatura para NGC 3572 e NGC 3590

De acordo com os resultados apresentados por [Molina-Lera et al. \(2016\)](#), o aglomerado NGC 3572, de aproximadamente 3 Myr, está centrado em (RA = $11^h 10^m 27.4^s$, Dec = $-60^\circ 15' 40.2''$) (J2000). Possui uma extensão de 4.5' e está localizado à distância de ~ 3.1 kpc. Os estudos no infravermelho apontaram presença de objetos estelares jovens (YSOs). Os resultados do grupo mostraram que este objeto possui uma bem definida população de estrelas massivas na Sequência Principal.

Também de acordo com os estudos de [Molina-Lera et al. \(2016\)](#), o aglomerado NGC 3590, centrado em (RA = $11^h 12^m 58.4^s$, Dec = $-60^\circ 47' 25.0''$) (J2000), possui uma extensão de 4.0' e idade de aproximadamente 25 Myr. Estudos na região central do aglomerado, que contém

estrelas de tipo espectral B, permitiram estimar a distância em ~ 2.6 kpc. Assim como ocorre em NGC 3572, foi detectada a presença de uma população de estrelas azuis na Sequência Principal. Além disso, NGC 3590 é um objeto mais evoluído que o NGC 3572, o que sugere que a população estelar de NGC 3590 poderia ter sido contaminada por estrelas massivas do aglomerado vizinho, Trumpler 18.

Em 2010, Piatti et al. estudaram os aglomerados NGC 3590 e Hogg 12 detalhadamente. De acordo com seus resultados, ambos os aglomerados estão separados por uma distância de apenas 3.6 pc, além de possuírem idade, metalicidade e sofrerem efeitos de avermelhamento similares, tornando-os um dos sistemas binários OC (*Open Clusters*) mais próximos já identificados na nossa Galáxia.

Ainda mais recentemente, Vereshchagin et al. (2022) apresentaram um catálogo contendo 428 pares VBOC (*Visually Binary Open Clusters*) e CBOC (*Close Binary Open Clusters*) – pares fisicamente ligados que não excedam a distância de até 7 pc entre si. O grupo identificou 3 CBOCs (NGC 3590–Hogg 12; ASCC 19–UBC 17a; e Gulliver 6–UBC 17b), sendo o par NGC 3590–Hogg 12 descrito como o mais “promissor” entre eles. De acordo com os autores, os aglomerados possuem idade semelhante (30 Myr) e estão à apenas 3.6 pc de distância entre si.

Na literatura identificam-se cerca de 30 estrelas de tipo B na região com raio de 5' em torno de NGC 3590, das quais 17 coincidem com a área estudada no presente trabalho. A Tabela 2.1 mostra a lista destas estrelas, cujas distâncias estão na faixa de 2600 ± 200 pc e têm em média movimento próprio (-6.2 mas/yr, 1.2 mas/yr) compatível com os membros de NGC 3590. A última coluna da Tabela 2.1 indica se a estrela foi detectada nas imagens SAMI ou não. Nota-se que 7 objetos não passaram pelo processo adotado para identificação das fontes (vide Sec. 3.2.3). A ausência de uma delas em nosso catálogo de fontes detectadas é devida à sua posição na borda do campo observado. Nos outros casos, pode ter ocorrido um problema de falha na extração fotométrica, dada a alta concentração de estrelas brilhantes nessa região. A possível influência destas estrelas na interação do aglomerado com o seu meio ambiente é também discutida no Cap. 4. A maioria dessas estrelas massivas foram estudadas no levantamento fotométrico (bandas UGR) realizado por Steppe (1977) em aglomerados abertos próximos a η Car. Apenas uma das estrelas deste levantamento (NGC 3590 #46) apresenta valores fora da faixa esperada para NGC 3590, indicando que provavelmente não seja membro do grupo. De fato, os dados Gaia para

este objeto fornecem movimento próprio e distância (~ 1500 pc) comparáveis às estrelas do tipo B associadas ao aglomerado Trumpler 18. Embora seja um grupo vizinho em termos de distribuição espacial ($RA = 11^h 11^m 18^s$, $Dec = -60^\circ 39.4'$), sua distância é cerca de 1 kpc mais próxima do observador do que NGC 3590, indicando que são grupos fisicamente separados.

Tabela 2.1 - Lista de estrelas massivas identificadas na literatura na região de NGC 3590 e NGC 3572.

	Nome	2MASS ID	V	SpType	p	μ_{RA}	μ_{Dec}	SAMI
NGC 3590	NGC 3590 #21	J11125915-6047344	12.60	B5V	0.357	-6.27	1.38	s
	NGC 3590 #3	J11130110-6047221	11.87	B4	0.372	-6.29	1.41	s
	HD 306185	J11125860-6047223	10.28	B1	0.412	-6.08	1.07	n
	NGC 3590 #22	J11125737-6047363	12.26	B5V	0.364	-6.06	1.04	s
	CD-60 3431	J11130212-6047086	10.49	B2	0.427	-6.39	1.12	n
	CPD-60 2674	J11130311-6047517	11.32	B4	0.378	-6.32	1.13	s
	HD 306186	J11130466-6047215	10.41	B8	0.378	-6.19	0.96	n
	NGC 3590 #4	J11125712-6047008	12.82	B4V	0.373	-6.07	1.03	s
	NGC 3590 #2	J11130335-6046576	13.33	B6V	0.367	-5.92	1.08	s
	NGC 3590 #8	J11130089-6046406	14.17	B9V	0.403	-6.15	1.00	s
	NGC 3590 #10	J11130619-6047010	13.04	B5V	0.399	-6.11	0.99	s
	NGC 3590 #5	J11125885-6046361	13.43	B6V	0.373	-6.20	1.07	n
	NGC 3590 #11	J11130942-6047179	12.20	B1	0.380	-5.97	1.17	s
	NGC 3590 #30	J11125133-6046579	13.59	B9V	0.453	-5.97	1.23	n
	NGC 3590 #32	J11125230-6046322	12.79	B5V	0.350	-6.22	1.13	s
	CPD-60 2666	J11125028-6046255	10.39	B3	0.402	-6.17	1.08	n
NGC 3590 #46	J11130582-6045506	12.07	B8	0.673	-8.13	2.87	n	
NGC 3572	HD 97207	J11102849-6016114	9.63	B	0.363	-6.530	2.043	s
	HD 97206	J11102526-6016349	9.63	B	0.398	-6.216	1.970	s
	NGC 3572 #48	J11102682-6013429	9.58	B0/3 O7.5IV	0.399	-6.260	2.270	s
	HD 97166	J11100597-6014570	8.91	+ O9III	0.364	-6.402	2.220	n

No que se refere a estrelas mais massivas (de tipo O), apenas UCAC4 146-075069 ($RA = 11^h 12^m 53^s$, $Dec = -60^\circ 50' 45''$) é encontrada nas proximidades da região, porém seus dados de movimento próprio não são compatíveis com o aglomerado. Além disso, sua posição está fora do campo coberto pelo SAMI (vide Sec. 2.3), desta forma sua presença não afeta a análise das imagens neste trabalho.

Para NGC 3572 são encontradas apenas 6 estrelas de tipo O ou B em um raio de 5' em torno do centro do aglomerado, sendo que 4 delas coincidem com a área estudada neste trabalho, e também estão listadas na Tabela 2.1. A mais massiva é HD 97166, classificada como binária espectroscópica de tipo O7.5IV+O9III (Sota et al., 2014), cujos dados astrométricos e cinemáticos indicam a associação com o aglomerado. Por se encontrar na borda das imagens estudadas no presente trabalho, essa estrela massiva não aparece na lista de objetos identificados pela SAMI, porém sua presença nas proximidades é discutida na análise das imagens (vide o Cap. 5).

Além disso, natureza do objeto nebuloso que aparece na região central de NGC 3572 foi discutida por Smith et al. (2003). Neste trabalho, o grupo apresenta evidências da verdadeira origem do objeto nebuloso em torno da fonte MSX5C G290.7124+00.1942, detectada pelo satélite *Midcourse Space Experiment* (MSX, Egan et al. 1999), e designada 2MASS J11102480-6015321 em nosso catálogo de fontes. Inicialmente identificada como nebulosa planetária (PN G290.7+00.2), a estrutura foi descrita pelo grupo como uma “*nebulosa fotoevaporante*” (*Photoevaporating Globule*). Maiores detalhes são fornecidos na Seção 5.2.2.

2.2 Mapas de extinção e distribuição de poeira

A distribuição de material interestelar na direção dos aglomerados foi inspecionada a partir de mapas de extinção visual (A_V) obtidos do *Atlas and Catalog of Dark Clouds*. Trata-se de um levantamento para todo o céu produzido por Dobashi et al. (2005), determinando níveis de A_V com base nos dados ópticos (visível) a partir das imagens do DSS (*Digital Sky Survey*), com resolução de $\sim 2'$ por pixel. A Figura 2.1 mostra o mapa de A_V cobrindo uma área de $2^\circ \times 2^\circ$, na região onde se encontram os aglomerados NGC 3590 e NGC 3572. Para comparação com aglomerados vizinhos (mencionados na Seção 2.1), são também mostradas as posições de Hogg 12 e Trumpler 18.

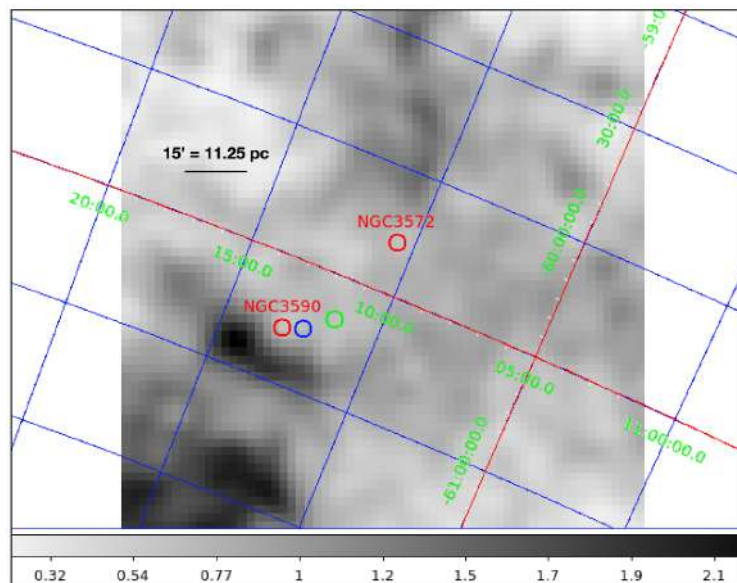


Figura 2.1: Mapa de extinção visual (A_V) obtido a partir dos dados DSS (Dobashi et al., 2005). A posição dos aglomerados em estudo é indicada por círculos vermelhos (raio de $2'$) e os círculos azul e verde indicam os aglomerados vizinhos, Hogg 12 e Trumpler 18, respectivamente. As linhas azuis mostram as coordenadas equatoriais próximas de $RA = 11^h05'$ e $Dec = -60^\circ30'$ (linhas vermelhas).

A Figura 2.2 também apresenta a distribuição de A_V com base na imagem DSS, mostrando em coordenadas galácticas uma região ampliada (*zoom*) da Fig. 2.1. De acordo com esse mapa, as medidas de extinção para NGC 3572 estão na faixa de $A_V = 0.65$ a 0.76 mag, e para NGC 3590 a variação é de 0.6 a 0.88 mag.

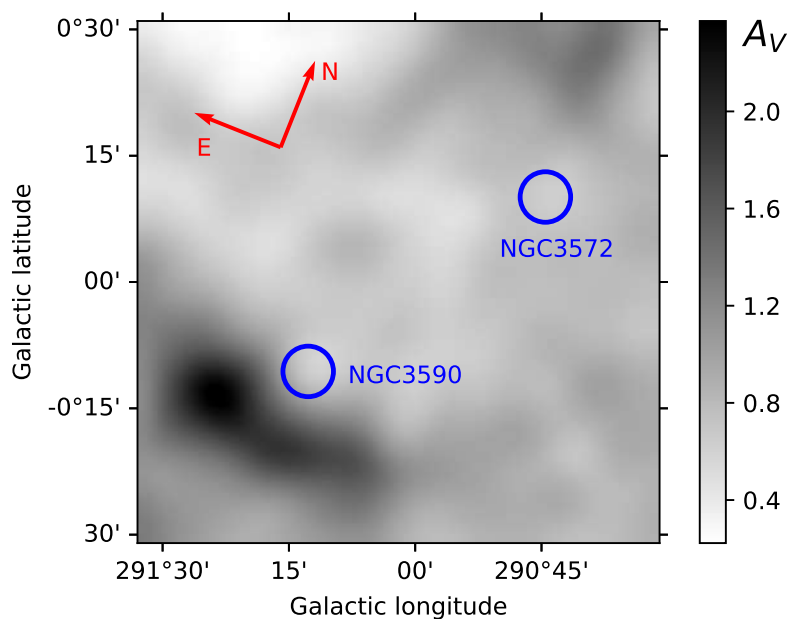


Figura 2.2: Mapa de extinção visual (A_V) obtido a partir dos dados DSS, mostrado em coordenadas galácticas. As flechas vermelhas indicam a orientação das coordenadas equatoriais. A imagem foi suavizada com uma função SPLINE.

Um levantamento semelhante, com base nos dados do infravermelho próximo do catálogo 2MASS (*Two Micron All Sky Survey*, [Skrutskie et al. 2006](#)) foi apresentado por [Dobashi \(2011\)](#) e [Dobashi et al. \(2013\)](#). Neste caso, os mapas de A_V foram obtidos a partir do excesso de cor $E(J-H)$, com resolução de cerca de $1'$ por pixel.

A Figura 2.3 mostra os níveis de A_V estimados a partir dos dados 2MASS cobrindo a área de $2^\circ \times 2^\circ$, semelhante à região mostrada na Fig. 2.1, porém apresentada em coordenadas galácticas. Mesmo com melhor nível de detalhamento, nota-se que tanto NGC 3572 como NGC 3590 encontram-se em áreas com baixa extinção, com valores inferiores aos encontrados nos mapas DSS. Tal diferença provavelmente é devida aos diferentes métodos de estimativa de A_V , além das diferentes bases de dados.

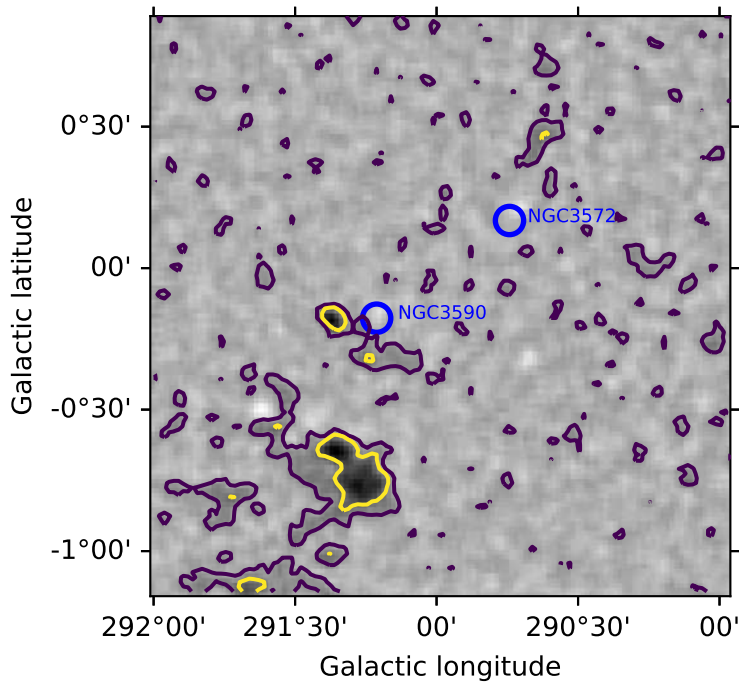


Figura 2.3: Mapa de A_V obtido a partir dos dados 2MASS ([Dobashi, 2011](#)). Os contornos indicam níveis de extinção maiores que 0.6 mag (roxo) e 1.8 mag (amarelo).

De acordo com [Dobashi \(2011\)](#), as nuvens – ou “*clumps*” – nas vizinhanças dos aglomerados em estudo estão separadas por distâncias angulares maiores que $10'$, conforme listado na Tabela 2.2, que fornece a distância do “*clump*” até o centro do aglomerado, o valor de A_V (no seu ponto de máximo) obtido a partir dos dados 2MASS; e as coordenadas (galácticas e equatoriais) do “*clump*”.

Tabela 2.2 - Posição das nuvens escuras mais próximas dos aglomerados, selecionadas do catálogo de Dobashi (2011).

Aglomerado	nuvem	distância	A_V (mag)	l, b ($^\circ$)	α, δ (J2000)
NGC 3572	1796	15.5'	1.85 ± 0.31	290.63, 0.45	11:10:36.5, -59:59:31
NGC 3590	H1803	12.4'	4.68 ± 0.28	291.40, -0.23	11:14:17.2, -60:52:29

A projeção dos aglomerados com relação às nuvens de fundo também pode ser inspecionada por meio dos dados no infravermelho médio obtidos do *survey* WISE (*Wide-field Infrared Survey Explorer*) que corresponde a comprimentos de onda mais sensíveis à emissão de poeira. A Fig. 2.4 mostra a visão geral da distribuição de poeira por meio da imagem WISE cobrindo uma área de $\sim 1^\circ \times 1^\circ$ na direção de NGC 3590 e NGC 3572.

Comparando-se as imagens obtidas em diferentes faixas de comprimento de onda, verifica-se uma boa concordância na distribuição de poeira e mapas de extinção, de acordo com o esperado. Nota-se que os aglomerados não se encontram embebidos nas nuvens, e sim nas vizinhanças das mesmas, confirmando os baixos níveis de extinção nestas direções.

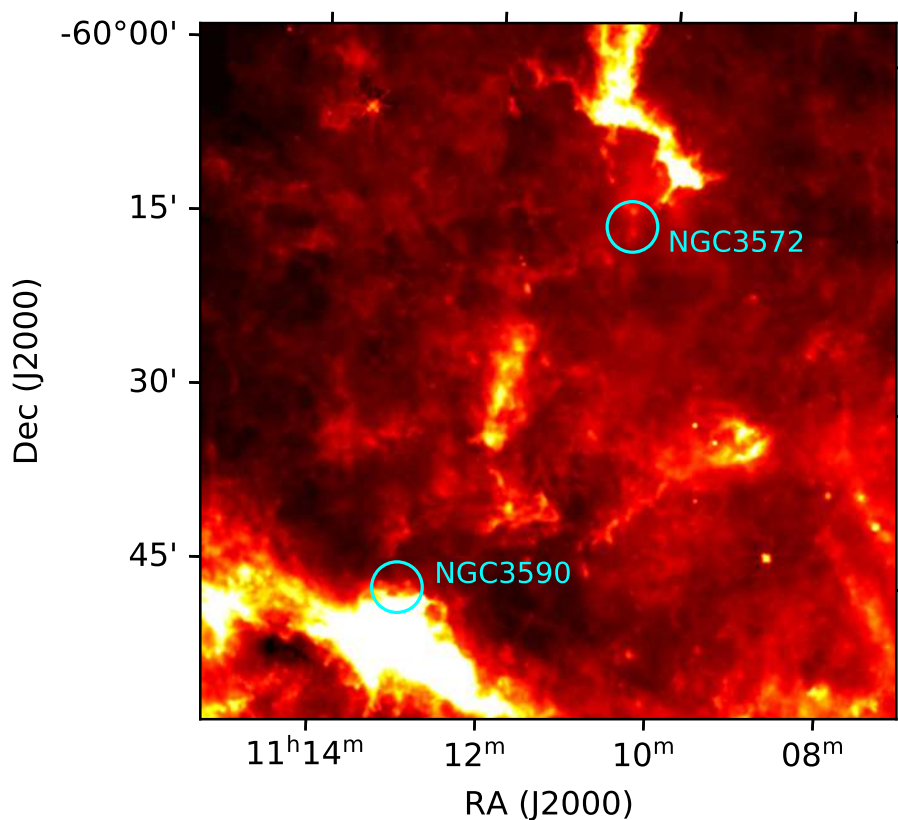


Figura 2.4: Imagem WISE obtida na banda de $12\mu\text{m}$ mostrando a boa correlação com a distribuição de poeira, revelada pelos mapas de A_V (Figs. 2.1 a 2.3). As circunferências evidenciam as regiões observadas pela SAMI.

2.3 Observações SAMI

A base de dados do projeto é composta por observações realizadas por nosso grupo em 2017 dos aglomerados estelares NGC 3572 e NGC 3590 com a câmera SAMI do telescópio SOAR. Dispomos de um conjunto de observações nas bandas R, H α , [S II] e [O III], avaliando a emissão dos objetos na faixa de ~ 500 nm a ~ 700 nm.

O Módulo de Óptica Adaptativa (SAM) é composto por um sistema de lasers associado ao telescópio de 4.1 m. O sistema visa compensar os efeitos da turbulência atmosférica através do acoplamento do laser UV à posição de uma estrela de referência no campo. O funcionamento do SAM é baseado no espalhamento Rayleigh atmosférico de um laser UV (Tokovinin et al., 2016), e seu uso traz inúmeras vantagens como por exemplo:

- A luz UV possui um espalhamento bem comportado, proporcional a λ^{-4} ;
- Fácil distinção entre os fótons UV e os fótons provenientes dos objetos de estudo;
- O sistema não produz perigos visuais, sendo seguro, por exemplo, para a circulação de aeronaves.

Em operação desde 2013, o SAM é capaz de cobrir uma área equivalente a 9 arcmin² do céu em diferentes regiões do espectro no óptico e infravermelho próximo, utilizando-se de filtros de bandas largas e estreitas. Detalhes dos filtros utilizados nas nossas observações estão apresentados na Tabela 2.3. Com exceção do filtro R, que é um filtro de banda larga e faz parte do conjunto UBVRI (Kron-Cousins), todos os demais são filtros de banda estreita e fazem parte do conjunto de filtros do CTIO (*Cerro Tololo Inter-American Observatory*).

Tabela 2.3 - Características dos filtros utilizados.

Filtro	R	H α	[O III]	[S II]
λ_C (nm)	628.9	656.3	501.9	673.8
$\Delta\lambda$ (nm)	192.2	7.5	5.0	5.0

O CCD de imageamento (SAMI) é utilizado em conjunto com o SAM e possui 4096×4112 pixels contínuos, que ocupam uma área física de $15 \mu\text{m}$ por pixel, sendo a escala da placa de $0.455''$ /pixel. Os dados SAM formam mosaicos de 5 frames com $3' \times 3'$ cada um.

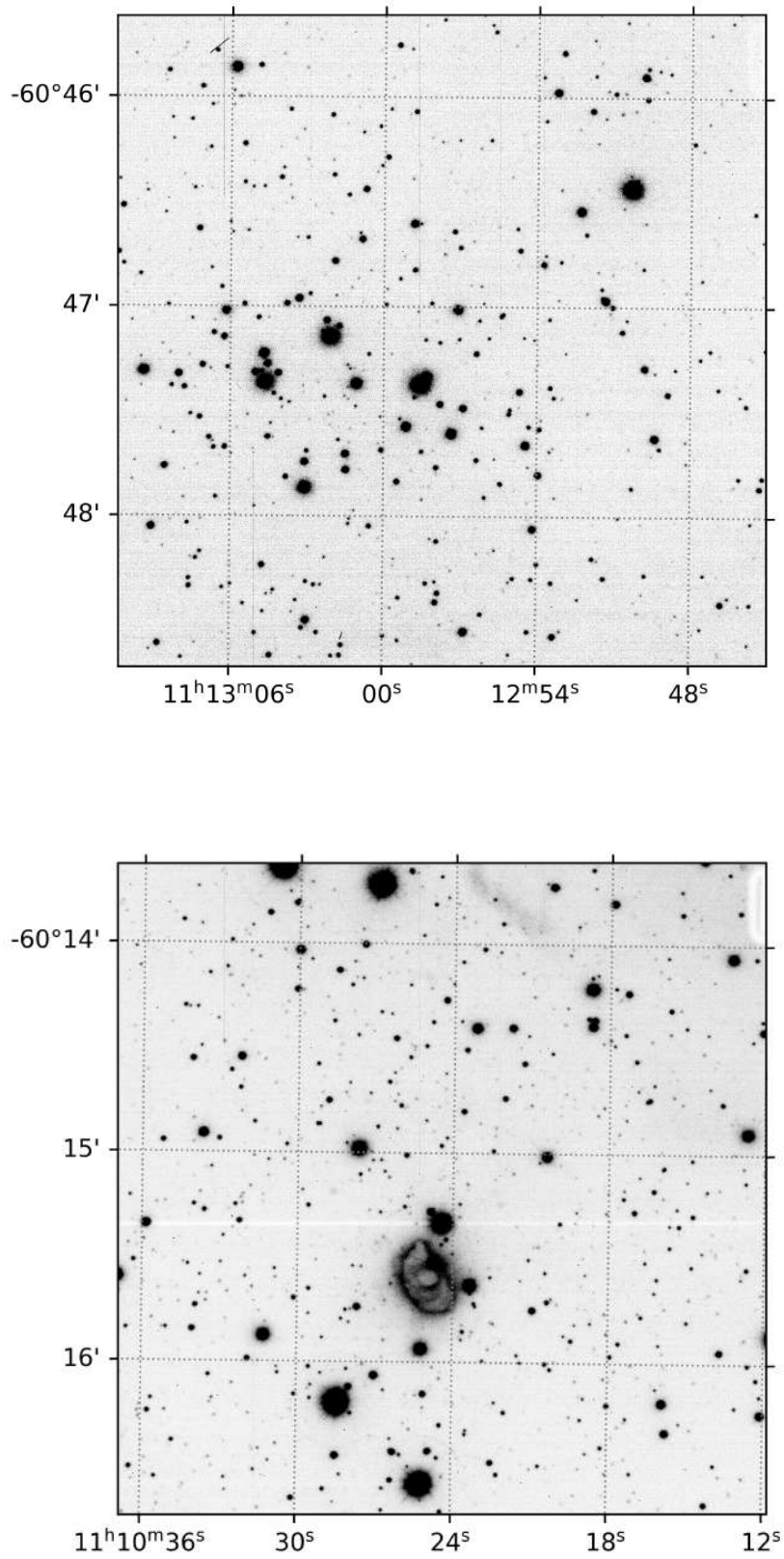


Figura 2.5: Exposições SAMI de NGC 3590 (cima) e NGC 3572 (baixo) no filtro $\text{H}\alpha$. Note a estrutura em forma de nebulosidade, previamente identificada como PN G290.7+00.2, na região central de NGC 3572.

2.4 Gaia EDR3 e DR3

As coordenadas equatoriais dos objetos, paralaxe, movimento próprio e magnitudes nas bandas G, G_{BP} e G_{RP} foram dados coletados a partir da missão espacial Gaia (Gaia Collaboration et al., 2022) para realizar a calibração astrométrica (Gaia EDR3) das exposições SAMI, excluir a presença de estrelas de campo na nossa amostra e confirmar a pertinência de estrelas associadas aos aglomerados (Gaia DR3). O método estabelecido para caracterizar a pertinência é baseado nas medidas em paralaxe e movimento próprio e está descrito na Seção 4. Seguindo as recomendações técnicas do Gaia, adotamos $RUWE < 1.4$ como critério de qualidade. Além disso, estabelecemos limites inferiores em paralaxe ($p > 0$) e sinal/ruído em paralaxe ($p/\sigma_p > 2.5$) e magnitudes ($m/\sigma_m > 5$) para evitar a presença de dados de baixa qualidade em nossa amostra. Adotamos os resultados fornecidos pelos algoritmos do *GSP-Phot Aeneas* para o fator de avermelhamento das fontes pontuais nas bandas G, G_{BP} e G_{RP} .

2.5 2MASS

Utilizamos a composição de cores do 2MASS (Kleinmann 1992) na direção da nossa amostra para realizar a etapa de calibração astrométrica em conjunto com dados do Gaia EDR3. A posição visual das estrelas foi o método adotado para se realizar o reconhecimento do campo. Dispomos da fotometria 2MASS nas bandas J, H e Ks para a produção de Diagramas Cor-Magnitude (Seção 4). Adotamos o padrão fotométrico AAA como critério de qualidade e limites inferiores para o sinal/ruído em magnitudes ($J_{SN}, H_{SN}, K_{SN} > 10$).

Metodologia e tratamento dos dados

Capítulo dedicado a descrever a metodologia adotada e procedimentos utilizados nas etapas de processamento e calibração astrométrica dos dados.

3.1 Metodologia adotada

Conforme destacado na Seção 1.3 adotamos uma metodologia similar à utilizada por Loh et al. (2011) para destacar nebulosidades em regiões da Nebulosa do Caranguejo e Heathcote et al. (1996) no objeto HH 47. Nesta seção descreveremos os métodos adotados da literatura aplicados a outros ambientes astrofísicos. Na Seção 3.2 são detalhados todos os procedimentos executados ao longo do projeto.

Heathcote et al. realizaram em 1996 um estudo do objeto Herbig-Haro HH 47 apresentando imagens detalhadas do objeto obtidas pelo HST nos filtros $H\alpha$ e $[S II]$.

As operações aritméticas entre imagens $H\alpha + [S II]$ e $H\alpha - [S II]$ foram utilizadas para evidenciar as diversas estruturas de HH 47. A razão $H\alpha/[S II]$ é descrita pelos autores como um método reconhecido na literatura frequentemente utilizado para diagnosticar força de choque. Alta razão $H\alpha/[S II]$ indica maiores velocidades associadas. A Figura 3.1 ilustra os resultados apresentados para HH 47.

Os arcos de Balmer observados no objeto HH 47 foram interpretados pelo grupo como ondas de choque no meio devido a distúrbios no jato. Contudo, baseados em modelos de choque radiativo, eles atribuíram o fato de os arcos apresentarem maior intensidade em $H\alpha$ a excitações colisionais do Hidrogênio na frente de choque.

A visualização de subestruturas como os arcos de Balmer são de extrema importância na caracterização do meio em torno do jato uma vez que o material pré-choque localizado à frente do filamento deve ser majoritariamente neutro para que haja a intensa – e brilhante

– emissão Balmer na frente de choque. Além disso, a emissão fraca e difusa em [SII] indica uma alta distância de resfriamento (*cooling distance*) por trás desses choques. Por fim, também concluíram que as velocidades dos choques devem ser suficientemente baixas para que o choque em si não ionize o meio pré-choque.

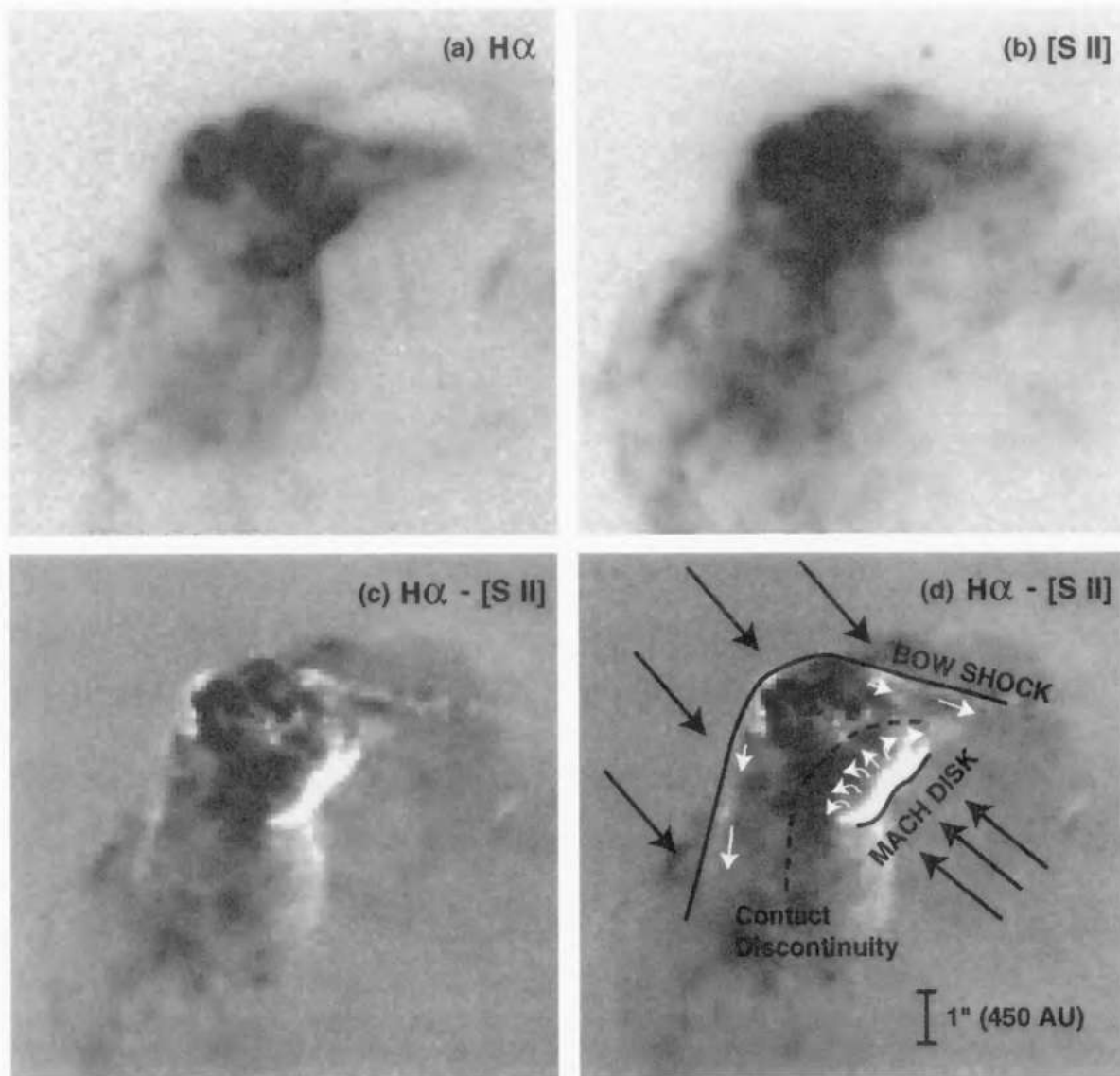


Figura 3.1: Visão detalhada do HH 47 em a) $H\alpha$, b) [SII], c) $H\alpha - [SII]$ e d) esboço das localizações das frentes de choques e distribuição do gás ao longo da superfície apresentado por [Heathcote et al. \(1996\)](#). Note os arcos que se sobressaem nas imagens c) e d) com a operação $H\alpha - [SII]$.

Em seu *survey* sobre a Nebulosa do Caranguejo [Loh et al. \(2010, 2011\)](#) sugerem que a emissão em H_2 em $2.12 \mu m$ observada é excitada colisionalmente pelas partículas térmicas uma vez que a fotoexcitação não é capaz de produzir linhas de H_2 tão fortes quando comparadas às de recombinação do [OI]. Foram construídos mapas por meio de observações

no infravermelho-próximo nos filtros Cont3 ($2.21 \mu\text{m}$), H_2 ($2.12 \mu\text{m}$) e $\text{Br}\gamma$ ($2.17 \mu\text{m}$) e comparando-os com as imagens ópticas do *Hubble Space Telescope* nas bandas $[\text{O III}] \lambda 5007$ e $[\text{S II}] \lambda 6717 + \lambda 6731$ e eles calcularam a razão entre fluxos para evidenciar as estruturas filamentárias da nebulosa.

A razão $[\text{S II}]/[\text{O III}]$ foi utilizada como parâmetro para avaliar a natureza dos *knots* através da comparação da distribuição espacial entre as emissões do gás molecular em H_2 e do gás ionizado. De acordo com os autores, a intensidade da razão $[\text{S II}]/[\text{O III}]$ é um bom indicador do parâmetro de ionização do meio se a razão S/O é constante e a nuvem tem uma frente de ionização $\text{H}^+ - \text{H}^0$.

Dentre seus resultados, o grupo concluiu que os *knots* observados em H_2 estão associados às regiões de alta fração $[\text{S II}]/[\text{O III}]$, isto é, regiões de gás de baixa ionização. A Figura 3.2 ilustra os resultados obtidos para a Nebulosa do Caranguejo.

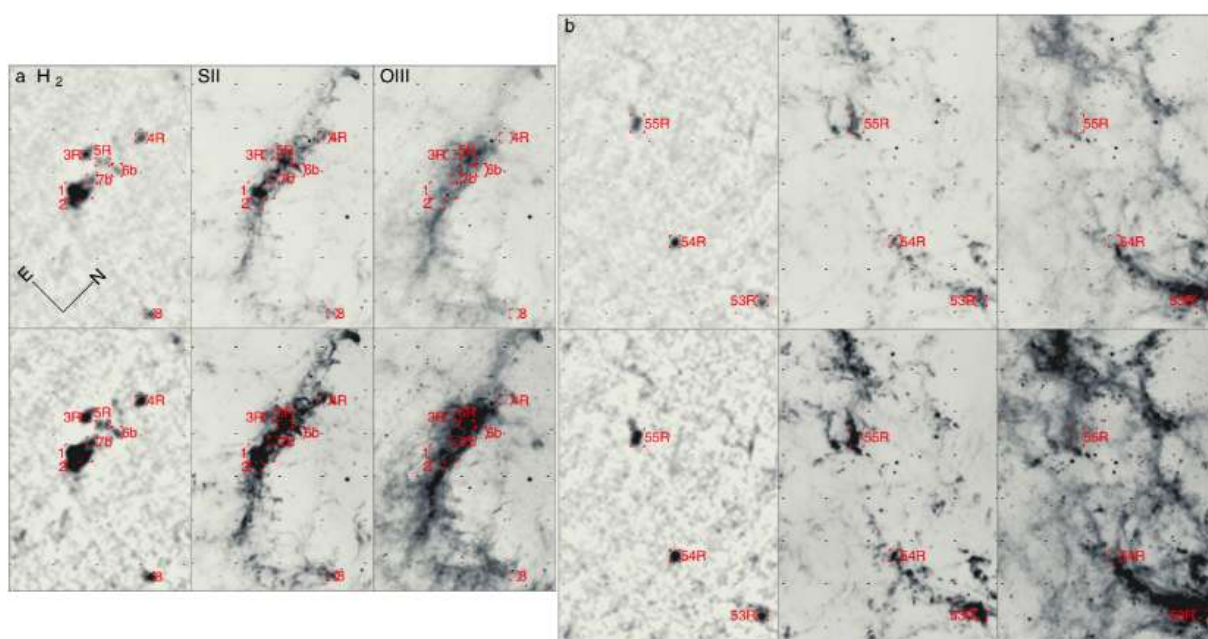


Figura 3.2: Resultados apresentados por Loh et al. (2011) a partir do estudo da nebulosa do Caranguejo. Os painéis a e b apresentam a disposição dos *knots* em H_2 , $[\text{S II}]$ e $[\text{O III}]$. Note as peculiaridades aparentes em cada filtro.

No estudo do objeto HH 111, Cerqueira et al. (2015) avaliaram as linhas $[\text{OI}]$, $\text{H}\alpha$, $[\text{N II}]$, e $[\text{S II}]$ detectadas por meio de espectroscopia de fenda longa (Gemini/GMOS) e observaram que: 1) os jatos apresentam maior largura conforme a velocidade radial diminui; 2) os jatos são mais estreitos quando observados por meio de linhas baixa excitação ($[\text{OI}]$ e $[\text{S II}]$) do que no caso das linhas de excitação mais alta ($\text{H}\alpha$ e $[\text{N II}]$) nas vizi-

nhanças de alguns *knots*; 3) a densidade eletrônica é sistematicamente maior para menores velocidades radiais.

3.2 Tratamento dos dados

As imagens utilizadas neste trabalho foram fornecidas pela equipe do SOAR já previamente processadas, de acordo com os procedimentos de redução e calibração dos dados SAMI descritos por [Fraga et al. \(2013\)](#). Os frames CCD são combinados pelo pacote MSCRED do IRAF que realiza a redução de imagens no padrão de mosaico. Foram também adotados os processos usuais de subtração de BIAS, correção de FLATFIELD e remoção de raios cósmicos. No Apêndice A é apresentada uma descrição dos dados observacionais (Tabela [A.1](#)).

Os dados foram fornecidos com uma pré-calibração astrométrica, obtida com o uso da tarefa ccmmap do IRAF, usando estrelas do catálogo 2MASS como referência. De acordo com [Fraga et al. \(2013\)](#) a precisão alcançada é melhor que 45 milisegundo de arco para as coordenadas. No entanto, nem todas nossas imagens tiveram uma calibração astrométrica adequada, provavelmente causada por incertezas inerentes ao processo automático de redução de dados. Desta forma, essa calibração foi refinada no presente trabalho, conforme apresentado na Seção [3.2.1](#).

3.2.1 Calibração astrométrica

A calibração astrométrica foi realizada no presente trabalho por meio do uso do *software Aladin* e com base nas posições astrométricas fornecidas pelo Gaia EDR3, disponibilizado em dezembro de 2020.

O procedimento adotado consistiu na utilização da imagem em cores do 2MASS sobreposta pelos dados do Gaia EDR3. Utilizamos as estrelas de campo que apresentam menor movimento próprio como filtro, isto é, objetos que apresentam menor variação de posição entre o intervalo de tempo em que foi realizada a nossa observação e o período em que foram realizadas as observações do Gaia. Desta forma, nossa calibração astrométrica não sofre relevantes variações de posição devido ao movimento próprio dos corpos utilizados para se realizar a calibração.

Selecionamos 7 estrelas com baixo movimento próprio, facilmente identificáveis em

ambas as imagens, SAMI e 2MASS, e que não apresentam saturação nos nossos dados. Para identificar as estrelas nos campos, definimos como guia alguns grupos de estrelas que se sobressaíam. Tais grupos, contendo 7 estrelas de referência estão apresentados na Figura 3.3.

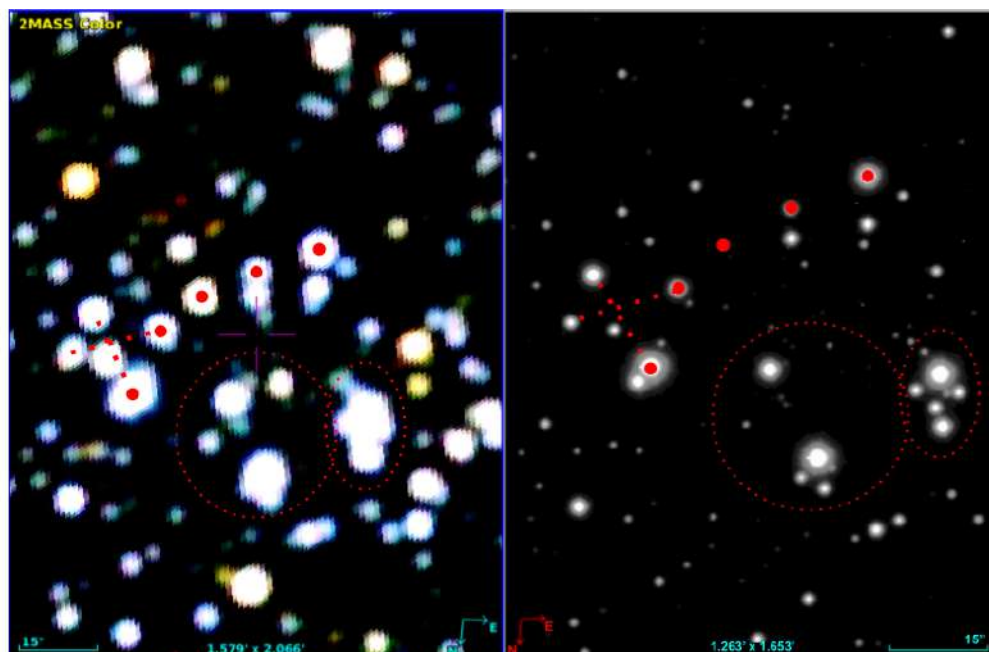


Figura 3.3: Grupos de estrelas adotadas durante o reconhecimento do campo na fase de calibração astrométrica. O painel da esquerda mostra uma imagem 2MASS do mesmo campo observado por nós na região de NGC 3572 (direita).

Após identificado o campo e definidas as estrelas dentro dos parâmetros estabelecidos, marcamos o centróide de cada uma das 7 estrelas e, em seguida, informamos as coordenadas fornecidas pelo Gaia. Após realizado o procedimento para todas as 7 estrelas, o *software* transporta as informações quanto à posição astrométrica para as nossas imagens. O processo é, então, repetido escolhendo-se estrelas cada vez mais distantes do centro da imagem, até que quando sobrepostas, todas as estrelas do campo coincidam tanto com as imagens do 2MASS, quanto com a posição fornecida pelo Gaia. O resultado final para uma das nossas exposições está ilustrado na Figura 3.4.

Mesmo após a realização da calibração astrométrica, ainda foi possível notar pequenas variações sistemáticas entre as imagens. Decidimos então utilizar a tarefa *IMMATCH* do IRAF para realizar a correlação-cruzada entre as imagens. Desta forma, ao executarmos os *scripts* que realizam as operações entre as imagens, foi solucionado o problema da presença de ruídos devidos aos pequenos *shifts* entre as imagens.

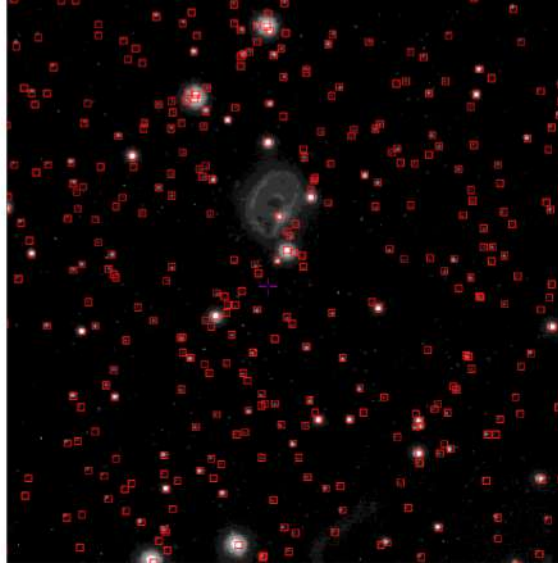


Figura 3.4: Superposição do catálogo do Gaia EDR3 no campo do aglomerado NGC 3572 após a conclusão da calibração astrométrica.

Através de uma pequena seção dos campos a serem alinhados, o IMMATCH reconhece o padrão de distribuição dos pontos entre diferentes imagens com base na seção indicada na imagem de referência. Em seguida, identifica o *shift* entre as diferentes imagens e edita o *header* a fim de correlacionar as seções reconhecidas nas diferentes imagens. O procedimento realizado pelo IMMATCH está ilustrado na Figura 3.5.

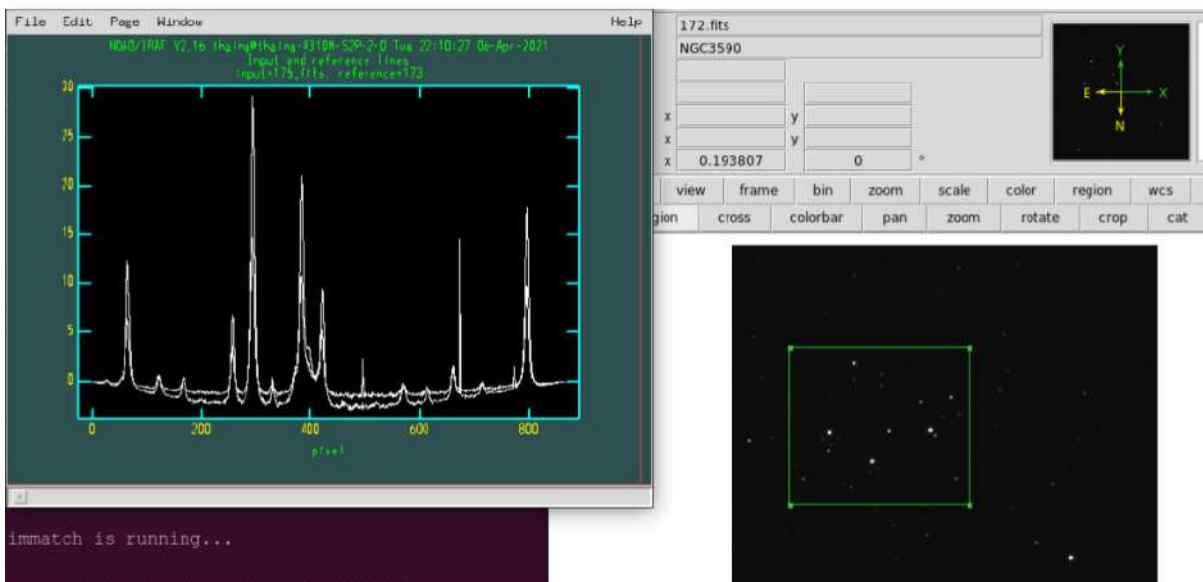


Figura 3.5: Correção dos *shifts* entre as imagens através do uso da tarefa IMMATCH do IRAF. O painel da direita mostra a região analisada pelo IMMATCH; o da esquerda, a janela do IMMATCH durante a execução do *script*. O *script* alinha os perfís de contagens e aplica o *offset* à respectiva imagem.

3.2.2 Extração da PSF

Fizemos uso do *StarFinder* (algoritmo do *software* IDL) para realizar a extração da PSF de acordo com os resultados apresentados na dissertação de mestrado de Navarete (2013) e referências lá apresentadas.

Criamos uma máscara contendo as imperfeições do CDD através do uso do *software* JabRef. Este processo foi realizado manualmente, através da demarcação das regiões onde percebeu-se a existência de imperfeições de origem instrumental. Tais regiões, chamadas *bad pixels*, foram marcadas com intensidade zero e realizamos a divisão entre a imagem editada e original. Desta forma, nossa máscara (vide Fig. 3.6) contém valores iguais a zero nas regiões que devem ser ignoradas pelo *StarFinder* e valores iguais a um nas regiões que devem ser processadas pelo algoritmo.

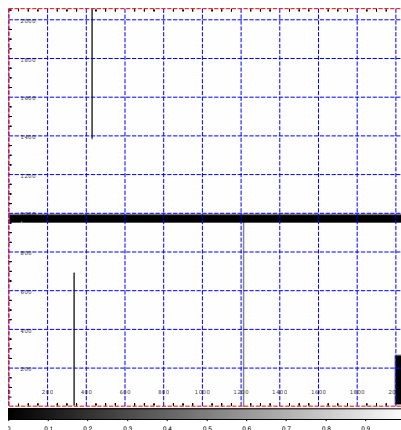


Figura 3.6: Máscara demarcando as regiões que devem ser ignoradas pelo algoritmo *StarFinder* durante a fase de extração da PSF. Neste caso, os eixos estão indicados em pixels.

Para obter-se uma PSF de qualidade, que é construída a partir dos perfis das estrelas presentes no campo, estabelecemos os seguintes critérios de seleção no processo de identificação de fontes:

- > 10 fontes identificadas no campo;
- Intensidade < 50.000 ADU (não-saturadas);
- Fontes bem distribuídas espacialmente, evitando-se objetos localizados nas bordas das imagens.

Um exemplo de parâmetros utilizados durante a extração e suavização da PSF estão apresentados na Tabela 3.1. A PSF resultante está ilustrada na Figura 3.7. Para cada

uma das imagens do nosso conjunto de dados, variamos os parâmetros para produzir PSFs com qualidade similar a da PSF ilustrada.

Tabela 3.1 - Parâmetros utilizados durante a extração e suavização da PSF.

Extração da PSF	Suavização da PSF
<i>Size of output PSF: 200</i>	<i>Inner Radius: 15</i>
<i>Background size (FWHM): 9</i>	<i>Radial smooth: 25</i>
<i>Fitting box size (FWHM): 2</i>	<i>Radial power: 3</i>
<i>Normalization radius: 1</i>	<i>Angular smooth box: 22.5</i>
<i>Average type: median</i>	<i>Angular power: 5</i>

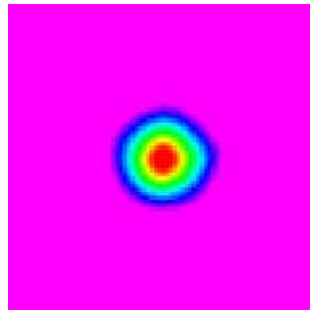


Figura 3.7: Representação da PSF extraída em escala logarítmica e perfil de cor *Rainbow*.

3.2.3 Determinação do background e identificação das fontes

O *StarFinder* também nos permitiu estimar o *background* e identificar as fontes nas imagens através do uso da tarefa *Astrometry and Photometry*. Os parâmetros utilizados para a obtenção dos nossos resultados preliminares podem ser encontrados na Tabela 3.2.

Tabela 3.2 - Parâmetros preliminares utilizados durante a execução da tarefa *Astrometry and Photometry* do *StarFinder*.

Parâmetros da tarefa <i>Astrometry and Photometry</i>
<i>Threshold: 0 - 3</i>
<i>Correlation threshold: 0.7</i>
<i>Number of subpixel offsets: 2</i>
<i>Upgrade background: Yes</i>
<i>Box size background (FWHM): 9</i>
<i>Fit background below sources: Yes</i>
<i>Min. dist. between sources (FWHM): 1</i>
<i>Deblend detected sources: Yes</i>
<i>Final re-fitting iterations: 2</i>

A aplicação dos parâmetros exibidos na Tabela 3.2 nos permitiu identificar 935 fontes puntuais para o aglomerado NGC 3572 e 1208 para o NGC 3590, assim como estimar o *background* de ambos os aglomerados. Os resultados estão apresentados na Figura 3.8.

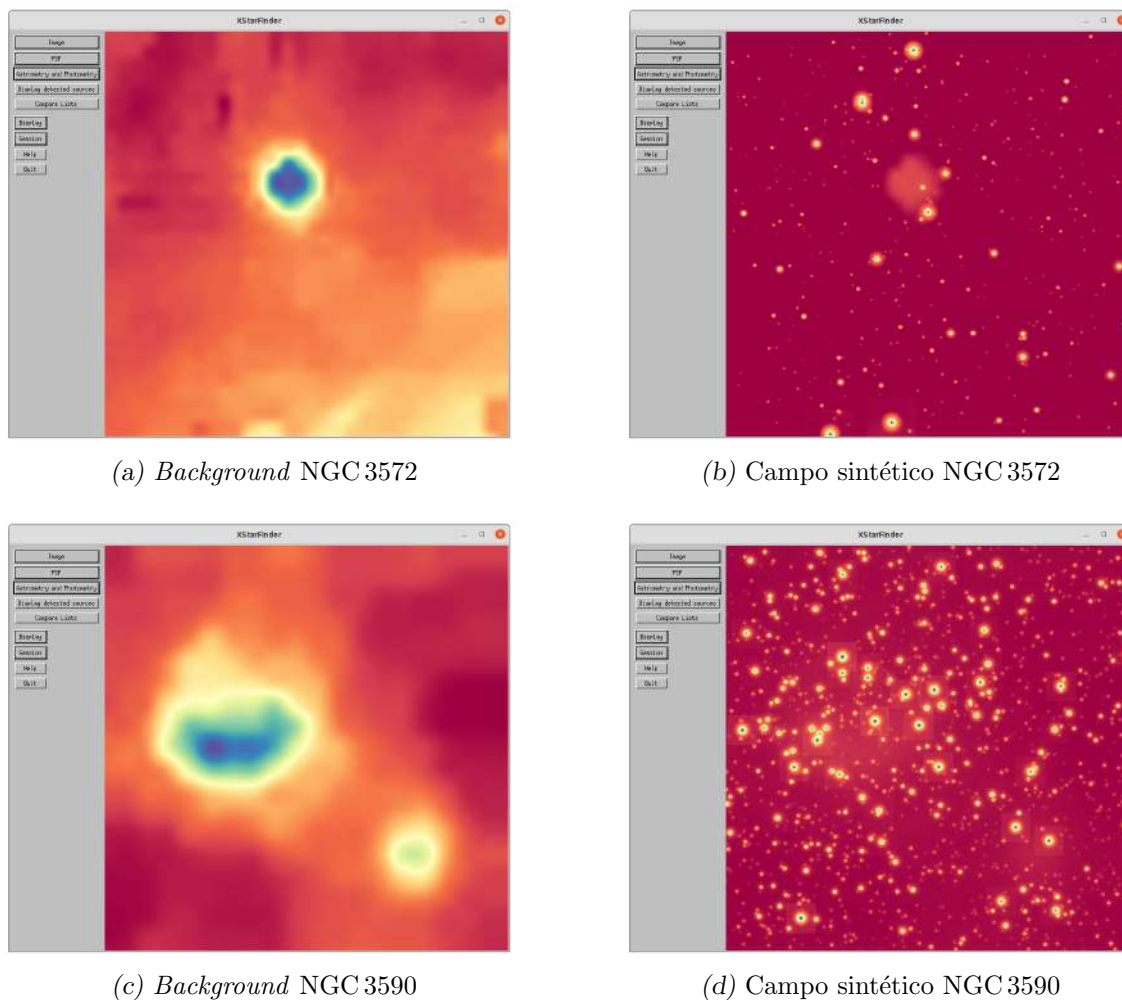


Figura 3.8: À esquerda é apresentado o *background* estimado e à direita o campo sintético produzido pelo *StarFinder* após a extração da PSF, detecção das fontes e estimativa do *background* para ambos os aglomerados. A cor azul está associada a maiores intensidades enquanto que a vermelha, menores.

Nas Figuras 3.8a e 3.8c, pode-se notar que mesmo após todo o processo de redução de dados, o *background* não apresenta um perfil uniforme. No aglomerado NGC 3572, esta característica está associada às emissões difusas presentes na região e já reportadas na literatura. A princípio, para NGC 3572 podemos destacar 3 regiões distintas: a região central, caracterizada pela intensa emissão do gás aquecido do glóbulos (ver Fig. 3.9); a extensa nebulosidade que se concentra no quadrante inferior direito da imagem, devido a presença de gás no meio interestelar; e as áreas associadas à baixa emissão.

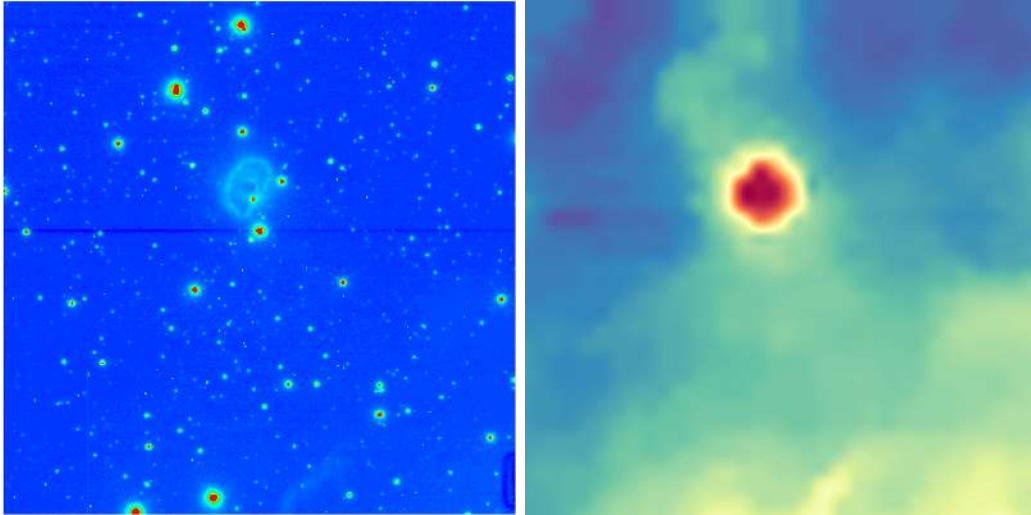


Figura 3.9: Imagem original (esquerda) comparada com a imagem de *background* estimado pelo *StarFinder*. O algoritmo recria o perfil de emissão residual após a remoção das fontes pontuais. Em ambas as imagens a cor vermelha está associada à maior intensidade e azul, menores intensidades.

Os parâmetros de ajuste foram refinados e utilizamos estes dados tanto para realizar a análise comparativa do perfil de emissão das componentes extensas nas diversas faixas de comprimento de onda observadas, quanto para catalogar as estrelas identificadas no campo. Para ilustrar o refinamento dos parâmetros, a Figura 3.10 mostra os resultados para NGC 3572.

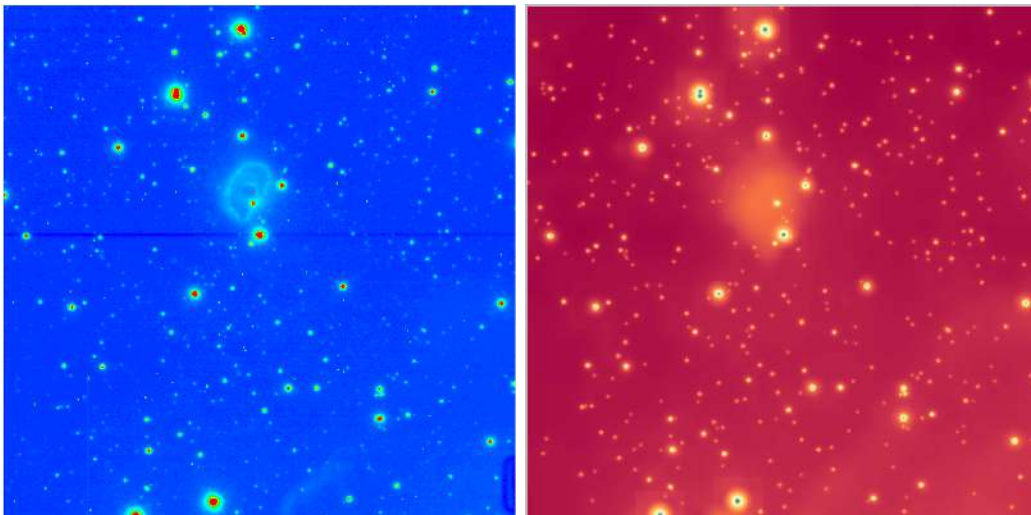


Figura 3.10: Imagem original (esquerda) comparada com o campo artificial recriado pelo *StarFinder* (direita). O algoritmo recria o campo a partir da PSF e fontes pontuais identificadas. A escala de cores em cada uma das imagens está invertida, sendo o azul indicativo de menores intensidades na imagem da esquerda, e maiores intensidades na imagem da direita.

Caracterização dos membros dos aglomerados

Capítulo dedicado a descrever o processo de caracterização dos aglomerados NGC 3572 e NGC 3590 por meio dos dados Gaia DR3, 2MASS, WISE e SAMI.

O estudo das fontes pontuais da região consistiu na avaliação de sua pertinência ao aglomerado, por meio do uso dos dados cinemáticos do Gaia DR3, e a composição de diagramas de cores (fotometria Gaia DR3 e 2MASS) para estimar massa e idade dos membros, bem como comparar com resultados da literatura.

4.1 Catálogo de prováveis membros, com base na pertinência cinemática

Histogramas de paralaxe, incerteza em paralaxe e movimento próprio foram produzidos com o objetivo de identificar os membros dos grupos, separando-os das estrelas de campo. As Figuras 4.2 e 4.1 apresentam os histogramas e curvas ajustadas em paralaxe e movimento próprio em declinação.

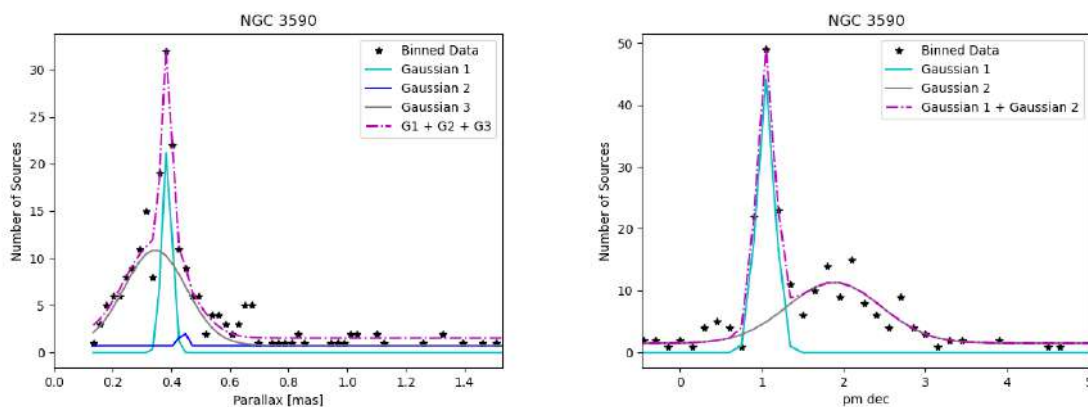


Figura 4.1: Histogramas para caracterização do aglomerado NGC 3590. À esquerda, paralaxe e à direita movimento próprio em declinação. Cada uma das componentes está representada em diferentes cores. A soma das componentes está apresentada em linha tracejada. A componente principal é exibida em ciano.

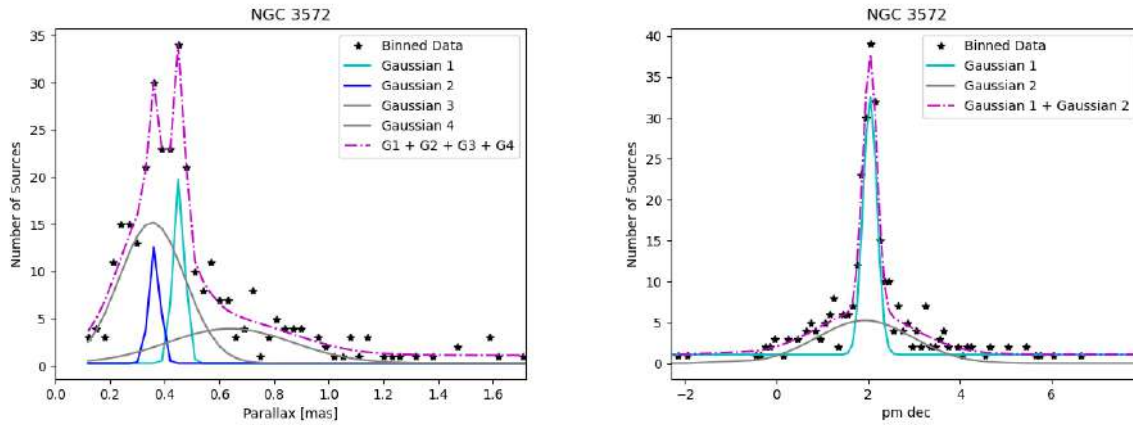


Figura 4.2: Histogramas para caracterização do aglomerado NGC 3572 (idem à Figura 4.1). Note neste caso a presença de um subgrupo levemente deslocado em paralaxe (componente indicada pela linha azul).

O ajuste de gaussianas foi a ferramenta matemática adotada para separar os possíveis subgrupos nas regiões avaliadas. Enquanto os membros do aglomerado apresentam valores de movimento próprio muito próximo de um valor comum, as estrelas de campo apresentam quaisquer valores de movimento. Utilizamos a posição de máximo (ω) e desvio padrão (σ) da gaussianas ajustadas em movimento próprio e paralaxe como parâmetros base para definir a região em que se concentram os nossos aglomerados. Os parâmetros ajustados estão apresentados na Tabela 4.1. Não foi possível ajustar uma gaussianas em nenhum dos histogramas de movimento próprio em ascensão reta. No entanto, os pontos de máximos foram identificados por inspeção visual e o desvio padrão do movimento próprio em declinação foi adotado durante a análise.

Tabela 4.1 - Parâmetros ajustados a partir dos histogramas da paralaxe e movimento próprio. Da esquerda para a direita: Média (ω), desvio padrão (σ), altura (h) e base (y0). Não foi possível ajustar a curva aos dados do movimento próprio em ascensão reta (vide o texto). Para NGC 3572 foram identificadas duas componentes: principal (Paralaxe¹) e secundária (Paralaxe²).

	ω	σ	h	y0	
NGC 3590	Paralaxe	0.39	0.02	21.63	0
	μ_δ	1.05	0.11	44.17	0
	$\mu_\alpha \times \cos(\delta)$	-6.12	-	-	-
	Paralaxe ¹	0.45	0.02	19.54	0.29
	Paralaxe ²	0.36	0.02	12.40	0.29
NGC 3572	μ_δ	2.04	0.15	31.52	1.11
	$\mu_\alpha \times \cos(\delta)$	-6.25	-	-	-

Na Figura 4.3 apresentamos os gráficos de $\mu_\alpha \cos(\delta)$ versus μ_δ , nos quais traçamos círculos para definir as regiões com maior concentração de objetos, visando separá-los em dois grupos: os membros mais prováveis e as candidatas (possíveis membros, mas com menor probabilidade de pertinência). Cada um dos grupos foi definido seguindo os mesmos critérios de seleção. O procedimento de identificação consistiu em 3 etapas básicas: 1) Registrar as regiões de máximo e desvio padrão em movimento próprio e paralaxe das gaussianas ajustadas; 2) Traçar circunferências em torno da região de máximo em movimento para classificar possíveis membros e candidatas; 3) Estabelecer o limite de incerteza em paralaxe (3σ) com base nas gaussianas ajustadas para confirmar se os objetos identificados pertencem ao grupo. Com base nestes critérios, distinguimos membros e candidatas:

- Membros: objetos dentro da circunferência de 1σ em movimento próprio;

$$(x - \mu_x)^2 + (y - \mu_y)^2 < \sigma^2$$

- Candidatas: objetos dentro da circunferência de 3σ em movimento próprio.

$$(x - \mu_x)^2 + (y - \mu_y)^2 < (3\sigma)^2$$

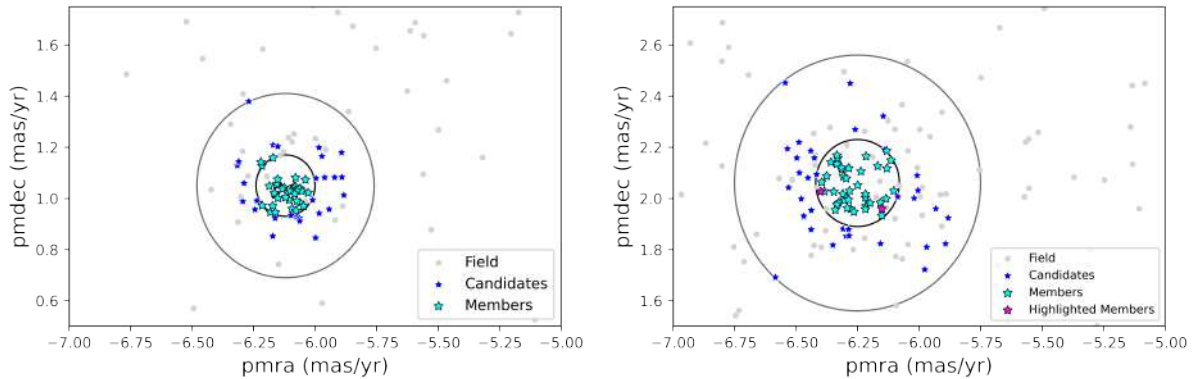


Figura 4.3: Círculos demarcando a região em movimento próprio onde se concentram membros e candidatas possivelmente pertencentes aos aglomerados NGC 3590 (esquerda) e NGC 3572 (direita).

Apesar das regiões dentro de 1σ e 3σ em movimento próprio estarem repletas de objetos, nem todas as estrelas presentes nas regiões delimitadas coincidem com o critério estabelecido em paralaxe (3σ), isto é, estão localizadas à uma distância muito maior ou

inferior ao esperado cada um dos grupos e, portanto, foram desconsideradas quanto à pertinência e classificadas como objetos de campo.

Como resultado, identificamos um total de 37 membros e 32 candidatas para NGC 3590 e 42 membros e 34 candidatas para NGC 3572 distribuídos em 2 subgrupos.

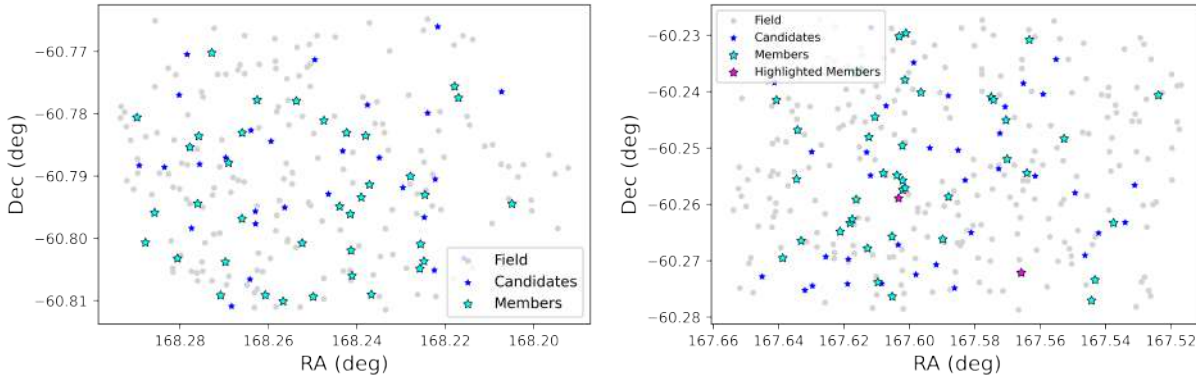


Figura 4.4: Distribuição espacial dos membros identificados (preto), candidatas (cinza) e estrelas de campo (cinza claro) para os aglomerados NGC 3590 (esquerda) e NGC 3572 (direita). A identificação dos dois possíveis subgrupos de NGC 3572 é feita por meio apenas de paralaxe. Na distribuição espacial não há distinção entre os dois subgrupos. Desta forma, não estão indicados na Figura em separado. Para mais informações sobre os membros destacados (em magenta), vide as Seções 4.2 e 5.2.

As listas de membros e candidatas estão apresentadas nas Tabelas B e C.1, indicando os dados fotométricos complementares. Tais dados foram utilizados para a caracterização da população estelar, descrita na Seção 4.2. Além disso, os objetos destacados em tons de magenta na Figura 4.4 – e demais ilustrações adiante – referem-se à estrela central na região do *glóbulo fotoevaporante* e uma estrela embebida não identificada na literatura previamente. Mais informações sobre as fontes destacadas são fornecidas na Seções 4.2 e 5.2.

4.2 Estimativa de massas e idade

A distinção entre membros e candidatas e demais objetos do campo possibilita a análise do grupo e membros isoladamente para a estimativa de parâmetros como idade, massa, movimento do grupo, estrutura dos aglomerados, distância, metalicidade e extinção. Para a composição dos Diagramas Cor-Magnitude (Figs. 4.5 e 4.6) nos filtros G, G_{BP} e G_{RP} do Gaia utilizamos os fatores de correção de avermelhamento fornecidos pelo *GSP-Phot Aeneas*. O módulo da distância adotado para estimar a magnitude absoluta foi calculado com base nas paralaxes individuais das estrelas. Além disso, as isócronas e trajetórias

evolutivas foram extraídas da plataforma PARSEC disponibilizada pela Universidade de Padova (Bressan et al., 2012; Marigo et al., 2017).

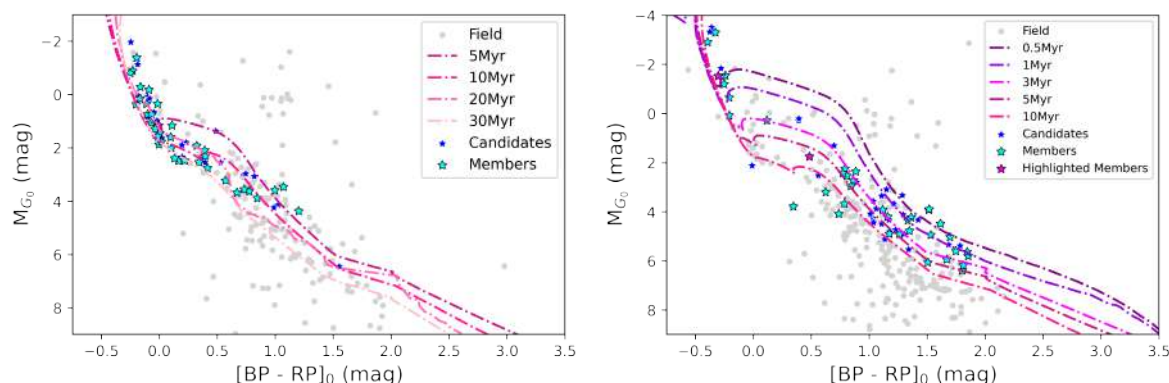


Figura 4.5: Diagrama cor-magnitude nos filtros G, G_{BP} e G_{RP} do Gaia. À esquerda, NGC 3590 e à direita, NGC 3572.

A distribuição no diagrama cor-magnitude de NGC 3590 destaca-se por se apresentar bem concentrada entre as isócronas de 10Myr – 30Myr.

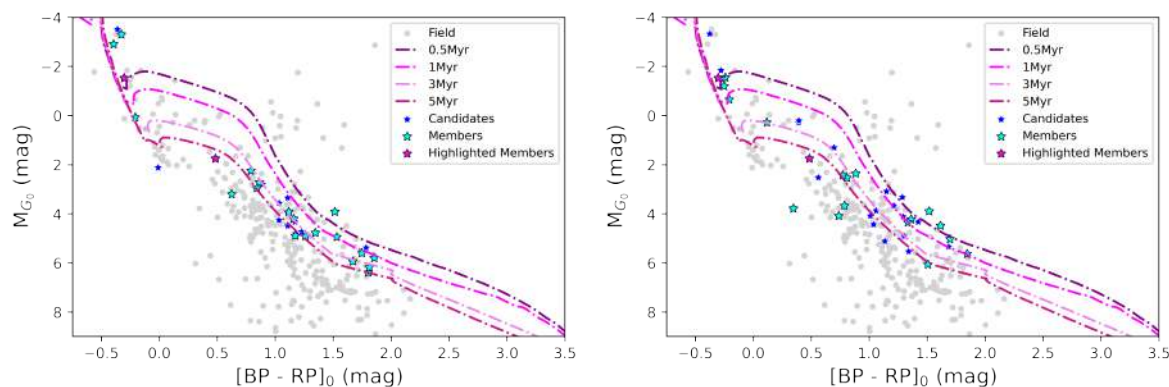


Figura 4.6: Diagrama cor-magnitude nos filtros G, G_{BP} e G_{RP} do Gaia. Apresentamos o grupo principal de NGC 3572 ($p \sim 0.45$ mas) no quadro da esquerda e o subgrupo ($p \sim 0.36$ mas) no quadro da direita.

A Figura 4.6 apresenta o diagrama cor-magnitude dos dois subgrupos de NGC 3572, mostrados separadamente. Apesar do subgrupo secundário apresentar uma maior dispersão quando comparado à distribuição do grupo principal, ambos aparentam possuir idades similares em torno de 3 Myr.

A confirmação da idade dos aglomerados também pode ser obtida por meio do diagrama cor-magnitude nas bandas do infravermelho próximo. A Figura 4.7 apresenta o diagrama de M_{J0} versus $(J - K)_0$ obtido a partir dos dados 2MASS, selecionando apenas as contrapartidas que apresentam boa qualidade fotométrica nas três bandas (índices de

qualidade AAA no catálogo 2MASS). Da mesma forma que foi realizado para os dados Gaia, a magnitude absoluta foi estimada com base na distância calculada por meio da paralaxe dos objetos.

A correção do avermelhamento neste caso foi baseada nas relações A_λ/A_V dadas por [Cardelli et al. \(1989\)](#) e [O'Donnell \(1994\)](#), adotando-se $A_V = 1.7$ mag para NGC 3590 e $A_V = 1.0$ mag para NGC 3572. Com base no fator de conversão $A_G/A_V = 0.836$, obtemos respectivamente $A_G = 1.4$ mag e 0.8 mag.

Os valores de extinção adotados também são comparáveis aos obtidos a partir de $R_V = A_V/E(B-V)$, onde $R_V = 3.1$ (valor normal para a razão entre a extinção total e a seletiva). Por exemplo, adotando os dados de excesso de cor $E(B-V) = 0.34$ mag e 0.15 mag fornecidos respectivamente para NGC 3590 e NGC 3572 ([Hetem e Gregorio-Hetem, 2019](#)), estimamos $A_V \sim 1.0$ mag e 0.5 mag. Tratam-se de níveis de extinção um pouco menores daqueles adotados, mas compatíveis com os dados revelados nos mapas de A_V (vide [Sec. 2.2](#)).

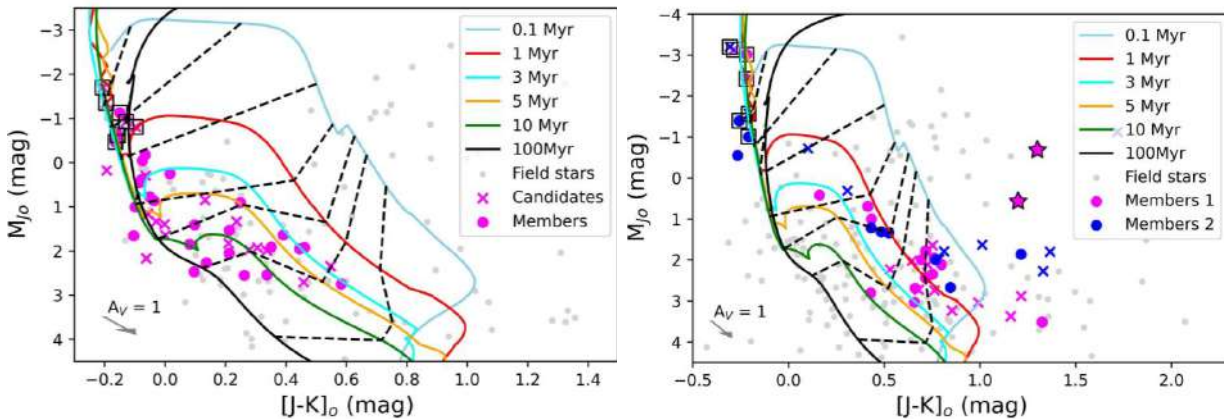


Figura 4.7: Diagrama cor-magnitude no infravermelho próximo (dados 2MASS) para NGC 3590 (esquerda) e NGC 3572 (direita). São sobrepostas as isócronas (linhas cheias) de 0.1 a 100 Myr e trajetórias evolutivas (linhas pontilhadas) para massas de 1, 1.5, 2, 3, 5, 7 e 9 M_\odot adotadas dos modelos teóricos PARSEC. Para NGC 3572 são mostrados membros dos dois subgrupos identificados: Grupo 1, o principal (pontos na cor rosa), e Grupo 2, o secundário (pontos azuis), enquanto que os símbolos \times mostram as candidatas a pertencerem aos respectivos grupos.

O Diagrama Cor-Magnitude das fontes 2MASS é apresentado na [Figura 4.7](#), utilizando apenas os dados com padrão de qualidade fotométrica AAA. Neste caso são adotados diferentes símbolos para separar membros e candidatas. Para a correção de avermelhamento foi adotado um valor médio de $A_V = 1.4$ mag para ambos aglomerados. As isócronas e trajetórias evolutivas foram extraídas da plataforma PARSEC disponibilizada pela Uni-

versidade de Padova (Bressan et al., 2012; Marigo et al., 2017). Para ambos os aglomerados não há diferenças em termos de massas e idades quando se comparam membros e candidatas. A maioria dos objetos em NGC 3590 apresenta-se distribuída na faixa de 5 a 10 Myr, contendo apenas cerca de cinco objetos mais massivos que $5 M_{\odot}$.

No caso de NGC 3572 foram encontrados dois subgrupos com características cinemáticas e distribuição espacial na direção radial levemente distintas (vide Sec. 4.1), porém tanto o grupo principal (Grupo 1) como o secundário (Grupo 2) mostram a mesma distribuição de idades na faixa de < 1 a 3 Myr. O Grupo 1 apresenta três objetos massivos ($> 9 M_{\odot}$) e o Grupo 2 tem cinco objetos de alta massa ($> 5 M_{\odot}$). Além de mostrar-se mais jovem e contar com a presença de mais estrelas massivas do que em NGC 3590, em NGC 3572 aparecem objetos (nove ao todo) espalhados à direita das isócronas. Trata-se de um indício de que o avermelhamento não foi completamente corrigido para esses objetos, provavelmente devido à presença de material circunstelar causando um excesso de emissão no infravermelho. É interessante notar a correlação entre esses objetos com provável estrutura circunstelar ($[J-K]_0 > 1$ mag) com os objetos com maiores índices de cor no óptico, medidos pela fotometria Gaia (vide Fig. 4.6), apresentado $[BP-RP] > 1.5$ mag. Ou seja, tanto no óptico como no infravermelho tais objetos apresentam indicativos de idades muito jovens (< 1 Myr).

Também identificamos a presença de uma fonte peculiar no campo de NGC 3572 localizada em (RA = $11^h 10^m 15.79^s$, Dec = $-60^{\circ} 16' 19.7''$), a qual aparece destacada em tons de magenta nas figuras dos Capítulos 4 e 5. A estrela apresenta um excesso no infravermelho nas observações do *Survey* GLIMPSE360 (*Galactic Legacy Infrared Mid-Plane Survey Extraordinaire*, Whitney et al., 2008) do *Spitzer Space Telescope* e está identificada na Figura 4.8. A fonte, designada como 2MASS J11101579-6016197 neste trabalho, aparece listada no banco de dados do *Simbad* como Gaia DR3 5337718220887633152 e está entre um dos membros mais promissores de nossa lista de objetos. Apesar de ser uma fonte 2MASS, até o presente momento, o *Simbad* não têm retornado resultados para a busca desta fonte – por meio do ID 2MASS – assim como a fonte vizinha 2MASS J11101592-6016113, também identificada na Fig. 4.8.



Figura 4.8: Campo de NGC 3572 observado pelo GLIMPSE360/Spitzer no infravermelho. Note a fonte 2MASS J11101579-6016197 com aparente excesso no infravermelho comparável ao glóbulo central.

Análise das emissões nebulares

Capítulo dedicado à análise do meio interestelar em torno de NGC 3572 e NGC 3590.

Nossos aglomerados estão localizados nas proximidades do disco Galáctico, mais precisamente na região conhecida como Complexo de Carina: região de intensa atividade de formação estelar, composta por diversos conjuntos de estrelas jovens e massivas, repleta de gás e poeira. Vimos na Figura 2.4 o entorno revelando que ambos os aglomerados estão localizados em regiões afetadas por gás e poeira. A Figura 5.1 mostra os mapas WISE com maior nível de detalhamento, indicando a posição de membros e candidatos identificados no presente trabalho, bem como as estrelas massivas conhecidas da literatura (vide Tabela 2.1). A análise das estruturas e nebulosidades encontradas nas imagens SAMI será discutida neste capítulo de forma comparativa à distribuição das estrelas do aglomerado.

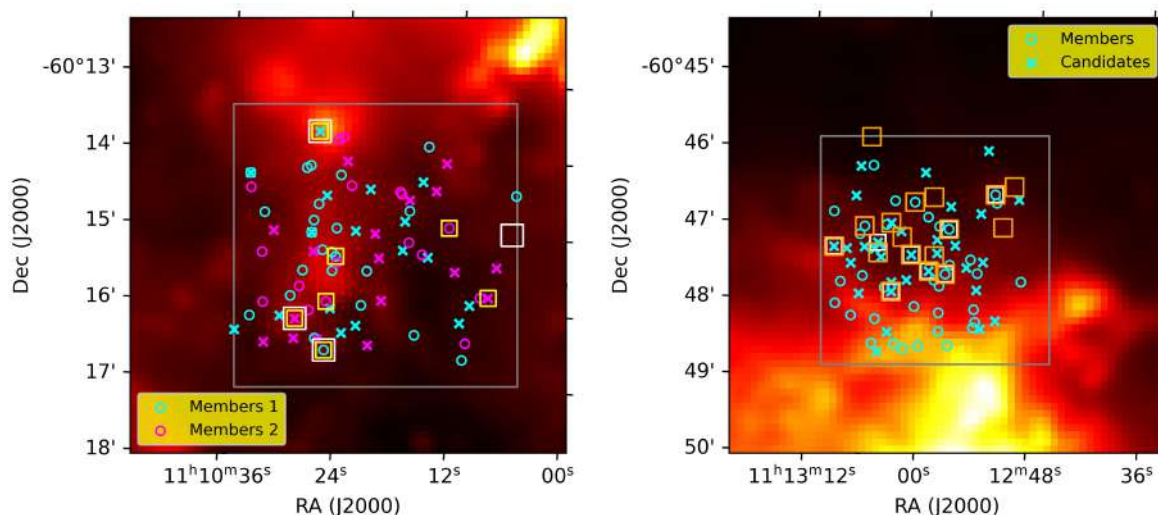


Figura 5.1: Imagem WISE destacando o campo de visada da SAMI (quadrado cinza) cobrindo os aglomerados NGC 3572 (esquerda) e NGC 3590 (direita). A posição de estrelas do tipo O ou B é marcada por quadrados laranjas. Para NGC 3572 os objetos do grupo principal são mostrados em magenta e do subgrupo secundário em ciano. Em ambos os gráficos, círculos indicam os membros e cruzes, candidatos.

5.1 Destaque para as nebulosidades por meio de subtração entre imagens

As observações com a SAMI foram utilizadas para realçar as nebulosidades de ambos os aglomerados. Cada um dos objetos apresenta estruturas únicas nos diferentes filtros observados. A subtração entre os filtros $H\alpha$, $[SII]$ e $[OIII]$ foi o procedimento adotado para destacar tais estruturas. Considerando as grandes diferenças nos níveis de contagens detectadas em cada filtro, neste caso adotamos uma normalização, restringindo cada imagem entre o número máximo e mínimo de contagens. Dessa forma, a variação de intensidades em todas as imagens fica restrita entre 0 e 1. Os resultados podem ser observados nas Figuras 5.2 – 5.7. Apresentamos os mapas sobrepostos à imagem SAMI no filtro R, a qual destaca a posição das estrelas detectadas, e posição dos objetos indicados como membros e candidatas em todas as figuras deste capítulo.

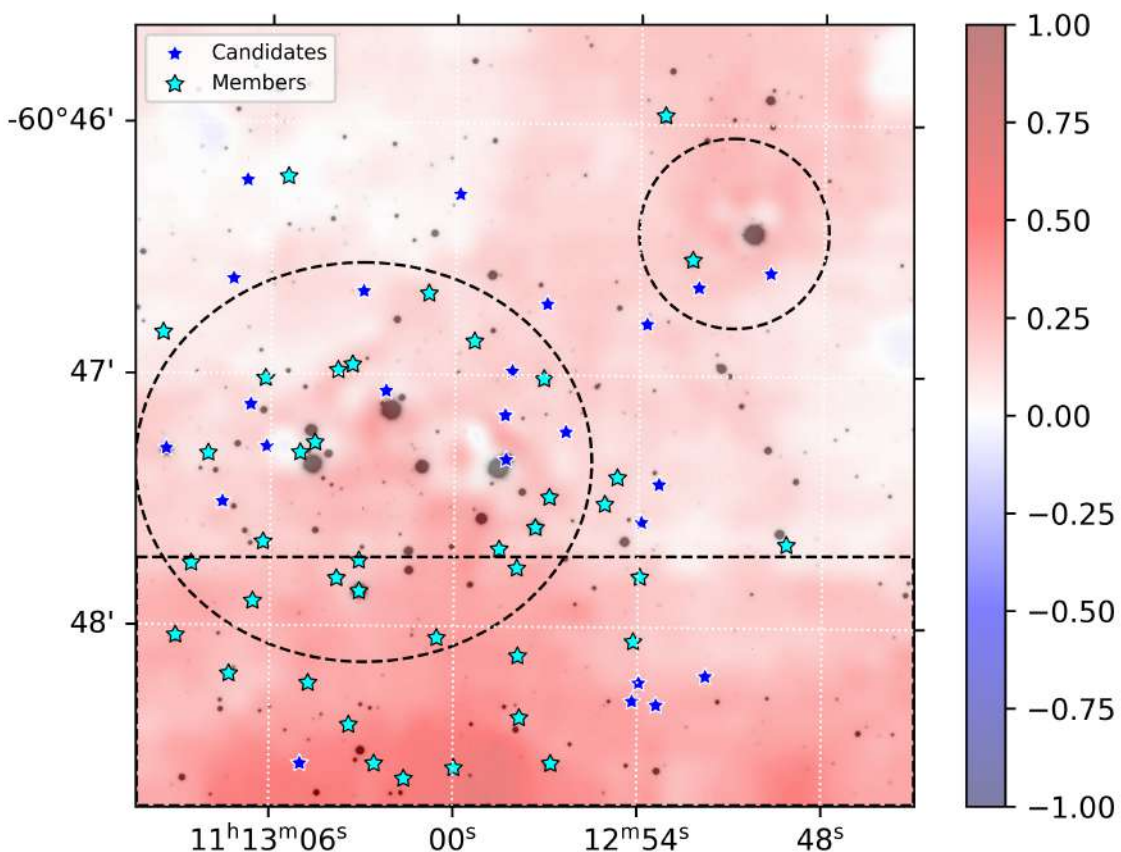
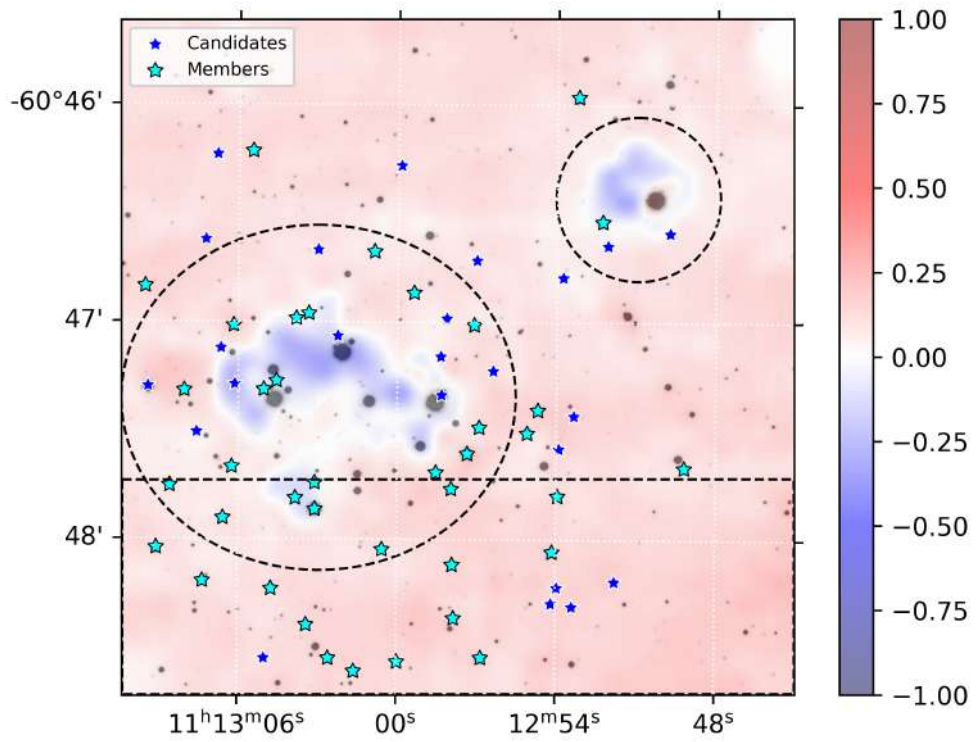
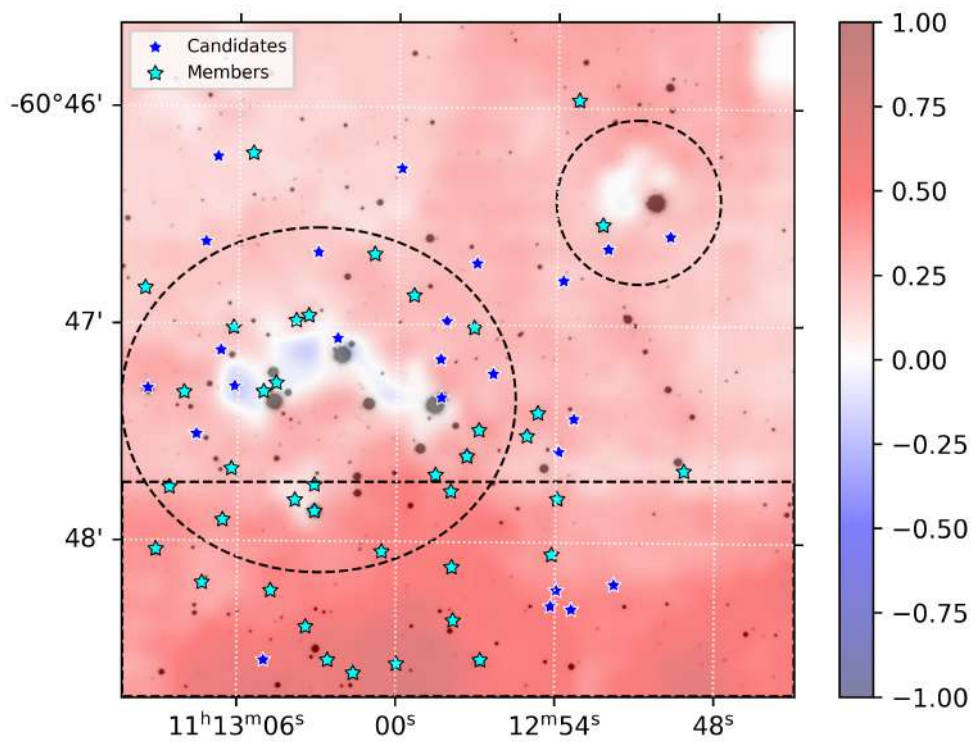


Figura 5.2: Mapa $H\alpha - [SII]$ de NGC 3590 sobreposto pelas estrelas de campo detectadas no filtro R. A posição de membros e candidatas está destacada por símbolos em ciano e azul.

Figura 5.3: Mapa $[SII] - [OIII]$ de NGC 3590.Figura 5.4: Mapa $H\alpha - [OIII]$ de NGC 3590.

Para detectar as principais estruturas nebulares de NGC 3590, as observações SAMI foram apontadas para (RA = $11^h 12^m 56^s$, Dec = $-60^\circ 47'$), posição que fica a cerca de $30''$ (direção noroeste) do centro do aglomerado. Desta forma, a sobreposição de membros e candidatos identificados nas imagens das Figs. 5.2 – 5.4 mostra que os objetos não estão distribuídos centralmente, mas concentrados a sudeste, em torno de (RA = $11^h 13^m 00^s$, Dec = $-60^\circ 47' 29''$). Adotando como referência o centro da distribuição dos membros do aglomerado, podemos destacar a presença de 4 estruturas distintas em torno de NGC 3590:

- A estrutura condensada central;
- A região ao Sul;
- O anel a Noroeste e;
- As duas áreas com aparente ausência de material nebuloso que aparecem ao Norte e a Oeste.

Na região central, é possível notar a estrutura central, que aparece em azul em $H\alpha - [O III]$ e $[S II] - [O III]$, indicando uma maior emissão de $[O III]$. Nesta região estão localizadas não apenas as estrelas mais brilhantes – e massivas – do campo, como também é a região em que há a maior densidade de objetos. Piatti et al. (2010) limitaram a extensão de NGC 3590 à região em torno desta estrutura. Uma análise detalhada desta região pode ser encontrada na Seção 5.2.1.

A região mais ao Sul, com declinação menor que $-60^\circ 40' 48''$, que aparece em tons mais escuros de vermelho em $H\alpha - [S II]$ e $H\alpha - [O III]$, indicando maior emissão $H\alpha$, coincide com a região onde se localiza a borda de uma nebulosidade, demarcada pelo isocontorno de $A_V = 0.6$ mag identificado no mapa de extinção (vide Fig. 2.3), que parece corresponder a uma prolongação mais difusa da nuvem escura H1803 (Dobashi, 2011). A imagem do WISE (vide Fig. 5.1) revela uma intensa emissão no infravermelho associada à esta estrutura.

Nas proximidades de (RA = $11^h 12^m 51^s$, Dec = $-60^\circ 46' 30''$) pode-se notar a presença de uma menor estrutura em forma de anel pouco evidente em $H\alpha - [O III]$ mas que aparece bastante destacada em $[S II] - [O III]$, indicando uma maior emissão $[O III]$. Um dos aspectos mais notáveis desta estrutura se deve ao fato de estar localizada nos limites de detecção de membros e candidatas (em RA, Dec), em uma região em que se encontram poucas estrelas, mas 3 delas são conhecidas de tipo B.

Por fim, as regiões tênues notadas principalmente em $H\alpha - [SII]$ (branco) parecem estar relacionadas aos limites de extensão do aglomerado. Apesar de ser uma região repleta de estrelas, apenas uma pequena quantidade foi identificada como pertencentes ao grupo. Além disso, não é perceptível a presença de estruturas nebulares nessas regiões em outras faixas de comprimento de onda (i.e. WISE, 2MASS).

Como pode ser visto no Apêndice D, as imagens SAMI de NGC 3572 foram obtidas com dois apontamentos: um centrado no aglomerado e outro deslocado em cerca de $30''$ para Oeste, obtendo-se assim o dobro de imagens quando comparadas com NGC 3590. As Figuras 5.5 – 5.7 mostram o campo de NGC 3572 centrado no aglomerado, que apresenta uma distribuição em torno de $(RA = 11^h 10^m 22^s, Dec = -60^\circ 15' 18.5'')$. É importante notar que, neste caso, a distribuição espacial de membros e candidatos se estende até $\sim 11^h 10^m 05^s$, fora da área mostrada.

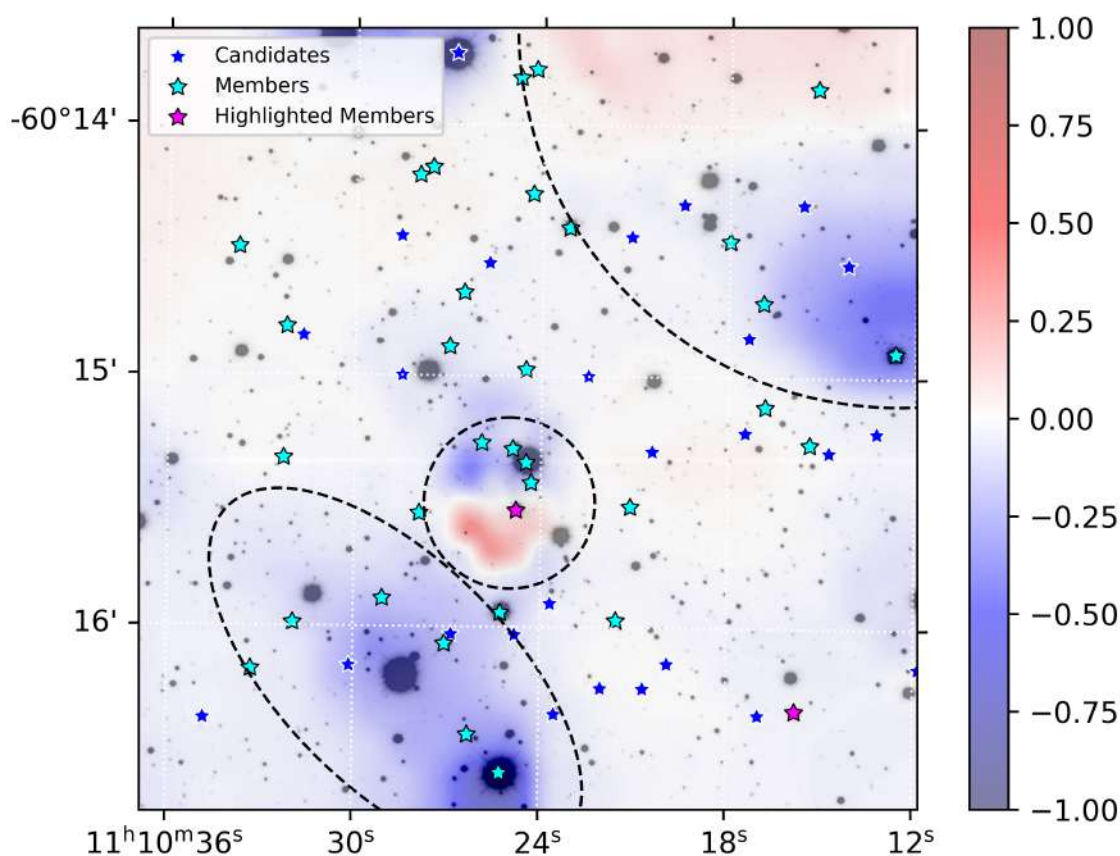
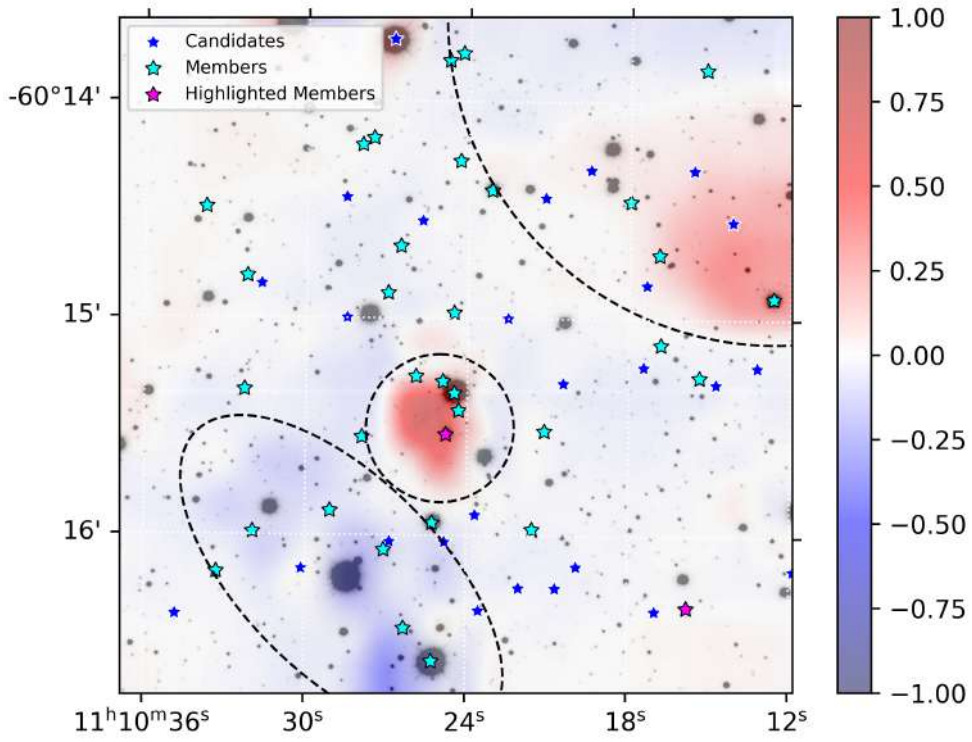
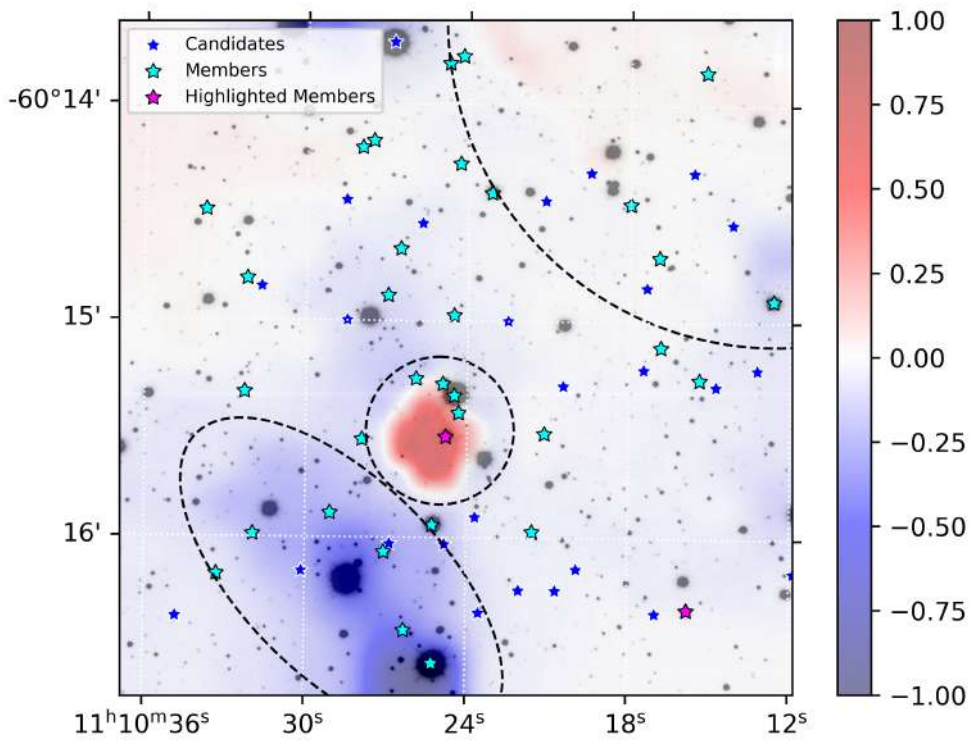


Figura 5.5: Mapa $H\alpha - [SII]$ de NGC 3572.

Figura 5.6: Mapa $[SII] - [OIII]$ de NGC 3572.Figura 5.7: Mapa $H\alpha - [OIII]$ de NGC 3572.

O motivo da ausência de objetos 3 membros e 4 candidatos nestes mapas é devido ao fato de que na procura por membros foi também considerado o campo a Oeste, acima mencionado. No que se refere às regiões nebulares, diversas estruturas podem ser identificadas, entre elas destacamos: o glóbulo central, a estrutura ao Sul do glóbulo e a nuvem a Noroeste.

O glóbulo aparece de forma distinta em cada uma das imagens comparativas e parece ser uma estrutura demilitada pelo cinturão de estrelas na região central que inclui a fonte infravermelha MSX5C G290.7124+00.1942, que aparece identificada na nossa lista de membros como a fonte 2MASS J11102480-6015321. Essa fonte encontra-se parcialmente embebida no glóbulo, de acordo com o indicado por sua alta extinção (a partir dos dados Gaia, estima-se $A_V \sim 4.4$ mag).

A estrutura ao Sul contém as estrelas mais brilhantes – e massivas – da região e se destaca pela ausência de $H\alpha$ em relação as demais bandas. Também podemos observar no topo da imagem (declinação $< -60^\circ 16'$) traços de uma outra estrutura revelada pela presença de estrelas massivas nos limites do nosso campo que aparece em azul na imagem de $H\alpha - [SII]$. Esse tipo de estrutura também é visto na borda Oeste da imagem, onde se encontra uma estrela do tipo B.

A nuvem a noroeste (borda superior à direita) é evidente nas imagens SAMI em $H\alpha$. A estrutura que aqui aparece em tons de vermelho não está associada à nuvem escura 1796 (Dobashi, 2011), que se encontra mais ao Norte, fora do campo de visada. No entanto, parece tratar-se de uma parte mais difusa do complexo de nuvens interestelares, associada à distribuição de poeira observada de forma tênue nas imagens WISE (vide Fig. 5.1).

Nas seções seguintes apresentamos mais detalhes acerca das características peculiares de cada uma das estruturas destacadas.

5.2 Razões de fluxo

Razões de fluxo têm sido comumente adotadas durante a análise e estimativa de parâmetros físicos do meio interestelar. Para complementar a análise das estruturas destacadas nas Figuras 5.2 – 5.7, visando estimar de forma mais quantitativa as diferenças de intensidades entre as diferentes bandas, foram realizadas operações de divisão entre as imagens para determinar as razões de fluxo. Neste caso, optamos por dividir o número de

contagens (ADU) pixel à pixel pelo tempo de exposição de cada imagem, de forma que os níveis de intensidade em cada píxel sejam dados em contagens por segundo (ADU/s).

As Figuras 5.8 e 5.9 apresentam a razão entre imagens $H\alpha/[SII]$, cujos altos valores são frequentemente associados a gradientes de velocidades revelando diferentes níveis de excitação e frentes de choque (Heathcote et al., 1996). Nos dois aglomerados, os campos apresentam regiões com $H\alpha/[SII] > 3$ associadas às estruturas nebulares destacadas nas Figuras 5.2 – 5.7, enquanto que os valores mais baixos ($H\alpha/[SII] < 2.5$) coincidem com a presença de estrelas massivas, onde são esperadas regiões ionizadas.

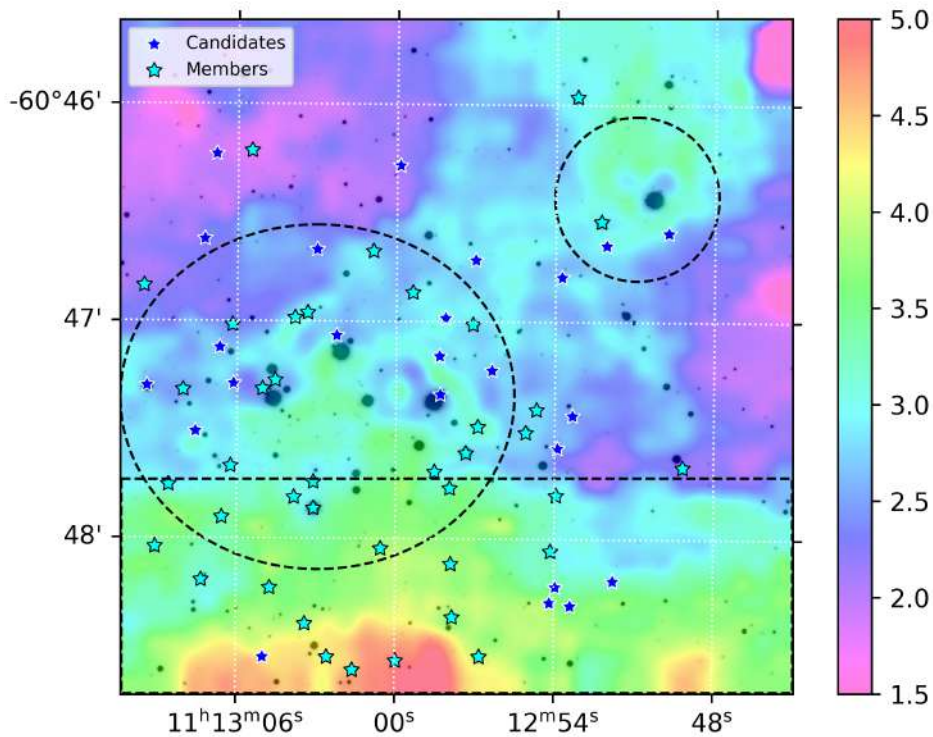


Figura 5.8: Razão $H\alpha/[SII]$ em NGC 3590. Apresentamos um corte de $1.8' \times 1.8'$ em torno da região central na Fig. 5.14.

No caso de NGC 3590, a estrutura nebulosa (destacada em verde na Fig. 5.8) apresenta-se estendida desde o Noroeste da imagem até o Sul, onde atinge $H\alpha/[SII] > 5$ em direção à borda da nuvem que corresponde à prolongação de H1803.

Para NGC 3572, os altos valores da razão $H\alpha/[SII]$ (Fig. 5.9) coincidem com a região interna do glóbulos, no qual Smith et al. (2003) identificaram níveis de mais baixa excitação em comparação com a região do halo externo e difuso formando um arco na direção das estrelas massivas.

O arco mais brilhante do glóbulos apresenta $H\alpha/[SII] > 5$, enquanto que imediatamente

fora do glóbulo, o indicador sofre um decréscimo de pelo menos 50%, podendo atingir valores ~ 2 .

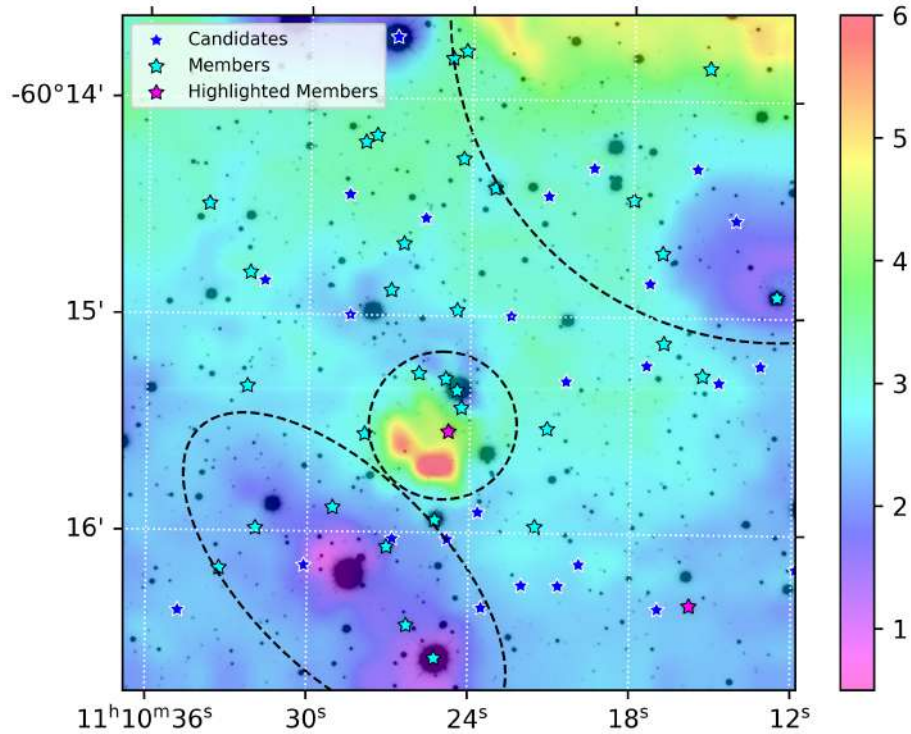


Figura 5.9: Razão $H\alpha/[S II]$ em NGC 3572. Apresentamos um corte de $26'' \times 22''$ em torno da nebulosidade central na Fig. 5.18.

A Figura 5.10 mostra em NGC 3590 a presença de duas estruturas na região central e a Noroeste com razão $[S II]/[O III]$ inferior a 0.4. Já em NGC 3572 (Fig. 5.11), a posição central se destaca pela presença de uma região com índice $[S II]/[O III] > 1$, que coincide com a posição do glóbulo.

A razão $[S II]/[O III]$ tem sido frequentemente associada a regiões aquecidas por choque – que produzem *knots* de H_2 no infravermelho. No caso de NGC 3590, os valores mais altos ($[S II]/[O III] > 0.5$) indicam uma maior concentração de gás de baixa-ionização (Loh et al., 2011) na região intra-aglomerado se comparada às regiões central e noroeste ($[S II]/[O III] < 0.35$). Os baixos valores nas regiões central e noroeste de NGC 3590 coincidentes com a posição das estrelas mais massivas da região podem estar associados à uma menor quantidade de gás na região devido a ação das próprias estrelas em seu entorno. Também podemos notar que o mesmo fenômeno, ainda que em menor escala, é perceptível em NGC 3572. A posição das estrelas mais brilhantes de ambos os aglomerados está associada às regiões de menor razão $[S II]/[O III]$.

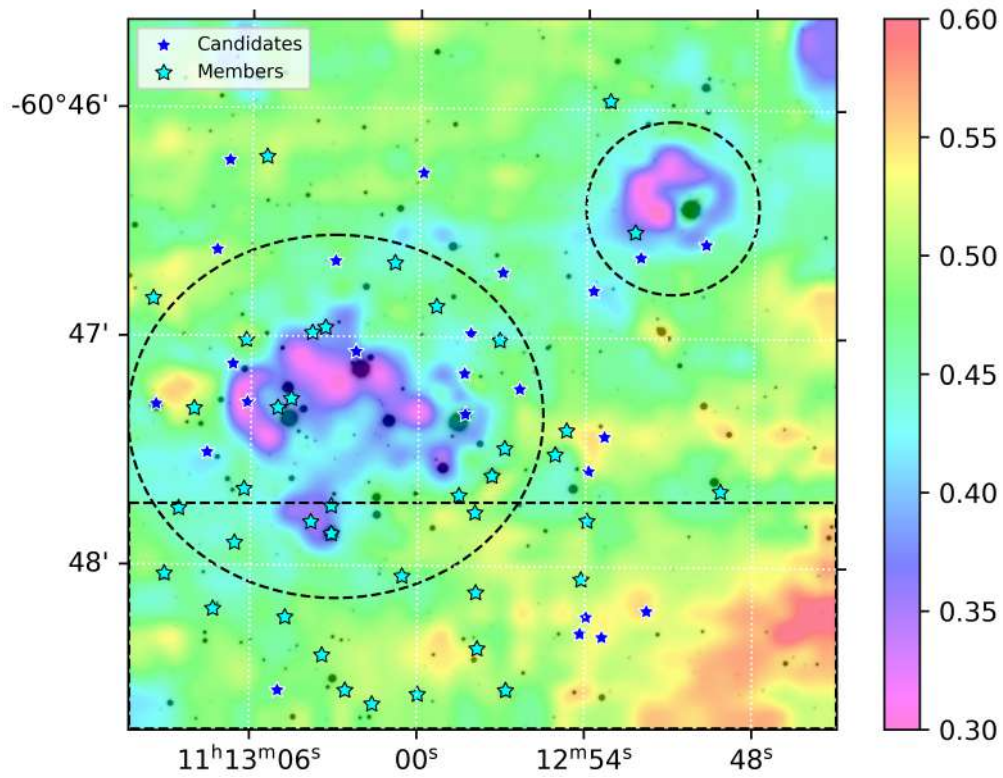


Figura 5.10: Razão $[SII]/[OIII]$ em NGC 3590. Apresentamos um corte de $1.8' \times 1.8'$ em torno da região central na Fig. 5.15.

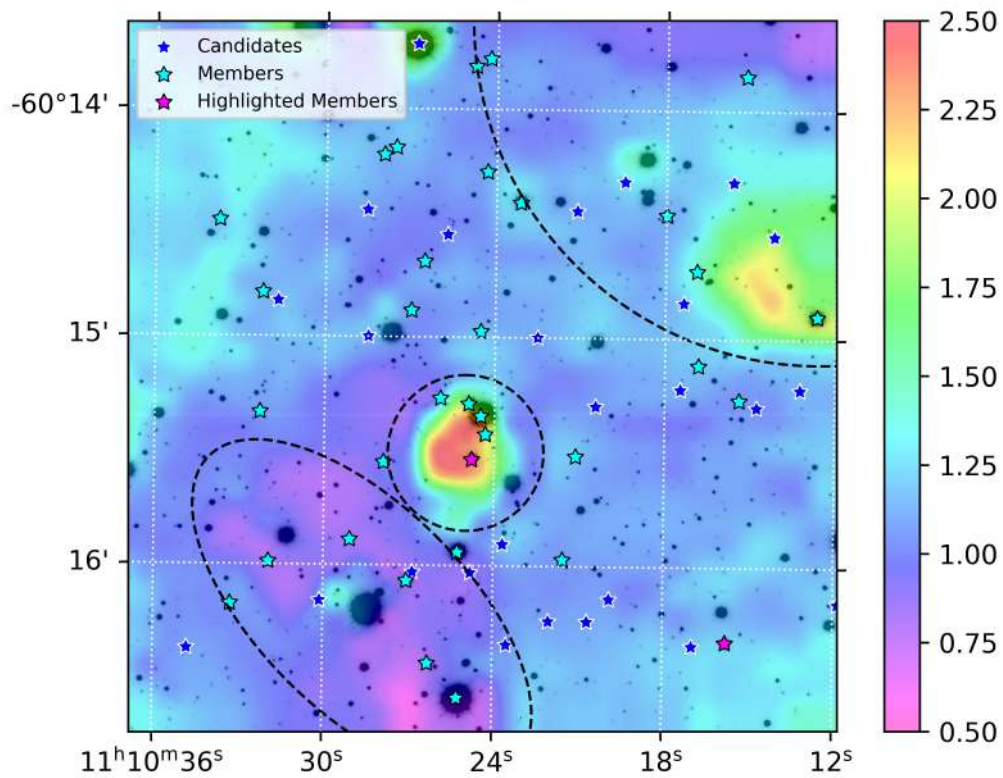


Figura 5.11: Razão $[SII]/[OIII]$ em NGC 3572. Apresentamos um corte de $26'' \times 22''$ em torno da nebulosidade central na Fig. 5.19.

O resultado da razão entre imagens obtidas nos filtros $H\alpha$ e $[O III]$ é mostrado nas Figuras 5.12 e 5.13, onde notam-se as mesmas estruturas identificadas na Figuras 5.8 e 5.9. Para NGC 3590 os mais altos níveis da razão de fluxo ($H\alpha/[O III] > 1.25$) aparecem na estrutura que vai de Noroeste ao Sul, onde se encontra a borda da nuvem e os máximos valores são atingidos ($H\alpha/[O III] > 2.25$) indicando a região do gás neutro e excitado.

O mesmo efeito ocorre de forma mais pronunciada para a região central de NGC 3572 (glóbulo) cujos valores são cerca de 3 vezes mais elevados ($H\alpha/[O III] > 6$). Em contrapartida, a região de NGC 3572 onde se espera uma ionização mais importante (próximo às estrelas massivas) aparece em destaque no Sudeste da imagem, na cor rosa representando os valores menos elevados ($H\alpha/[O III] < 2$). No caso de NGC 3590. Nas proximidades de estrelas massivas os níveis de razões de fluxo são menores que 0.75. Nas Seções 5.2.1 e 5.2.2 apresentamos um estudo detalhado das regiões centrais de ambos os aglomerados.

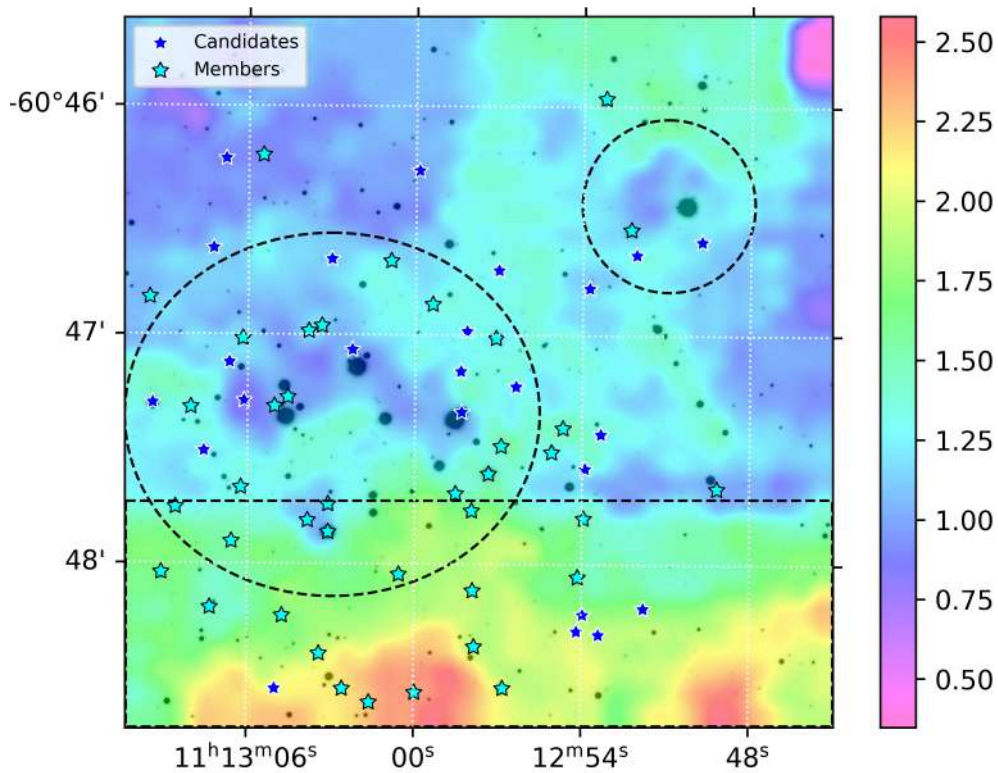


Figura 5.12: Razão $H\alpha/[O III]$ em NGC 3590. Apresentamos um corte de $1.8' \times 1.8'$ em torno da região central na Fig. 5.16.

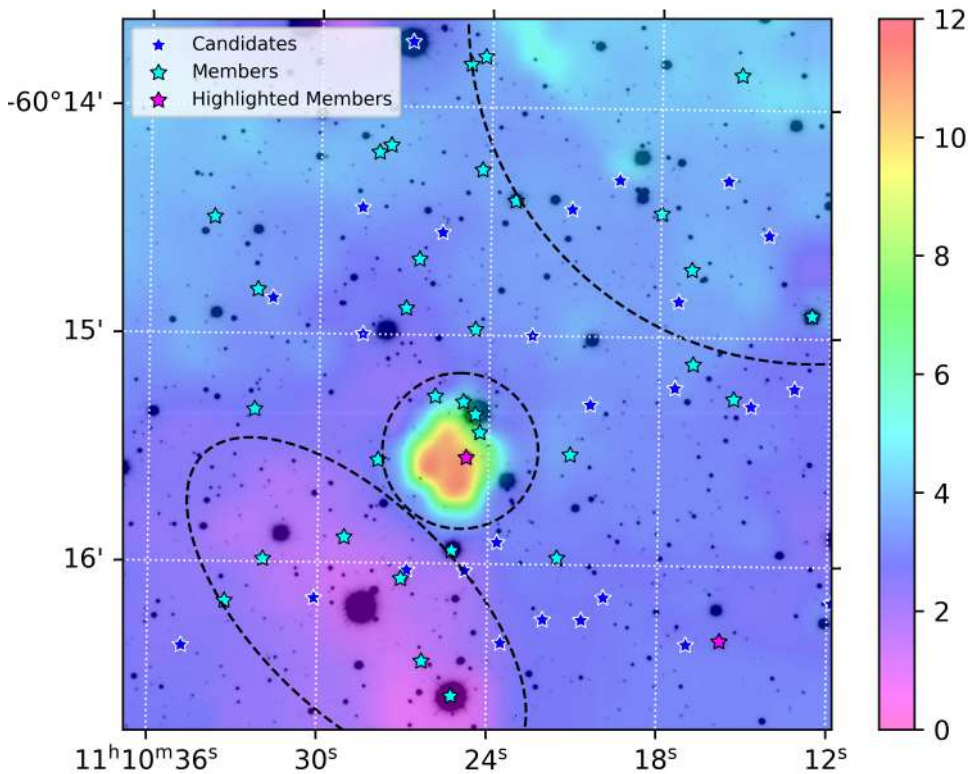


Figura 5.13: Razão $H\alpha/[O III]$ em NGC 3572. Apresentamos um corte de $26'' \times 22''$ em torno da nebulosidade central na Fig. 5.20.

5.2.1 A região central de NGC 3590

A região central de NGC 3590 é composta por um grupo mais denso de estrelas ao longo de uma elipse de $1.8'$ (eixo maior) centrada em $(RA=11^h 13^m 02^s, Dec=-60^\circ 47' 19'')$. Esta região foi descrita por Piatti et al. (2010) como delimitação de NGC 3590, no entanto, Molina-Lera et al. (2016) não se restringem apenas à esta pequena região, adotando uma extensão de $4.0'$ para o aglomerado como um todo.

Apresentamos nas Figuras 5.14, 5.15 e 5.16 um corte de $1.8' \times 1.8'$ na região central de NGC 3590 da exposição SAMI no filtro R sobreposta aos mapas de $H\alpha/[S II]$, $[S II]/[O III]$ e $H\alpha/[O III]$ e posição dos objetos indicados como membros e candidatas.

Nesta região estão localizadas as estrelas mais massivas do aglomerado e podemos observar com detalhes algumas características peculiares na região em torno não apenas destas estrelas em especial, mas sim da região como um todo.

A fração $H\alpha/[S II]$ mais elevada na região central de NGC 3590 parece circundar as regiões em que se localizam as estrelas mais brilhantes do campo, esboçando estruturas semelhantes a canais destacados em tons de verde e amarelo ($3 < H\alpha/[S II] < 3.75$) que

podem estar associadas a frentes de choque devido a ação das estrelas massivas. Além disso, também pode-se observar em detalhes o gradiente em direção à nuvem H1803, apresentando fração $H\alpha/[SII] > 3.75$ nos limites ao Sul da imagem, enquanto que na região periférica do aglomerado (destacada em tons de roxo), a fração atinge valores < 2.25 .

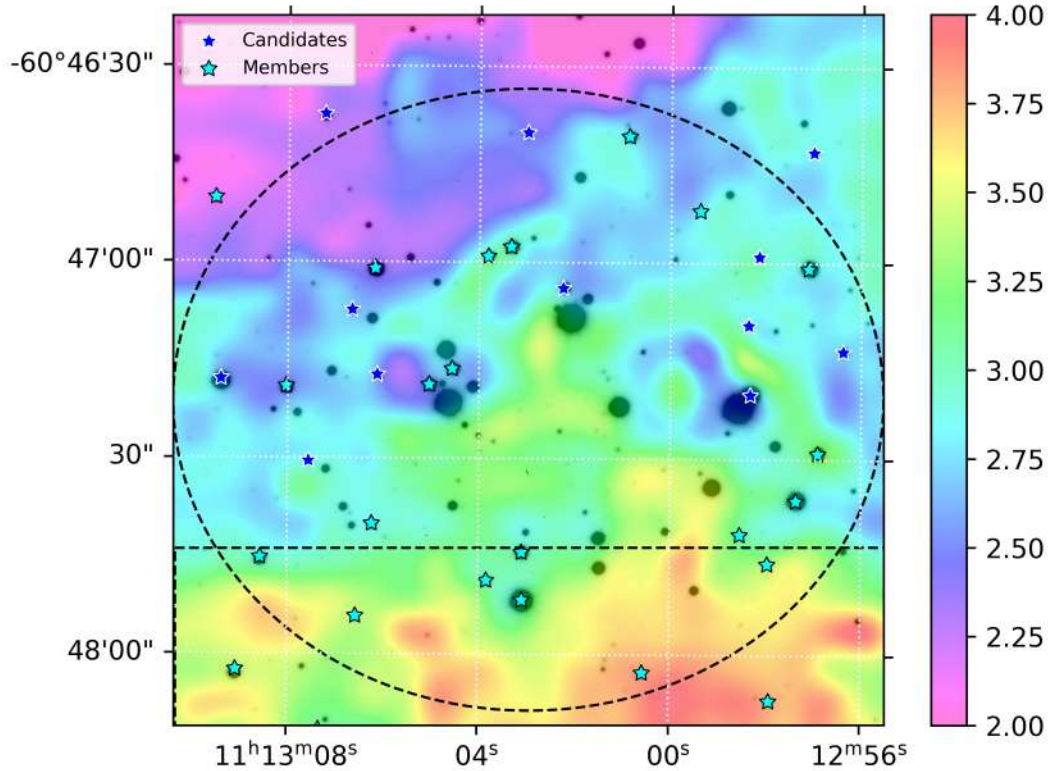


Figura 5.14: Região central de NGC 3590 ampliada. Apresentamos a observação SAMI no filtro R sobreposta ao mapa de $H\alpha/[SII]$.

Uma mesma visão da região central de NGC 3590 no mapa de $[SII]/[OIII]$ está apresentada na Figura 5.15. Este mapa revela as regiões em que há maior concentração de gás de baixa-ionização ($[SII]/[OIII] > 0.5$), destacadas em tons mais alaranjados, e o meio em torno das estrelas massivas ($[SII]/[OIII] < 0.35$), que aparece em tons de roxo.

O mapa de $[H\alpha]/[OIII]$ (Fig. 5.16) evidencia a concentração de gás neutro e ionizado em regiões distintas. A maior fração ao Sul ($H\alpha/[OIII] > 1.8$) indica uma maior presença de gás neutro na direção da nuvem H1803 se comparada ao entorno, enquanto que as regiões que envolvem as estrelas mais brilhantes apresentam fração < 1 , apontando a presença de gás ionizado.

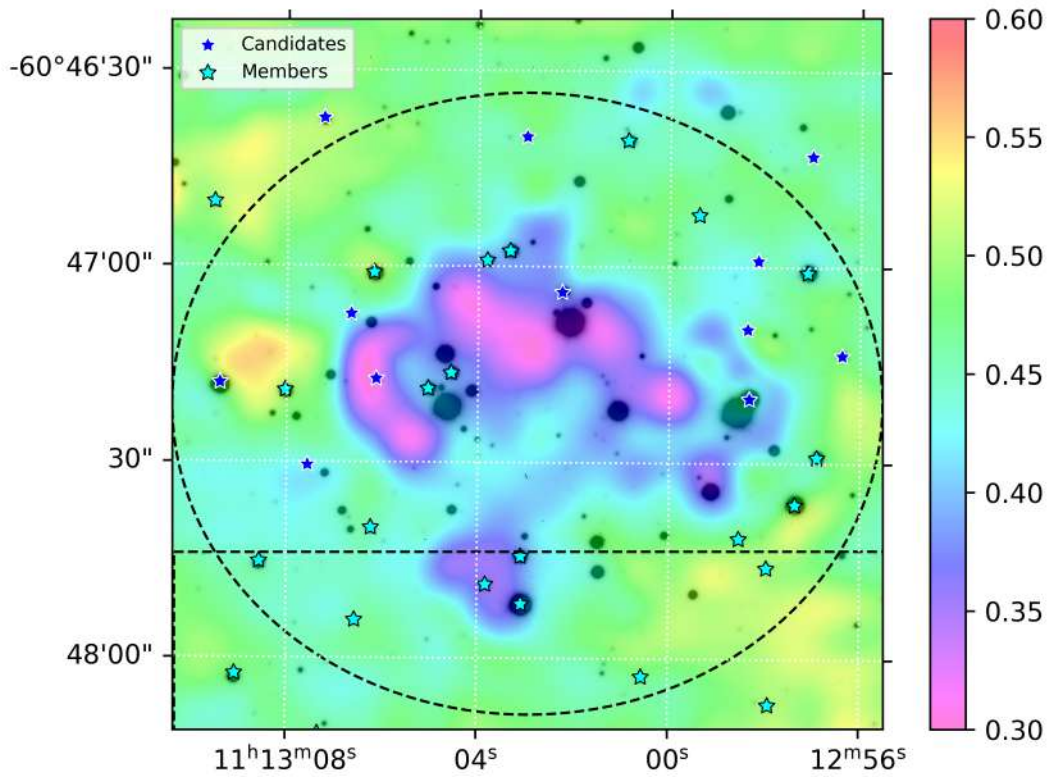


Figura 5.15: Região central de NGC 3590 ampliada. Apresentamos a observação SAMI no filtro R sobreposta ao mapa de $[SII]/[OIII]$.

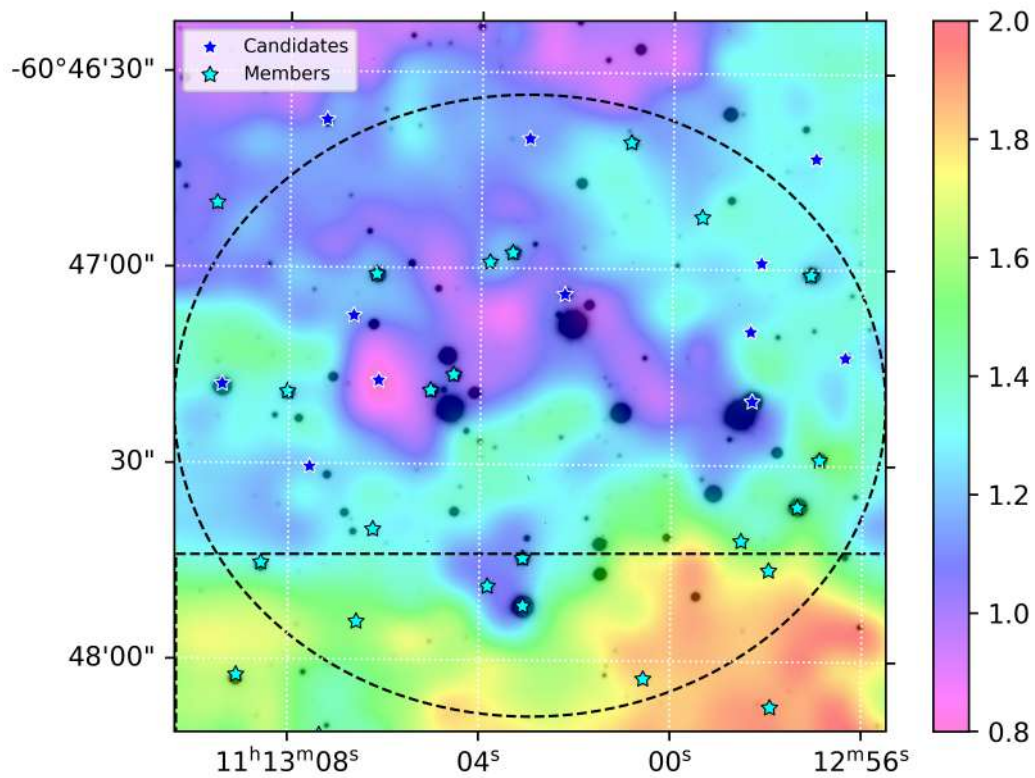


Figura 5.16: Região central de NGC 3590 ampliada. Apresentamos a observação SAMI no filtro R sobreposta ao mapa de $H\alpha/[OIII]$.

5.2.2 O glóbululo em fotoevaporação de NGC 3572

Descoberta em 1991 por Phelps e Janes e classificada como a Nebulosa Planetária PN G290.7+00.2, a estrutura nebular presente na região central de NGC 3572 foi muito pouco estudada desde então, tendo sua origem discutida apenas em 2003 quando Smith et al. utilizaram *Rutgers/CTIO imaging Fabry-Perot interferometer* e *Ritchey-Chrétien Spectrograph* para determinar propriedades deste objeto.

Realizamos um corte de 50" em torno da fonte central MSX5C G290.7124+00.1942 de NGC 3572 para estudar em detalhes a estrutura da nebulosa brilhante que aparece em destaque nas exposições da SAMI.

Os mapas apresentados na Figura 5.17 evidenciam a estrutura central de NGC 3572 nas bandas $H\alpha$, [S II] e [O III] da SAMI. Pode-se notar que esta estrutura difusa aparenta ser delimitada pelo cinturão de estrelas identificadas nas imagens. A região em que a nebulosa se localiza é caracterizada pela forte emissão em [S II] se comparada à emissão nas bandas $H\alpha$ e [O III]. Além disso, em todos os mapas – mas principalmente em [S II] – [O III] – é possível perceber a presença de uma pequena estrutura com [S II] – [O III] < 0 em torno da estrela central do cinturão (NGC 3572 #67).

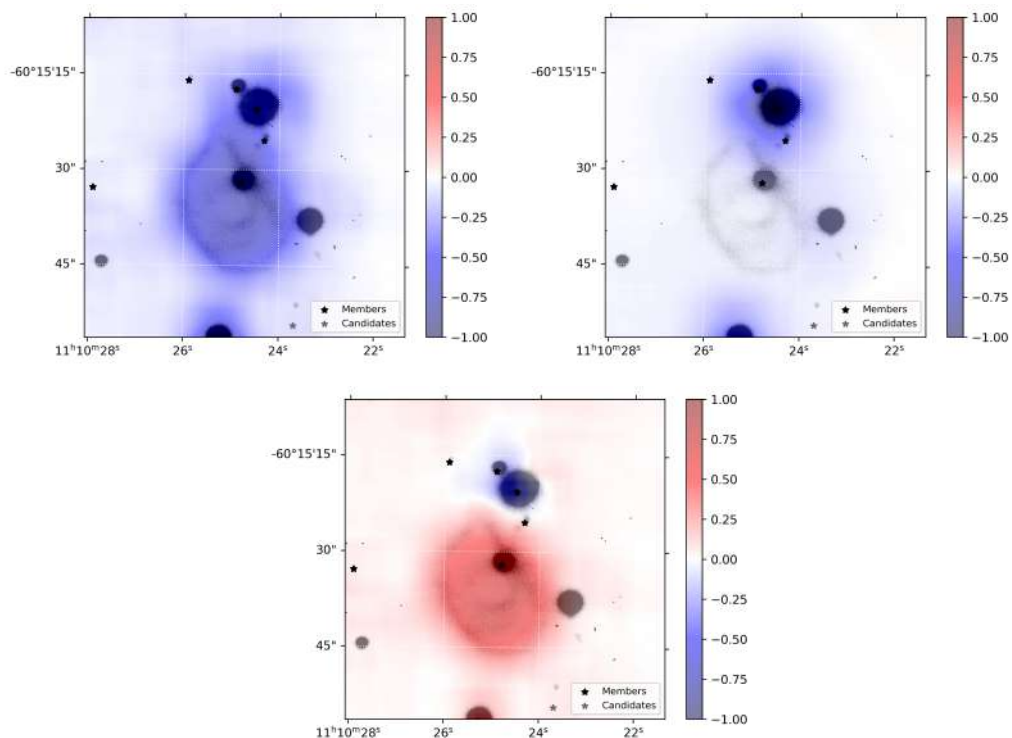


Figura 5.17: Subtração entre as imagens de $H\alpha$ e [S II] e [O III] na Nebulosa de NGC 3572. Apresentamos mapas $H\alpha - [S II]$ (topo, à esquerda), $H\alpha - [O III]$ (topo, à direita) e $[S II] - [O III]$ (base).

Os estudos de [Smith et al. \(2003\)](#) revelam a existência de um gradiente de excitação espacial, com maior excitação no halo externo difuso e baixa excitação na região interna do glóbulo, delimitada por um arco brilhante, sugerindo que a nebulosa é externamente ionizada por estrelas quentes pertencentes ao aglomerado e que a nebulosa e o aglomerado são equidistantes. Um corte de $26'' \times 22''$ nos mapas SAMI na posição do *glóbulo fotoevaporante* revela uma série de características dessa estrutura.

A Figura 5.18 mostra o arco brilhante em evidência (vermelho). Aqui, o indicador $H\alpha/[SII]$ aponta uma emissão em $H\alpha$ pelo menos 5 vezes mais intensa que a emissão em $[SII]$. A alta razão $H\alpha/[SII]$ quando comparada às demais regiões da nebulosa também indica a possibilidade de colisões mais intensas nessa região.

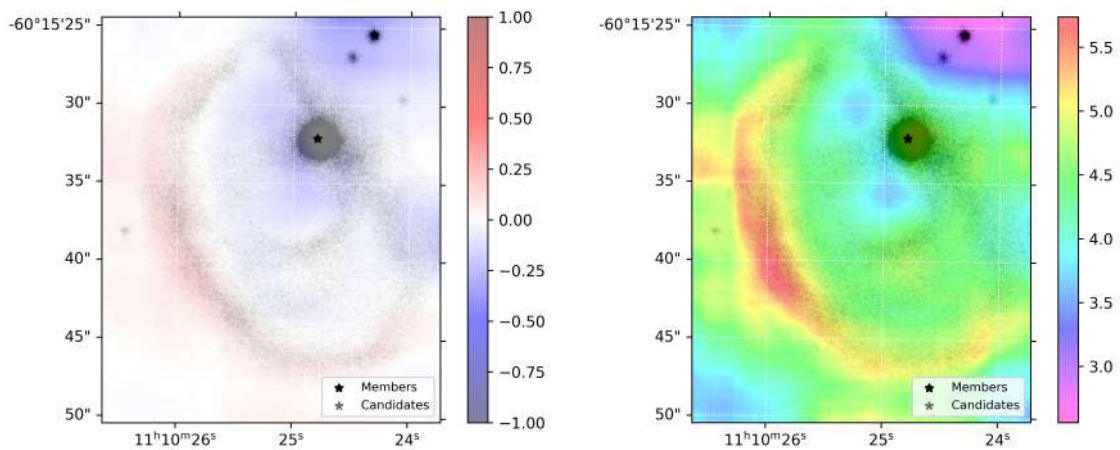


Figura 5.18: Visão central do *glóbulo fotoevaporante* nas bandas $H\alpha$ e $[SII]$. À esquerda, $H\alpha - [SII]$. À direita, $H\alpha/[SII]$.

Na Figura 5.19, pode-se notar um pequeno anel interno evidente em conjunto com o meio em torno da fonte central (em vermelho). Entre o anel (interno) e o arco (que delimita o glóbulo), encontra-se uma região em destaque (amarelo-alaranjada) que apresenta parâmetro $[SII]/[OIII] > 2.5$, indicando a presença de uma região de baixa excitação delimitada pela ação da frente de choque no arco.

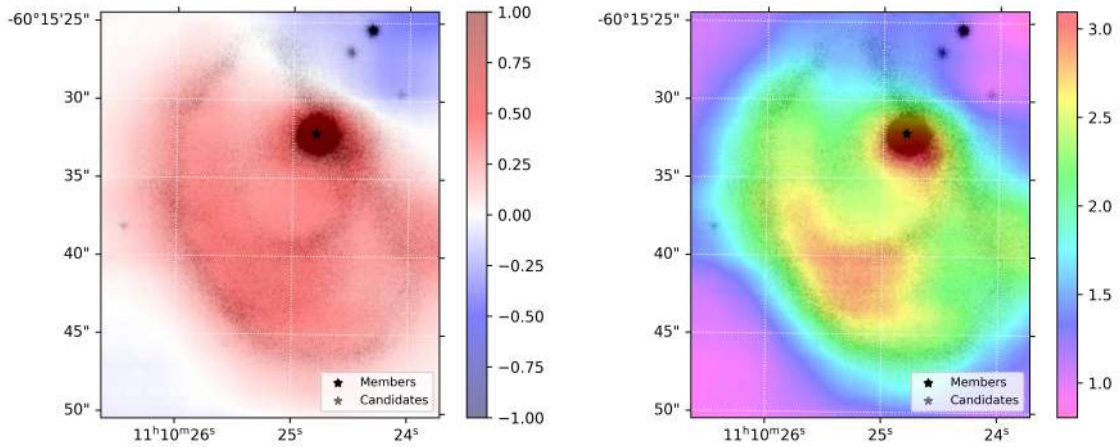


Figura 5.19: Visão central do *glóbulo fotoevaporante* nas bandas [SII] e [OIII]. À esquerda, [SII] – [OIII]. À direita, [SII]/[OIII].

Além disso, na Figura 5.20 o parâmetro $H\alpha/[OIII]$ evidencia uma estrutura muito similar à da Fig. 5.19 que parece englobar arco, anel e a região em torno da fonte central. A razão $H\alpha/[OIII]$ está associada à fração de gás neutro ($H\alpha$) e ionizado ([OIII]).

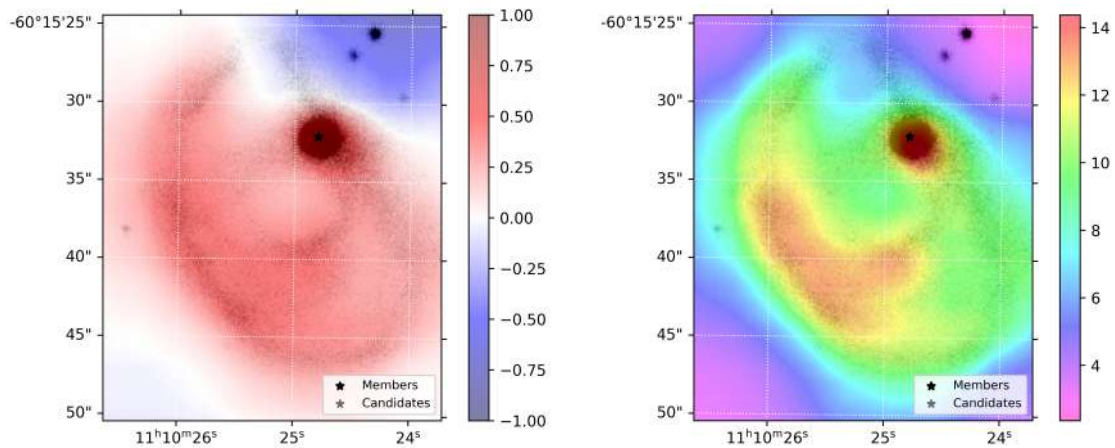


Figura 5.20: Visão central do *glóbulo fotoevaporante* em $H\alpha$ e [OIII]. À esquerda, $H\alpha - [OIII]$. À direita, $H\alpha/[OIII]$.

Em todos os mapas produzidos, é perceptível que a região interna da Nebulosa se mostra menos excitada que as regiões mais externas. Esse gradiente em excitação, visto tanto na Fig. 5.17 quanto nas Figs. 5.18, 5.19 e 5.20 é importante pois indica que a Nebulosa pode estar sendo ionizada de fora para dentro. Os espectros ópticos de baixa resolução analisados por Smith et al. (2003) revelaram esta característica da Nebulosa, que foi um dos pilares no entendimento da natureza do *glóbulo fotoevaporante*.

A Figura 5.21 mostra uma composição em cores RGB da visão central do *glóbulo fotoevaporante* dos indicadores $H\alpha/[SII]$ (R), $[SII]/[OIII]$ (G) e $H\alpha/[OIII]$ (B) em mesma escala de cores e nível. Aqui pode-se notar o gradiente a partir do arco brilhante em direção à posição da fonte central MSX. Também é perceptível que o entorno à fonte MSX apresenta um maior índice $[SII]/[OIII]$, associado à regiões de baixa excitação.

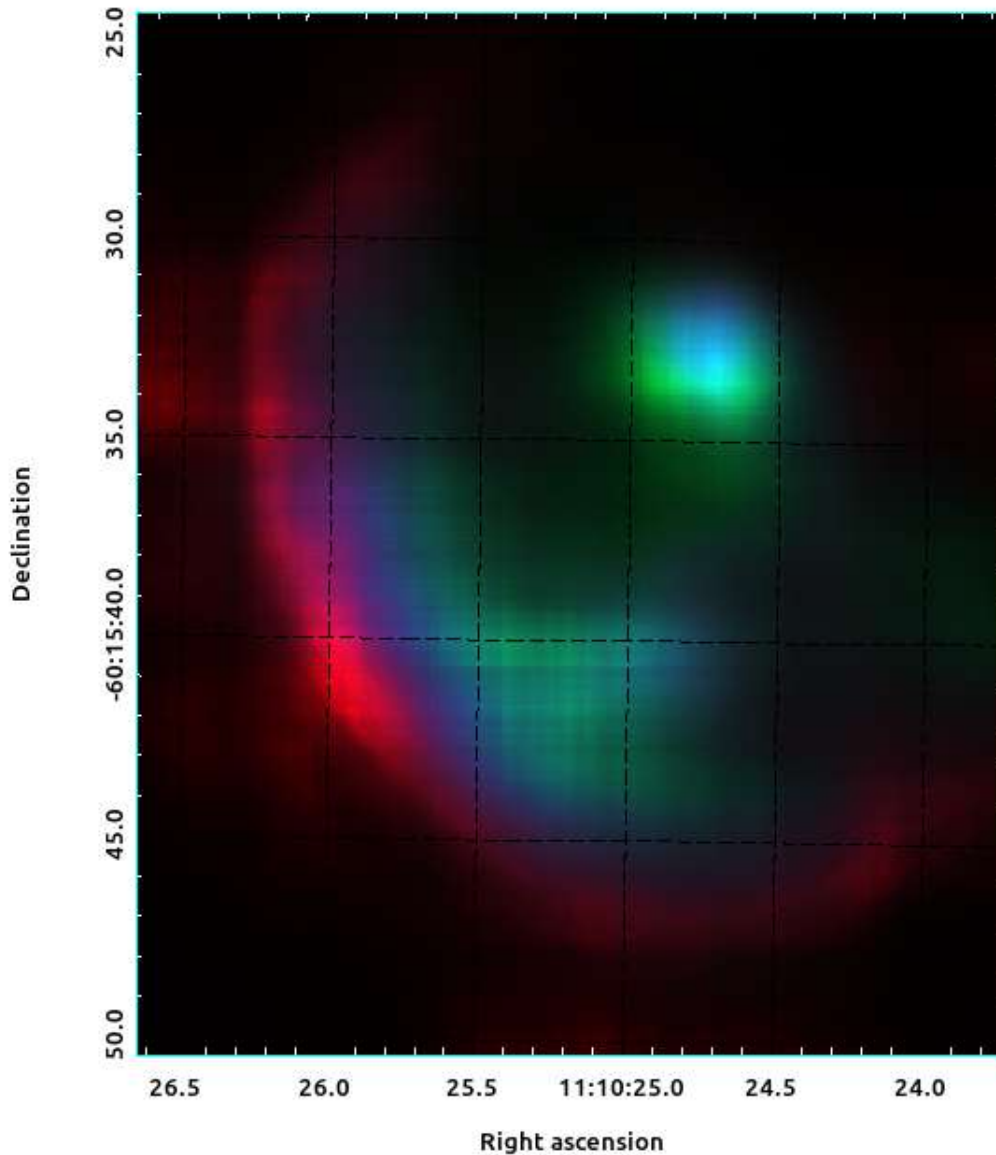


Figura 5.21: Composição de cores RGB do *glóbulo fotoevaporante*. Apresentamos os indicadores $H\alpha/[SII]$ (R), $[SII]/[OIII]$ (G) e $H\alpha/[OIII]$ (B) em mesma escala de cores e nível. Note o gradiente do halo externo ao anel interno.

Entre os resultados de [Smith et al. \(2003\)](#), o grupo estimou a massa total do *glóbulo fotoevaporante* em $5 - 10 M_{\odot}$. Os resultados da interferometria Fabry-Perot indicaram que o gás está se expandindo a velocidades de até 5 km/s, com fraca evidência para expansão

bipolar. A distância estimada para a estrutura é de 2.8 kpc, estando de acordo com a distância em que se localiza o aglomerado. Os valores encontrados no presente trabalho são compatíveis às medidas obtidas por meio de razão de linhas apresentadas por [Smith et al. \(2003\)](#). Eles comparam os dados do halo externo, que apresenta alta excitação (HEx), com a região interna ao arco brilhante do glóbululo, que aparenta ter níveis de excitação mais baixos (LEx), conforme indicado pelas diferenças nas razões de linhas. Dentre as várias linhas medidas nas duas diferentes regiões do glóbululo, destacam-se as intensidades relativas mostradas na Tabela 5.1, que foi adaptada da Tabela 2 do artigo de [Smith et al.](#)

Tabela 5.1 - Adaptação da Tabela 2 de [Smith et al. \(2003\)](#) apresentando as intensidades relativas nas bandas $H\alpha$, [S II] e [O III].

Linha de emissão	HEx	LEx
$H\alpha$ $\lambda 6563$	319	312
[O III] $\lambda 4959$	16	2.7
[O III] $\lambda 5007$	50	9.6
[S II] $\lambda 6717$	25	55
[S II] $\lambda 6731$	19	47

Enquanto $H\alpha$ parece ter intensidade semelhante em ambas regiões do glóbululo, nota-se que as intensidades de [O III] são mais que 5 vezes maiores na região do halo externo (HEx) do que no anel interno (LEx). Por outro lado, [S II] apresenta uma relação inversa, com maiores intensidades (de 2 a 2.5 vezes maior) na região interna. As linhas relativamente fortes de [S II] foram usadas como um indicativo da parte interna da nebulosa exibindo baixa excitação. O fato do halo externo mostrar linhas fortes de [O III] indica um gradiente radial de excitação em que a fonte de ionização provém das estrelas massivas que ficam fora do glóbululo. Tal gradiente de excitação aparece claramente ilustrado na Figura 5.21.

Tomando como exemplo a razão [S II] $\lambda 6717$ /[O III] $\lambda 5007$ encontramos 0.5 para o halo (HEx) e 5.7 para a região interna (LEx), temos uma boa concordância com os valores mostrados na Figura 5.19 com valores < 1.5 na parte externa e > 3.0 na parte interna.

Conclusões e perspectivas

O presente trabalho apresentou uma visão detalhada do meio interestelar em torno dos aglomerados estelares jovens NGC 3572 e NGC 3590 por meio da análise de observações de óptica adaptativa com a SOAR/SAMI nos filtros $H\alpha$, [SII] e [OIII] e realizamos um estudo das fontes pontuais presentes em cada uma das regiões.

Utilizamos os *softwares Aladin*, para realizar a calibração astrométrica (Gaia EDR3), e *StarFinder*, para estimar o a contribuição do meio e identificar fontes pontuais. Nossos resultados utilizando o *StarFinder* nos forneceram 935 fontes pontuais no campo referente ao aglomerado NGC 3572 e 1208 para NGC 3590. Além disso, o *background* estimado evidenciou as estruturas difusas que envolvem as regiões.

Considerando o total de fontes identificadas nas imagens da SAMI, 34.9% (NGC 3572) e 19.4% (NGC 3590) da nossa amostra inicial tem dados públicos de qualidade disponibilizados em ambos os catálogos DR3 do Gaia e 2MASS, resultando em uma amostra refinada de 326 (NGC 3572) e 234 (NGC 3590) objetos a serem analisados. Produzimos um catálogo fotométrico, de posição e movimento combinando nossas listas de fontes SAMI aos dados públicos do Gaia DR3 e 2MASS. Do total de fontes, identificamos um total de 37 e 42 membros e, 32 e 34 candidatas para os aglomerados NGC 3590 e NGC 3572, respectivamente. Os critérios adotados para avaliar a pertinência foram relacionados aos valores de movimento próprio: $(-6.12, 1.05) \pm 0.11$ mas/yr para NGC 3590, e $(-6.25, 2.04) \pm 0.15$ mas/yr para NGC 3572.

Levando em conta as semelhanças nas características entre os objetos considerados membros e candidatas, consideramos que as restrições adotadas para separar as duas categorias neste trabalho foram conservadoras. O mais provável é que todos os objetos classificados como candidatas, que têm valores de movimento próprio dentro de 3σ , sejam

de fato pertencentes aos aglomerados. Desta forma, a lista final de objetos detectados pela SAMI contém 69 estrelas associadas a NGC 3590 e 76 estrelas para NGC 3572.

A paralaxe foi usada como critério adicional para seleção de membros, e neste caso também sugerimos que todos objetos apresentando valores de paralaxe dentro de 3σ do valor encontrado para cada aglomerado sejam considerados membros. Para NGC 3590 encontramos paralaxe 0.39 ± 0.02 mas. No caso de NGC 3572, a subdivisão entre subgrupos não apresentou características diferenciadas, exceto o pequeno deslocamento em valores de paralaxe, sendo 0.45 ± 0.02 mas (grupo principal) e 0.35 ± 0.02 mas (grupo secundário). Supondo que essas diferenças estejam relacionadas a uma distribuição alongada na direção radial, bem como a possibilidade de que a determinação da paralaxe de objetos distantes ($d > 2$ kpc) apresenta maior incerteza, sugerimos que ambos subgrupos sejam pertencentes ao mesmo aglomerado.

Em se tratando da distribuição dos pontos no diagrama cor-magnitude, membros e candidatas de NGC 3590 são, em geral, menos espalhados se comparados aos de NGC 3572. Uma possível razão para tanto é a diferença de idade entre os diferentes grupos. As isócronas do PARSEC mostram que NGC 3572 é um objeto bem mais jovem que NGC 3590, com idade de apenas ~ 3 Myr enquanto que NGC 3590 tem ~ 25 Myr.

A distribuição em paralaxe dos membros apontou que os aglomerados estão localizados aproximadamente à mesma distância. Estimamos paralaxe de $\sim 0.39 \pm 0.02$ mas para NGC 3590 e $\sim 0.4 \pm 0.06$ mas para NGC 3572, sendo este último mais espalhado espacialmente que o primeiro.

Observamos a presença de uma grande quantidade de estrelas tipo O ou B em NGC 3590 (principalmente na região central) e identificamos a presença de uma estrela peculiar no campo de NGC 3572 (2MASS 11101579-6016197). Trata-se de uma estrela que se destaca na imagem GLIMPSE/Spitzer mostrada na Figura 4.8, com aparente excesso infravermelho, comparável ao observado no glóbulo fotoevaporante. A fonte 2MASS é um objeto jovem embebido não identificado previamente na literatura e apesar de aparecer listado apenas pela identificação Gaia na base de dados *Simbad*, suas coordenadas coincidem com a fonte 2MASS selecionada como membro do aglomerado. O excesso infravermelho também é confirmado no presente trabalho, no diagrama cor-magnitude da Figura 4.7, onde essa estrela apresenta $M_{J0} = 0.61$ mag e $(J-K)_0 = 1.2$ mag, indicando sua idade muito jovem (< 0.1 Myr).

A análise das emissões nebulares mostrou que a SAMI é capaz de evidenciar as estruturas extensas e algumas das principais estruturas destacadas podem estar correlacionadas a estruturas observadas no infravermelho.

NGC 3590 apresenta estruturas marcantes que parecem delimitar aglomerado, núcleo – do aglomerado – e a borda da nuvem escura H1803. Além disso, observamos a presença de uma estrutura singular em forma de anel nos limites de detecção de membros e candidatas, em uma região com baixa densidade de estrelas porém, 3 dos objetos presentes são estrelas conhecidas de tipo B.

Em NGC 3572 destacamos o glóbulo em fotoevaporação, o entorno às estrelas massivas e uma pequena nuvem a Noroeste. O corte na região do glóbulo mostrou detalhes de um arco brilhante que define a borda do glóbulo e um pequeno anel interno e evidenciou a existência de um gradiente radial em emissão, fortalecendo a hipótese descrita por [Smith et al. \(2003\)](#) de que a estrutura pode estar sendo ionizada de fora para dentro.

Entre as perspectivas futuras podemos destacar que nossos resultados serão refinados e incluiremos na análise novos dados obtidos com a Spartan no infravermelho. Resultados preliminares que realizamos aplicando o algoritmo de agrupamento DBSCAN aos dados Gaia em paralaxe e movimento próprio têm resultado em classificações similares ao procedimento adotado neste trabalho. Além disso, estudaremos as fontes pontuais mais detalhadamente, principalmente a estrela jovem 2MASS 11101579-6016197. Temos perspectivas de publicar os resultados em breve.

Referências Bibliográficas

- Alves de Oliveira C., Schneider N., Merín B., Prusti T., Ribas Á., Cox N. L. J., Vavrek R., Könyves V., Arzoumanian D., Puga E., Pilbratt G. L., Kóspál Á., André P., Dide-
lon P., Men'shchikov A., Royer P., Waelkens C., Bontemps S., Winston E., Spezzi L.,
Herschel view of the large-scale structure in the ¡ASTROBJ¿Chamaeleon¡/ASTROBJ¿
dark clouds, *A&A*, 2014, vol. 568, p. A98
- André P., Di Francesco J., Ward-Thompson D., Inutsuka S. I., Pudritz R. E., Pineda
J. E., From Filamentary Networks to Dense Cores in Molecular Clouds: Toward a New
Paradigm for Star Formation. In *Protostars and Planets VI* , 2014, p. 27
- André P., Men'shchikov A., Bontemps S., Konyves V., Motte F., From filamentary clouds
to prestellar cores to the stellar IMF: Initial highlights from the Herschel Gould Belt
Survey, *A&A*, 2010, vol. 518, p. L102
- Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., PAR-
SEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code,
MNRAS, 2012, vol. 427, p. 127
- Briceño C., Heathcote S., , 2015 The SOAR Adaptive Optics Module (SAM) ta-
kes a sharp look at HH-46/47 [http://aiweb.techfak.uni-bielefeld.de/content/
bworld-robot-control-software/](http://aiweb.techfak.uni-bielefeld.de/content/bworld-robot-control-software/)
- Burbidge E. M., Burbidge G. R., Fowler W. A., Hoyle F., Synthesis of the Elements in
Stars, *Reviews of Modern Physics*, 1957, vol. 29, p. 547
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., The Relationship between Infrared, Optical,
and Ultraviolet Extinction, *ApJ*, 1989, vol. 345, p. 245

- Cartwright A., Whitworth A. P., The statistical analysis of star clusters, *MNRAS*, 2004, vol. 348, p. 589
- Cerqueira A. H., Vasconcelos M. J., Raga A. C., Feitosa J., Plana H., Gemini-IFU Spectroscopy of HH 111, *AJ*, 2015, vol. 149, p. 98
- Correnti M., Paresce F., Aversa R., Beccari G., De Marchi G., Di Criscienzo M., Pang X., Spezzi L., Valenti E., Ventura P., Star formation in the starburst cluster in NGC 3603, *Ap&SS*, 2012, vol. 340, p. 263
- Dobashi K., Atlas and Catalog of Dark Clouds Based on the 2 Micron All Sky Survey, *PASJ*, 2011, vol. 63, p. S1
- Dobashi K., Marshall D. J., Shimoikura T., Bernard J.-P., Atlas and Catalog of Dark Clouds Based on the 2 Micron All Sky Survey. II. Correction of the Background Using the Besançon Galaxy Model, *PASJ*, 2013, vol. 65, p. 31
- Dobashi K., Uehara H., Kandori R., Sakurai T., Kaiden M., Umemoto T., Sato F., Atlas and Catalog of Dark Clouds Based on Digitized Sky Survey I, *PASJ*, 2005, vol. 57, p. S1
- Egan M. P., Price S. D., Shipman R. F., Gugliotti G. M., Tedesco E. F., Moshir M., Cohen M., The MSX Infrared Point Source Catalog, Version 1. 0. In *Astrophysics with Infrared Surveys: A Prelude to SIRTf* , vol. 177 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 1999, p. 404
- Ferrero L. V., Cappa C. E., Saldaña H. P., Gómez M., Rubio M., Günthardt G., Multi-frequency study of HH 137 and HH 138: discovering new knots and molecular outflows with Gemini and APEX, *MNRAS*, 2020, vol. 496, p. 4239
- Fraga L., Kunder A., Tokovinin A., SOAR Adaptive Optics Observations of the Globular Cluster NGC 6496, *AJ*, 2013, vol. 145, p. 165
- Gaia Collaboration Vallenari A., Brown A. G. A., Prusti T., de Bruijne J. H. J., Arenou Gaia Data Release 3: Summary of the content and survey properties, arXiv e-prints, 2022, p. arXiv:2208.00211

-
- Gaia Collaboration Brown A. G. A., et al. et al. Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties, *A&A*, 2018, vol. 616, p. A1
- Gregorio-Hetem J., Hetem A., Santos-Silva T., Fernandes B., Statistical fractal analysis of 25 young star clusters, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2015, vol. 448, p. 2504
- Heathcote S., Morse J. A., Hartigan P., Reipurth B., Schwartz R. D., Bally J., Stone J. M., Hubble Space Telescope Observations of the HH 47 Jet: Narrowband Images, *AJ*, 1996, vol. 112, p. 1141
- Hetem A., Gregorio-Hetem J., Fractal statistics in young star clusters: structural parameters and dynamical evolution, *MNRAS*, 2019, vol. 490, p. 2521
- Hills J. G., The effect of mass loss on the dynamical evolution of a stellar system - Analytic approximations, *ApJ*, 1980, vol. 235, p. 986
- Kleinmann S. G., 2MASS: the 2 μm all sky survey.. In *Robotic Telescopes in the 1990s* , vol. 103 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 1992, p. 203
- Loh E. D., Baldwin J. A., Curtis Z. K., Ferland G. J., O'Dell C. R., Fabian A. C., Salomé P., A Survey of Molecular Hydrogen in the Crab Nebula, *ApJS*, 2011, vol. 194, p. 30
- Loh E. D., Baldwin J. A., Ferland G. J., A Bright Molecular Core in a Crab Nebula Filament, *ApJ*, 2010, vol. 716, p. L9
- Maciel W. J., *Astrofísica do Meio Interestelar*. Edusp, 2002
- Marigo P., Girardi L., Bressan A., Rosenfield P., Aringer B., Chen Y., Dussin M., Nanni A., Pastorelli G., Rodrigues T. S., Trabucchi M., Bladh S., Dalcanton J., Groenewegen M. A. T., Montalbán J., Wood P. R., A New Generation of PARSEC-COLIBRI Stellar Isochrones Including the TP-AGB Phase, *ApJ*, 2017, vol. 835, p. 77
- Molina-Lera J. A., Baume G., Gamen R., Costa E., Carraro G., Stellar populations in the Carina region. The Galactic plane at $l = 291^\circ$, *Astronomy and Astrophysics*, 2016, vol. 592, p. A149

- Monsch K., Pineda J. E., Liu H. B., Zucker C., How-Huan Chen H., Pattle K., Offner S. S. R., Di Francesco J., Ginsburg A., Ercolano B., Arce H. G., Friesen R., Kirk H., Caselli P., Goodman A. A., Dense Gas Kinematics and a Narrow Filament in the Orion A OMC1 Region Using NH₃, *ApJ*, 2018, vol. 861, p. 77
- Navarete F., Procura de Estrelas de Alta Massa em Formação, IAG/USP, 2013, Dissertação de Mestrado
- Navarete F., Damineli A., Barbosa C. L., Blum R. D., A Survey of Extended H₂ Emission Towards a Sample of Massive YSOs. In *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, vol. 44 of *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, 2014, p. 142
- Navarete F., Damineli A., Barbosa C. L., Blum R. D., A survey of extended H₂ emission from massive YSOs, *MNRAS*, 2015, vol. 450, p. 4364
- O'Donnell J. E., R v-dependent Optical and Near-Ultraviolet Extinction, *ApJ*, 1994, vol. 422, p. 158
- Parker R. J., On the spatial distributions of dense cores in Orion B, *MNRAS*, 2018, vol. 476, p. 617
- Parker R. J., Dale J. E., Imprints of feedback in young gasless clusters?, *MNRAS*, 2013, vol. 432, p. 986
- Parker R. J., Wright N. J., Goodwin S. P., Meyer M. R., Dynamical evolution of star-forming regions, *MNRAS*, 2014, vol. 438, p. 620
- Phelps R. L., Janes K. A., A probable planetary nebula in the direction of the young open cluster NGC 3572, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 1991, vol. 103, p. 491
- Piatti A. E., Clariá J. J., Ahumada A. V., Hogg 12 and NGC 3590: A New Open Cluster Binary System Candidate, *PASP*, 2010, vol. 122, p. 516
- Pilbratt G. L., Riedinger J. R., Passvogel T., Crone G., Doyle D., Gageur U., Heras A. M., Jewell C., Metcalfe L., Ott S., Schmidt M., Herschel Space Observatory. An ESA facility for far-infrared and submillimetre astronomy, *A&A*, 2010, vol. 518, p. L1

- Portegies Zwart S. F., McMillan S. L. W., Gieles M., Young Massive Star Clusters, *ARA&A*, 2010, vol. 48, p. 431
- Preibisch T., Ratzka T., Kuderna B., Ohlendorf H., King R. R., Hodgkin S., Irwin M., Lewis J. R., McCaughrean M. J., Zinnecker H., Deep wide-field near-infrared survey of the Carina Nebula, *A&A*, 2011, vol. 530, p. A34
- Rebolledo D., Guzmán A. E., Contreras Y., Garay G., Medina S. N. X., Sanhueza P., Green A. J., Castro C., Guzmán V., Burton M. G., Effect of Feedback of Massive Stars in the Fragmentation, Distribution, and Kinematics of the Gas in Two Star-forming Regions in the Carina Nebula, *ApJ*, 2020, vol. 891, p. 113
- Reipurth B., Hartigan P., Heathcote S., Morse J. A., Bally J., Hubble Space Telescope Images of the HH 111 Jet., *AJ*, 1997, vol. 114, p. 757
- Riaz B., Briceño C., Whelan E. T., Heathcote S., First Large-scale Herbig-Haro Jet Driven by a Proto-brown Dwarf, *The Astrophysical Journal*, 2017, vol. 844, p. 47
- Rybicki G. B., Lightman A. P., Radiative processes in astrophysics, 1979
- Skrutskie M. F., Cutri R. M., Stiening R., Weinberg M. D., Schneider S., Carpenter J. M., Beichman C., Capps R., Chester T., Elias J., Huchra J., Liebert J., Lonsdale C., Monet D. G., Price S., Seitzer P., Jarrett T., Kirkpatrick J. D., Gizis J. E., Howard E., Evans T., Fowler J., Fullmer L., Hurt R., Light R., Kopan E. L., Marsh K. A., McCallon H. L., Tam R., Van Dyk S., Wheelock S., The Two Micron All Sky Survey (2MASS), *AJ*, 2006, vol. 131, p. 1163
- Smith N., Morse J. A., Bally J., Phelps R. y. L., The Mysterious Ring in the Open Cluster NGC 3572: Planetary Nebula or Photoevaporating Globule?, *PASP*, 2003, vol. 115, p. 342
- Sota A., Maíz Apellániz J., Morrell N. I., Barbá R. H., Walborn N. R., Gamen R. C., Arias J. I., Alfaro E. J., The Galactic O-Star Spectroscopic Survey (GOSSS). II. Bright Southern Stars, *ApJS*, 2014, vol. 211, p. 10
- Steppe H., RGU photometry of eight open clusters near eta Carinae: NGC 3572, NGC 3590, Tr 18, Tr 17, Ru 92, Ru 93, Stock 13 and Ba 17., *A&AS*, 1977, vol. 27, p. 415

- Tokovinin A., Cantarutti R., Tighe R., Schurter P., Martinez M., Thomas S., van der Bliet N., SOAR Adaptive Module (SAM): Seeing Improvement with a UV Laser, *PASP*, 2016, vol. 128, p. 125003
- Vereshchagin S. V., Tutukov A. V., Chupina N. V., Postnikova E. S., Sizova M. D., Binary Clusters: Theory and Observations, *Astronomy Reports*, 2022, vol. 66, p. 361
- Ward-Thompson D., Pattle K., Kirk J. M., Marsh K., Buckle J., Hatchell J., Nutter D. J., Griffin M. J., Di Francesco J., André P., Beaulieu S., Berry D., Broekhoven-Fiene H., Currie M., Fich M., Jenness T., Johnstone D., Kirk H., Mottram J., Pineda J., Quinn C., Sadavoy S., Salji C., Tisi S., Walker-Smith S., White G., Hill T., Könyves V., Palmeirim P., Pezzuto S., The JCMT and Herschel Gould Belt Surveys: a comparison of SCUBA-2 and Herschel data of dense cores in the Taurus dark cloud L1495, *MNRAS*, 2016, vol. 463, p. 1008
- Whitney B., Arendt R., Babler, 2008 GLIMPSE360: Completing the Spitzer Galactic Plane Survey Spitzer Proposal ID 60020
- Zaritsky D., Kennicutt Robert C. J., Huchra J. P., H II Regions and the Abundance Properties of Spiral Galaxies, *ApJ*, 1994, vol. 420, p. 87

Apêndice

Apêndice A

Tabela de dados

Tabela A.1 - Dados das observações disponibilizadas. Cada coluna, da esquerda para a direita, se refere a/ao: 1) N^o identificador do imageamento; 2) Objeto-alvo da observação; 3) Câmera utilizada; 4) Banda observada; 5) N^o da missão responsável pela observação; 6) Ascensão reta (em horas, minutos e segundos); 7) Declinação (em graus, minutos e segundos); 8) Tempo de exposição; 9) Massa de ar o momento da observação; 10) Centralização da observação (C ou E, quando aplicável).

Img. N ^o	ID objeto	Instru- mento	Banda	Missão N ^o	RA (h:m:s)	DEC (°′″)	T _{exp} (s)	Massa de ar	C/ E
165	S101	SAMI	R	021-0220	09:58:20	+00:25:23	1.5	1.21	-
166	S101	SAMI	Ha	021-0220	09:58:20	+00:25:23	5	1.22	-
167	S101	SAMI	Ha	021-0220	09:58:20	+00:25:23	10	1.22	-
168	S101	SAMI	SII	021-0220	09:58:20	+00:25:23	20	1.22	-
169	S101	SAMI	OIII	021-0220	09:58:20	+00:25:23	3	1.22	-
170	S101	SAMI	OIII	021-0220	09:58:20	+00:25:23	6	1.22	-
171	NGC 3590	SAMI	R	021-0220	11:12:59	-60:47:00	60	1.18	-
172	NGC 3590	SAMI	R	021-0220	11:12:59	-60:47:00	5	1.18	-
173	NGC 3590	SAMI	R	021-0220	11:12:59	-60:47:00	1	1.18	-
174	NGC 3590	SAMI	Ha	021-0220	11:12:59	-60:47:00	3	1.18	-
175	NGC 3590	SAMI	Ha	021-0220	11:12:59	-60:47:00	10	1.19	-
176	NGC 3590	SAMI	SII	021-0220	11:12:59	-60:47:00	10	1.19	-
177	NGC 3590	SAMI	SII	021-0220	11:12:59	-60:47:00	30	1.19	-
178	NGC 3590	SAMI	OIII	021-0220	11:12:59	-60:47:00	15	1.19	-
179	NGC 3590	SAMI	OIII	021-0220	11:12:59	-60:47:00	30	1.19	-
181	NGC 3572	SAMI	R	021-0220	11:10:26	-60:15:00	10	1.24	C

182	NGC 3572	SAMI	Ha	021-0220	11:10:26	-60:15:00	10	1.24	C
183	NGC 3572	SAMI	Ha	021-0220	11:10:26	-60:15:00	3	1.24	C
184	NGC 3572	SAMI	Ha	021-0220	11:10:26	-60:15:00	30	1.25	C
185	NGC 3572	SAMI	SII	021-0220	11:10:26	-60:15:00	30	1.25	C
186	NGC 3572	SAMI	SII	021-0220	11:10:26	-60:15:00	10	1.25	C
187	NGC 3572	SAMI	OIII	021-0220	11:10:26	-60:15:00	60	1.25	C
188	NGC 3572	SAMI	OIII	021-0220	11:10:26	-60:15:00	15	1.25	C
189	NGC 3572	SAMI	OIII	021-0220	11:10:26	-60:15:00	30	1.26	C
190	NGC 3572	SAMI	Ha	021-0220	11:10:22	-60:15:00	10	1.27	E
191	NGC 3572	SAMI	Ha	021-0220	11:10:22	-60:15:00	30	1.27	E
192	NGC 3572	SAMI	Ha	021-0220	11:10:22	-60:15:00	3	1.27	E
193	NGC 3572	SAMI	SII	021-0220	11:10:22	-60:15:00	10	1.27	E
194	NGC 3572	SAMI	SII	021-0220	11:10:22	-60:15:00	30	1.27	E
195	NGC 3572	SAMI	SII	021-0220	11:10:22	-60:15:00	60	1.27	E
196	NGC 3572	SAMI	R	021-0220	11:10:22	-60:15:00	3	1.28	E
197	NGC 3572	SAMI	R	021-0220	11:10:22	-60:15:00	10	1.28	E
198	NGC 3572	SAMI	R	021-0220	11:10:22	-60:15:00	20	1.28	E
199	NGC 3572	SAMI	OIII	021-0220	11:10:22	-60:15:00	15	1.28	E
200	NGC 3572	SAMI	OIII	021-0220	11:10:22	-60:15:00	30	1.28	E

Apêndice B

NGC 3572 – Membros e Candidatas

Tabela B.1 - Membros (M) e candidatas (C) identificados no campo de NGC 3572. Adotamos o padrão de nomenclatura 2MASS para identificar as fontes. Objetos não pertencentes ao catálogo 2MASS estão marcados com * e o ID foi definido com base nas coordenadas em RA, Dec de cada fonte. RA e Dec estão apresentados em graus, paralaxe (ϖ) em [mas] e movimento próprio (μ , $\mu_{\alpha\cos\delta}$ e μ_{δ}) em [mas/yr].

2MASS ID	RA	DEC	ϖ	μ	$\mu_{\alpha\cos\delta}$	μ_{δ}	G	G_{BP}	G_{RP}	A_G	E_{BPRP}	J	H	K_s
J11102649-6014402	167.61	-60.24	0.41	6.57	-6.27	1.95	16.87	17.77	15.90	-	-	14.39	13.65	13.36
J11102492-6015175	167.60	-60.25	0.40	6.63	-6.32	1.98	14.57	14.95	13.77	2.53	1.38	12.77	12.43	12.37
J11102632-6016258	167.60	-60.27	0.44	6.65	-6.31	2.11	15.01	15.54	14.19	1.02	0.56	13.13	12.65	12.46
J11102754-6014101	167.61	-60.23	0.46	6.50	-6.13	2.18	17.98	19.00	16.82	1.54	0.83	15.09	14.32	14.2
J11101520-6013509	167.56	-60.23	0.40	6.64	-6.30	2.08	16.56	17.50	15.60	1.89	1.03	14.13	13.41	13.18
J11100571-6014261	167.52	-60.24	0.46	6.63	-6.33	1.97	16.97	17.89	16.06	-	-	13.76	13.86	13.60
J11102451-6014584	167.60	-60.24	0.45	6.59	-6.29	1.96	17.00	17.91	16.05	1.35	0.74	14.47	13.78	13.49

Continua na próxima página...

Tabela B.1 – continuação da página anterior.

2MASS ID	RA	DEC	ϖ	μ	$\mu_{\alpha} \cos \delta$	μ_{δ}	G	G_{BP}	G_{RP}	A_G	$E_{BP RP}$	J	H	K_s
J11102796-6014120	167.61	-60.23	0.46	6.70	-6.35	2.14	17.18	18.10	16.22	1.32	0.72	14.74	14.05	13.85
J11101064-6016376	167.54	-60.27	0.45	6.61	-6.29	2.00	16.39	17.26	15.47	1.73	0.94	14.08	13.36	13.15
J11102835-6015479 *	167.61	-60.26	0.45	6.68	-6.33	2.13	17.74	18.55	16.76	1.11	0.60	-	-	-
J11102450-6015268 *	167.60	-60.25	0.45	6.48	-6.13	2.11	17.74	17.74	16.17	-	-	-	-	-
J11101688-6014420	167.57	-60.24	0.42	6.63	-6.28	2.11	18.51	19.43	17.37	0.71	0.39	15.91	15.20	14.13
J11102480-6015321	167.60	-60.25	0.39	6.45	-6.15	1.95	14.20	15.02	13.27	3.70	2.04	11.75	10.92	10.21
J11103331-6016107	167.63	-60.26	0.40	6.61	-6.30	1.99	18.24	18.94	16.93	1.37	0.74	15.40	14.72	14.47
J11102592-6015162	167.60	-60.25	0.40	6.45	-6.13	1.99	17.12	18.20	16.02	1.22	0.66	14.33	13.48	13.33
J11102909-6015534	167.62	-60.26	0.42	6.60	-6.28	2.03	17.79	18.77	16.84	0.13	0.07	15.36	14.71	14.62
J11102526-6016349	167.60	-60.27	0.39	6.52	-6.21	1.96	9.637	9.671	9.491	0.93	0.50	9.38	9.40	9.368
J11101579-6016197	167.56	-60.27	0.41	6.71	-6.39	2.02	14.24	14.53	13.74	0.56	0.30	12.93	12.37	11.49
J11102113-6015311	167.58	-60.25	0.48	6.43	-6.10	2.03	18.48	19.58	17.48	0.52	0.29	15.48	14.47	13.92
J11102787-6015330	167.61	-60.25	0.40	6.70	-6.37	2.08	17.95	19.01	16.90	1.05	0.57	15.15	14.44	14.49
J11102153-6015588	167.58	-60.26	0.48	6.52	-6.16	2.12	17.66	18.62	16.60	0.49	0.27	14.97	13.89	13.97
J11102432-6014164	167.60	-60.23	0.39	6.58	-6.23	2.10	15.07	15.77	14.27	-	-	13.12	12.56	12.47
J11102449-6015207	167.60	-60.25	0.40	6.66	-6.31	2.12	10.28	10.35	10.09	1.20	0.65	9.96	9.95	9.94
J11103220-6014483	167.63	-60.24	0.47	6.53	-6.21	2.00	18.71	19.91	17.57	0.93	0.52	15.71	14.84	14.70
J11102697-6014531	167.61	-60.24	0.41	6.58	-6.21	2.16	17.24	18.06	16.23	2.16	1.20	14.71	14.03	13.76

Continua na próxima página...

Tabela B.1 – continuação da página anterior.

2MASS ID	RA	DEC	ϖ	μ	$\mu_{\alpha} \cos \delta$	μ_{δ}	G	G_{BP}	G_{RP}	A_G	$E_{BP RP}$	J	H	K_s
J11102425-6013465	167.60	-60.22	0.35	6.62	-6.31	2.01	17.93	18.72	17.08	1.60	0.90	15.60	14.06	14.01
J11102528-6015566	167.60	-60.26	0.34	6.66	-6.34	2.02	11.81	11.91	11.59	1.02	0.55	11.33	11.36	11.35
J11102476-6013487	167.60	-60.23	0.36	6.63	-6.29	2.07	17.26	18.38	16.23	1.15	0.62	14.60	13.83	13.60
J11103195-6015594	167.63	-60.26	0.36	6.44	-6.15	1.93	15.82	16.45	15.02	1.13	0.61	13.86	13.34	13.14
J11101264-6014540	167.55	-60.24	0.34	6.68	-6.32	2.15	12.10	12.19	11.90	0.99	0.53	11.68	11.66	11.66
J11101037-6016243 *	167.54	-60.27	0.38	6.63	-6.34	1.95	18.40	19.18	17.53	0.26	0.14	-	-	-
J11102708-6016041	167.61	-60.26	0.36	6.46	-6.15	1.98	13.88	14.22	13.35	1.38	0.74	12.55	12.35	12.27
J11102435-6015256	167.60	-60.25	0.38	6.72	-6.39	2.06	17.25	16.79	15.71	-	-	13.87	13.26	12.89
J11101683-6015072	167.57	-60.25	0.32	6.57	-6.24	2.05	18.13	19.09	17.18	2.00	1.12	15.76	15.35	14.80
J11102315-6014245	167.59	-60.24	0.34	6.53	-6.21	2.01	12.69	12.80	12.46	1.01	0.54	12.17	12.15	12.20
J11102818-6015454 *	167.61	-60.26	0.35	6.50	-6.19	1.98	17.85	18.67	16.56	-	-	-	-	-
J11101538-6015161	167.56	-60.25	0.38	6.48	-6.11	2.14	17.96	19.20	16.84	-	-	15.14	14.27	14.06
J11101794-6014280	167.57	-60.24	0.31	6.69	-6.38	2.02	17.95	18.65	16.73	0.39	0.21	14.79	13.85	13.34
J11101782-6014292 *	167.57	-60.24	0.36	6.69	-6.33	2.16	17.93	18.77	16.69	-	-	-	-	-
J11100903-6015479	167.53	-60.26	0.32	6.59	-6.28	1.99	16.09	16.70	15.26	1.22	0.66	14.17	13.64	13.41
J11103377-6014295	167.64	-60.24	0.34	6.51	-6.21	1.95	18.33	19.33	17.28	0.36	0.21	15.51	14.52	13.78
J11103228-6015200	167.63	-60.25	0.37	6.56	-6.26	1.94	15.64	16.34	14.82	1.17	0.63	13.71	13.17	13.05
J11103013-6016094	167.62	-60.26	0.47	6.23	-5.96	1.81	17.26	18.14	16.20	3.54	1.95	14.15	13.58	13.33

Continua na próxima página...

Tabela B.1 – continuação da página anterior.

2MASS ID	RA	DEC	ϖ	μ	$\mu_{\alpha} \cos \delta$	μ_{δ}	G	G_{BP}	G_{RP}	A_G	E_{BPRP}	J	H	K_s
J11101564-6014188	167.56	-60.23	0.41	6.81	-6.48	2.10	16.36	17.17	15.48	1.08	0.58	14.34	13.62	13.46
J11101735-6014506	167.57	-60.24	0.41	6.89	-6.53	2.19	18.63	19.96	17.41	1.35	0.76	15.66	14.78	14.27
J11102682-6013429	167.61	-60.22	0.39	6.65	-6.25	2.26	9.525	9.575	9.373	1.03	0.56	9.26	9.255	9.314
J11103390-6014182 *	167.64	-60.23	0.43	6.56	-6.14	2.32	17.70	18.77	16.58	1.97	1.08	-	-	-
J11102476-6016021	167.60	-60.26	0.43	6.72	-6.43	1.95	18.68	19.33	17.41	-	-	14.58	14.70	14.56
J11102714-60150272 *	167.6	-60.25	0.46	6.98	-6.54	2.45	18.06	18.17	16.64	-	-	-	-	-
J11102204-6016145	167.59	-60.27	0.42	6.58	-6.30	1.88	16.63	17.63	15.65	1.99	1.08	14.10	13.33	13.16
J11101112-6016086	167.54	-60.26	0.43	6.60	-6.35	1.81	16.36	17.33	15.38	-	-	13.86	13.13	12.88
J11102250-6015001	167.59	-60.24	0.44	6.77	-6.45	2.08	16.94	17.90	15.92	-	-	14.27	13.49	13.31
J11101744-6015130	167.57	-60.25	0.46	6.74	-6.28	2.45	17.36	18.23	16.35	-	-	14.80	14.15	13.80
J11102571-6014330	167.60	-60.24	0.46	6.80	-6.44	2.18	17.11	17.94	16.17	1.10	0.60	14.79	14.11	13.88
J11101018-6015550	167.54	-60.26	0.39	6.22	-5.97	1.72	17.85	18.74	16.84	1.56	0.86	13.99	14.46	14.07
J11103482-6016222	167.64	-60.27	0.50	6.42	-6.15	1.82	17.33	18.24	16.39	1.14	0.61	14.90	14.09	13.68
J11101476-6015180	167.56	-60.25	0.42	6.40	-6.08	2.00	16.61	17.41	15.71	1.21	0.66	14.46	13.80	13.69
J11102353-6016205	167.59	-60.27	0.45	6.56	-6.29	1.85	17.70	18.06	16.24	1.17	0.64	15.00	14.03	13.55
J11102116-6014267	167.58	-60.24	0.42	6.56	-6.28	1.87	18.08	19.13	17.07	1.73	0.95	15.48	14.57	14.39
J11101949-6015540	167.58	-60.26	0.34	6.74	-6.46	1.92	17.19	18.05	16.16	2.37	1.32	14.49	13.55	12.89
J11102070-6016296	167.58	-60.27	0.35	6.70	-6.43	1.87	17.31	18.25	16.28	1.38	0.75	14.63	13.93	13.61

Continua na próxima página...

Tabela B.1 – continuação da página anterior.

2MASS ID	RA	DEC	ϖ	μ	$\mu_{\alpha} \cos \delta$	μ_{δ}	G	G_{BP}	G_{RP}	A_G	E_{BPRP}	J	H	K_s
J11100749-6015238	167.53	-60.25	0.35	6.16	-5.89	1.82	17.68	18.42	16.84	1.00	0.54	15.67	15.22	14.89
J11103168-6016308	167.63	-60.27	0.37	6.34	-6.02	2.00	17.81	18.64	16.91	0.79	0.43	15.45	14.90	14.63
J11102604-6016266 *	167.60	-60.27	0.37	6.78	-6.47	1.99	17.41	18.02	16.22	-	-	-	-	-
J11103117-6015024 *	167.62	-60.25	0.35	6.51	-6.14	2.19	17.97	19.15	16.98	-	-	-	-	-
J11101698-6014338	167.57	-60.24	0.37	6.84	-6.49	2.15	16.88	17.88	15.85	-	-	14.34	13.56	13.29
J11102366-6014054	167.59	-60.23	0.31	6.24	-5.93	1.96	17.36	18.00	16.58	0.75	0.40	15.60	15.04	14.45
J11101992-6015207	167.58	-60.25	0.31	6.75	-6.46	1.93	17.02	17.92	16.03	-	-	14.57	13.79	13.32
J11101419-6014257	167.55	-60.24	0.32	6.36	-6.00	2.08	18.05	18.73	17.34	0.46	0.25	16.33	16.23	15.99
J11102044-6015014	167.58	-60.25	0.36	6.18	-5.88	1.92	12.70	12.88	12.37	0.22	0.11	11.86	11.59	11.52
J11102854-6016268	167.61	-60.27	0.38	6.55	-6.28	1.85	14.51	15.10	13.78	1.15	0.62	12.77	12.42	12.23
J11101324-6014035	167.55	-60.23	0.38	6.85	-6.48	2.22	13.18	13.56	12.69	0.87	0.47	11.37	10.37	9.418
J11102849-6016114	167.61	-60.26	0.36	6.84	-6.53	2.04	9.910	9.849	9.664	1.02	0.55	9.39	9.43	9.467
J11102687-6015177	167.61	-60.25	0.36	6.33	-6.00	2.03	17.70	18.33	16.98	0.00	0.00	16.00	14.97	14.94
J11100816-6015476	167.53	-60.26	0.35	6.77	-6.42	2.15	11.43	11.52	11.25	1.02	0.55	11.08	11.06	11.05
J11101184-6015286	167.54	-60.25	0.37	6.74	-6.41	2.09	17.61	18.64	16.61	1.34	0.73	14.82	13.89	13.25

Apêndice C

NGC 3590 – Membros e Candidatas

Tabela C.1 - Membros (M) e candidatas (C) identificados no campo de NGC 3590. Adotamos o padrão de nomenclatura 2MASS para identificar as fontes. Objetos não pertencentes ao catálogo 2MASS estão marcados com * e o ID foi definido com base nas coordenadas em RA, Dec de cada fonte. RA e Dec estão apresentados em graus, paralaxe (ϖ) em [mas] e movimento próprio (μ , $\mu_{\alpha\cos\delta}$ e μ_{δ}) em [mas/yr].

2MASS ID	RA	DEC	ϖ	μ	$\mu_{\alpha\cos\delta}$	μ_{δ}	G	G_{BP}	G_{RP}	A_G	E_{BPRP}	J	H	K_s
J11125391-6047349	168.22	-60.79	0.32	6.24	-6.15	1.05	15.54	15.96	14.92	1.92	1.04	13.29	13.86	13.04
J11125691-6047289	168.23	-60.79	0.37	6.17	-6.07	1.08	13.86	14.14	13.41	1.38	0.74	12.78	12.57	12.53
J11125415-6048034	168.22	-60.80	0.38	6.24	-6.16	1.01	13.77	14.02	13.36	1.52	0.82	12.87	12.76	12.72
J11130624-6047400	168.27	-60.79	0.35	6.24	-6.17	0.97	15.13	15.44	14.64	1.47	0.79	14.01	13.88	13.78
J11125998-6048338	168.24	-60.80	0.41	6.27	-6.18	1.04	16.74	17.38	15.96	1.18	0.64	14.86	14.45	14.29
J11125419-6048176	168.22	-60.80	0.42	6.21	-6.12	1.04	16.33	16.86	15.62	1.97	1.07	14.74	14.34	14.41
J11130458-6047164 *	168.26	-60.78	0.37	6.17	-6.08	1.04	13.92	14.06	13.48	1.44	0.78	-	-	-

Continua na próxima página...

Tabela C.1 – continuação da página anterior.

2MASS ID	RA	DEC	ϖ	μ	$\mu_{\alpha} \cos \delta$	μ_{δ}	G	G_{BP}	G_{RP}	A_G	E_{BPRP}	J	H	K_s
J11125396-6048131	168.22	-60.80	0.42	6.13	-6.03	1.07	16.05	16.51	15.40	1.81	0.98	14.51	14.24	14.14
J11130619-6047010	168.27	-60.78	0.39	6.18	-6.10	0.99	12.99	13.19	12.64	1.17	0.63	12.21	12.09	12.04
J11130733-6048113	168.28	-60.80	0.38	6.25	-6.18	0.94	16.50	17.06	15.60	0.82	0.45	14.44	13.90	13.76
J11130384-6047487	168.26	-60.79	0.41	6.16	-6.07	1.04	15.15	15.43	14.68	1.20	0.64	13.98	13.85	13.85
J11130476-6048138	168.26	-60.80	0.37	6.24	-6.16	1.01	14.69	15.02	14.17	-	-	13.42	13.13	12.94
J11125786-6048217 *	168.24	-60.80	0.38	6.18	-6.10	1.02	15.16	15.45	14.66	1.49	0.80	-	-	-
J11125796-6047462	168.24	-60.79	0.34	6.24	-6.16	1.02	15.39	15.74	14.83	1.48	0.80	14.11	13.88	13.78
J11130667-6030467 *	168.27	-60.78	0.42	6.24	-6.15	1.05	15.41	15.71	14.90	1.10	0.59	-	-	-
J11130089-6046406	168.25	-60.77	0.40	6.23	-6.15	1.00	14.12	14.30	13.78	1.09	0.59	13.37	13.27	13.23
J11130908-6048024	168.28	-60.80	0.38	6.14	-6.06	0.98	13.79	14.02	13.39	-	-	12.89	12.75	12.73
J11125855-6047416	168.24	-60.79	0.36	6.24	-6.15	1.05	16.07	16.51	15.42	1.36	0.74	14.61	14.29	14.16
J11130301-6046402	168.26	-60.77	0.33	6.16	-6.08	1.01	16.71	17.42	15.87	0.87	0.47	14.69	14.11	13.99
J11125471-6047243	168.22	-60.79	0.38	6.16	-6.07	1.03	14.34	14.61	13.89	1.51	0.82	13.35	13.17	13.15
J11130383-6046591	168.26	-60.78	0.36	6.16	-6.09	0.95	14.77	15.00	14.33	1.31	0.70	13.78	13.64	12.93
J11124919-6047401 *	168.20	-60.79	0.37	6.23	-6.16	0.94	16.58	16.96	15.70	1.23	0.69	-	-	-
J11130859-6047453	168.28	-60.79	0.37	6.11	-6.02	1.02	14.28	14.53	13.86	-	-	13.32	13.15	13.14
J11125737-6047363	168.23	-60.79	0.36	6.14	-6.06	1.03	12.20	12.40	11.85	-	-	11.46	11.39	11.37
J11130161-6048363	168.25	-60.81	0.40	6.15	-6.07	0.95	15.74	16.15	15.12	1.92	1.03	13.57	13.3	13.97

Continua na próxima página...

Tabela C.1 – continuação da página anterior.

2MASS ID	RA	DEC	ϖ	μ	$\mu_{\alpha \cos \delta}$	μ_{δ}	G	G_{BP}	G_{RP}	A_G	E_{BPRP}	J	H	K_s
J11130057-6048027	168.25	-60.80	0.39	6.22	-6.13	1.03	15.76	16.34	15.02	1.82	0.99	14.05	13.61	13.43
J11125209-6046389	168.21	-60.77	0.33	6.14	-6.05	1.02	16.40	16.95	15.62	1.72	0.94	14.68	14.15	14.09
J11125230-6046322	168.21	-60.77	0.35	6.31	-6.21	1.12	12.74	12.92	12.42	1.35	0.73	12.05	11.96	11.97
J11125712-6047008	168.23	-60.78	0.37	6.16	-6.07	1.02	12.73	12.91	12.40	1.39	0.75	12.07	11.97	11.99
J11125794-6048070	168.24	-60.80	0.37	6.27	-6.17	1.15	15.83	16.26	15.19	1.93	1.04	14.37	14.13	14.06
J11130549-6046128	168.27	-60.77	0.38	6.16	-6.08	1.01	15.45	15.91	14.82	1.28	0.70	14.00	13.68	13.55
J11130954-6046501	168.28	-60.78	0.40	6.12	-6.04	0.97	16.60	17.14	15.87	0.76	0.41	14.89	14.51	14.54
J11125816-6046592	168.24	-60.78	0.43	6.15	-6.07	0.99	16.47	17.00	15.77	1.01	0.55	14.86	14.57	14.09
J11130260-6048329	168.26	-60.80	0.38	6.20	-6.12	1.00	16.32	16.83	15.60	1.48	0.81	12.52	14.25	11.8
J11125940-6046520	168.24	-60.78	0.41	6.32	-6.22	1.14	17.03	17.81	16.19	0.77	0.41	15.03	14.48	14.21
J11125682-6048325	168.23	-60.80	0.38	6.29	-6.21	0.97	13.36	13.62	12.92	1.59	0.86	12.4	12.26	12.24
J11130501-6048329	168.27	-60.80	0.42	6.24	-6.15	1.07	16.53	17.13	15.78	1.11	0.61	14.80	14.38	14.30
J11130615-6047173	168.27	-60.78	0.32	6.05	-5.99	0.84	16.28	16.77	15.62	1.46	0.79	14.80	14.40	14.29
J11130805-6047190	168.28	-60.78	0.40	6.05	-5.98	0.94	13.82	14.03	13.44	1.18	0.63	12.97	12.84	12.84
J11130335-6046576	168.26	-60.78	0.36	6.01	-5.92	1.08	13.55	13.72	13.23	0.00	0.00	12.85	12.74	12.46
J11130226-6047040	168.25	-60.78	0.40	6.26	-6.15	1.20	14.11	14.29	13.68	1.31	0.71	13.14	13.06	11.14
J11125640-6047135	168.23	-60.78	0.40	6.23	-6.16	0.92	15.07	15.37	14.58	1.52	0.82	14.02	13.83	13.78
J11130472-6047135	168.26	-60.78	0.36	6.00	-5.89	1.17	12.32	12.50	11.99	1.27	0.69	11.57	11.46	11.53

Continua na próxima página...

Tabela C.1 – continuação da página anterior.

2MASS ID	RA	DEC	ϖ	μ	$\mu_{\alpha \cos \delta}$	μ_{δ}	G	G_{BP}	G_{RP}	A_G	E_{BPRP}	J	H	K_s
J11125334-6047259	168.22	-60.79	0.33	6.10	-5.98	1.19	16.68	17.30	15.79	1.36	0.76	13.72	14.02	13.25
J11125704-6046430	168.23	-60.77	0.37	6.28	-6.16	1.20	16.02	16.49	15.35	1.36	0.74	14.43	14.12	13.89
J11125833-6047201 *	168.24	-60.78	0.40	6.21	-6.09	1.22	12.39	12.48	12.00	-	-	-	-	C
J11125395-6047479	168.22	-60.79	0.37	6.31	-6.24	0.95	14.05	14.38	13.52	1.74	0.94	12.84	12.69	12.67
J11130311-6047517	168.26	-60.79	0.37	6.41	-6.31	1.12	11.43	11.58	11.13	1.29	0.69	10.80	10.75	10.77
J11130504-6047187 *	168.27	-60.78	0.38	6.36	-6.27	1.08	13.97	14.11	13.48	1.17	0.63	-	-	C
J11130342-6048234	168.26	-60.80	0.37	6.37	-6.28	1.05	17.06	17.64	16.26	0.71	0.39	15.14	14.72	14.72
J11130656-6047542	168.27	-60.79	0.37	6.37	-6.29	0.98	16.40	16.95	15.71	1.91	1.03	14.72	14.39	14.54
J11130152-6047422	168.25	-60.79	0.37	5.96	-5.88	1.01	13.58	13.80	13.18	-	-	12.67	12.53	12.50
J11130942-6047179	168.28	-60.78	0.37	6.08	-5.97	1.16	12.29	12.48	11.95	-	-	11.57	11.48	11.46
J11130684-6046140	168.27	-60.77	0.36	6.16	-6.09	0.93	16.95	17.56	16.06	-	-	14.94	14.51	14.15
J11125322-6045578	168.22	-60.76	0.36	6.01	-5.94	0.95	13.45	13.62	13.15	1.20	0.65	12.77	12.76	12.73
J11125838-6047095	168.24	-60.78	0.43	6.41	-6.31	1.14	16.93	17.67	16.10	0.98	0.54	14.91	14.34	14.22
J11130432-6047248 *	168.26	-60.79	0.32	5.96	-5.88	0.97	16.36	16.26	15.27	-	-	-	-	C
J11125340-6048185	168.22	-60.80	0.36	6.13	-6.06	0.91	16.08	16.62	15.36	2.27	1.23	14.40	14.06	13.95
J11130757-6047305 *	168.28	-60.79	0.32	6.37	-6.31	0.90	16.73	17.25	15.95	0.55	0.30	-	-	C
J11125990-6046169	168.24	-60.77	0.34	6.13	-6.06	0.92	15.16	15.42	14.72	0.94	0.50	14.12	13.87	13.88
J11125177-6048116	168.21	-60.80	0.42	6.09	-6.00	0.99	16.21	16.87	15.33	1.29	0.71	14.23	13.76	13.66

Continua na próxima página...

Tabela C.1 – continuação da página anterior.

2MASS ID	RA	DEC	ϖ	μ	$\mu_{\alpha \cos \delta}$	μ_{δ}	G	G_{BP}	G_{RP}	A_G	E_{BPRP}	J	H	K_s
J11130311-6047444	168.26	-60.79	0.36	6.09	-5.99	1.07	13.58	13.81	13.18	1.34	0.72	12.69	12.58	12.53
J11125376-6046476	168.22	-60.77	0.37	6.14	-6.07	0.92	14.81	15.08	14.35	0.91	0.49	13.67	13.59	13.49
J11125915-6047344	168.24	-60.79	0.35	6.41	-6.26	1.37	12.55	12.74	12.22	-	-	11.82	11.74	11.68
J11124975-6046353	168.20	-60.77	0.39	6.23	-6.17	0.85	18.47	19.08	17.53	0.00	0.01	16.01	15.49	15.02
J11130726-6046373	168.28	-60.77	0.32	6.31	-6.23	0.99	14.75	15.01	14.31	1.33	0.71	13.69	13.42	13.32
J11125509-6047301	168.22	-60.79	0.35	6.05	-5.96	1.08	15.98	16.15	14.97	1.18	0.65	13.97	13.67	13.50
J11130440-6048392	168.26	-60.81	0.37	5.99	-5.89	1.08	15.08	15.40	14.57	1.50	0.81	13.86	13.69	13.65
J11130110-6047221	168.25	-60.78	0.37	6.44	-6.29	1.40	11.86	12.02	11.55	1.29	0.70	11.19	11.11	11.15

Campos de exposição SAMI

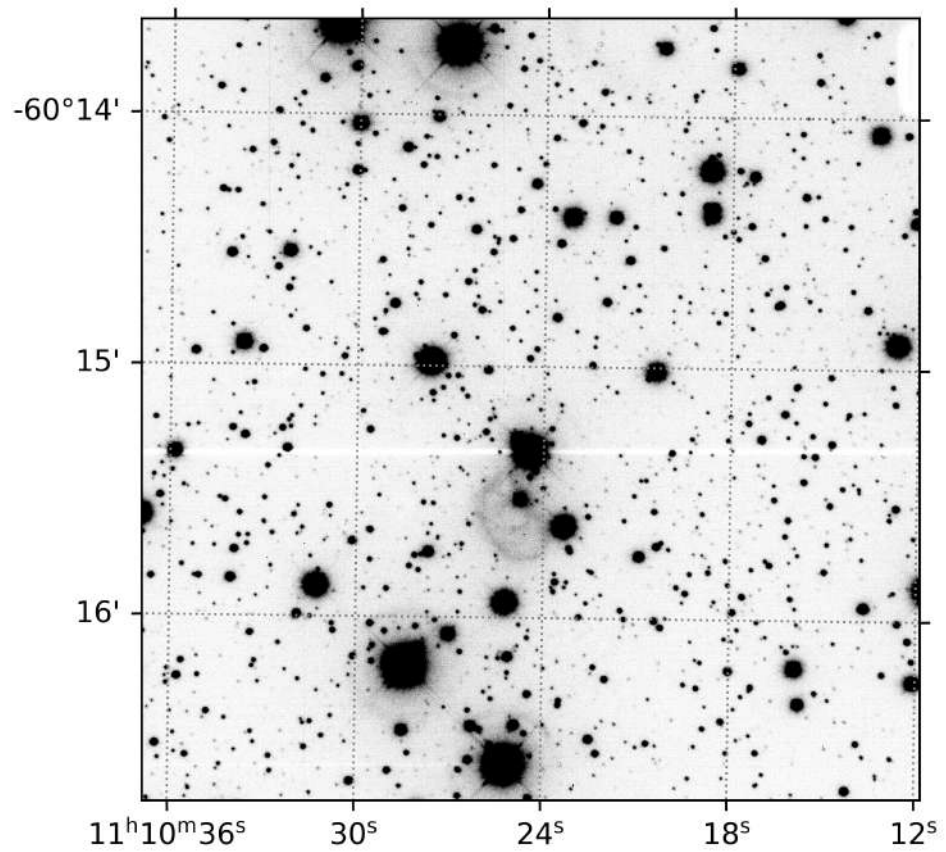


Figura D.1: Campo de NGC 3572 observado pela SAMI com centralização no glóbulu fotoevaporante ($RA = 11^{\text{h}}10^{\text{m}}26^{\text{s}}$, $Dec = -60^{\circ}15'00''$).

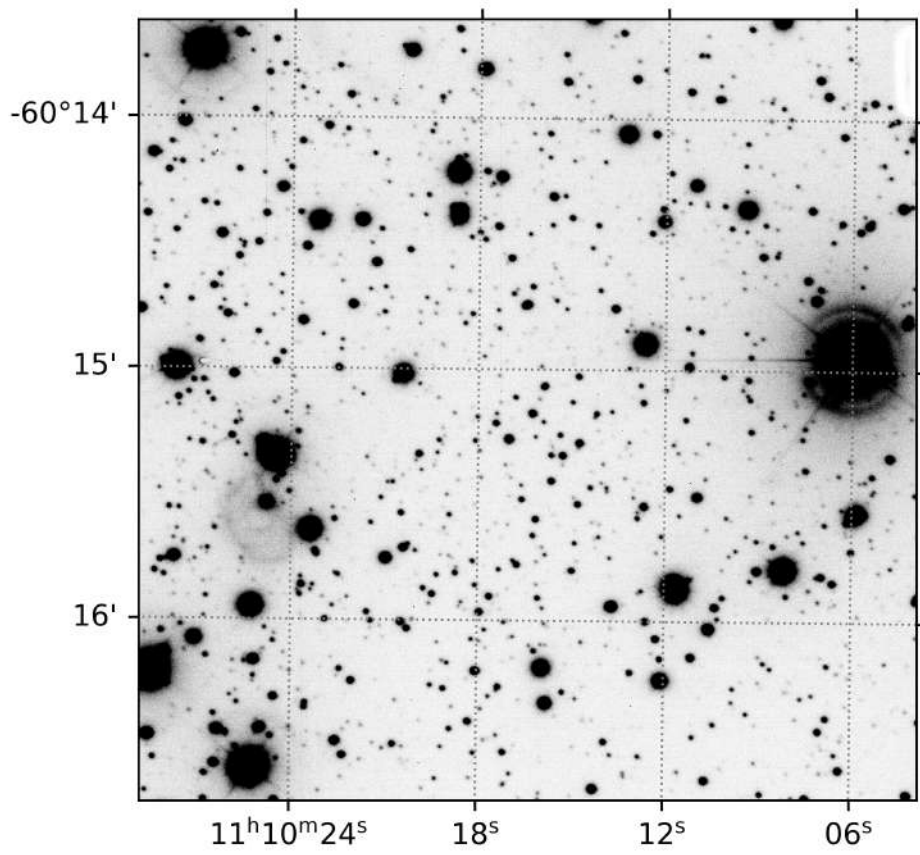


Figura D.2: Campo de NGC 3572 observado pela SAMI com centralização deslocada à esquerda do glóbulio fotoevaporante ($RA = 11^h 10^m 22^s$, $Dec = -60^\circ 15' 00''$).

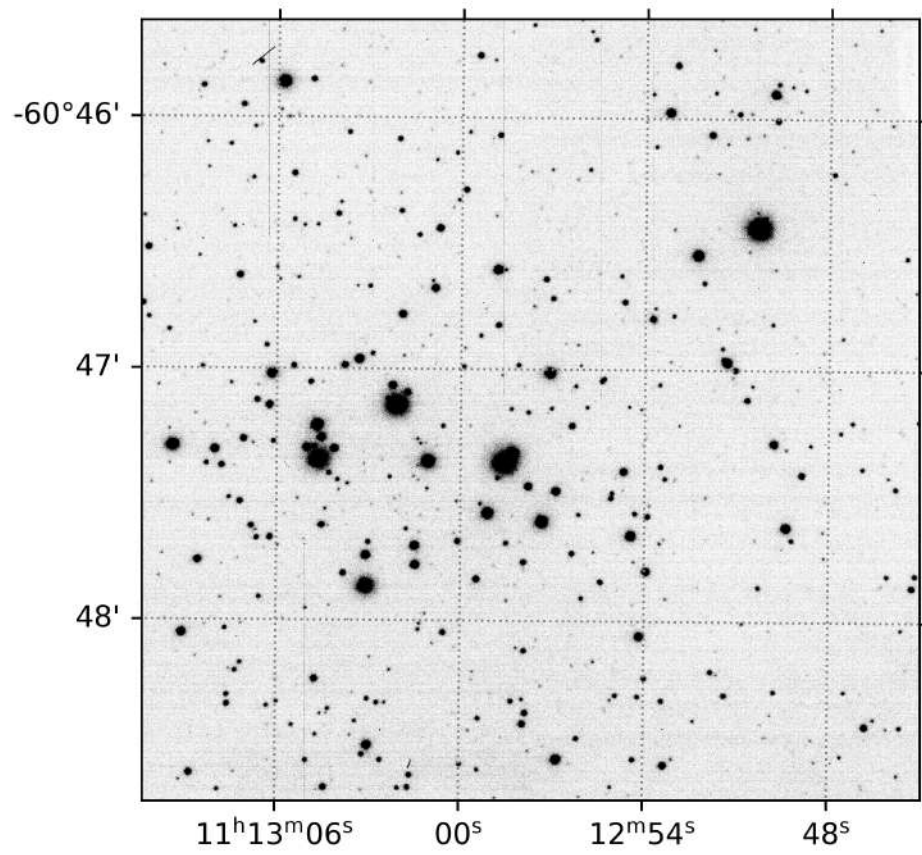


Figura D.3: NGC 3590 observado pela SAMI com centralização em $(RA = 11^h 12^m 59^s, Dec = -60^\circ 47' 00'')$.

As Funções IMCALC e IMARITH do Pyraf

Este apêndice é dedicado a apresentar resultados do uso das tarefas IMARITH e IMCALC do Pyraf.

Devido ao fato de ser um *software* já conceituado e repleto de tarefas que poderiam nos auxiliar no processo, executamos duas tarefas em específico para todo o nosso conjunto de dados: IMARITH e IMCALC. Ambas as tarefas possuem funcionamento similar, isto é, são capazes de executar operações aritméticas entre arquivos em formato FITS.

Tal procedimento consistiu em subtrair a exposição no filtro R das exposições nos demais filtros e, em seguida, realizar as operações de soma, subtração e divisão cruzadas entre todas as exposições disponíveis, correlacionando diferentes bandas. Alguns dos nossos resultados preliminares estão apresentados na Fig. E.1.

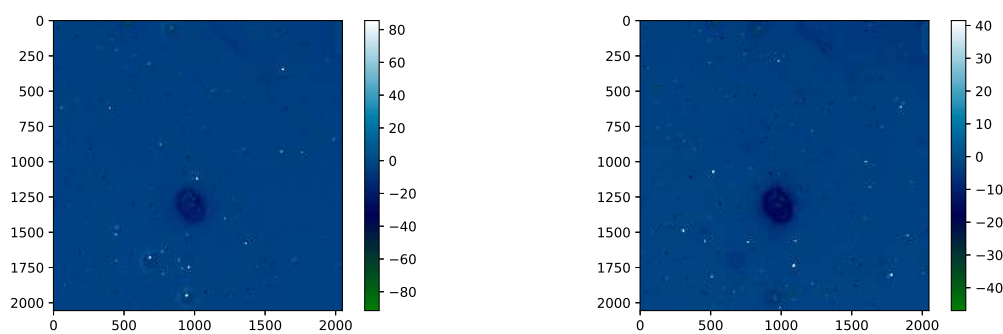


Figura E.1: Resultados apresentados para o aglomerado NGC 3572 com o uso da função IMCALC do PyRAF. À esquerda, o resultado da operação $([\text{O III}] - \text{H}\alpha)$ e à direita, $([\text{S II}] - \text{H}\alpha)$. Note a presença da estrutura na região central das imagens.

A execução desta primeira análise se mostrou, em parte, satisfatória, uma vez que revelou as estruturas mais marcantes, uma delas sendo o chamado “glóbulo em fotoevaporação” sugerido por [Smith et al. \(2003\)](#), que aparece na região central da Fig. E.1. No entanto,

as diversas operações não eliminaram as estrelas do campo, dificultando o evidenciamento das estruturas mais tênues.

Correção do deslocamento entre imagens

Este apêndice é dedicado a descrever o procedimento que utilizamos para corrigir os pequenos deslocamentos encontrados entre diferentes observações.

Ao iniciar o processo de subtração entre imagens percebemos que havia um pequeno deslocamento entre diferentes exposições do NGC 3572. Este deslocamento ocasionava um intenso ruído ao se realizar as operações (Vide Fig. F.1). Este efeito foi corrigido manualmente, com o uso da tarefa HEDIT, no PyRAF, em conjunto com o *Software* DS9.

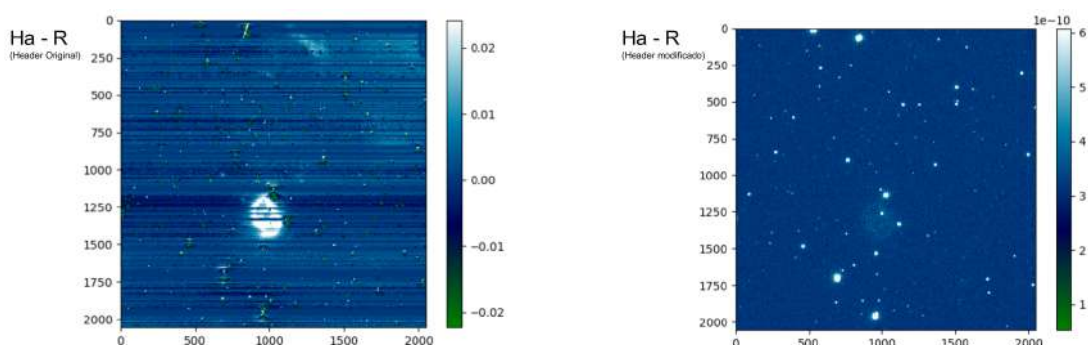


Figura F.1: Resultados apresentados com o uso do *script*. À esquerda, a exposição ($H\alpha$ - R) antes da correção de pequenos deslocamentos entre as imagens. À direita a imagem corrigida.

A execução do processo exige a disponibilidade da tarefa HEDIT, do PyRAF, em conjunto com o *Software* DS9.

Inicialmente deve ser produzida uma imagem RGB no DS9 em que cada cor é associada à uma exposição distinta do mesmo objeto. A Fig. F.2 ilustra a visualização dos *frames* R e B em que é observado um pequeno *offset* entre as imagens.

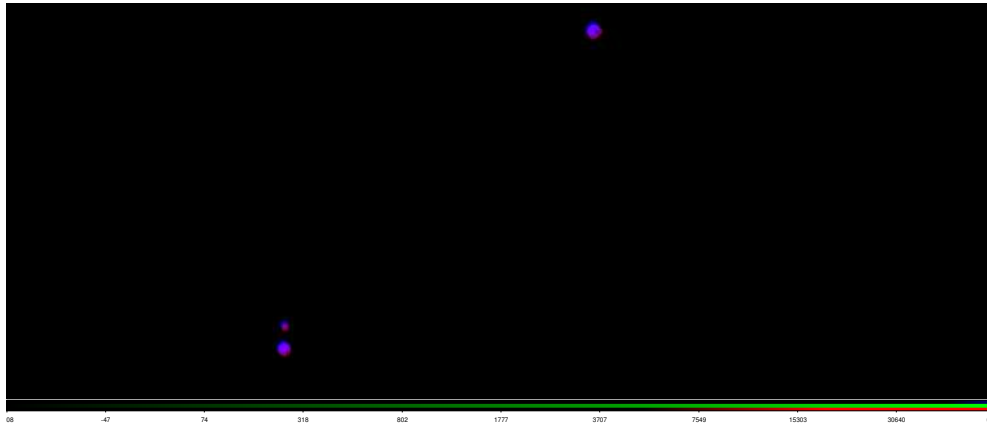


Figura F.2: Ilustração dos pequenos deslocamentos observados ao produzir a imagem RGB no DS9.

Através da função “WCS Parameters” do DS9, o CRVAL das imagens associadas aos *frames* R e B da imagem deve ser modificado até que ambas coincidam com a imagem de referência (no *frame* G, no caso) e registrado.

O CRVAL é um parâmetro duplo (CRVAL1 e CRVAL2) que registra a Ascensão Reta e Declinação do píxel de referência da imagem.

Entretanto, o DS9 apenas disponibiliza uma alteração temporária dos dados, não sendo possível modificar o *header* das imagens. Então, para realizar uma alteração definitiva utilizamos a tafera HEDIT para registrar os valores do CRVAL no *header* das imagens.

Apêndice G

Inicialização do StarFinder via terminal

Este apêndice é dedicado a registrar a lista de comandos executadas no terminal para a inicialização da janela gráfica do StarFinder via terminal do Ubuntu

```
IDL > !PATH = '/usr/local/harris/idl88/lib /:' + !PATH
IDL > device , decomposed=0
IDL > xstarfinder
```

A variável “*!PATH*” é utilizada para definir explicitamente os caminhos de pesquisa do programa IDL. Quaisquer diretórios e subdiretórios que você gostaria de incluir diretamente na definição *!PATH* devem ser adicionados explicitamente conforme exemplificado acima.

O comando *device, decomposed=0* habilita as diversas paletas de cores do IDL.

A função XYAD na conversão dos dados

Este apêndice é dedicado a descrever o processo de alteração das coordenadas da lista de fontes através do uso da função XYAD do IDL.

Mesmo tendo sido aplicada a calibração astrométrica aos dados previamente, o arquivo de saída do *StarFinder* contém apenas posições em coordenadas físicas da imagem. Para resolver este problema, fizemos uso da tarefa XYAD do IDL aplicada às imagens previamente calibradas e ao arquivo de saída do *StarFinder*.

O novo arquivo produzido é uma lista similar à anterior contendo as posições em ascensão reta e declinação de acordo com as informações fornecidas no *header* da imagem de entrada, em nosso caso já calibradas com os dados do Gaia EDR3. O *script* utilizado para se realizar toda a etapa da conversão está apresentado abaixo:

```
IDL > fits_read , 'IMAGE.fits' , data , header
IDL > readcol , 'INPUT.txt' , x , y
IDL > xyad , header , x , y , a , d
IDL > coord = [ [a] , [d] ]
IDL > coord_t = transpose(coord)
IDL > openw , lun , 'OUTPUT.txt' , /get_lun , width=10000
IDL > printf , lun , coord_t
IDL > free_lun , lun
```