

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA MARIA
CENTRO DE CIÊNCIAS NATURAIS E EXATAS
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

Marina Bianchin

**CARACTERIZAÇÃO FOTOMÉTRICA DE AGLOMERADOS
ESTELARES NAS REGIÕES W 31 E NGC 6334**

Santa Maria, RS
2018

Marina Bianchin

**CARACTERIZAÇÃO FOTOMÉTRICA DE AGLOMERADOS ESTELARES NAS
REGIÕES W 31 E NGC 6334**

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física, Área de Concentração em Astronomia, da Universidade Federal de Santa Maria (UFSM, RS), como requisito parcial para obtenção do grau de **Mestre em Física**.

ORIENTADOR: Prof. Rogemar A. Riffel

COORIENTADORA: Prof.^a Eliade Ferreira Lima

Santa Maria, RS
2018

Bianchin, Marina
CARACTERIZAÇÃO FOTOMÉTRICA DE AGLOMERADOS ESTELARES
NAS REGIÕES W 31 E NGC 6334 / Marina Bianchin.- 2018.
50 f.; 30 cm

Orientador: Rogemar A. Riffel
Coorientadora: Eliade Ferreira Lima
Dissertação (mestrado) - Universidade Federal de Santa
Maria, Centro de Ciências Naturais e Exatas, Programa de
Pós-Graduação em Física, RS, 2018

1. Aglomerados estelares 2. Fotometria infravermelha
3. W31 4. NGC6334 I. Riffel, Rogemar A. II. Ferreira
Lima, Eliade III. Título.

Sistema de geração automática de ficha catalográfica da UFSM. Dados fornecidos pelo autor(a). Sob supervisão da Direção da Divisão de Processos Técnicos da Biblioteca Central. Bibliotecária responsável Paula Schoenfeldt Patta CRB 10/1728.

©2018

Todos os direitos autorais reservados a Marina Bianchin. A reprodução de partes ou do todo deste trabalho só poderá ser feita mediante a citação da fonte.

End. Eletr.: marina.bianchin@hotmail.com

Marina Bianchin

**CARACTERIZAÇÃO FOTOMÉTRICA DE AGLOMERADOS ESTELARES NAS
REGIÕES W 31 E NGC 6334**

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física, Área de Concentração em Astronomia, da Universidade Federal de Santa Maria (UFSM, RS), como requisito parcial para obtenção do grau de **Mestre em Física**.

Aprovado em 6 de março de 2018:

Rogemar A. Riffel, Dr. (UFSM)
(Presidente/Orientador)

Eliade Ferreira Lima, Dra. (UNIPAMPA)
(Coorientadora)

Ana Leonor Chies Santiago Santos, Dra. (UFRGS)

Marcus Vinicius Fontana Copetti, Dr. (UFSM)

Santa Maria, RS
2018

AGRADECIMENTOS

*Ao meu orientador **Prof. Rogemar Riffel**, que aceitou continuar me orientando no mestrado mesmo em um área diferente da sua. E à minha coorientadora, **Prof^a Eliade Lima**, que apesar da distância contribuiu muito para que esse trabalho pudesse ser concluído.*

*Ao **Prof. Eduardo Bica** pela disponibilidade e grande ajuda na conclusão do artigo.*

*Ao meu namorado, **Eduardo**, pela paciência me me ouvir explicar meu trabalho inúmeras vezes e por ficar ao meu lado todo esse tempo.*

A todos os colegas de laboratório (não vou citar nomes para não esquecer de ninguém) que sempre foram um ótima companhia desde a minha iniciação científica.

*Às “gurias”, as melhores amigas que o curso de física poderia ter me dado: **Helena, Bárbara, Dani A., Dani W., Gabriele e Sâmara**.*

*Aos meus pais, **Isabel e Marivaldo**, por me apoiarem e entenderem a minha ausência.*

*Ao **CNPq** pelo apoio financeiro.*

RESUMO

CARACTERIZAÇÃO FOTOMÉTRICA DE AGLOMERADOS ESTELARES NAS REGIÕES W 31 E NGC 6334

AUTORA: Marina Bianchin

ORIENTADOR: Rogemar A. Riffel

COORIENTADORA: Eliade Ferreira Lima

Aglomerados estelares são grupos de estrelas ligadas gravitacionalmente que foram formadas a partir da mesma nuvem molecular. Em sua fase inicial permanecem ligados à nuvem e são chamados de aglomerados imersos. Esses objetos possuem idade de aproximadamente 3 Myr e a maior parte de suas estrelas é de Pré Sequência Principal (PMS). No presente trabalho, apresentamos o estudo de quatro aglomerados imersos, três deles na região W 31 e um em NGC 6334. W 31 é classificada como região de formação estelar gigante, apresentando quatro regiões HII e três aglomerados estelares, W 31-CL, BDS 112 e um associado a G 10.6 – 0.4, dos quais estudaremos os dois primeiros e o aglomerado na direção do SGR 1806 – 20. NGC 6334, a nebulosa da pata do gato, é conhecida por ser um mini *Starburst* na Galáxia, possui pelo menos cinco regiões HII e vários aglomerados estelares. Existem evidências da existência de uma ponte de poeira que a conecta com sua região gêmea NGC 6357. Nesta ponte encontra-se o aglomerado VVV CL 109, estudado neste trabalho. A absorção de luz pela poeira da nuvem molecular gigante impede a observação de aglomerados imersos no óptico. Assim, utilizamos a fotometria infravermelha nas bandas *J*, *H* e *K_S* dos levantamentos *VISTA Variables in the Vía Láctea survey* (VVV) e *The Two Micron All Sky Survey* (2MASS). A fotometria de ambos é combinada para que os dados de estrelas de PMS e sequência principal estejam disponíveis. A estrutura dos aglomerados é analisada através de perfis de densidade radial (RDs) que, caso o objeto seja dinamicamente evoluído, pode ser ajustado pelo perfil de King. Realizamos o procedimento de descontaminação de estrelas de campo no qual as estrelas projetadas na direção do aglomerado são retiradas. A idade, distância e avermelhamento são calculadas através do ajuste de isócronas PARSEC ao CMD descontaminado. A extinção é melhor examinada através do diagrama cor-cor. Os aglomerados W 31-CL e BDS 112 possuem idades entre 0 e 2 Myr e estão localizados a uma distância $d_{\odot} = 4,7$ kpc. Determinamos que o aglomerado SGR 1806 – 20 está associado à região W 31, pois está a mesma distância dos outros dois. Além disso possui idade máxima de 4 Myr e avermelhamento $A_V = 25$ mag, causado pelo acúmulo de poeira naquela direção. De acordo com nossa análise VVV CL 109 possui aproximadamente 1 Myr e distância $d_{\odot} = 1,75$ kpc, que o localiza no filamento molecular entre NGC 6334 e NGC 6357.

Palavras-chave: Aglomerados estelares. Fotometria infravermelha. W 31. NGC 6334.

ABSTRACT

PHOTOMETRICAL CHARACTERIZATION OF STELLAR CLUSTERS IN W 31 AND NGC 6334 REGIONS

AUTHOR: Marina Bianchin
ADVISOR: Rogemar A. Riffel
CO-ADVISOR: Eliade Ferreira Lima

Stellar clusters are groups of gravitationally bounded stars which were born from the same molecular cloud. In their initial phase, they remain bounded to the cloud and are called embedded clusters. These objects have ages of about 3 Myr and the greater part of their stars are in the Pre Main Sequence (PMS). In the present work, we present a study of four embedded clusters, three of them in the region W 31 and one in NGC 6334. W 31 is classified as a giant star-forming region, presenting four HII regions and three stellar clusters, W 31-CL, BDS 112 and one associated with G 10.6 – 0.4, of which we will study the first two and the cluster towards SGR 1806 – 20. NGC 6334, the Cat’s Paw Nebula, is known as a mini *Starburst* in the Galaxy, has at least five HII regions and several stellar clusters. There is evidence of the presence of a dust bridge that connects it with its twin region NGC 6357. This bridge hosts the cluster VVV CL 109, studied here. The light absorption by the molecular cloud’s dust prevents the observation of embedded clusters in the optical wavelengths. Therefore, we use the J , H and K_S bands infrared photometry from the surveys VISTA Variables in the Vía Láctea survey (VVV) e The Two Micron All Sky Survey (2MASS). Both photometric data are combined in a way that the data for PMS and MS stars are available. The clusters’ structure is analysed through radial density profiles (RDPs) that, if the object is dynamically evolved, can be fitted by the King profile. We perform field star decontamination procedure in which the stars projected towards the cluster are taken off. The age, distance and extinction are calculated through the PARSEC isochrone fitting in the decontaminated CMD. The extinction is better examined through the color-color diagram. The clusters W 31-CL and BDS 112 have ages ranging from 0 to 2 Myr and are located at a distance $d_{\odot} = 4.7$ kpc. We determined that the cluster SGR 1806 – 20 is associated to the region W 31, as it is located at the same distance as the other two. Besides that it has a maximum age of 4 Myr and extinction $A_V = 25$ mag, caused by the dust accumulation in that direction. According to our analysis VVV CL 109 has about 1 Myr and a distance of $d_{\odot} = 1.75$ kpc, that localizes it in the molecular filament between NGC 6334 and NGC 6357.

Keywords: Stellar clusters. Infrared Photometry. W 31. NGC 6334.

LISTA DE FIGURAS

Figura 1.1 – Mosaico de imagens no óptico e infravermelho da nebulosa de Órion.	10
Figura 1.2 – Os aglomerados estelares M 80 e M 45.	11
Figura 2.1 – Mosaico de imagens no infravermelho distante distante ($3,6\mu\text{m}$, $4,5\mu\text{m}$ e $8,0\mu\text{m}$) da região W 31.	14
Figura 2.2 – Mosaico de imagens no infravermelho próximo (JHK_S) da região W 31.	15
Figura 2.3 – Mosaico de imagens nas bandas g , r e z das regiões NGC 6357 e NGC 6334.	16
Figura 2.4 – Mosaico de imagens no infravermelho distante ($3,6\mu\text{m}$, $4,5\mu\text{m}$ e $8,0\mu\text{m}$) da região NGC 6334.	16
Figura 2.5 – Mosaico de imagens no infravermelho próximo (JHK_S) da região NGC 6334.	17
Figura 2.6 – Imagem em 3 cores (JHK_S) do aglomerado VVV CL 109.	18
Figura 3.1 – Região da Via Láctea observada pelo VVV.	19
Figura 3.2 – Transmissão dos filtros Z , Y , J , H e K_S no sistema fotométrico do VVV.	20
Figura 3.3 – Transmissão dos filtros J , H e K_S para a fotometria do 2MASS.	21
Figura 3.4 – Comparação entre a fotometria VVV e 2MASS.	23
Figura 3.5 – CMD do aglomerado globular NGC 1851.	24
Figura 3.6 – CMD do aglomerado imerso ESO 392-SC11.	24
Figura 3.7 – Ilustração do cálculo do perfil de densidade radial.	28
Figura 3.8 – Diagrama cor-cor da região NGC 6334.	29
Figura 5.1 – Diagrama cor-magnitude $J \times (J - K_S)$ do aglomerado VVV CL 109.	43
Figura 5.2 – RDP (à esquerda) e diagrama cor-cor (à direita) do aglomerado VVV CL 109.	44
Figura 5.3 – Imagem em 3 cores (H_α , $8\mu\text{m}$ e $1,2\text{mm}$) da região NGC 6334.	45

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

- 2MASS *Two Micron All Sky Survey* ou Levantamento de Todo o Céu em 2 microns
- CASU *Cambridge Astronomical Survey Unit* ou Unidade de Pesquisa Astronômica de Cambridge
- CCD *Charge-Coupled Device*
- CMD *Color-Magnitude Diagram* ou Diagrama Cor-Magnitude
- ESO *European Southern Observatory* ou Observatório Europeu do Sul
- GLIMPSE *Galactic Legacy Infrared Mid-Plane Survey Extraordinaire*
- GMC *Giant Molecular Cloud* ou Nuvem Molecular Gigante
- IPAC *Infrared Processing and Analysis Center* ou Centro de Processamento e Análise no Infravermelho
- LBV *Luminous Blue Variable* ou Estrela Luminosa Azul Variável
- MS *Main Sequence* ou Sequência Principal
- NASA *National Aeronautics and Space Administration* ou Administração Nacional de Espaço e de Aeronáutica
- NIR *Near InfraRed* ou Infravermelho Proximo
- PARSEC *PAdova and TRieste Stellar Evolution Code* ou Código de Evolução Estelar de Pádova e Trieste
- PMS *Pre Main Sequence* ou Pré Sequência Principal
- RDP *Radial Density Profile* ou Perfil de Densidade Radial
- SGR *Soft Gamma-ray Repeater* ou Emissor de raios-Gama
- UCH_{II} *Ultra-Compact HII region* ou Região HII Ultra-Compacta
- VIRCAM *Visual and InfraRed CAMera* ou Câmera no Visível e Infravermelho
- VISTA *Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy*
- VLT *Very Large Telescope*
- VVV *VISTA Variables in the Vía Láctea survey*
- YSO *Young Stellar Object* ou Objeto Estelar Jovem

LISTA DE SÍMBOLOS

Myr 10^6 anos

kpc 10^3 parsec (1 pc = $3,086 \times 10^{16}$ m)

L_{\odot} Luminosidade Solar ($3,83 \times 10^{26}$ W)

M_{\odot} Massa Solar ($1,9891 \times 10^{30}$ kg)

d_{\odot} Distância ao Sol (Distância da Terra ao Sol $1,49 \times 10^8$ km)

SUMÁRIO

1	INTRODUÇÃO	9
1.1	PROCESSO DE FORMAÇÃO ESTELAR.....	9
1.2	AGLOMERADOS ESTELARES.....	11
1.3	OBJETIVOS	12
2	REGIÕES DE FORMAÇÃO ESTELAR W 31 E NGC 6334	13
2.1	W 31.....	13
2.2	NGC 6334.....	15
3	METODOLOGIA	19
3.1	FOTOMETRIA VVV	19
3.2	FOTOMETRIA 2MASS.....	21
3.3	OS DADOS USADOS NESTE TRABALHO	22
3.4	DIAGRAMA COR-MAGNITUDE	23
3.4.1	Descontaminação de estrelas de campo	23
3.4.2	Ajuste de isócronas	26
3.5	PERFIL DE DENSIDADE RADIAL.....	27
3.6	DIAGRAMA COR-COR	28
4	ARTIGO:THE CONNECTION BETWEEN W 31 COMPLEX AND THE STELLAR CLUSTER TOWARDS SGR 1806–20 PROBED BY THE VVV SURVEY	30
5	ANÁLISE DE VVV CL 109	42
5.1	RESULTADOS	42
5.2	DISCUSSÃO.....	43
6	CONCLUSÃO	46
6.1	PERSPECTIVAS	46
	REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	48

1 INTRODUÇÃO

Em nossa Galáxia, e em outras galáxias espirais, estrelas de diferentes massas se formam continuamente em locais conhecidos como *berçários estelares*. Estes originam-se a partir do colapso de parte do gás de uma nuvem molecular gigante, objetos frios e extensos que povoam os braços espirais da Via Láctea, e formam grupos de estrelas ligadas gravitacionalmente, os aglomerados imersos. Esse processo é muito comum, pois representa a formação de aproximadamente 90% de todas as estrelas. O estudo desses objetos é importante não só para caracterizá-los, mas para entender o processo de formação estelar como um todo.

1.1 PROCESSO DE FORMAÇÃO ESTELAR

A fase inicial da formação estelar ocorre nas chamadas Nuvens Moleculares Gigantes (GMCs—*Giant Molecular Clouds*). Possuem esse nome pois são os maiores objetos da Galáxia, com tamanho entre ~ 20 e ~ 100 pc, possuem temperatura típica entre 10 e 15 K que possibilitam a formação de moléculas e apesar da grande extensão física, são pouco densos $\rho_H \sim 4 \times 10^3 - 1,2 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$ (Beuther et al., 2007). Larson (1981) estabeleceu três condições, as Leis de Larson, que definem uma GMC: (i) são objetos turbulentos, nos quais a dispersão de velocidades aumenta com o tamanho da nuvem; (ii) estão ligadas gravitacionalmente; (iii) todas as GMC possuem densidades parecidas, correspondendo a uma extinção $A_V = 7,5$ mag (Solomon et al., 1987).

A turbulência desempenha um papel significativo na estrutura da GMC. De acordo com McKee e Ostriker (2007), caso a nuvem seja dominada por movimentos supersônicos, em certa escala, ocorrerão mudanças na densidade criando regiões de sobredensidade internas à GMC. Essas regiões de sobredensidade são chamadas de *clumps* e originam os aglomerados estelares. Essas subestruturas da GMC possuem massas entre 10^2 e $10^3 M_\odot$ e densidades de até 10^6 cm^{-3} (Beuther et al., 2002). Além da turbulência, mudanças na densidade podem ser devidas a choques com os braços espirais da Galáxia, explosões de supernovas e ventos estelares. No entanto, Carr (1987) argumenta que a maioria dos *clumps* não estão ligados gravitacionalmente, mas Bertoldi e McKee (1992) assumem que grande parte da massa das GMC se encontra em *clumps* massivos, e estes estão ligados.

Devido à turbulência, os *clumps* podem se fragmentar em estruturas menores, os *cores*. Klessen (2011) denomina esse processo de fragmentação gravoturbulenta. Os *cores* são os progenitores diretos de estrelas individuais ou sistemas binários (Klessen, 2011; McKee; Ostriker, 2007). Possuem densidades típicas entre 10^5 até 10^6 cm^{-3} e tamanho de aproximadamente 0,01 pc. São bem descritos teoricamente por esferas de gás autogravitante (Klessen, 2011, e suas referências). Como os *clumps* e os *cores* ainda estão ligados ao gás e poeira da GMC, os

aglomerados formados são chamados de aglomerados imersos.

Estrelas de sequência principal (MS – *Main Sequence*) dos tipos espectrais O e B, que podem ser encontradas em aglomerados imersos, emitem a maior parte de sua radiação na faixa do ultravioleta ionizando o hidrogênio neutro presente no gás da nuvem progenitora que ainda as circunda formando uma região HII. Após poucos milhões de anos essas estrelas massivas ($M \geq 25 M_{\odot}$) evoluem e explodem na forma de supernovas do tipo II¹. Ambos processos podem desencadear a formação estelar em outras partes da GMC e em alguma escala de tempo acabam por destruí-la.

Na Figura 1.1 apresentamos uma imagem da nebulosa de Órion (também identificada como M 42 e NGC 1976), a região de formação estelar mais próxima da Terra, localizada a apenas 410 pc de distância (Klessen, 2011, e suas referências), e talvez a mais conhecida. A imagem é uma composição de observações em regiões da parte óptica e infravermelha do espectro eletromagnético realizadas com os telescópios espaciais Hubble e SPITZER, respectivamente. A emissão óptica observada é originária do região HII presente em Órion. Essa região hospeda o aglomerado imerso *Orion Nebula Cluster*, também conhecido como aglomerado do Trapézio, que possui idade entre 1 e 2 Myr (Zari et al., 2017).

Figura 1.1 – Imagem em cores falsas da nebulosa de Órion. O azul representa observações em $0,43\mu\text{m}$, $0,50\mu\text{m}$ e $0,53\mu\text{m}$, o verde $0,6\mu\text{m}$, $0,65\mu\text{m}$ e $0,91\mu\text{m}$. E em laranja e vermelho as observações em $3,6\mu\text{m}$ e $8,0\mu\text{m}$, respectivamente. Imagem obtida com os telescópios espaciais Hubble e Spitzer.



Fonte: http://hubblesite.org/image/1834/news_release/2006-01.

¹As supernovas do tipo II ocorrem devido à implosão do núcleo de uma estrela massiva ($M \sim 25 M_{\odot}$)

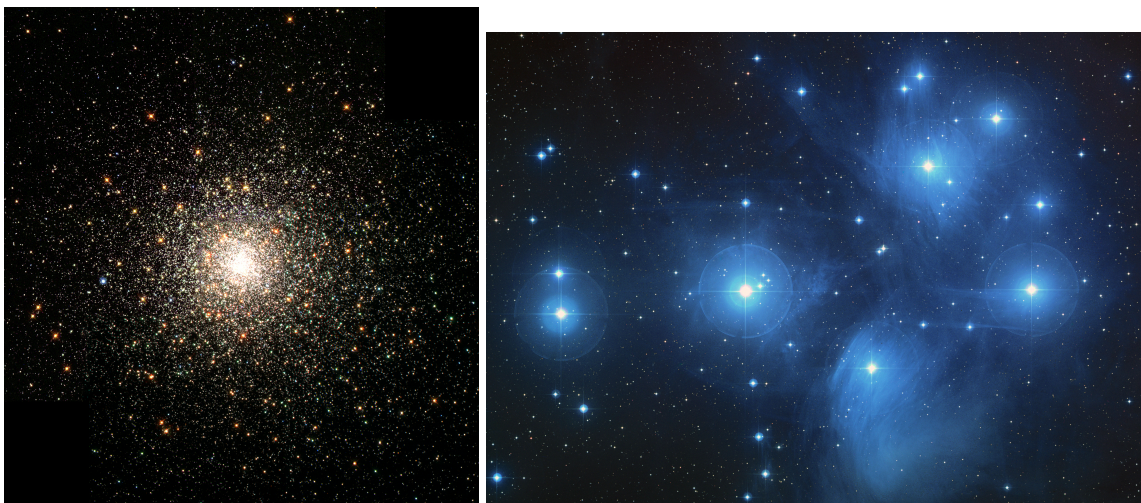
1.2 AGLOMERADOS ESTELARES

Aglomerados estelares são grupos de estrelas que se formaram a partir do mesmo *clump* em um GMC, portanto permanecem ligados gravitacionalmente. Por partilharem da mesma origem, as estrelas de um aglomerado possuem a mesma composição química e a mesma distância, permitindo que o comportamento conjunto dessas estrelas possa ser estudado. Com base em suas propriedades físicas e localização na Via Láctea, os aglomerados estelares podem ser divididos em dois grupos principais: os globulares e os abertos.

Os aglomerados globulares são objetos velhos, com aproximadamente a idade da Galáxia (entre 12 e 14 Gyr, Freeman; Bland-Hawthorn 2002), com centenas de milhares de estrelas e localizados preferencialmente no halo galáctico. São observados também em outras galáxias, como na vizinha Andromêda, mas também em outras galáxias mais distantes. São registros fósseis da formação da Via Láctea e são usados como estimadores de sua idade. O aglomerado M 80, um exemplo típico de aglomerado globular, é apresentado no painel da esquerda da Figura 1.2. É possível notar que a geometria esférica é uma característica visível destes objetos.

Os aglomerados abertos são jovens, possuem entre dezenas e centenas de estrelas e são encontrados no disco da Galáxia e representam a fase posterior aos aglomerados imersos. O painel da direita da Figura 1.2 apresenta uma imagem óptica do aglomerado aberto M 45, mais conhecido como Plêiades. Esse aglomerado possui idade de 100 Myr e a aparência nebulosa na imagem se trata de uma nebulosa de reflexão, pois dificilmente um aglomerado com idade superior a 5 Myr estará ligado à sua nuvem progenitora (Lada; Lada, 2003). Existem também aglomerados abertos com alguns bilhões de anos de idade que são conhecidos como remanescente de aglomerados abertos.

Figura 1.2 – O aglomerado globular M 80, no painel da esquerda e o aglomerado aberto M 45, no painel da direita, ambos observados com o telescópio espacial Hubble.



Fonte: Painel da esquerda: <http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/2004/20/image/a/%22/>. Painel da direita: <http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/1999/26/image/a/>.

De acordo com Lada e Lada (2003), os aglomerados imersos formam aproximadamente

80% das estrelas de uma GMC e menos de 10% deles sobrevive até 10 Myr. Essa alta taxa de mortalidade dos aglomerados imersos ocorre devido a processos de dissolução como a relaxação dinâmica e a expulsão do gás primordial que pode levar a perda de estrelas. O estudo de aglomerados estelares representa uma oportunidade de caracterizar a fase inicial pela qual praticamente todas as estrelas do disco passaram e entender como o processo de formação estelar ocorre.

Para uma revisão mais recente do cenário de formação de aglomerados imersos consulte Bastian (2016).

1.3 OBJETIVOS

O objetivo geral deste trabalho é analisar em detalhes os aglomerados estelares na região de formação estelar W 31 e um caso associado à região NGC 6334 utilizando a fotometria infravermelha do *VISTA Variables in the Vía Láctea survey* (VVV) e do 2MASS. Os objetivos específicos estão listados abaixo.

- Determinar o estado evolutivo da amostra de aglomerados através da análise do perfil de densidade radial e estimativa de idade;
- Revisar as estimativas de distância dos aglomerados W 31-CL, BDS 112 e SGR 1806 – 20 e verificar se há uma conexão física entre eles e a nuvem progenitora.
- Fornecer a primeira medida de distância e extinção para VVV CL 109, e analisar sua conexão com os complexos de formação estelar NGC 6334 e NGC 6357.

O presente trabalho é organizado como segue. No capítulo 2 descrevemos as regiões de formação estelar W 31 e NGC 6334. Os dados fotométricos e os métodos de análise são descritos no capítulo 3; no capítulo 4 apresentamos o artigo científico submetido à publicação sobre a região W 31; no capítulo 5 apresentamos os resultados obtidos para o aglomerado VVV CL 109 e por fim no capítulo 6 nossas conclusões.

2 REGIÕES DE FORMAÇÃO ESTELAR W 31 E NGC 6334

Neste trabalho analisamos em detalhes três aglomerados estelares presentes na região W 31 e um aglomerado associado à região NGC 6334. Abaixo as principais características de ambos complexos serão discutidas.

2.1 W 31

A região de formação estelar W 31 foi catalogada pela primeira vez por Westerhout (1958) através de observações em rádio. É classificada como uma região de formação estelar gigante (Blum; Daminieli; Conti, 2001) e possui luminosidade $L \sim 10^6 L_{\odot}$, se uma distância de 6 kpc é assumida (Kim; Koo, 2002). Possui objetos em diferentes estágios evolutivos: duas regiões HII ultra compactas (UCHII), G 10.15 – 0.34 e G 10.30 – 0.15, duas regiões HII, G 10.2 – 0.3 e G 10.3 – 0.1, e um *clump* sem estrelas (Beuther et al., 2011). Anteriormente Wilson (1972) definiu a região W 31 como a associação entre três regiões HII, as mesmas de Beuther et al. (2011) e G 10.6 – 0.4. Neste trabalho adotamos a definição de Beuther et al. (2011) pois o aglomerado associado a G 10.6 – 0.4 não foi observado pelo VVV.

Uma imagem no infravermelho distante obtida pelo projeto GLIMPSE, bandas 3,6 μ m, 4,5 μ m e 8,0 μ m, da região W 31 é apresentada na Figura 2.1. As regiões mais brilhantes correspondem aos locais nos quais estão localizados os aglomerados estelares W 31-CL, BDS 112 e aquele associado à G 10.6 – 04. A Figura 2.2 apresenta a mesma região em uma imagem composta de observações nas bandas *J*, *H* e *K_S* realizadas pelo VVV. Parte da poeira (regiões em vermelho) também pode ser observada nesta imagem e estão associadas a uma emissão mais intensa no infravermelho distante (Figura 2.1). Em ambas figuras a imagem do aglomerado SGR 1806 – 20 é indicada por uma cruz.

As regiões HII G 10.2 – 0.3 e G 10.3 – 0.1 estão associadas aos aglomerados estelares W 31-CL e BDS 112, respectivamente. Blum, Daminieli e Conti (2001) estudaram o conteúdo estelar de W 31-CL com fotometria e espectroscopia infravermelha. Esses autores determinaram uma idade de 1 Myr e distância de 3,4 kpc para este objeto. BDS 112 foi descoberto por Bica et al. (2003), e Dewangan et al. (2015) conduziram um estudo das estrelas do aglomerado. Esses autores identificaram 371 Objetos Estelares Jovens (YSOs–*Young Stellar Objects*) na bolha CN 148, da qual BDS 112 faz parte.

Talvez o objeto mais intrigante deste estudo seja o aglomerado estelar SGR 1806 – 20. O nome SGR é devido à sua localização na direção do *Soft Gamma-Ray Repeater* (SGR) 1806 – 20. SGRs são fontes emissoras de raios gama com luminosidades entre 10^{41} a 10^{45} ergs s⁻¹ (Kulkarni et al., 1995) e *bursts* (explosões) que duram aproximadamente 0,1 s (Fuchs et al., 1999), sendo menos intensos do que os *Gamma-Ray Bursts*. A emissão deste raios- γ é originada em

Figura 2.1 – Imagem em 3 bandas ($3,6\mu\text{m}$, $4,5\mu\text{m}$ e $8,0\mu\text{m}$) obtida pelo projeto GLIMPSE da região W 31. Os aglomerados estão indicados na imagem. A imagem possui dimensões $\sim 1,10^\circ \times 0,73^\circ$. O norte está para cima e o leste para a esquerda.



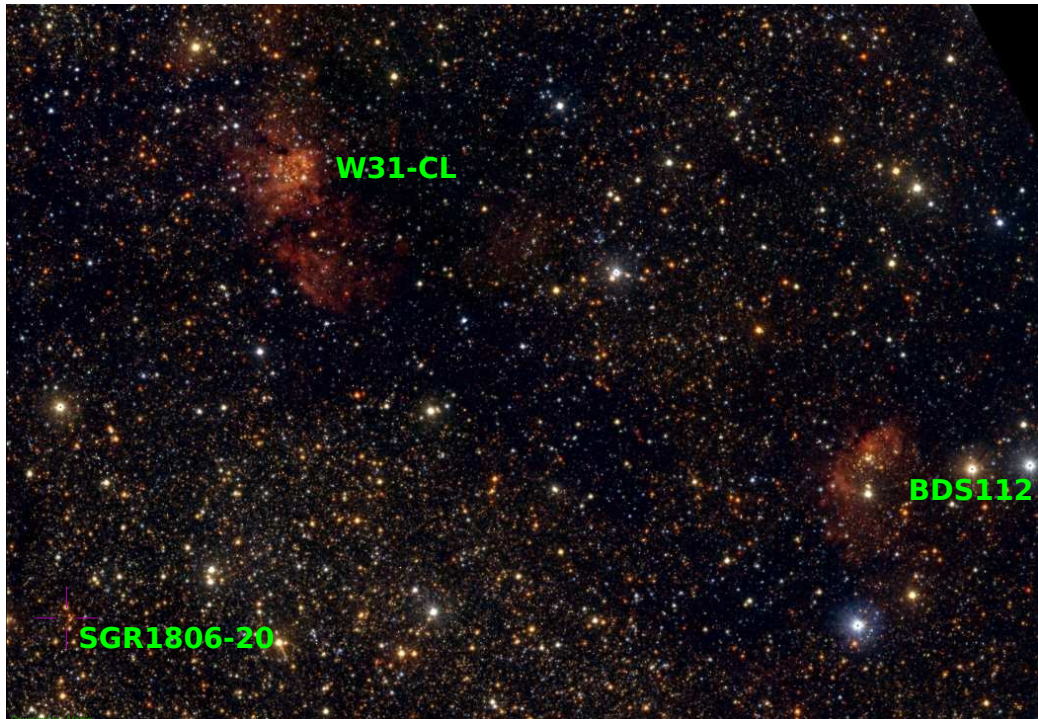
Fonte: *Aladin*, adaptada pela autora.

estrelas de neutrons que emitem também radiação em raios-X (Murakami et al., 1994). O conteúdo estelar desse aglomerado foi estudado por Figer et al. (2005) e posteriormente por Bibby et al. (2008), ambos realizaram espectroscopia de estrelas luminosas identificando a presença de estrelas Wolf-Rayet, supergigantes e uma Variável Azul Luminosa (LBV–*Luminous Blue Variable*).

A determinação da distância do complexo W 31 é um ponto de divergência na literatura. Para W 31-CL, Blum, Daminieli e Conti (2001) determinaram a distância ao Sol $d_{\odot} = 3,4$ kpc, mas de acordo com Wilson (1974), as regiões HII associadas ao W 31-CL e ao BDS 112 estão localizada a $5,4 \pm 0,9$ kpc de distância. Já para o aglomerado na direção do SGR 1806 – 20, os resultados são ainda mais discrepantes. Bibby et al. (2008) determinaram $d_{\odot} = 8,7^{+1,8}_{-1,5}$ kpc baseados em espectroscopia de estrelas brilhantes, enquanto Corbel e Eikenberry (2004) encontram o valor de $d_{\odot} = 15,1^{+1,5}_{-1,3}$ kpc através de modelamento cinemático.

Apesar da vasta literatura, a caracterização do complexo W 31 como um todo, em especial com relação a sua distância e idade de seus aglomerados, ainda não foi realizada. Assim, conexão entre os aglomerados imersos W 31-CL, BDS 112 e SGR 1806 – 20 é de fundamental importância para estabelecer como ocorreu a formação estelar em W 31.

Figura 2.2 – Imagem em 3 cores (JHK_S) da região de formação estelar W 31 obtida com o VVV. Os aglomerados estão na imagem. A imagem possui dimensões $25,45' \times 17,71'$. O norte está para a direita e leste para cima.



Fonte: *Aladin*, adaptada pela autora.

2.2 NGC 6334

A região NGC 6334 é conhecida popularmente como Nebulosa da Pata do Gato devido ao seu formato em observações ópticas. Esse formato é claramente visível na Figura 2.3 na qual NGC 6334 é vista no canto superior direito. As cores dessa imagem, obtida pelo *Very Large Telescope* (VLT), estão associadas a bandas fotométricas específicas: o azul com a banda g , o verde com a banda r e o vermelho com a banda z . É possível observar o gás presente na região, mas as estrelas estão em geral obscurecidas.

NGC 6334 é considerada um dos maiores complexos de formação estelar da Galáxia, localizada ao longo de um filamento de 10pc assumindo uma distância de 1.7kpc (Massi et al., 2015; Neckel, 1978). Possui pelo menos cinco regiões HII, GUM 61, GUM 62, GUM 63, GUM 64 e G 351.2+0.5 e vários aglomerados estelares como BDS 97 e BDS 98 (Bica et al., 2003).

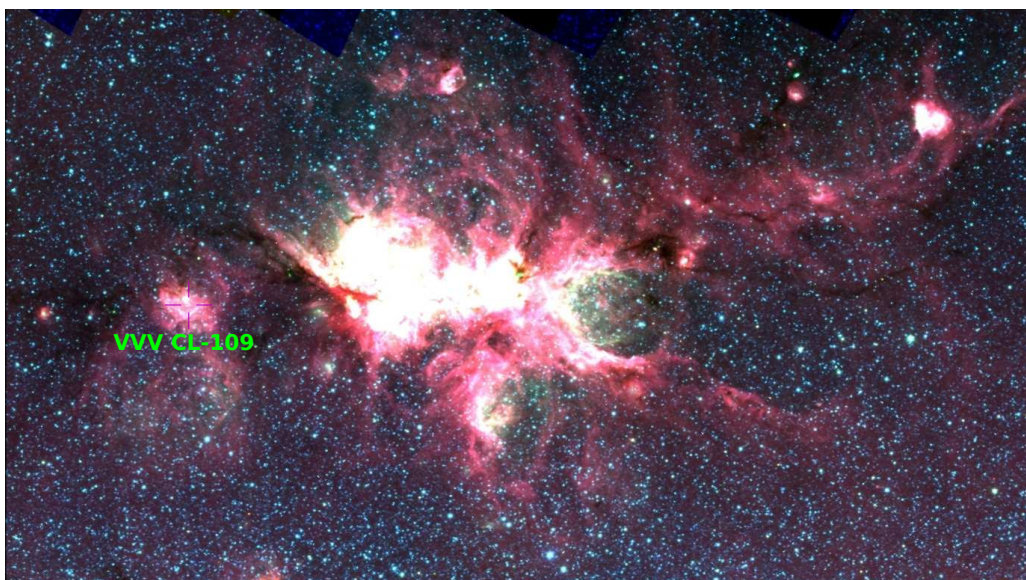
As Figuras 2.4 e 2.5 mostram a região NGC 6334 no infravermelho distante e próximo. A primeira foi obtida através do telescópio espacial Spitzer como parte do projeto GLIMPSE (*Galactic Legacy Infrared Mid-Plane Survey Extraordinaire*) e conta com a combinação de observações em três faixas distintas $3,6\mu\text{m}$, $4,5\mu\text{m}$ e $8,0\mu\text{m}$. Nesses comprimentos de onda a poeira fria é o componente com maior emissão, sendo observada em todo o complexo. A segunda imagem, Figura 2.5, é uma combinação de imagens nas bandas J , H e K_S do VVV, e

Figura 2.3 – Imagem em três cores da regiões de formação estelar NGC 6334 (acima e à direita) e NGC 6357 (abaixo e à esquerda). A imagem foi obtida com o Very Large Telescope, operado pelo ESO. O azul representa a banda g , o verde a banda r e o vermelho a banda z .



Fonte: <https://www.eso.org/public/brazil/images/eso1705a/>.

Figura 2.4 – Imagem em 3 cores da região de formação estelar NGC 6334 obtida com o telescópio Spitzer através do projeto GLIMPSE. O aglomerado VVV CL-109 está indicado na imagem. O azul representa o emissão em $3,6\mu\text{m}$, o verde em $4,5\mu\text{m}$ e o vermelho em $8,0\mu\text{m}$. A imagem possui dimensões de $1,654^\circ \times 56,08'$. O Norte está para cima e o Leste à esquerda.



Fonte: *Aladin*, adaptada pela autora.

Figura 2.5 – Imagem em 3 cores (JHK_S) de NGC 6334 obtida com o VVV. A cruz está posicionada no aglomerado VVV CL 109. A imagem possui dimensões de $57,49' \times 32,45'$. O Norte está para cima e o Leste à esquerda.



Fonte: *Aladin*, adaptada pela autora.

portanto permite a observação principalmente de estrelas. É interessante notar que as regiões mais obscurecidas na Figura 2.5 são aquelas mais brilhantes na Figura 2.4.

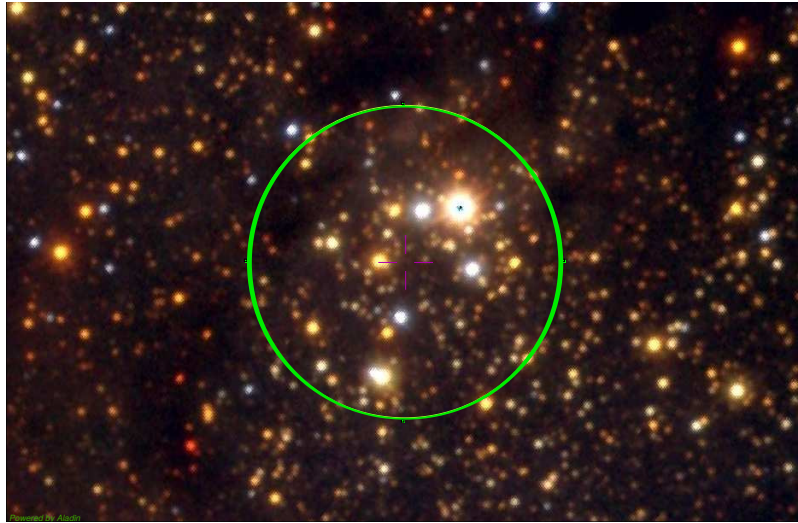
A literatura é vasta com respeito ao complexo NGC 6334 (Feigelson et al., 2009, por exemplo), em especial existem inúmeros estudos de sua relação com a região “gêmea” NGC 6357 (Russeil et al., 2010, 2012, 2013, 2016). A Figura 2.3 mostra as duas regiões observadas no óptico. Russeil et al. (2010) mostraram, através de observações em 1,2 mm, um filamento molecular (*inter-region filament*) conectando as duas regiões.

Recentemente, Fukui et al. (2017) realizaram observações em rádio de ambas as regiões e desenvolveram um modelo no qual a formação estelar foi induzida por uma colisão entre as nuvens há poucos milhões de anos atrás. Existindo assim, uma ligação entre as duas regiões em uma escala de 100 pc. Além disso, os autores argumentam que devido a estrutura mais dispersa de NGC 6357 e estimativas de idade (Lima et al., 2014), essa região é mais velha do que NGC 6334.

Conectar as regiões NGC 6334 e NGC 6357 é importante não só para o entendimento da formação estelar nelas, mas também por representarem *mini-starbursts* em nossa Galáxia e estarem relativamente próximos (~ 1.7 kpc). Com esse objetivo, nos propomos a estudar o aglomerado estelar VVV CL 109, descoberto por Borissova et al. (2014) através da fotometria infravermelha do VVV e localizado na ponte de poeira entre as duas regiões.

VVV CL 109 (Figura 2.6) possui coordenadas $\alpha(J2000) = 17 : 21 : 36$ e $\delta(J2000) = -35 : 32 : 52$, raio $R \sim 0.5'$ e está localizado no tile b328 do VVV. Borissova et al. (2014) estimaram que este aglomerado possui aproximadamente 30 membros, um número baixo mas comum para aglomerados imersos/abertos, e está localizado próximo da bolha [CWP2007] CS78.

Figura 2.6 – Imagem em 3 cores (JHK_S) do aglomerado VVV CL 109. O círculo verde indica a área estimada do aglomerado, com $R = 0,5'$. A imagem tem dimensões $2,542' \times 1,66'$. O Norte está para cima e o Leste à esquerda.



Fonte: *Aladin*, adaptada pela autora.

Esses autores não realizaram nenhum tipo de determinação de distância, idade ou extinção para o aglomerado, fazendo com que nossa proposta de analisá-lo seja relevante cientificamente.

3 METODOLOGIA

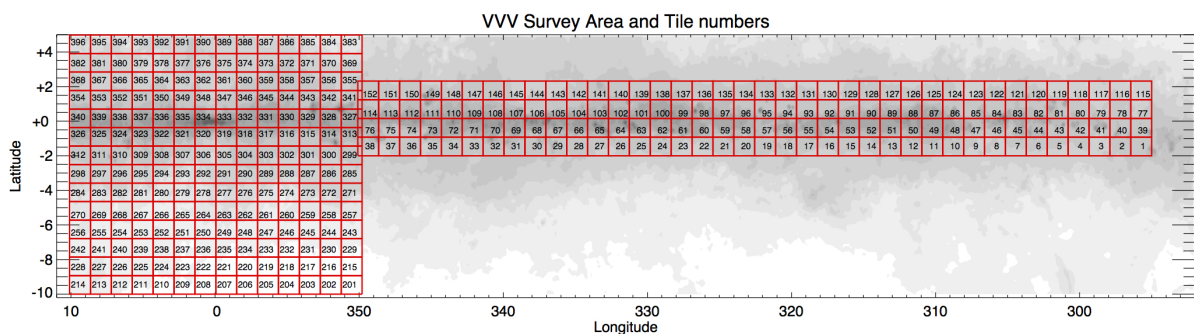
3.1 FOTOMETRIA VVV

O VVV é um levantamento realizado no infravermelho próximo (NIR) nas bandas Z , Y , J , H e K_S , centradas nos comprimentos de onda $0,87\mu\text{m}$, $1,02\mu\text{m}$, $1,25\mu\text{m}$, $1,64\mu\text{m}$ e $2,14\mu\text{m}$, respectivamente (Minniti et al., 2010). A banda K_S é semelhante à tradicional banda K do sistema Johnson, mas exclui comprimentos de maiores que $2,31\mu\text{m}$ garantindo que ruídos da atmosfera não sejam incluídos na fotometria. Foi projetado para observar parte do disco ($-65^\circ < l < 10^\circ$ e $|b| < 2^\circ$) e do bojo ($-10^\circ < l < 10^\circ$ e $-10^\circ < b < 10^\circ$) da Via Láctea com o objetivo de identificar estrelas variáveis Cefeidas e RR-Lyrae e revelar a estrutura central da Galáxia.

Esse levantamento utilizou o telescópio VISTA (*Visual and Infrared Survey Telescope for Astronomy*) de 4.1 m de diâmetro situado no Cerro Paranal (Chile) e operado pelo ESO (*European Southern Observatory*). Esse telescópio está equipado com a VIRCAM (*Visual and InfraRed CAMera*) com razão focal $f/3,25$, além de possuir óptica ativa. O sistema de detecção é formado por uma rede de 4×4 CCDs cada um com 2048×2048 pixels, um total de 67 bilhões de pixels, onde cada um cobre uma área de $\sim (0,34'')^2$.

Cada exposição individual do detector gera uma *pawprint*. Ao combinar 6 *pawprints* é obtido um *tile* cada um cobrindo uma área de 1,501 graus quadrados. Os *tiles* estão indicados na Figura 3.1 e são considerados as unidades básicas do VVV.

Figura 3.1 – Região da Via Láctea observada pelo VVV. Cada quadrado representa um *tile*.



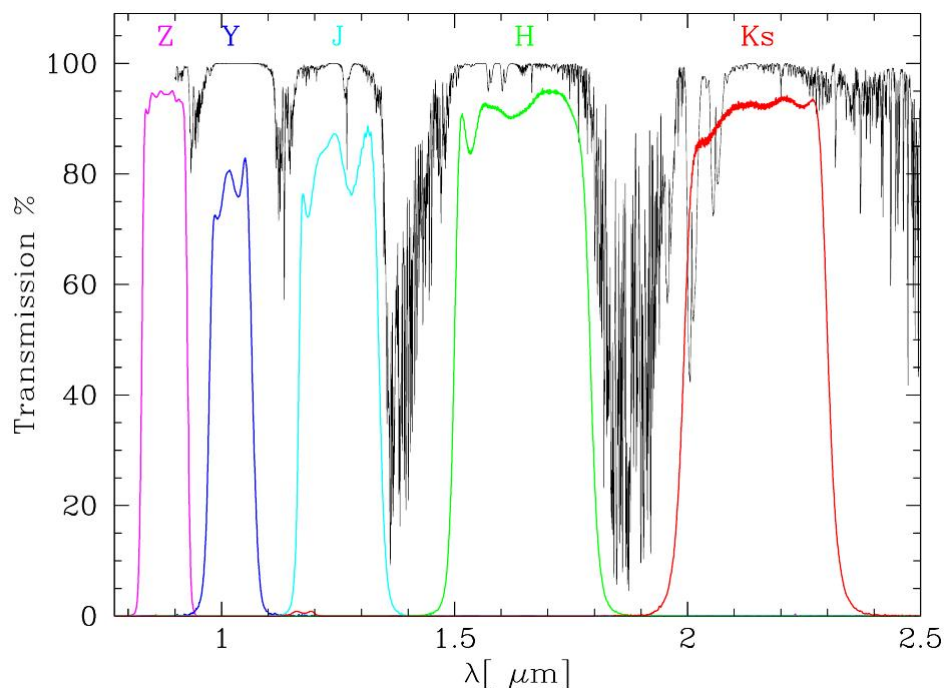
Fonte: https://vvvsurvey.files.wordpress.com/2015/07/vvvs_area.jpg?w=1024&h=731.

Os dados do levantamento VVV foram obtidos entre 2010 e 2015, foram observadas cerca de 10^9 fontes, coletando um total de 70 Tb de dados na forma de imagens e catálogos. Os dados obtidos pelo VVV são reduzidos pelo CASU (*Cambridge Astronomical Survey Unit*) utilizando o VDFS (*VISTA Data Flow System*). O CASU fornece a posição, magnitude e tipo morfológico da fonte observada. Neste trabalho utilizamos a abertura padrão fornecida pelo

CASU, apermag3 (Saito et al., 2012).

A estratégia observacional do VVV se baseia em épocas de observação, nas quais o mesmo campo é observado aproximadamente 50 vezes. Essa estratégia foi utilizada para a detecção das estrelas variáveis, e teve como efeito a alta profundidade fotométrica $K_S \approx 18$ mag (Saito et al., 2012). Na Figura 3.2 são mostradas as curvas de transmissão dos filtros do VISTA (curvas coloridas) em comparação com os valores da atmosfera (curva preta). Em alguns casos a transmissão chega a valores próximos de 100%, indicando que o sistema fotométrico do VVV é altamente eficiente.

Figura 3.2 – Transmissão dos filtros Z, Y, J, H e K_S no sistema fotométrico do VVV.



Fonte: (Minniti et al., 2010)

Além do VVV o telescópio VISTA é utilizado em outros levantamentos astronômicos como o VIKING (*VISTA Kilo-Degree Infrared Galaxy Survey*) e o VHS (*VISTA Hemisphere Survey*). O primeiro pretende determinar a distância de galáxias remotas e o segundo mapear todo o céu do hemisfério sul com 40 vezes mais profundidade que o surveys como o 2MASS.

O VVV_X (*VVV eXtended*) é a continuação do projeto VVV cujas observações iniciaram em 30 de junho de 2016 e serão concluídas em 2019. A área observada será aumentada e aquela correspondente ao VVV será reobservada a fim de obter valores de movimento próprio que complementarão o projeto GAIA¹ em regiões obscurecidas pela poeira.

¹Levantamento do ESO com objetivos de fornecer medidas de posição, movimento próprio e espectroscopia para milhares de estrelas.

3.2 FOTOMETRIA 2MASS

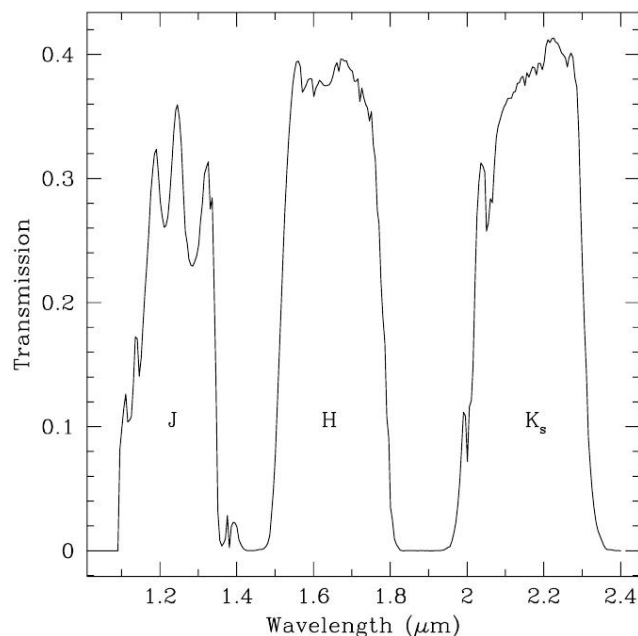
O projeto *The Two Micron All Sky Survey* (2MASS - Skrutskie et al. 2006) foi um levantamento fotométrico no infravermelho próximo, realizado nas bandas $J(1,25\ \mu\text{m})$, $H(1,65\ \mu\text{m})$ e $K_S(2,17\ \mu\text{m})$, que observou 99,998% da esfera celeste entre 1997 e 2001. Dois telescópios de 1,3 m foram utilizados na realização desse *survey*, um localizado no Monte Hopkins no estado do Arizona (EUA) e outro no Cerro Tololo (Chile), ambos equipados com câmeras de três canais cada uma com uma grade de 256×256 detectores de Mercúrio-Cádmio-Telúrio.

O projeto foi operado pela universidade de Massachussets, responsável pela coordenação geral do projeto e desenvolvimento das câmeras, e o Centro de Processamento e Análise no Infravermelho (IPAC) da NASA (*National Aeronautics and Space Administration*) foi responsável pelo processamento dos dados e distribuição dos catálogos.

Com o objetivo de proporcionar um mapeamento da Via Láctea reduzindo os efeitos de obscurecimento pela poeira do disco, o 2MASS representou um grande aumento na sensibilidade se comparado a surveys antigos como, por exemplo, o *Two Micron Sky Survey* (TMSS). As fontes pontuais observadas são mais brilhantes do que $1\ \text{mJy}$ e possuem razão sinal ruído (SNR) maior do que 10. As imagens contam com um tamanho de pixel de $2''$ e tempo de integração de $\sim 7,8\ \text{s}$. Como resultado o 2MASS tem um baixo limite em magnitude $K_S \approx 14,3\ \text{mag}$ que, em geral, exclui estrelas de pré sequência principal.

As curvas de transmissão dos filtros do 2MASS são apresentadas na Figura 3.3. O valor máximo de transmissão atingido pelo 2MASS é de aproximadamente 40%. Ao compararmos com a Figura 3.2, é evidente a grande vantagem oferecida pelo VVV em relação ao 2MASS, pois seus detectores camptam muito mais luz em cada banda fotométrica.

Figura 3.3 – Transmissão dos filtros J , H e K_S para a fotometria do 2MASS.



Fonte: (Skrutskie et al., 2006)

Os dados obtidos pelo 2MASS estão disponíveis na plataforma Vizier² e estão organizados em um Atlas de Imagens e dois catálogos, um deles de fontes pontuais (estrelas e objetos não resolvidas) e outro de fontes extensas (galáxias e nebulosas).

3.3 OS DADOS USADOS NESTE TRABALHO

Devido ao longo tempo de exposição utilizado no VVV, algumas estrelas brilhantes, especialmente O e B, podem estar saturadas neste levantamento. A fim de abranger o maior número de estrelas possível e obter uma amostra estatisticamente significativa, combinamos os dados dos surveys VVV e 2MASS. A fotometria 2MASS é convertida para o sistema fotométrico do VISTA Vegamag usando as equações³

$$J_{VVV} = J_{2MASS} - 0.077 \times (J - H)_{2MASS} \quad (3.1)$$

$$H_{VVV} = H_{2MASS} + 0.032 \times (J - H)_{2MASS} \quad (3.2)$$

$$K_{sVVV} = K_{s2MASS} + 0.010 \times (J - K_s)_{2MASS}, \quad (3.3)$$

onde o subíndice VVV indica as magnitudes obtidas no sistema VISTA Vegamag e o subíndice 2MASS as cores e magnitudes obtidas através do sistema fotométrico do 2MASS.

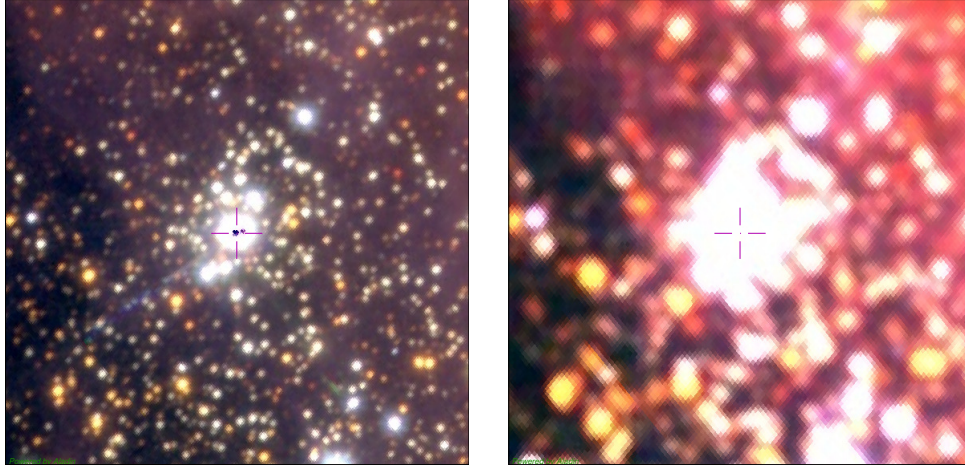
Um exemplo da diferença entre as fotometrias do VVV e 2MASS é apresentado na Figura 3.4. No painel da esquerda temos uma imagem em 3 cores (J , H e K_s) do aglomerado BDS 101. Uma cruz marca a posição da estrela 2MASS J17253421-3423116, que está saturada na imagem obtida com o VVV. Em imagens do VVV uma estrela saturada é identificada pelo ponto escuro em seu centro e nos dados é atribuída a ela a *flag* “-9”. No painel à direita temos a imagem do mesmo aglomerado obtida pelo 2MASS. As duas imagens foram obtidas para o mesmo campo ($1,576' \times 1,581'$) e a diferença entre elas é nítida, sendo o VVV capaz de identificar um número muito maior de estrelas, inclusive as pouco luminosas, e com resolução muito maior do que o 2MASS. Já no survey 2MASS, as estrelas mais brilhantes não estão saturadas e desta forma ambos os levantamentos se complementam.

Neste trabalho, estrelas mais brilhantes do que $K_s \sim 11$ mag no VVV são substituídas por uma estrela do catálogo 2MASS que esteja a uma distância máxima de $0,5''$. Usamos um algoritmo que combina os catálogos VVV e 2MASS banda a banda, resultando em CMDs mais completos e fornecendo a fotometria tanto de estrelas de MS quanto de PMS.

²<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

³Equações disponíveis em: <http://casu.ast.cam.ac.uk/surveys-projects/vista/technical/photometric-properties>.

Figura 3.4 – Comparação entre a fotometria VVV, à esquerda, e 2MASS, à direita. Imagens do aglomerado estelar BDS 101 (Bica et al., 2003) onde a cruz marca a posição da estrela 2MASS J17253421-3423116, saturada no VVV. As imagens possuem dimensões de $1,576' \times 1,581'$. O norte está para cima e o leste para a esquerda.



Fonte: *Aladin*, adaptada pela autora.

3.4 DIAGRAMA COR-MAGNITUDE

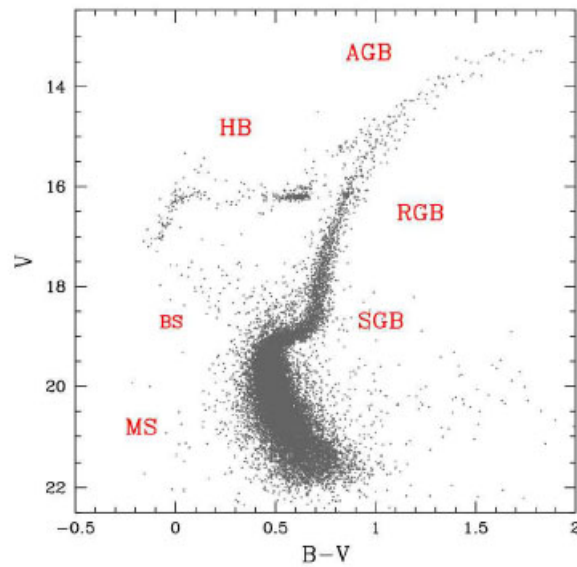
O diagrama cor-magnitude (CMD) é um plano contendo uma magnitude e uma cor das estrelas observadas. É a versão observacional do conhecido Diagrama Hertzsprung-Russell (HR), mas no qual não há suposição física em sua construção. Assim como no diagrama HR as estrelas de um aglomerado não aparecem em posições aleatórias no CMD, mas ocupam regiões específicas, as chamadas sequências evolutivas.

A Figura 3.5 apresenta o CMD do aglomerado globular NGC 1851. As fases evolutivas indicadas são a Sequência Principal (MS – *Main Sequence*), Ramo da Sub Gigantes (SGB – *Sub Giant Branch*), Ramo Horizontal (HB – *Horizontal Branch*), Ramo Assintótico das Gigantes (AGB – *Asymptotic Giant Branch*) e as *blue stragglers* (BS). Como o CMD apresentado é para um aglomerado globular, existem estrelas em diferentes fases evolutivas e a MS ocupa uma região relativamente pequena no CMD, o mesmo não ocorre com o CMD do aglomerado imerso ESO 392-SC11 apresentado na Figura 3.6. Neste caso as únicas sequências evolutivas observadas são MS e PMS, sendo que a segunda é muito mais povoada do que a primeira. Além disso, o ajuste de mais de uma isócrona é necessário para caracterizar as estrelas de PMS. Esse comportamento é típico em aglomerados imersos como os estudados neste trabalho.

3.4.1 Descontaminação de estrelas de campo

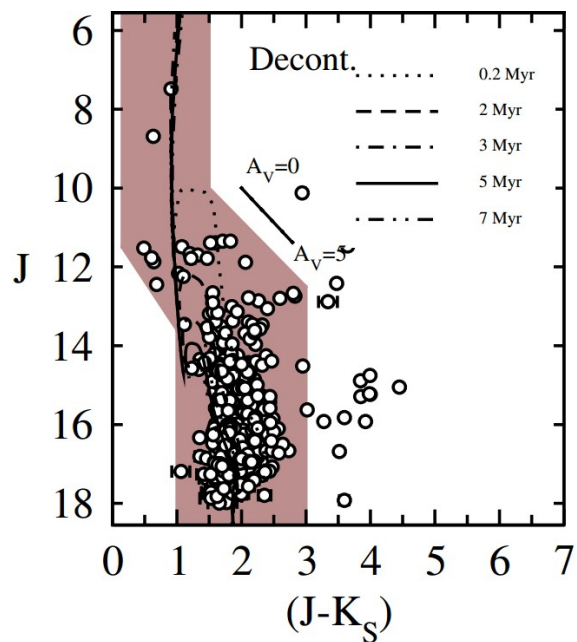
A identificação dos membros de aglomerados imersos ou abertos é dificultada por estarem localizados preferencialmente no plano do disco da Galáxia, região onde o obscurecimento por poeira e a presença de estrelas de campo é mais significativa do que no halo, por exemplo.

Figura 3.5 – CMD do aglomerado globular NGC 1851. As fases evolutivas das estrelas estão indicadas vermelho.



Fonte: <https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Sept02/Maraston/Maraston2.html>.

Figura 3.6 – CMD do aglomerado imerso ESO 392-SC11 ao qual estão ajustadas isócronas entre 0,2 e 7 Myr.



Fonte: (Lima et al., 2014).

A descontaminação de estrelas de campo (FS – *Field Stars*) se torna um processo essencial no estudo de aglomerado imersos e abertos. Esse é o caso dos objetos estudados no presente trabalho.

Seguindo a Seção 4 de Bonatto e Bica (2007), apresentamos o algoritmo de descontaminação de estrela de campo utilizado no presente trabalho.

O campo de comparação e o raio do aglomerado são definidos com base no Perfil de Densidade Radial (Seção 3.5). O CMD do aglomerado é então dividido em uma grade de três dimensões, cujos eixos de cada célula cúbica são J , $(J - H)$ e $(J - K_S)$, com incertezas de 1σ em cada magnitude, $(\sigma_J, \sigma_H, \sigma_{K_S})$. O número esperado de FS em cada célula é calculado baseado no número de FS do campo de comparação que possuam cores e magnitudes semelhantes às da célula. O número esperado de FS é então subtraído aleatoriamente de cada célula.

O algoritmo descrito por Bonatto e Bica (2007) utiliza bases estatísticas para garantir a eficiência na descontaminação. Os eixos são redefinidos, $\chi = J$, $\xi = (J - H)$ e $\zeta = (J - K_S)$, e cada célula possui dimensões típicas de $\Delta\chi = 1,0$ mag e $\Delta\xi = \Delta\zeta = 0,2$ mag. Uma célula típica possui dimensões $(\chi_c \pm \frac{\chi}{2}, \xi_c \pm \frac{\xi}{2}, \zeta_c \pm \frac{\zeta}{2})$, onde o subíndice “c” indica sua coordenada central. Uma distribuição gaussiana das cores e magnitude é utilizada para calcular a probabilidade de uma estrela com coordenadas $(\bar{\chi} \pm \sigma_\chi, \bar{\xi} \pm \sigma_\xi, \bar{\zeta} \pm \sigma_\zeta)$ pertencer a esta célula. Os prováveis membros do aglomerado estão localizados na região $0 < R < R_{RDP}$, com área projetada A_{cl} , já as FS se encontram além de R_{RDP} . A densidade de FS em uma determinada célula (ρ_{fs}^{cel}) é computada considerando a probabilidade de cada estrela (P_{fs}^{cel}) dentre todas as estrelas do campo (N_{fs}) pertencer à célula, dividida pela área do campo, $\rho_{fs}^{cel} = \frac{P_{fs}^{cel}}{A_{fs}}$, onde

$$P_{fs}^{cel} = \sum_{i=1}^{N_{fs}} \int \int \int P_i(\chi, \bar{\chi}_i; \xi, \bar{\xi}_i; \zeta, \bar{\zeta}_i) d\chi d\xi d\zeta. \quad (3.4)$$

$P_i(\chi, \bar{\chi}_i; \xi, \bar{\xi}_i; \zeta, \bar{\zeta}_i)$ é a probabilidade da i -ésima FS, localizada em $(\bar{\chi}_i \pm \sigma_{\chi_i}, \bar{\xi}_i \pm \sigma_{\xi_i}, \bar{\zeta}_i \pm \sigma_{\zeta_i})$ no CMD, ter as cores e magnitude (χ, ξ, ζ) e a integração é realizada sobre toda a extensão das células.

A densidade de estrelas observadas, ou seja, do aglomerado e de campo, em cada célula é calculada da mesma maneira $\rho_{obs}^{cel} = \frac{P_{obs}^{cel}}{A_{cl}}$, considerando apenas estrelas localizadas em $R < R_{RDP}$. Assim, o número esperado de FS em cada célula é dado por

$$n_{fs}^{cel} = \frac{\rho_{fs}^{cel}}{\rho_{obs}^{cel} \times n_{obs}^{cel}}, \quad (3.5)$$

onde n_{obs}^{cel} é o número esperado de estrelas observadas na célula. O número de prováveis estrelas membros na célula será então $n_{cl}^{cel} = n_{obs}^{cel} - n_{fs}^{cel}$. E o número total de prováveis membros é

$$N_{cl} = \sum_{cel} n_{cl}^{cel}. \quad (3.6)$$

Nos procedimentos descritos é comum determinarmos valores fracionários para o nú-

mero de FS em cada célula. Nesses casos, arredondamos ao valor encontrado para o inteiro mais próximo, mas limitado a $n_{fs}^{cel} \leq n_{obs}^{cel}$. Para quantificar a contribuição desse efeito, calculmos a diferença entre o número esperado de FS (n_{fs}^{cel}) e o número de FS subtraídas (n_{sub}^{cel}). Calculando sobre todas as células temos uma estimativa da eficiência do processo de descontaminação

$$f_{sub} = 100 \times \sum_{cel} n_{sub}^{cel} / n_{fs}^{cel}, \quad (3.7)$$

onde o resultado ideal produziria $f_{sub} = 100\%$.

Outro procedimento utilizado é o filtro cor-magnitude (CM). O filtro CM é construído a partir de uma região do CMD que contém estrelas nas mesmas sequências evolutivas do aglomerado (região sombreada na Figura 3.6). Esse filtro não elimina estrelas que possuam cores ou magnitudes semelhantes às do aglomerado, mas considera as estrelas binárias que podem provocar alargamento da MS. Esse procedimento destaca os componentes estruturais no perfil de densidade radial (Seção 3.5).

3.4.2 Ajuste de isócronas

Como comentado na seção 1.2, as estrelas de um aglomerado se formaram praticamente ao mesmo tempo e possuem a mesma composição química. A determinação de parâmetros físicos de aglomerados é possível através do ajuste de isócronas. Isócronas são sequências teóricas de mesma idade e metalicidade que, ao serem ajustadas ao CMD descontaminado, fornecem a idade, distância e extinção do aglomerado. No presente trabalho utilizamos as isócronas PARSEC (*PAdova and TRieste Stellar Evolution Code*) desenvolvidas por Bressan et al. (2012). Foram escolhidas pois apresentam as sequências evolutivas das PMS, permitindo a melhor caracterização de aglomerados imersos, em geral dominados por estrelas nesta fase.

Para entendermos como o ajuste de isócronas fornece a distância do aglomerado é necessário definir magnitude aparente (m) de uma estrela

$$m = -2,5 \log F + \text{const}, \quad (3.8)$$

onde F é o fluxo⁴ da estrela a constante const é obtida, em geral, ao atribuir $m = 0$ mag para a estrela Vega. A magnitude absoluta (M) é a magnitude que a estrela teria se estivesse a uma distância de 10 pc,

$$M = -2,5 \log F(10\text{pc}) + \text{const}. \quad (3.9)$$

Uma expressão para a determinação da distância pode ser obtida diretamente das Equações

⁴Em Astronomia, o fluxo de uma fonte luminosa é a energia por unidade de área e de tempo captada por um detector. Para uma estrela localizada a uma distância d , o fluxo é dado por $F = L/(4\pi d^2)$, expresso em unidades de $\text{ergs s}^{-1} \text{cm}^{-2}$.

ções 3.8 e 3.9,

$$m - M = 5 \log d_{\odot} - 5. \quad (3.10)$$

A equação anterior é válida apenas se a estrela, ou aglomerado, não está sujeito a efeitos de extinção do meio interestelar, denotada por A_{λ} , onde λ é a banda fotométrica na qual a extinção é medida. Assim, a Equação 3.10 é modificada para considerar o efeito da extinção,

$$(m - M)_{\lambda} = 5 \log d_{\odot} - 5 + A_{\lambda}. \quad (3.11)$$

A quantidade $(m - M)_{\lambda}$ é chamada de módulo de distância aparente e $(m - M)_0 = (m - M)_{\lambda} - A_{\lambda}$ é o módulo de distância absoluto.

Nos CMDs de aglomerados imersos observados no infravermelho próximo é usual utilizarmos a relação $K \times (J - K_S)$. Caso estrelas brilhantes também sejam observadas é útil utilizar os eixos $J \times (J - K_S)$, pois essas estrelas serão mais brilhantes na banda J . Essa última definição de eixos é a utilizada no estudo dos aglomerados W 31-CL, BDS 112, SGR1806 – 20 e VVV CL 109.

O ajuste de isócronas se concentra na determinação de dois parâmetros, o módulo de distância aparente $(m - M)_J$ e o excesso de cor $E(J - K_S)$, determinados a partir do deslocamento da isócrona até que ela ajuste as sequências evolutivas do aglomerado. A extinção A_J pode ser obtida através do excesso de cor utilizando as seguintes equações

$$E(B - V) = E(J - K_S)/0,53, \quad (3.12)$$

$$A_V = 3,1 \times E(B - V), \quad (3.13)$$

$$A_J = 0.276 \times A_V. \quad (3.14)$$

As equações anteriores foram obtidas dos trabalhos de Cardelli, Clayton e Mathis (1989) e Schlegel, Finkbeiner e Davis (1998).

No caso de aglomerados imersos, o ajuste de mais de uma isócrona pode ser necessário. Nesses objetos a formação estelar pode ainda estar ocorrendo ou ter acontecido de forma sequencial fazendo com o ajuste de múltiplas isócronas descreva da melhor maneira o conteúdo estelar deste aglomerado, principalmente a PMS.

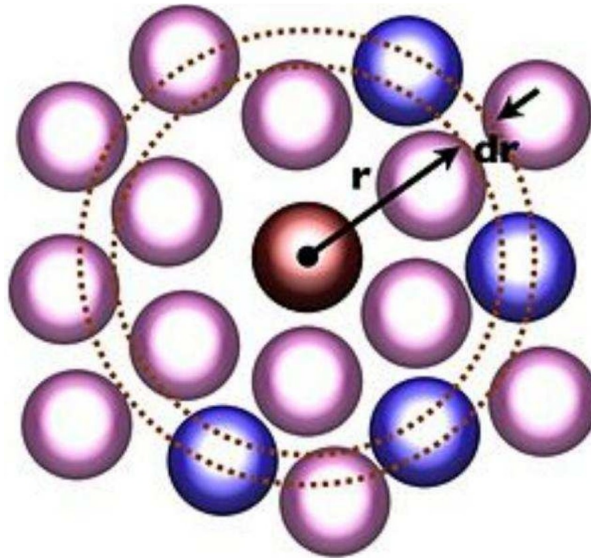
3.5 PERFIL DE DENSIDADE RADIAL

A estrutura de um aglomerado estelar pode ser investigada através do perfil de densidade radial (RDP – *Radial Density Profile*), fornecendo o valor da densidade de estrelas em função do raio projetado do aglomerado. Através da análise do RDP podemos determinar se o aglomerado

se encontra dinamicamente relaxado, se o seu centro foi atribuído corretamente, entre outros.

O RDP é construído através da contagem de estrelas em anéis concêntricos, cuja largura aumenta com o raio do aglomerado. Essa exigência faz com que tenhamos contagens significativas nas regiões mais afastadas do centro. A Figura 3.7 ilustra de maneira esquemática o cálculo do RDP.

Figura 3.7 – Ilustração do cálculo do perfil de densidade radial.



Fonte: Autora.

Caso o aglomerado de interesse esteja dinamicamente relaxado, ajustamos o perfil de King (King, 1962) ao RDP filtrado. A aplicação do filtro CM fornece um ajuste mais robusto, pois isola as estrelas com as possíveis sequências evolutivas do aglomerado. O perfil de King é descrito pela equação abaixo,

$$\sigma(R) = \sigma_{bg} + \sigma_0 / [1 + (R/R_c)^2], \quad (3.15)$$

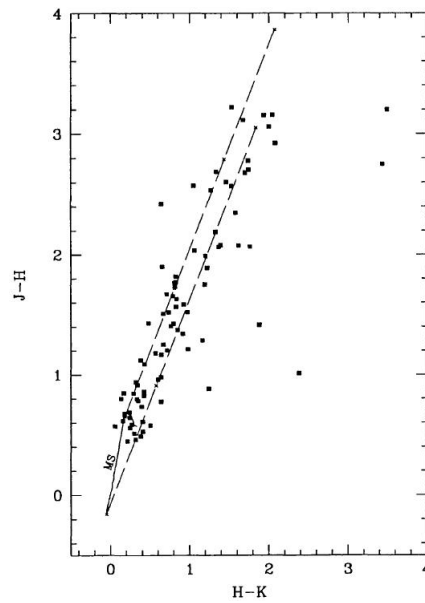
onde $\sigma(R)$ é a densidade de estrelas em função do raio do aglomerado, σ_{bg} é a densidade do campo, σ_0 é densidade central e R_c o raio do *core*. Utilizamos o perfil com dois parâmetros livres mantendo σ_{bg} fixo. Esse valor é facilmente determinado ao calcular a densidade na mesma região de campo para a qual foi realizada a descontaminação.

3.6 DIAGRAMA COR-COR

O diagrama cor-cor é uma ferramenta útil para determinar o quanto as estrelas de um aglomerado estão avermelhadas em relação a sequências de teóricas de MS e T-Tauri que não possuem efeitos de extinção do meio interestelar. Esse diagrama consiste de uma plano com duas cores. No infravermelho próximo utiliza-se os eixos $(J - H) \times (H - K)$. Em aglomerados

imersos o efeito da extinção do meio é apreciável, pois ainda encontram-se ligados ao gás da GMC. Dessa forma, para aglomerados de uma mesma região podemos quantificar a contribuição da GMC através do diagrama cor-cor. Na Figura 3.8 apresentamos o diagrama cor-cor das estrelas da região de formação estelar NGC 6334.

Figura 3.8 – Diagrama cor-cor da região NGC 6334. A linha sólida é a sequência principal e as linhas tracejadas seguem a direção do vetor avermelhamento.



Fonte: (Tapia; Persi; Roth, 1996).

4 ARTIGO:THE CONNECTION BETWEEN W 31 COMPLEX AND THE STELLAR CLUSTER TOWARDS SGR 1806–20 PROBED BY THE VVV SURVEY

De acordo com as políticas de permissões da Oxford University Press (OUP), editora do periódico Monthly Notices of the Royal Astronomical Society (MNRAS), os autores que contribuem para as revistas da OUP detêm o direito de incluir seus manuscritos no formato original ou trechos dos mesmos em uma dissertação ou tese, sendo desnecessário pedir prévia autorização da OUP¹.

Neste capítulo apresentamos o artigo submetido à publicação, *The connection between W 31 complex and the stellar cluster towards SGR 1806–20 probed by the VVV survey*, o qual descreve e discute os resultados para os aglomerados imersos presentes na região de formação estelar W 31: W 31-CL, BDS 112 e SGR 1806 – 20.

¹https://academic.oup.com/journals/pages/access_purchase/rights_and_permissions_publication_rights.

The connection between W 31 complex and the stellar cluster towards SGR 1806 – 20 probed with VVV photometry

M. Bianchin,¹ E. F. Lima,^{1,2} E. Bica,³ R. A. Riffel,¹ C. Bonatto³ and R. K. Saito⁴

¹ Departamento de Física, Centro de Ciências Naturais e Exatas, Universidade Federal de Santa Maria, 97105-900, Santa Maria, RS, Brazil

² Universidade Federal do Pampa, Campus Uruguaiiana, CP 118, 97508-000, Uruguaiiana, RS, Brazil

³ Departamento de Astronomia, Instituto de Física, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, CP 15051, 91501-970, Porto Alegre, RS, Brazil

⁴ Departamento de Física, Universidade Federal de Santa Catarina, 88040-900, Florianópolis, SC, Brazil

Accepted XXX. Received XXX; in original form XXX

ABSTRACT

The giant HII region W 31 hosts the populous star cluster W 31-CL, and others projected on or in the surroundings. The most intriguing object is the stellar cluster SGR 1806 – 20, for which we find evidence to be the trigger for the star formation in the whole complex. We use the deep VVV J -, H - and K_S -bands photometry combined with 2MASS in order to address the distance and other physical and structural properties of the clusters W 31-CL, BDS 112 and SGR 1806 – 20. Field-decontaminated photometry was used to analyze colour-magnitude diagrams and stellar radial density profiles, using procedures that our group has developed and employed in previous studies. We conclude that the clusters W 31-CL and BDS 112 are located at 4.5 kpc and 4.8 kpc, and have ages of 0.5 Myr and 1 Myr, respectively. This result, together with the PMS distribution in the colour-magnitude diagram, characterizes them as W 31 complex members. We detected the MS stars of the cluster SGR 1806-20, and for the first time its PMS fraction, providing an age of ~ 4 Myr and $d_{\odot} = 4.7 \pm 0.22$ kpc, which is comparable to the W 31 distance. The cluster is extremely absorbed, with $A_V = 25$ mag. Our results suggest that SGR 1806 – 20 cluster triggered the star formation in W 31-CL and BDS 112, putting it as a first generation member of the complex. We also address the issue of the LBV candidate projected $20''$ away from the SGR 1806 – 20 cluster center. Proper motions (PMs) suggest that this star is not related to the cluster.

Key words: open clusters and associations: general – open clusters and associations: individual: W 31 – gamma-ray burst: individual: SGR 1806 – 20

1 INTRODUCTION

Young stellar clusters are the ideal laboratories for understanding star formation processes. Star forming regions originate from Giant Molecular Clouds (GMC) and in such scenario many different physical phenomena can occur, such as HII regions, stellar evolution, embedded clusters (ECs) and SNe. Lada & Lada (2003) argue that the association between the remaining GMC gas, or HII region, and the newborn stellar clusters do not last longer than 5 Myr. The W 31 region hosts two stellar clusters that are examples of these associations (Beuther et al. 2011). Besides, it may be physically connected to a Soft Gamma-Ray Repeater (SGR) (Bibby et al. 2008, and references therein), one among the only four observed to date.

The W 31 complex (Westerhout 1958) is a giant star forming region in the Milky Way (Blum et al. 2001) with a luminosity of $L \sim 6 \times 10^6 L_{\odot}$, by assuming a distance of 6 kpc (Kim & Koo 2002). According to Beuther et al. (2011), W 31 is composed of two HII regions (G 10.2 – 0.3 and G 10.3 – 0.1), two ultra-compact HII (UCHII) regions (G 10.15 – 0.34 and G 10.30 – 0.15) and at least one starless clump, indicating different star formation episodes. Wilson (1972) defines the W 31 complex as the association among

three HII regions. Two of them are the same as Beuther et al. (2011) and the other is G 10.6 – 0.4. The HII regions G 10.3 – 0.2 and G 10.2 – 0.1 are associated with the infrared clusters W 31-CL (Blum et al. 2001) and BDS 112 (Bica et al. 2003), respectively. The stellar content of the W 31 complex has been addressed in two ways in previous studies. Blum et al. (2001) studied a $4' \times 4'$ region encompassing the central cluster W 31-CL. Their analysis differs from the present one mostly in the sense that we include the effects of the dense background stellar field. Dewangan et al. (2015) use star counts including very faint PMS stars and broke up the BDS 112 into several subclustering, while in the present study we analyse the cluster ensemble constituting BDS 112.

Projected nearby the confirmed W 31 stellar and gaseous components lies SGR 1806 – 20 (Kulkarni & Frail 1993). This object is associated with a supernova remnant (G 10.0 – 0.3), an X-ray source AX 1805.7 – 2025 (Murakami et al. 1994), and an infrared stellar cluster (Fuchs et al. 1999; Eikenberry et al. 2004). The stellar cluster is a matter of study itself, thus it contains a candidate Luminous Blue Variable (LBV) (Kulkarni et al. 1995), three Wolf-Rayet and one OB supergiant (Figer et al. 2005). Usually SGR 1806 – 20

2 *Bianchin et al.*

is taken as a far component of the W 31 complex, with an estimated distance of $d_{\odot} \sim 15$ kpc (Eikenberry et al. 2004).

The distance to W 31 is still an open question in the literature. Blum et al. (2001) determined a spectroscopic distance of 3.4 kpc for W 31-CL, but previous measurements for the associated radio nebulae G 10.2 – 0.3 and G 10.3 – 0.1 set the distance in 5.4 ± 0.9 kpc (Wilson 1974) and 6 ± 1 kpc (Downes et al. 1980). For SGR 1806 – 20 the literature is even more disagreeing: Corbel et al. (1997) obtain $d_{\odot} = 14.5 \pm 1.4$ kpc but their model also reveals a near kinematic distance of 2.3 kpc; In Corbel & Eikenberry (2004, hereafter CE04) two values are determined: $15.1^{+1.8}_{-1.3}$ kpc for the SGR and 4.5 ± 0.6 kpc for W 31; and the most recent determination from Bibby et al. (2008) places SGR at $d_{\odot} = 8.7^{+1.8}_{-1.5}$ kpc.

In order to overcome the extinction effects we perform a near infrared (NIR) photometric study of the W 31 complex and SGR 1806 – 20. The data come from two different surveys, *VISTA Variables in the Via Láctea* (VVV, Minniti et al. 2010) and the *Two Micron All Sky Survey* (2MASS) (Skrutskie et al. 2006). The former provides a limiting magnitude $J \approx 17$ mag photometry with a reasonable S/N, which includes the faint Pre-Main Sequence stars. The latter is used to overcome the saturation effect in the bright O and B stars. This combination leads to an unsaturated set of magnitudes in our sample.

Our group has developed routines to analyze colour-magnitude diagrams (CMDs) and cluster structure by means of Radial Density Profiles - RDPs (Bonatto & Bica 2007a; Bonatto et al. 2012a,b). In particular the Field-Star Decontamination (FSD) (Bonatto & Bica 2007b) is essential in the crowded field studied in the present paper. In this case we define a sky field outside the cluster area and the FSD algorithm compares the colours and magnitudes of each star in both regions: if they are similar these stars are taken away from the cluster area. Subsequently we fit isochrones on the decontaminated CMDs, with the models from Bressan et al. (2012). We also analyze RDPs making use of King profile fitting (King 1966a,b), although such profiles are adequate for older clusters.

Recently, Lima et al. (2014) have addressed the distance of the NGC 6357 complex by photometrically analyzing several ECs in that prominent region. The present study explores the possibility of also using the VVV Survey to settle the question of a short or long distance for the cluster SGR 1806 – 20, and conversely whether it is related or not to the W 31 complex.

This paper is organized as follows: in Sec. 2 we describe the main aspects of the stellar clusters W 31-CL, BDS 112 and SGR 1806 – 20. In Sec. 3 the data sets are described. Sec. 4 explains the analysis method and shows the results for the clusters. In Sec. 5 and 6 we discuss the implications of the present results, and present the conclusions, respectively.

2 STELLAR CLUSTERS IN THE W 31 COMPLEX

The W 31 complex in Sagittarius was first observed by Westerhout (1958) in radio wavelengths. Presently it appears to comprise at least four HII regions, two UCHII, four stellar clusters and one SGR. In turn, VVV field covers three stellar clusters while the additional one is at the edge of the observation field defined for the survey. The fourth cluster is associated with the HII region G 10.6 – 0.4. In Table 1 we show a summary of the clusters available in the survey and the objects associated with them.

The main cluster component in the complex is W 31-CL. It is associated with the HII region G 10.2 – 0.3 and the UCHII re-

gion G 10.15 – 0.34. Its stellar content was studied by Blum et al. (2001), who emphasize the presence of several O stars and young stellar objects (YSOs) in the cluster. Based on the four O stars with *K*-band spectra, the authors determined a mean extinction of $A_V = 15.5 \pm 1.7$ mag. By assuming these stars as MS ones, they determine a distance of 3.4 kpc and an age from the ZAMS to 1 Myr.

BDS 112 (Bica et al. 2003) is the W 31 complex component associated with the HII region G 10.3 – 0.1, the UCHII G 10.3 – 0.15, and the IRAS source IRAS 18060 – 2005. Dewangan et al. (2015) made an investigation of individual stars and continuum radio emission in the region of the mid infrared bubble CN 148. These authors determined a mean cluster extinction of $A_V \sim 14$ mag and adopt a distance of 2.2 kpc, based on their references. They support the idea of triggered star formation, as a consequence of the expansion of the HII region.

The most intriguing object in the set is the stellar cluster associated with SGR 1806 – 20 (Fuchs et al. 1999). Besides the HII region G 10.0 – 0.3, it is associated with an X-ray counterpart AX 1805.7 – 2025 (Murakami et al. 1994). These authors also support the hypothesis that SGRs are related to neutron stars. Figer et al. (2005) studied the stellar content SGR 1806 – 20 cluster and concluded that it has 3 Wolf-Rayet stars and one OB supergiant. The presence of one LBV star is supported by Eikenberry et al. (2004), but Figer et al. (2004) argue that it is a binary system. The stellar cluster is deeply absorbed by dust, either internally or in the foreground, or both, as revealed by its mean extinction of $A_V \sim 30$ mag (CE04).

The SGR 1806 – 20 distance determination is an open point in the literature (Bibby et al. 2008; Corbel et al. 1997; CE04). Some authors try to associate the SGR 1806 – 20 with the W 31 complex, but the results are not conclusive. Bibby et al. (2008) determined a distance of $8.7^{+1.8}_{-1.5}$ kpc, while CE04 obtained $15.1^{+1.5}_{-1.3}$ kpc for the SGR and G 10.3 – 0.1, but 4.5 ± 0.6 kpc for G 10.2 – 0.3 and G 10.6 – 0.4.

3 VVV PHOTOMETRY AND METHODS

The *VISTA Variables in the Via Láctea Survey* (VVV) is an ESO public survey which uses the VISTA telescope. It was designed to observe the bulge and part of the Milky Way disk in the NIR bands *Z* ($0.87\mu\text{m}$), *Y* ($1.02\mu\text{m}$), *J* ($1.25\mu\text{m}$), *H* ($1.64\mu\text{m}$) and *K_S* ($2.14\mu\text{m}$). Among the goals is the study of RR-Lyrae stars in view of unveiling the central structure of the Galaxy (Minniti et al. 2010).

The VISTA telescope is located in Cerro Paranal, Chile. It has a Cassegrain focus and one instrument, the VIRCAM (Visual and InfraRed CAMera), composed by a grid of 4×4 detector with $2,048 \times 2,048$ pixels each, in a total of 67 billion pixels, each one covering an area of $\sim (0.34'')^2$. VISTA presents a focal ratio $f/3.25$, active optics, a 4.1 m mirror and a field of view of 1.64 square degrees.

The VVV observations began in 2010 and were completed on October 17, 2015. The project monitored about 10^9 objects resulting in a survey with ~ 70 Tb of data. The survey area is $-10^\circ < l < 10^\circ$ and $-10^\circ < b < 5^\circ$, in the bulge, $-65^\circ < l < 10^\circ$ and $|b| < 2^\circ$, in the disk, corresponding to a total observed area of 562 square degrees. The limiting magnitude for stellar sources in the field is $K_S \approx 18$ mag (Saito et al. 2012) which corresponds to adequate photometric errors for the analysis of PMS stars (see Sect. 4).

A *pawprint* is the result of one single exposure of the VISTA detector. One *tile* is obtained by combining 6 *pawprints* taken in

The connection between the W31 and SGR 1806–20 3

Table 1. Clusters in the study: names, equatorial and Galactic coordinates, estimated radius, associated HII and UCHII regions and other associated objects.

Clusters	α (J2000)	δ (J2000)	l ($^{\circ}$)	b ($^{\circ}$)	R ($'$)	HII/UCHII regions	Other objects
W 31-CL	18h09m27s	$-20^{\circ}19'30''$	10.16	-0.36	1.2	G 10.2 – 0.3, G 10.15 – 0.34	
BDS 112	18h08m59s	$-20^{\circ}05'08''$	10.32	-0.15	0.8	G 10.3 – 0.1, G 10.3 – 0.15	CN 148, IRAS 18060 – 2005
SGR 1806 – 20	18h08m39s	$-20^{\circ}24'33''$	10.00	-0.24	0.85	G 10.0 – 0.3	AX 1805.7 – 2025

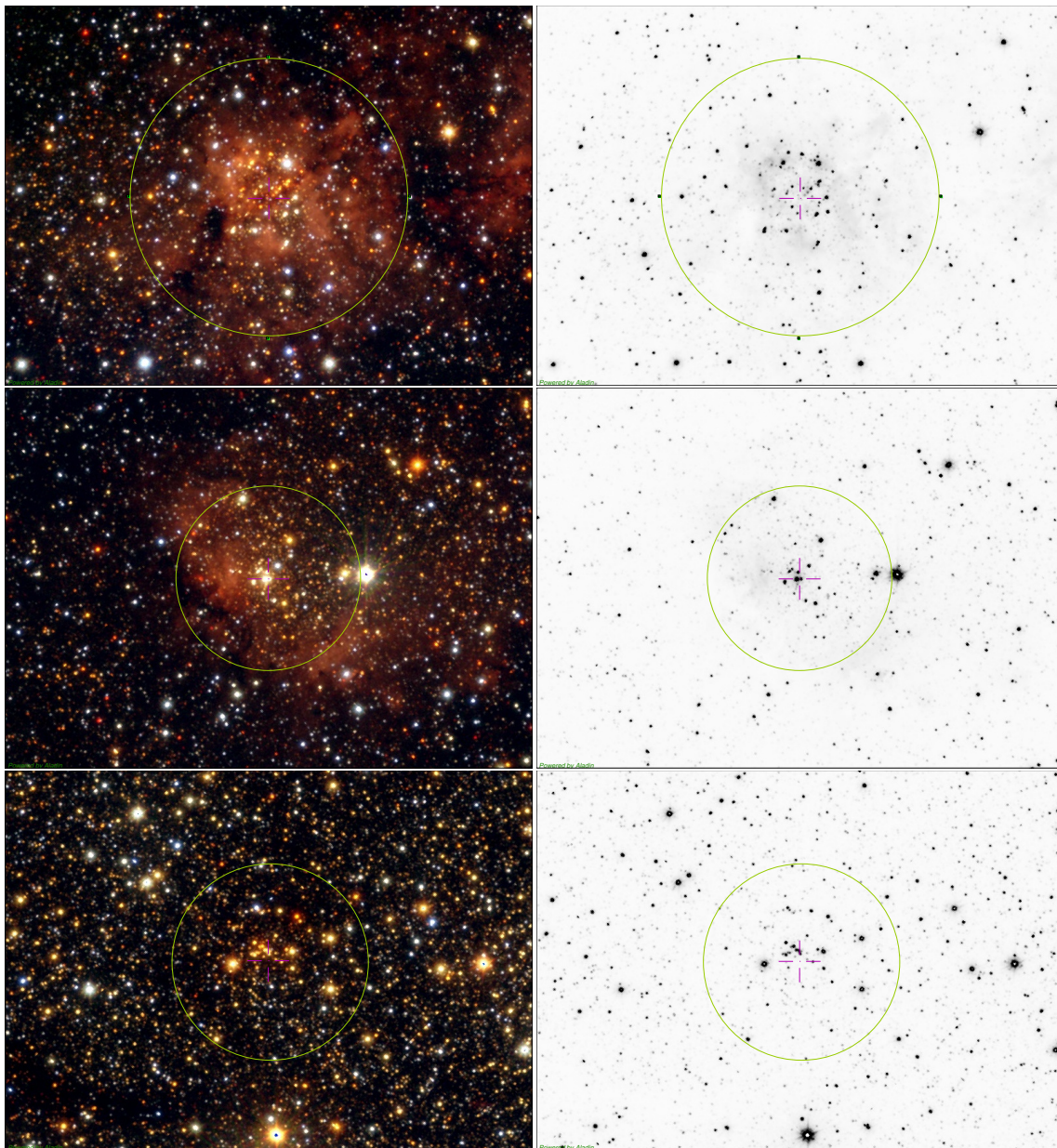


Figure 1. Three band colour image (left) and K_S -band (right) for the 3 clusters projected on or near the W 31 complex. The images are centered at the cluster's and have $4.543' \times 3.279'$ each. The green circles ($R = 1.2'$, $R = 0.8'$ and $R = 0.85'$, respectively from top to bottom) indicate the estimated cluster area. The north is up and east is left.

4 *Bianchin et al.*

shifted positions (3 shifts in Y and 2 in X). They are the basic units of the VVV field of view and each one covers 1.501 square degrees.

The basic data reduction steps are performed by the Cambridge Astronomical Survey Unit (CASU) through the VISTA Data Flow System (VDFS), which provides positions, magnitudes and probable morphological type of the source. For details on the VVV photometry we refer to Saito et al. (2012).

We employed the 2MASS photometry in the area to take into account saturation effects in the VVV photometry. Usually stars brighter than J , H and $K_S \sim 11$ mag, were replaced by the respective 2MASS magnitudes (Lima et al. 2014). The 2MASS photometry was obtained through the VizieR¹ tool, in which we extract circular regions centered on the cluster coordinates. This process involves matching the coordinates in VVV and 2MASS, considering a maximum spatial separation of $0.5''$.

4 STAR CLUSTER ANALYSIS

Determining the physical and structural parameters of the star clusters in the W 31 complex (Table 1) is an unprecedented opportunity to apply the photometric data provided by VVV to probe accurately the relation between SGR 1806–20 and the complex itself.

Our group performed the same kind of analysis for the NGC 6357 region (Lima et al. 2014, and references therein), using CMDs, RDPs and field star decontamination to probe the features of ECs.

Below we present a description of the methods used to analyze the VVV and 2MASS data of the selected W 31 stellar clusters.

4.1 Field-star decontamination

Field-star (FS) decontamination is an essential tool to study stellar clusters projected on dense fields, like towards the disk and bulge. Bonatto & Bica (2007b) developed a FS decontamination algorithm based on the total number of FS in the cluster region. This method was developed for 2MASS J , H and K magnitudes, but we use an adapted version for the VVV photometry. Although the photometric and astrometric calibrations on the VVV data are performed via unsaturated 2MASS stars observed in each point, the VVV magnitudes are in the natural VISTA Vegamag system. The method consists in dividing the stellar cluster CMD in a 3D grid with the magnitude J and the colours $(J-H)$ and $(J-K_S)$ as the axes, with a uncertainty of $\sim 1\sigma$ in each direction. Each grid unit is called a cell. The FS density for each cell is estimated based on the number of FS in the comparison field with similar colours and magnitude. Then the expected number of FS is subtracted from the cluster region.

This algorithm was used by Lima et al. (2014) in the analysis of stellar clusters in the NGC 6357 region. These authors also give a more detailed explanation of the method.

Another FS decontamination procedure is the colour-magnitude (CM) filter. This method excludes the stars that are in different evolutionary sequences than the cluster and are outside to the filtered region in the CMD. We selected an area in the CMD in which the stars are more likely to be cluster members (brown areas in Figs. 2, 3). A limitation of the CM filter is that it does not eliminate FS with similar colours and magnitudes as the cluster ones, although it is a very useful tool in the investigation of structural

parameters with RDPs (Figures 4 and 5) and the determination of mass functions.

In summary, we build the FS decontaminated CMDs in order to determine physical parameters of the stellar clusters. Then we apply the CM filter to our “raw” data to create the filtered RDPs. These two processes are essential to eliminate the effects of the dense stellar fields and allow the determination of the stellar and structural parameters of interest.

4.2 Colour-magnitude diagrams

The FS decontaminated CMDs are excellent tools to study stellar clusters. Through the isochrone fitting we can determine the age, distance and reddening of the cluster, which gives us a good idea of its physical scenario. The CMDs presented in Figs. 2 and 3 show the following panels: (i) “raw” CMDs comprise all the stars in the cluster area; (ii) comparison field CMDs with an area equal to that of the cluster; (iii) FS decontaminated CMDs show the isochrone fitting, the CM filters, and the reddening vector. All the CMDs are plotted in the VVV bands $J \times (J-K_S)$.

The models used to derive the distance, age and reddening were the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code (PARSEC²) from Bressan et al. (2012). They provide theoretical modeling for both MS and PMS stars (Bonatto & Bica 2007b; Lima et al. 2014).

The stellar parameters derived from the fitting are shown in Table 2, and include the Galactocentric distance R_{GC} calculated by considering the Sun’s distance to the Galactic centre as $R_{\odot} = 7.2$ kpc (Bica et al. 2006).

4.2.1 W31-CL

W 31-CL is the main infrared component of the star forming complex W 31. Its decontaminated CMD (Figure 2), for a selected radius of $1.2'$, shows two MS stars and a spread PMS, which indicates a wide range of masses for the YSOs in this region. This feature is common in ECs. The MS stars were previously observed and classified by Blum et al. (2001).

This object shows a considerable range of possible distances according to the literature, varying from 2.2 to 4.5 kpc. However, the authors agree in the sense of a very young age, leading us to adopt two isochrones of 0 and 1 Myr. The parameters which led to the best fit were: $E(J-K_S) = 1.5 \pm 0.01$, $E(B-V) = 2.59 \pm 0.10$ and $A_V = 8.72 \pm 0.06$. The observed distance modulus is $(m-M)_J = 15.80 \pm 0.10$, and the absolute is $(m-M)_0 = 13.27 \pm 0.10$. We determined a distance of $d_{\odot} = 4.5 \pm 0.21$ kpc.

4.2.2 BDS 112

The BDS 112 decontaminated CMD is shown in the Figure 2. The cluster radius considered for the FS decontamination was $R = 0.8'$. It has no stars in the MS, so we based our fit only on the distribution of the PMS. There are two probable MS stars that show a K_S excess, so they appear right shifted in the CMD. This CMD covers the same magnitude and colour range as the W 31-CL one, which may indicate that both are physically connected. The PMS distribution in the CMD is characterized by a spread in colour. Dewangan et al. (2015) identified the YSOs in this region based on their infrared excess emission, observed due to the presence of natal envelopes or circumstellar disks.

¹ <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

² <http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

The connection between the W31 and SGR 1806–20 5

Clusters	Age (Myr)	A_V (mag)	Distance (kpc)	R_{GC} (kpc)
W 31-CL	0.5 ± 0.5	8.7 ± 0.06	4.5 ± 0.21	2.8 ± 0.20
BDS 112	1 ± 1	13.3 ± 0.06	4.8 ± 0.23	2.6 ± 0.21
SGR 1806–20	4 ± 2	25.2 ± 0.06	4.7 ± 0.22	2.7 ± 0.21

Table 2. Fundamental parameters for the stellar clusters in the W 31 complex derived in this study.

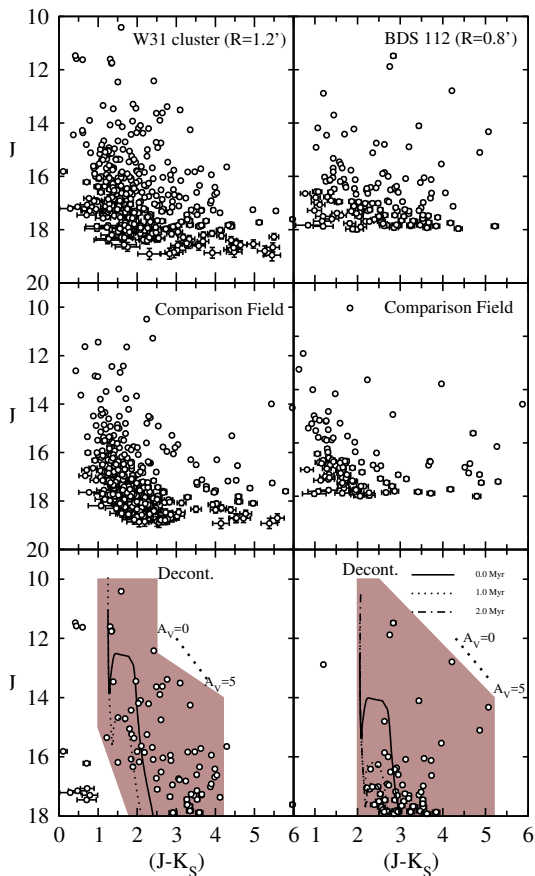


Figure 2. Left panels: CMDs of W 31-CL; right panels: CMDs of BDS 112. The top panels show the stars in the observed cluster area. Middle panels show the comparison field with the same area as the cluster, and the bottom ones the field star decontaminated CMD. We overplot PARSEC isochrones.

In this case, the fit of three PARSEC isochrones (0, 1 and 2 Myr) was necessary to better describe the PMS distribution. The best fit provided the following parameters: $E(J - K_S) = 2.30 \pm 0.01$, $E(B - V) = 3.97 \pm 0.10$ and $A_V = 13.37 \pm 0.06$; the observed and absolute distance moduli are $(m - M)_J = 17.3 \pm 0.10$ and $(m - M)_0 = 13.42 \pm 0.10$, respectively. With these values we calculated a cluster distance of $d_{\odot} = 4.8 \pm 0.23$ kpc, which agrees well with the determination for W 31-CL.

4.2.3 SGR 1806–20

The literature has sometimes placed SGR 1806–20 at about $d_{\odot} = 15$ kpc, but shorter distances were also considered (2). The present study with VVV data is a unique opportunity to shed light on

this question. Also this would constrain scenarios for the rare phenomenon of a SGR related to the stellar cluster. The FS decontaminated CMD is shown in Figure 3. We set a radius of $R = 0.85'$ for the decontamination process. The cluster CMD shows various stars in the MS and PMS. The main difference from the previous two clusters is the high reddening ($J - K_S$) ~ 5 mag. The position of the LBV is indicated by the red diamond in the decontaminated CMD.

SGR 1806–20 CMD shows some MS stars, so we choose five PARSEC isochrones, from 0 to 4 Myr. The parameters that gave the best fit were: $E(J - K_S) = 4.35 \pm 0.01$, $E(B - V) = 7.52 \pm 0.10$ and $A_V = 25.29 \pm 0.06$ and the observed and absolute distance moduli are $(m - M)_J = 20.70 \pm 0.10$ and $(m - M)_0 = 13.37 \pm 0.10$. We determined a distance of $d_{\odot} = 4.71 \pm 0.22$ kpc, which is compatible with W 31-CL and BDS 112 distances. This is considerably shorter than the values adopted or derived in the literature (Eikenberry et al. 2004; Corbel et al. 1997; CE04; Bibby et al. 2008)

4.3 Radial density profiles

The projected RDPs can be used to study the radial structure of a stellar cluster (e.g. Bonatto & Bica 2007b). They are built by computing the density of stars in concentric rings. The center is determined by visual inspection of a cluster image. We use the data before the FS decontamination and the CM filtered data, respectively. Usually the latter enables to separate the cluster from the field better than the former, as already demonstrated by Bonatto & Bica (2007a).

The structural parameters are derived from the fit of a King-like profile (King 1962) adapted to star counts, described by Equation 1, where $\sigma(R)$, σ_{bg} and σ_0 are the stellar, background and peak densities; R and R_c are the cluster and core radii. We use a 2 parameter profile, which means that the σ_{bg} is fixed and determined directly from the RDP. These profiles also give an idea of the dynamical evolution of the cluster. In the W 31 complex we have very young clusters, therefore we do not expect relaxed systems. But curiously we obtained two clusters that can be fitted by a King-like profile.

$$\sigma(R) = \sigma_{bg} + \sigma_0 / \left[1 + (R/R_c)^2 \right] \quad (1)$$

In Figure 4 we show the RDPs for the ECs W 31-CL and BDS 112. The filled circles are the observed and the open the CM filtered RDPs. The 2 parameters King-like profile were fitted in the latter. However the small ages involved (~ 1 Myr) the two clusters fit well the King-like profile, which led to the following fitting parameters: $\sigma_{bg} = 37.43 \pm 0.70$ stars/arcmin², $\sigma_0 = 114.99$ stars/arcmin² and $R_c = 0.17 \pm 0.11'$ for W 31-CL and $\sigma_{bg} = 16.44 \pm 0.50$ stars/arcmin², $\sigma_0 = 87.67 \pm 0.14$ stars/arcmin² and $R_c = 0.23 \pm 0.14'$ for BDS 112.

We also built the RDP for SGR 1806–20, presented in Figure 5. The use of the CM filter clearly enhanced the cluster structure (bottom panel). The RDP does not follow a King profile,

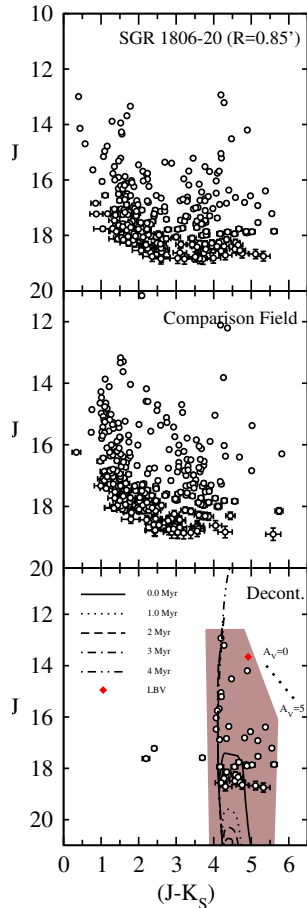
6 *Bianchin et al.*

Figure 3. Same as Figure 2, but for SGR 1806 – 20. Isochrones with MS and PMS sequences are given in the lower panel. Red diamond represents the LBV.

but shows a core excess and an extended region, certainly stemming from the cluster formation. The background field density is $\sigma_{bg} = 5.6 \pm 0.59$ stars/arcmin². The first and third points in the lower panel of Fig. 5 show density 3σ above the background. The second is particularly low (Sect. 5.1).

The cluster radius ($R < 0.85'$) is first guessed from the cluster image and then optimized by the efficiency of the FS decontamination (Sect. 5.1). This value is the one that determines the CMD extractions (Fig. 3). In this case the input and output radii resulted the same.

5 DISCUSSION

By means of VVV we obtained considerably deeper CMDs than in the literature, whenever available, for the three clusters. The present study of the ECs W 31-CL and BDS 112 proved that they undoubtedly belong to the W 31 complex, and contain the ionizing sources of the cloud. The connection with the corresponding HII regions was suggested by Kim & Koo (2002) and Beuther et al. (2011) in the radio. The distance determination for W 31-CL of 4.5 kpc, supports that given by Blum et al. (2001), however on a more solid basis by the present detection of the cluster PMS stars. We derive

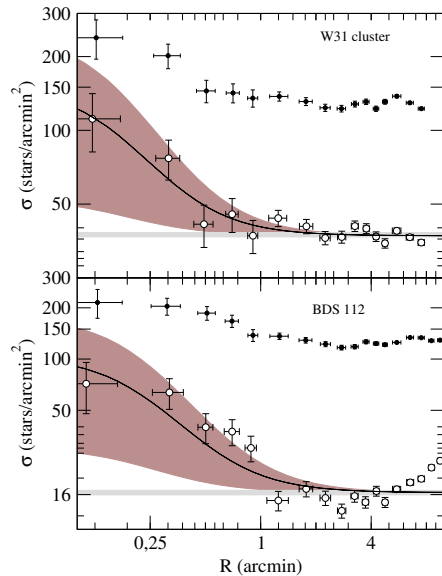


Figure 4. Observed (filled circles) and Colour-Magnitude filtered (open circles) for W 31-CL and BDS 112 RDPs. A King-like profile was fitted (solid line). The 1σ background level is the light-shaded region.

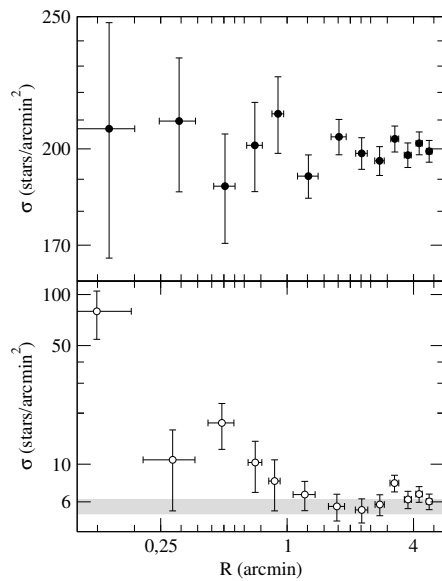


Figure 5. Observed and Colour-Magnitude filtered radial density profiles for SGR 1806 – 20 in the top and bottom panels, respectively. Light-shaded region as in Figure 4.

a distance of $d_{\odot} = 4.8$ kpc for BDS 112, which is compatible with the W 31 complex distance. In fact, the PMS stars are the main constrain for the isochrone fitting. We emphasize that the present results were derived from stellar photometry, which is not dependent on the kinematic distance degeneracy problem (e.g. Russeil 2003).

We analyzed the structure of these clusters by fitting RDPs with King-like profiles. The RDPs of W 31-CL and BDS 112 could be basically described by this profile (Figure 4). Such King-like

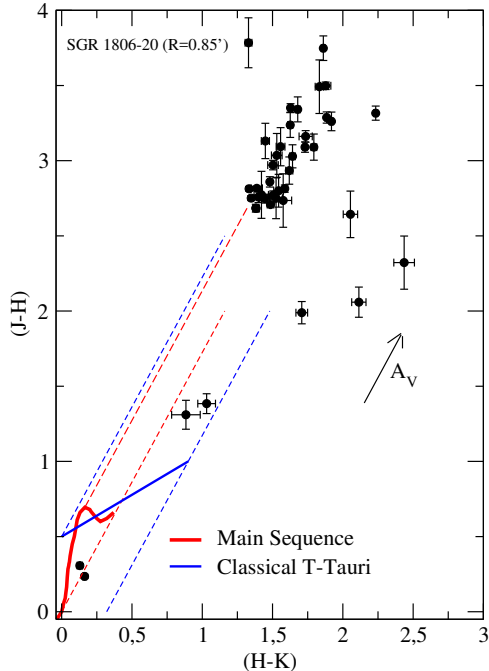


Figure 6. Colour-colour diagram for the SGR 1806 – 20 cluster. The arrow represents $A_V = 5$ mag. Theoretical MS (red solid line) and T-Tauri sequence (blue solid line) are shown.

solutions are certainly due to formation and early dynamical evolution effects that mimic and old evolved cluster RDP. Crowding and dust absorption can also affect the counts in such profiles in ECs (Camargo et al. 2015). It is noteworthy the importance of the decontamination procedures, in particular the CM filters (Bonatto & Bica 2007b). The observed profiles are essentially flat in such dense stellar fields, as for clusters projected towards the central disk and bulge.

5.1 The nature of cluster SGR 1806 – 20

In this section, we present a deeper analysis of the star cluster SGR 1806 – 20 to which the candidate LBV star and the Soft Gamma-Ray Repeater SGR 1806 – 20 are projected within $R = 0.3'$. We intend to further stress its nature and emphasize the present CMD distance determination.

The cluster is deeply embedded with $A_V=25$ mag, and this effect can be appreciated in the extreme red colours in the Colour-colour diagram – CCD – (Figure 6), as well as in the CMD of Fig. 3. This value is consistent with $A_V=28$ mag for the LBV (Figer et al. 2005). The left panel of Figure 7 shows the same decontaminated CMD as in Fig. 3 with marks along the PARSEC isochrone indicating the loci of O-type MS stars, and observed luminous stars from Bibby et al. (2008). Clearly, the PMS isochrone solution for $d_{\odot}=4.7$ kpc encompasses the PMS stars, while for $d_{\odot}=15$ kpc it does not. We argue that the resolution $R=3700$ that Bibby et al. (2008) employed was not high enough to disentangle the stars as OB supergiants or OB Main Sequence stars. The supergiant assumption explains their derived distance interval of 7–11 kpc, as now compared to the present solution of 4.7 ± 0.2 kpc for SGR 1806 – 20. The VVV photometry (Fig. 7) implies the OB stars to be MS stars.

The two stars brighter than the LBV in Fig. 7 are the Red Giants #5 and #6 from Figer et al. (2005). They are less reddened foreground stars, along with the two stars at $J \approx 17.5$.

In Table 5 we show that the present VVV data is consistent with the Gemini photometry from Bibby et al. (2008). Our PMS detection (Fig. 7) is a firm constraint to the isochrone fitting. Our method to study ECs has been employed in many previous studies (e.g. Camargo et al. 2015, 2012, and references therein), as well as to the W 31-CL and BDS 112 in the present study. Our field subtraction method (Bonatto & Bica 2007b) ensures that we decontaminate the field stars from the bulge, disk and W 31 complex. This is further supported by the significance of the high pixel detections in Figure 5 and Figure 9.

It is also important to comment the LBV distance determination by CE04 using a kinematical model and absorption signatures. CE04 observed an absorption feature with a *near* distance substantially larger than 4.5 kpc, concluding that the LBV must be farther away. Kinematical-distance models must break the velocity-distance degeneracy, and in the case of the LBV the derived value depends on a complex configuration of 11 molecular clouds in the line of sight (their Figure 8). A step forward in the kinematical-distance models is exactly the present approach with the use of ECs to establish distances with the CMDs and provide calibrations. Russell (2003) considered ionizing stars and young clusters to characterize and calibrate distances of star-forming complexes with their different types of clouds. Recently, Camargo et al. (2015) worked in this sense with ECs towards different Galactic longitudes.

In order to test if luminous and PMS stars belong to the same cluster structural distribution we decompose the total RDP into two partial profiles using a separation criterion at $J = 17$ mag. This corresponds to the brightest excursion of the PMS track (Fig. 3). Figure 9 shows red dots representing the observed PMS fraction profile, while the black ones the luminous trace the luminous stars. Both profiles have almost the same shape as the total one (lower panel of Fig. 5). The central pixel in the lower panel of Figures 5 and 9 shows values well above 3σ of the background: 9.9σ for the total profile, 7.7 for the luminous stars and 7.9 for the PMS stars. The third pixel in the profiles is also fully significant with respect to the 3σ background, characterizing the extended nature of the cluster. The PMS distribution is similar to the RDPs of the total and luminous stars. Undoubtedly, we are dealing with the PMS fraction that can be used to constraint cluster parameters.

The low counts for the pixel at $R \sim 0.3'$ occur in all field decontaminated RDPs in Figures 5 and 9. Young clusters may present variable dust absorption, and/or internal structure affecting radial counts (Camargo et al. 2012). Observational limitations like pixel size, seeing and/or resolution effects in general can contribute to lower counts.

Figure 8 provides a VVV cluster image zoom of Figure 1, clearly showing that the cluster SGR 1806 – 20 has a dense stellar core. It is much more populated than just a clump of bright stars, as in general reported in previous studies. The luminous and PMS profiles of Figure 8 confirm the mixed nature of the stars in the core.

An example of a young cluster with a similar density profile VVV CL 167 (Lima et al. 2014). The discovery and analysis of the new star clusters with VVV, both young and old, in the bulge or in the central disk have been recently boosted with the VVV Survey. Examples are the new globular cluster Minniti 22 and a series of new candidates (Minniti et al. 2017, 2018, submitted). Crowding in the bulge and central disk fields can make them virtually in-

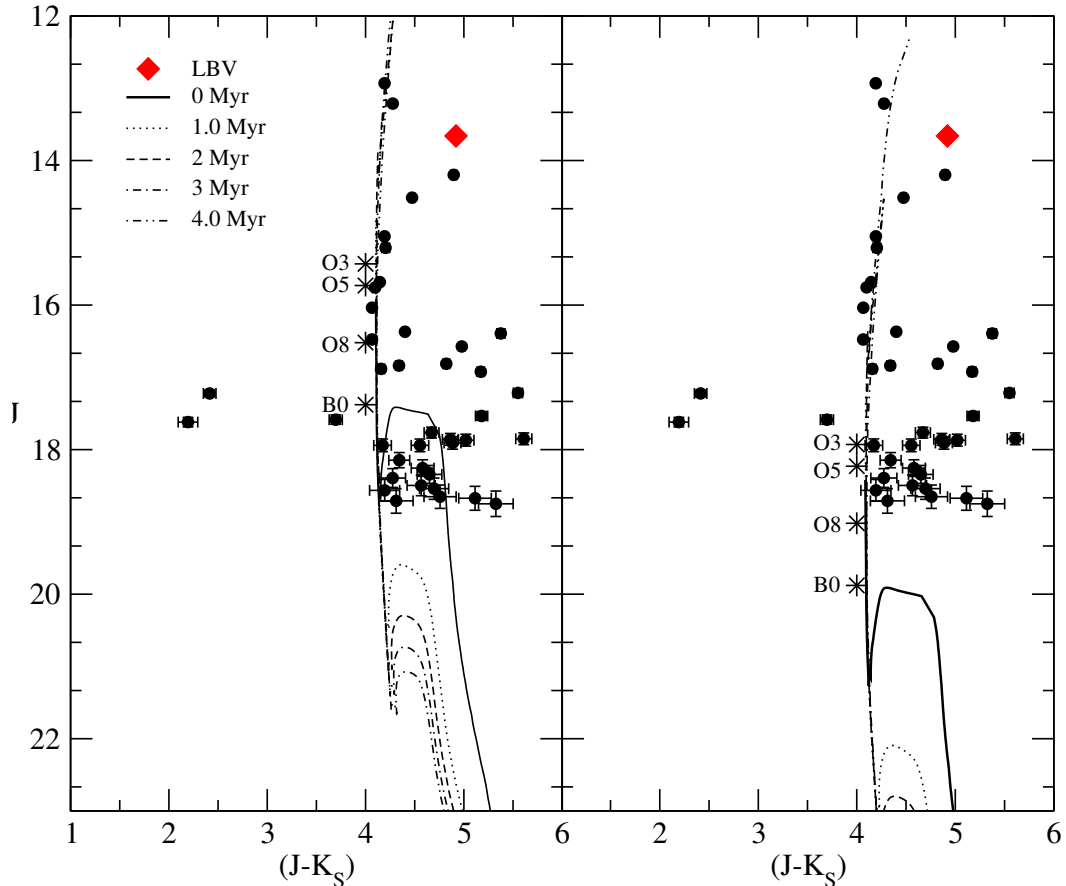
8 *Bianchin et al.*

Figure 7. Zoomed field star decontaminated CMD of SGR 1806 – 20. Left panel: same as Fig.3, but with asterisks for the upper MS stars and identification of some luminous stars for $d_{\odot} \sim 4.7$ kpc. Right-panel: same as the left panel, but for $d_{\odot} \sim 15$ kpc. Other details as in Fig. 3.

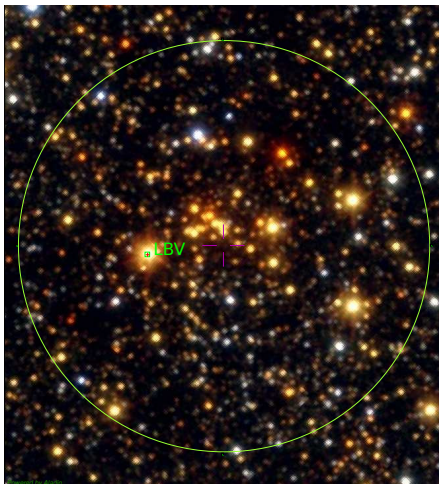


Figure 8. Same as the lower panel of Fig. 1, but zoomed to show the cluster SGR 1806 – 20 dense core with a diameter of $\approx 0.5'$. The green circle indicates the estimated cluster radius of $R = 0.85'$ from Fig.5. The LBV star is indicated. North to the top, east to the left and field dimensions of $1.809' \times 1.897'$.

conspicuous in the VVV images, but they correspond to high stellar overdensities, in particular Minniti 22 is 30σ above the background.

In order to further check that there is a stellar cluster in the direction of the source SGR 1806 – 20, we use the first version of the VIRAC Infrared Astrometric Catalogue (Smith et al. 2018). The proper motion (PM) components $\mu_{\alpha\cos\delta}$ and μ_{δ} in mas yr^{-1} for the field stars and the FS decontaminated stars SGR 1806 – 20 are presented in Figure 10. The cluster stars show very similar PM values while the field has more spread values. This indicates that the stars in blue are probably physically connected. In terms of PMs, the LBV can not be associated with the cluster analyzed in this paper. The values of the LBV, $\mu_{\alpha\cos\delta} = 5.435 \text{ mas yr}^{-1}$ and $\mu_{\delta} = -12.256 \text{ mas yr}^{-1}$ are not consistent with the cluster (Figure 10).

In order to show that there is a stellar cluster in the direction of the SGR 1806 – 20, we use the first version of the VIRAC – The VVV Infrared Astrometric Catalogue (Smith et al. 2018). The PM components $\mu_{\alpha\cos\delta}$ and μ_{δ} in mas yr^{-1} for the field and the FS decontaminated stars in SGR 1806 – 20 are presented in Figure 10. The cluster stars show very similar values of the PM components while the field has more spread values. This indicates that the stars in blue are probably physically connected. In terms of PM, the LBV can hardly be associated with the cluster analyzed in this paper. The values of the LBV, $\mu_{\alpha\cos\delta} = 5.435 \text{ mas yr}^{-1}$ and

$\mu_8 = -12.256 \text{ mas yr}^{-1}$ are not consistent with the cluster (Figure 10), but for conclusive results radial velocities are required.

There are two WC9 stars in the cluster area, at $J = 17.21$ and $J = 16.39$ (Table 5). The WC9 star#1 is 0.82 mag fainter than #B. WC9 stars can be highly variable for short periods, and present variable colour index owing to carbon-dust formation (Fahed et al. 2009). They can also vary over long periods, including effects of dust accumulation, pulsations and/or eclipsing binaries. The fact that WC9 creates carbon-dust also suggests that they can be significantly absorbed in their own dust caps. Sander et al. (2012) find a rather wide luminosity range for WC9 stars of $4.9 < \log(L/L_\odot) < 5.35$. This is comparable to O Main Sequence stars (Hohle et al. 2010), rather than supergiants. It would be important to monitor photometrically the WC9 stars and other WR stars in the SGR 1806–20 cluster.

The 7th catalogue of Galactic WR stars (van der Hucht 2001) includes 30 WC9, WC9d and among them binaries and triplets with other massive stars. For 90% of them the absolute magnitude is assumed to be $M_V(\text{WR}) = -4.62$. The quantity $M_V(\text{WR})$ is applied to any spectral band, thus for simplicity a flat energy distribution, in the lack of further information. The dusty type WC9d corresponds to 50% of the WC9 stars in the catalogue. An essential characteristic of WC9d stars is the production of dust and this varies by large amounts. Clearly, WC9 stars and their similar classifications are not standard candles for distance determinations.

The high absorption for SGR 1806–20 cluster ($A_V = 25 \text{ mag}$) may be caused by dust accumulation which is not unexpected in large star-forming complexes such as W 31. Shocks may cause local dust accumulation and sequential star formation triggering by a combination of the compression of pre-existing dense clumps by the shock wave and the collect-and-collapse scenario (Kirsanova et al. 2008; Camargo et al. 2012). This is not unexpected for clusters differing somewhat in age in the same complex like the present ones, so that evolution of massive stars produce wind fronts generating a new stellar generation.

Finally, we emphasize that in the past, there has been considerable variation in distance estimates of this cluster. The most recent one was Bibby et al. (2008)'s using infrared photometry and spectral analysis with Gemini leading to a cluster distance range of 7.2–10.4 kpc. In the present paper we photometrically pinned down a distance of 4.7 kpc to the cluster, and a relationship to the W 31 complex. This was achieved from the VVV photometry with a firm constraint given by the detection of the cluster PMS fraction. Thus, we could anchor the cluster SGR 1806–20 to the W 31 complex.

However, the connection among this cluster, the LBV and the SGR source themselves needs further investigation. The LBV is projected just outside the cluster core ($R = 20''$, see Fig. 9), while the SGR source is projected closer the core ($R = 8''$).

We find constraints to the nature of the SGR 1806–20 cluster: it is a single one of high and low luminosity stars (Fig. 9). In terms of the stellar distribution the VVV image shows a single cluster with a pronounced core (Fig. 8). In terms of PMs, there occurs a single tangential velocity clump (Fig. 10). The probable LBV does not belong to this velocity clump.

Clearly, at least with the present and previous observational material there is no obvious evidence of a cluster of luminous stars associated with the LBV. In the present data (VVV), it might be possible to search a compact LBV cluster within a radius of $R = 7''$. We propose deeper CMDs and subarcsecond resolutions, e. g. with HST/ACS or Gemini-GEMS. Figer et al. (2004) considered the possibility of the LBV being a binary. At high angular resolution

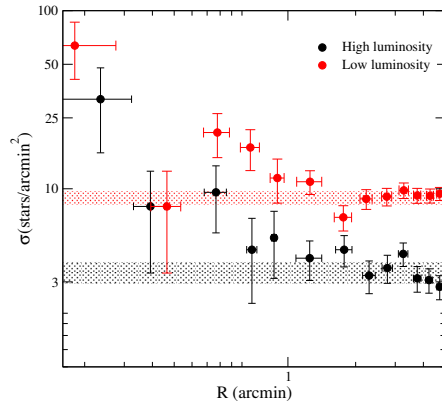


Figure 9. Colour-Magnitude filtered and decomposed RDP of the cluster SGR 1806–20. The red dots indicate the stars fainter than $J = 17 \text{ mag}$ while the black ones stand for stars brighter than that limit. The highlighted areas represent the 1σ background density measured in a ring $2' < R < 3'$.

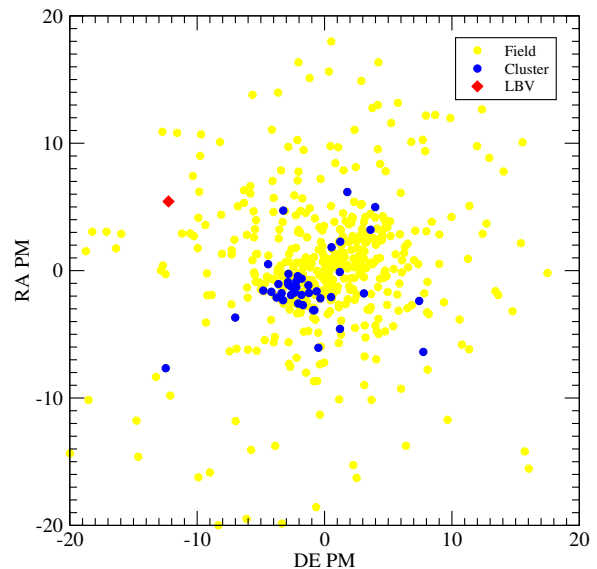


Figure 10. VVV PM for all the stars in the field (yellow dots), and for the field decontaminated stars (blue dots) in SGR 1806–20 (the same stars as in Figures 3 and 7). RA PM corresponds to $\mu_{\alpha \cos \delta}$. The LBV star is indicated by the red diamond.

it might break up in several massive stars. With a very deep photometry, it might result in a usual cluster, with the detection of a PMS fraction.

Several cases of early objects identified as very luminous stars, turned out to be young compact star clusters, like R 127, R 128 (Heydari-Malayeri et al. 2003) and HDE 269828 (Heydari-Malayeri et al. 1993). Likewise, higher angular resolution and deeper observations are required to test this possibility for LBV.

6 CONCLUSIONS

We employed VVV photometry to study ECs projected on or nearby the W 31 star forming complex. We used CMDs and RDPs

Stars (1)	Spectral type (2)	J_{VVV} (3)	$(J - K_S)_{VVV}$ (4)	K_{SVVV} (5)	K_{SGEM} (6)
#1	WC9d	17.21	5.55	11.66	11.60
#2	WN6b	17.53	5.18	12.35	12.16
#3	WN7	17.90	4.88	13.03	12.58
#4	O9.5I	17.94	4.75	13.38	11.92
#7	B0-B1 I	16.37	4.40	11.97	11.87
#11	B0I	18.50	4.56	13.93	11.90
#B	WC9d	16.39	5.37	11.02	10.40
#C	B1-B3 I	16.35	5.38	11.01	10.96
#D	OBI	17.85	4.86	13.00	11.06
#A*	LBV	13.66	4.92	8.74	9.26

Table 3. Spectral and photometrical information for the brighter stars in SGR 1806 – 20. (1) Star designations as in Figer et al. (2005); (2) Spectral classification from Bibby et al. (2008); (3), (4), (5) J , $(J - K_S)$ and K_S magnitudes and colours obtained from the present VVV photometry; (6) K_S magnitude from Bibby et al. (2008). *The LBV columns (2) and (6) are from Figer et al. (2005) while columns (3) to (5) are from 2MASS database.

to derive cluster parameters, including structural ones. The W 31 cluster and BDS 112 belong to the complex at a distance of $d_{\odot} = 4.5 - 4.8$ kpc. These two clusters appear to be the youngest generation in the complex with ages of about 1 Myr. Note that the CMDs of W 31-CL and BDS 112 show clear PMS content as in clusters like Pismis 24 in the nearby complex NGC 6357 (Lima et al. 2014).

In the case of the SGR 1806 – 20, we detected for the first time its PMS component, which brings fundamental constraints to the cluster distance. VVV depth and angular resolution could provide fundamental parameter constraints to the SGR 1806 – 20 cluster. We also show that the cluster presents a dense core and extended distribution. VVV PMS also characterized the cluster.

The W 31 complex is located at about $d_{\odot} = 4.7$ kpc with an age upper limit of ~ 4 Myr. It is highly absorbed with $A_V = 8.7$, $A_V = 13.4$ and $A_V = 25$, respectively for the directions of the clusters W 31-CL, BDS 112 and SGR 1806 – 20. The present results tied the SGR 1806 – 20 cluster to the W 31 complex. We confirm that the candidate LBV star presents a somewhat higher absorption ($A_V = 28$ mag) than the SGR 1806 – 20 cluster ($A_V = 25$ mag). VVV PMS favour the LBV as not a cluster member.

The LBV has been reported as a single or binary very luminous. The LBV and the Soft Gamma-ray Repeater 1806 – 20 are extremely rare phenomena. We emphasize that the present results, specially PMS, tend to dissociate the LBV from the cluster SGR 1806-20, being the LBV in the background (CE04). The true nature of the LBV is yet to be determined. It is not excluded that the LBV being a young compact star cluster, requiring high angular resolution observations.

ACKNOWLEDGMENTS

We thank the anonymous referee for the comments that improved our text. We thank the Brazilian institutions CNPq and CAPES for financial support. This publication makes use of data products from the Two Micron All Sky Survey, which is a joint project of the University of Massachusetts and the Infrared Processing and Analysis Center/California Institute of Technology, funded by the National Aeronautics and Space Administration and the National Science Foundation. R.K.S. acknowledges support from CNPq/Brazil through projects 308968/2016-6 and 421687/2016-9.

REFERENCES

- Beuther H., Linz H., Henning Th., Bik A., Wyrowski F., Schuller F., Schilke P., Thorwirth S., Kim K.-T., 2011, *A&A*, 531, A26
- Bibby J. L., Crowther P. A., Furness J. P., Clark J. S., 2008, *MNRAS*, 386, L23
- Bica E., Dutra C. M., Soares J., Barbuy B., 2003, *A&A*, 404, 223
- Bica E., Bonatto C., Barbuy B., Ortolani S., 2006, *A&A*, 450, 150
- Blum R. D., Damiani A., Conti P. S., 2001, *AJ*, 121, 3149
- Bonatto C. & Bica E., 2007a, *A&A*, 473, 445
- Bonatto C. & Bica E., 2007b, *MNRAS*, 377, 1301
- Bonatto C., Bica E., Lima E. F., 2012a, *MNRAS*, 420, 352
- Bonatto C., Lima E. F., Bica E., 2012b, *A&A*, 540, 137
- Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., 2012, *MNRAS*, 427, 127
- Camargo, D., Bonatto, C., Bica, E., 2012, *MNRAS*, 423, 1940
- Camargo, D., Bonatto, C., Bica, E., 2015, *MNRAS*, 450, 4150
- Corbel S., Wallyn P., Dame T. M., Durouchoux P., Mahoney W. A., Vilhu O., Grindlay J. E., 1997, *ApJ*, 478, 624
- Corbel S. & Eikenberry S. S., 2004, *A&A*, 419, 191
- Dewangan L. K., Ojha D. K., Grave J. M. C., Mallick K. K., 2015, *MNRAS*, 446, 2640
- Downes D., Wilson T. L., Bieging J., Wink J., 1980, *A&A*, 40, 379
- Eikenberry S. S., Matthews K., LaVine J. L. et al., 2004, *ApJ*, 616, 506
- Fahed, R., Moffat, A. F. J., Bonanos, A. Z., 2009, 392, 376
- Figer D. F., Najarro F., Kudritzki R. P., 2004, *ApJ*, 610, L109
- Figer D. F., Najarro F., Geballe T. R., Blum R. D., Kudritzki R. P., 2005, *ApJ*, 622, L49
- Fuchs Y., Mirabel F., Chaty S., Claret A., Cesarsky C. J., Cesarsky D. A., 1999, *A&A*, 350, 891
- Heydari-Malayeri, M., Grebel, E. K., Melnick, J., Jorda, L., 1993, *A&A*, 278, 11
- Heydari-Malayeri, M., Meynadier, F., Walborn, N. R., 2003, *A&A*, 400, 923
- Hohle, M. M., Neuhäuser, R., Schutz, B. F., 2010, *Astronomische Nachrichten*, 331, 349
- Kim K.-T. & Koo B.-C., 2002, *ApJ*, 575, 327
- King I. R., 1962, *AJ*, 67, 471
- King I. R., 1966, *AJ*, 71, 64
- King I. R., 1966, *AJ*, 71, 276
- Kirsanova, M. S., Sobolev, A. M., Thomasson, M., Wiebe, D. S., Johansson, L. E. B., Seleznev, A. F., 2008, *MNRAS*, 388, 729

- Kulkarni S. R. & Frail D. A., 1993, *Nature*, 365, 33
- Kulkarni S. R., Matthews K., Neugebauer G., Reid I. N., van Kerkwijk M. H., Vasisht G., 1995, *ApJ*, 440, L61
- Lada C. J., Lada E. A., 2003, *ARA&A*, 41, 57
- Lima E. F., Bica E., Bonatto C., Saito R. K., 2014, *A&A*, 568, A16
- Minniti D., Lucas P. W., Emerson J. P., Saito R. K. et al. 2010, *New Astronomy*, 15, 433
- Minniti, D., Geisler, D., Alonso-García, J. et al., 2017, *ApJ*, 849, L24
- Minniti, D., Schlafly, E. F., Palma, T. et al., 2018, submitted
- Murakami T., Tanaka Y., Kulkarni S. R., Ogasaka Y., Sonobe T., Ogawara Y., Aoki T., Yoshida A., 1994, *Nature*, 368, 127
- Russeil D. 2003, *A&A*, 397, 133
- Saito R. K., Hempel M., Minniti D. et al. 2012, *A&A*, 537, A107
- Sander, A. and Hamann, W.-R. and Todt, H., 2012, *A&A*, 540, A144
- Skrutskie M. F., Cutri R. M., Stiening R. et al., 2006, *AJ*, 131, 1163
- Smith L. C., Lucas P. W., Kurtev R. et al., 2018, *MNRAS*, 474, 1826
- van der Hucht, K. A., 2001, *New Astronomy*, 135, 45.
- Westerhout G., 1958, *Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands*, 14, 215
- Wilson T. L., 1972, *A&A*, 19, 354
- Wilson T. L., 1974, *A&A*, 31, 83

5 ANÁLISE DE VVV CL 109

O aglomerado estelar VVV CL 109 foi catalogado com a fotometria VVV por Borissova et al. (2014) e até o momento não possui análise de seu conteúdo estelar. Esses autores atribuíram um tamanho de $R = 0,5'$ e localizaram o aglomerado próximo da *bolha* [CWP2007] CS78. Apenas suas coordenadas foram determinadas $\alpha(\text{J2000}) = 17 : 21 : 36$ e $\delta(\text{J2000}) = -35 : 32 : 52$, mas nenhum parâmetro físico foi determinado até o momento.

Apresentamos abaixo os resultados obtidos para VVV CL 109 utilizando as técnicas descritas no capítulo 3 além de uma análise de sua ligação com as regiões de formação estelar NGC 6334 e NGC 6357.

5.1 RESULTADOS

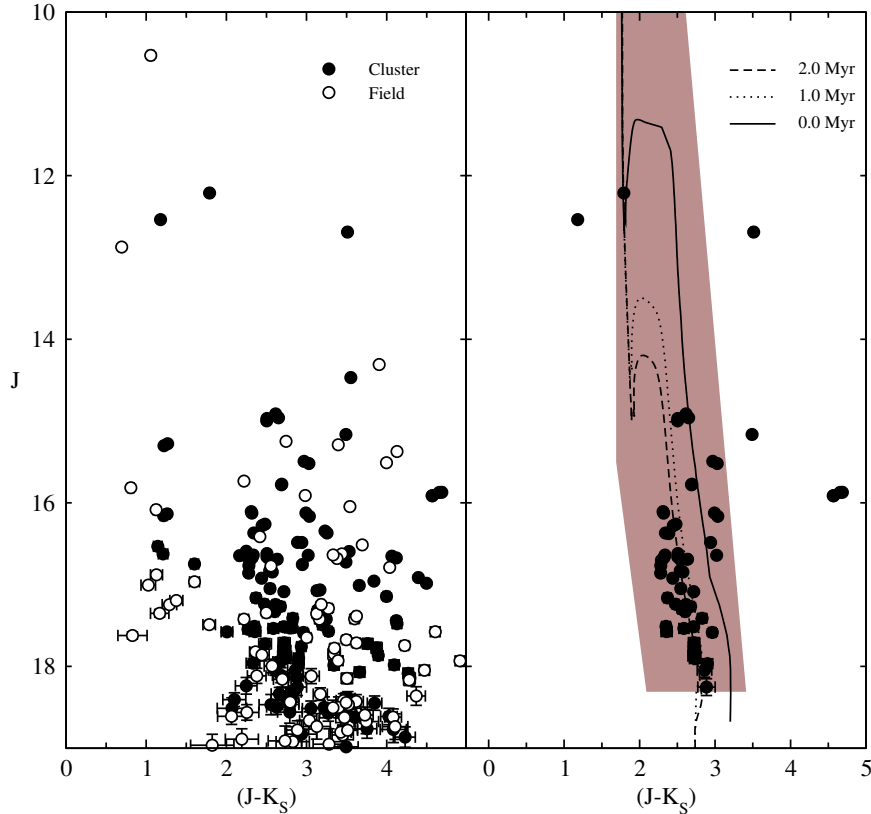
Adotamos um raio de $R = 0,5'$, o mesmo sugerido por Borissova et al. (2014), para realizar a descontaminação de estrelas de campo. O campo selecionado foi um anel de $R = 1,5' - 2,5'$. No painel da esquerda da Figura 5.1 apresentamos o CMD observado do aglomerado VVV CL 109 (pontos pretos) e o CMD do campo de descontaminação com área equivalente ao aglomerado (pontos brancos). Em ambos, as estrelas ocupam os mesmos intervalos em cor e magnitude indicando que o campo escolhido é representativo das estrelas de campo presentes em VVV CL 109.

O CMD descontaminado é apresentado no painel da direita na Figura 5.1, juntamente com o filtro cor-magnitude e as isócronas PARSEC de 0, 1 e 2 Myr ajustadas. Os parâmetros obtidos do melhor ajuste foram $(m - M)_J = 14,60 \pm 0,10$ e $E(J - K_S) = 2,01 \pm 0,01$, resultando em uma extinção $A_V = 11,69$ mag e uma distância ao Sol de $d_{\odot} = 1,75 \pm 0,08$ kpc. A partir da estimativa de distância propomos que o aglomerado tenha um raio físico de aproximadamente 0,25 pc.

O painel da esquerda da Figura 5.2 apresenta o RDP para o aglomerado VVV CL 109. Os pontos preenchidos representam o perfil obtido para o aglomerado observado e os pontos brancos após a aplicação CM. O filtro CM evidencia o excesso de estrelas associadas ao aglomerado possibilitando o ajuste do perfil de densidade de King. A densidade de campo foi determinada para a mesma região utilizada na descontaminação ($R = 1,5' - 2,5'$), resultando em $\sigma_{bg} = 28,25 \pm 1,49$ estrelas/arcmin² (faixa cinza). Assim, o perfil de King ajustado conta com dois parâmetros livres: o raio do *core*, $R_C = 0,37 \pm 0,24'$, e a densidade central, $\sigma_0 = 139,87$ estrelas/arcmin².

Além do CMD e RDP, apresentamos o diagrama cor-cor do aglomerado VVV CL 109 no painel da direita na Figura 5.2. A linha vermelha sólida representa a posição teórica das estrelas de MS, a linha azul sólida a posição das estrelas T-Tauri e as linhas tracejadas o intervalo

Figura 5.1 – Diagrama cor-magnitude $J \times (J - K_S)$ do aglomerado VVV CL 109. No painel à esquerda são apresentados os CMDs correspondentes ao aglomerado com $R = 0,5'$ e uma área representativa do campo de comparação com $R = 1,5' - 2,5'$. No painel à direita o CMD descontaminado sobre o qual estão ajustadas isócronas e o filtro cor-magnitude.



Fonte: Autora.

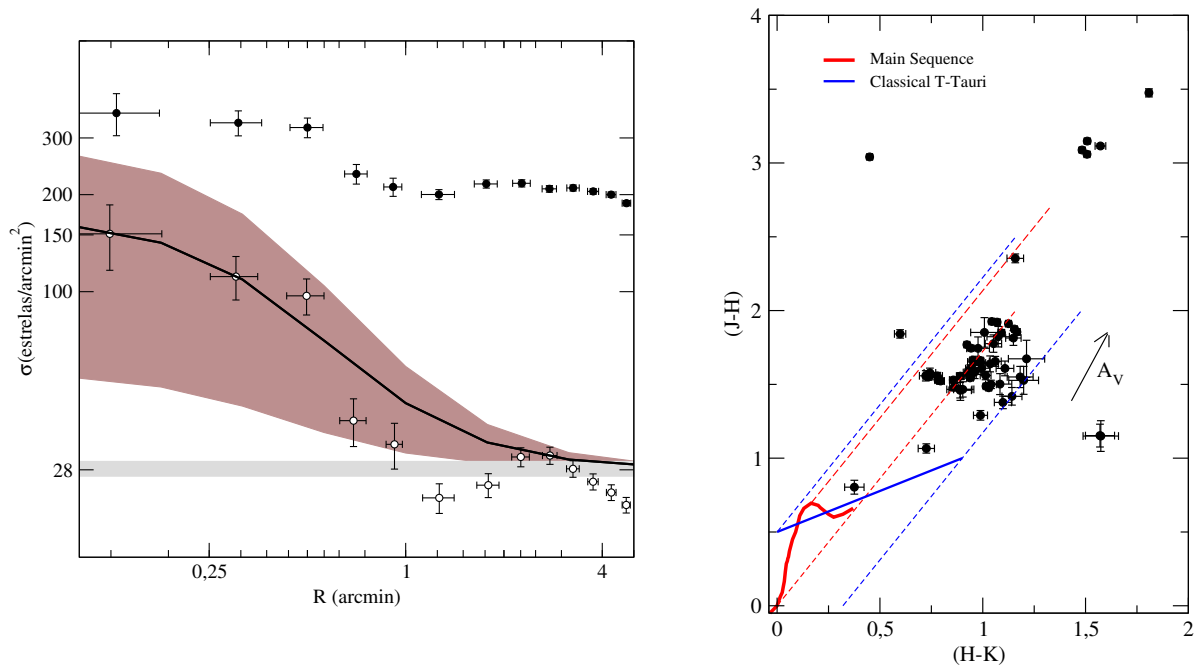
no qual as estrelas podem ser consideradas de sequência principal ou T-Tauri, mas estão mais avermelhadas. O valor do avermelhamento $A_V = 11,69$ mag, obtido através do ajuste de isócronas, é confirmado neste gráfico, pois praticamente todas as estrelas estão deslocadas 10 mag em relação às linhas teóricas de MS e T-Tauri.

5.2 DISCUSSÃO

O CMD do aglomerado VVV CL 109 é um CMD típico de um aglomerado imerso: MS pouco povoada, neste caso apenas uma estrela, e PMS com muitas estrelas. Lima et al. (2014) caracterizaram o aglomerado imerso ESO 392-SC11 (Figura 3.6), que apesar de ser mais povoado e com idade média de ~ 4 Myr apresenta características muito semelhantes ao CMD do VVV CL 109, além é claro da forte semelhança com os aglomerados estelares do complexo W 31. A extinção, apesar de alta ($A_V = 11.69$ mag), é comum neste tipo de objeto e apresenta valores semelhantes aos encontrados para W 31-CL.

Em termos de estrutura, VVV CL 109 possui RDP semelhante a W 31-CL e BDS 112, ao

Figura 5.2 – No painel da esquerda, RDP do aglomerado VVV CL 109 (círculos pretos) e para o mesmo aglomerado após a aplicação do filtro cor-magnitude (círculos brancos). Uma lei tipo King pode ser ajustada ao perfil filtrado (linha preta), a região sombreada representa o desvio de 1σ do ajuste e a faixa cinza o desvio de 1σ da densidade de campo. No painel da direita o diagrama cor-cor para o mesmo objeto.



Fonte: Autora.

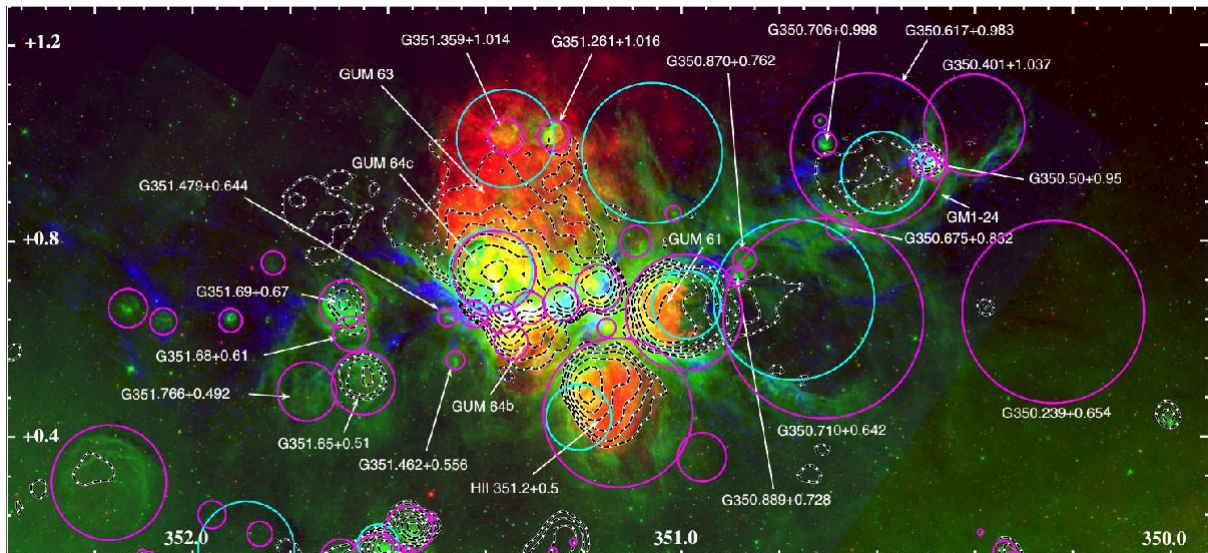
qual o perfil de King pode ser ajustado. Efeitos de evolução dinâmica como a perda de estrelas e a própria maneira como se deu a formação estelar no *core* molecular induzem a RDPs que simulam os perfis observados em objetos evoluídos como os aglomerados globulares.

Anteriormente a distância das regiões de formação estelar NGC 6357 foi determinada com alta precisão seguindo a mesma metodologia empregada neste trabalho (Lima et al., 2014). Esses autores determinaram $d_{\odot} = 1,78 \pm 0,1$ kpc para os aglomerados estelares que pertencem ao complexo. Pinheiro, Copetti e Oliveira (2010) realizaram a espectroscopia de algumas estrelas ionizantes localizadas em NGC 6334 e determinaram uma distância de $d_{\odot} = 1,75 \pm 0,26$ kpc, compatível com a distância obtida no presente trabalho, $d_{\odot} = 1,75 \pm 0,08$ kpc

Fukui et al. (2017) mostraram evidências de colisões entre as regiões NGC 6334 e NGC 6357 conectando ambas em uma escala de 100 pc, mas conexão entre os dois complexos já era defendida por outros autores, como Russeil et al. (2010) que identificaram um filamento molecular entre as duas regiões (*inter-region filamente*). Na Figura 5.3 apresentamos uma imagem no óptico (H_{α}), infravermelho distante ($8\mu\text{m}$) e submilimétrico (1,2 mm) da região NGC 6334 apresentada primeiramente em Russeil et al. (2016). A região HII G 351.69 + 0.67, catalogada por esse autores está localizada na mesma posição do aglomerado VVV CL 109. Essa região não possui emissão em H_{α} , mas emite intensamente no infravermelho distante como pode ser

observado na Figura 2.4. Nossos resultados são mais uma evidência da associação entre os dois complexos, permitindo que a origem dos mini *Starbursts* da Galáxia seja aos poucos desvendada.

Figura 5.3 – Imagem em 3 cores da região NGC 6334. H_α em vermelho, $8\mu\text{m}$ do survey GLIMPSE em verde e $1,2\text{ mm}$ do SIMBA. Os contornos representam a emissão em rádio e os círculos as regiões HII.



Fonte: (Russeil et al., 2016).

6 CONCLUSÃO

Neste trabalho apresentamos o estudo de três aglomerados imersos presentes na região de formação estelar W 31, além do aglomerado VVV CL 109 com o uso da fotometria infravermelha do VVV combinada com a do 2MASS. Os dados fornecidos pelo VVV foram de fundamental importância na presente análise, em especial no caso do SGR 1806 – 20.

W 31-CL está a uma distância ao Sol $d_{\odot} = 4,51 \pm 0,21$ kpc, possui extinção $A_V = 8,72$ mag e idade de 1 Myr. BDS 112 possui idade, 1 ± 1 Myr, e distância, $d_{\odot} = 4,83 \pm 0,23$ kpc, semelhantes as encontradas para W 31-CL, mas se encontra mais obscurecido com $A_V = 13,37$. Os dois aglomerados estão associados ao complexo de formação estelar W 31. Apresentam pequena diferença de idade e extinção, associadas a diferentes episódios de formação estelar na nuvem progenitora.

O aglomerado SGR 1806 – 20 apresenta estrutura mais complexa, com um *core* em sua região central. Possui idade de 4 ± 2 Myr e $A_V = 25$ mag, associada à poeira acumulada no meio. Determinamos que o aglomerado SGR 1806 – 20 faz parte do complexo de formação estelar W 31, com uma distância média de $d_{\odot} = 4,68 \pm 0,22$ kpc, mas nossos dados não permitem estabelecer uma relação concreta entre este aglomerado, a LBV e o próprio emissor de raios gama SGR.

O aglomerado VVV CL 109 está associado à ponte de poeira entre as regiões de formação estelar NGC 6334 e NGC 6357, e apresenta uma distância ao Sol $d_{\odot} = 1,75 \pm 0,08$ kpc, a mesma encontrada por outros autores para as regiões. Assim, o presente trabalho fornece mais uma evidência da conexão entre as duas regiões de formação estelar.

A alta profundidade da fotometria VVV foi determinante no estudo dos aglomerados imersos deste trabalho, permitindo, como no caso do aglomerado SGR 1806 – 20 a caracterização de sua Pré Sequência Principal, até então não observada por outros autores.

6.1 PERSPECTIVAS

As perspectivas deste trabalho incluem a caracterização do aglomerado estelar associado à região HII G 10.6 – 04, um provável membro de W 31. Sua distância foi determinada por Sanna et al. (2014), $d_{\odot} = 4,95^{+0,51}_{-0,43}$ kpc, sendo muito próxima dos valores determinados para os membros do complexo aqui estudados. Infelizmente, o estudo deste aglomerado não foi possível por se encontrar fora do campo de observação do VVV, mas as observações do VVV_X tornarão a análise deste objeto possível.

Os aglomerados estelares da região de formação estelar NGC 6334, como BDS 97 e BDS 98, representam uma possível expansão deste trabalho, pois ainda não foram caracterizados no infravermelho próximo. A técnica descrita é ideal para estudar esses objetos. O

estudo via aglomerados imersos do complexo NGC 6334 permitirá estudar em maiores detalhes suas semelhanças e diferenças com a região NGC 6357, estudada por Lima et al. (2014) com a mesma técnica proposta.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Bastian, N. Young Massive Clusters: Their Population Properties, Formation and Evolution, and Their Relation to the Ancient Globular Clusters. In: Moraux, E.; Lebreton, Y.; Charbonnel, C. (Ed.). **EAS Publications Series**. [S.l.: s.n.], 2016. (EAS Publications Series, v. 80), p. 5–37.
- Bertoldi, F.; McKee, C. F. Pressure-confined clumps in magnetized molecular clouds. **Astrophysical Journal**, v. 395, p. 140–157, ago. 1992.
- Beuther, H. et al. The Formation of Massive Stars. **Protostars and Planets V**, p. 165–180, 2007.
- _____. High-mass star formation at high luminosities: W31 at $> 10^6 L_{\odot}$. **Astronomy and Astrophysics**, v. 531, p. A26, jul. 2011.
- _____. High-Mass Protostellar Candidates. II. Density Structure from Dust Continuum and CS Emission. **Astrophysical Journal**, v. 566, p. 945–965, fev. 2002.
- Bibby, J. L. et al. A downward revision to the distance of the 1806-20 cluster and associated magnetar from Gemini Near-Infrared Spectroscopy. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 386, p. L23–L27, maio 2008.
- Bica, E. et al. New infrared star clusters in the Northern and Equatorial Milky Way with 2MASS. **Astronomy and Astrophysics**, v. 404, p. 223–232, jun. 2003.
- Blum, R. D.; Daminieli, A.; Conti, P. S. The Stellar Content of Obscured Galactic Giant H II Regions. III. W31. **Astrophysical Journal**, v. 121, p. 3149–3159, jun. 2001.
- Bonato, C.; Bica, E. Old open clusters in the inner Galaxy: FSR 1744, FSR 89 and FSR 31. **Astronomy and Astrophysics**, v. 473, p. 445–455, out. 2007.
- Borissova, J. et al. New galactic star clusters discovered in the VVV survey. Candidates projected on the inner disk and bulge. **Astronomy and Astrophysics**, v. 569, p. A24, set. 2014.
- Bressan, A. et al. PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 427, p. 127–145, nov. 2012.
- Cardelli, J. A.; Clayton, G. C.; Mathis, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. **Astrophysical Journal**, v. 345, p. 245–256, out. 1989.
- Carr, J. S. A study of clumping in the Cepheus OB 3 molecular cloud. **Astrophysical Journal**, v. 323, p. 170–178, dez. 1987.
- Corbel, S.; Eikenberry, S. S. The connection between W31, SGR 1806-20, and LBV 1806-20: Distance, extinction, and structure. **Astronomy and Astrophysics**, v. 419, p. 191–201, maio 2004.
- Dewangan, L. K. et al. Star formation around the mid-infrared bubble CN 148. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 446, p. 2640–2658, jan. 2015.
- Feigelson, E. D. et al. Stellar Clusters in the NGC 6334 Star-Forming Complex. **Astronomical Journal**, v. 138, p. 227–239, jul. 2009.

- Figer, D. F. et al. Massive Stars in the SGR 1806-20 Cluster. **Astrophysical Journal, Letters**, v. 622, p. L49–L52, mar. 2005.
- Freeman, K.; Bland-Hawthorn, J. The New Galaxy: Signatures of Its Formation. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 40, p. 487–537, 2002.
- Fuchs, Y. et al. ISO observations of the environment of the soft gamma-ray repeater SGR 1806-20. **Astronomy and Astrophysics**, v. 350, p. 891–899, out. 1999.
- Fukui, Y. et al. Molecular clouds in the NGC6334 and NGC6357 region; Evidence for a 100 pc-scale cloud-cloud collision triggering the Galactic mini-starbursts. **ArXiv e-prints**, jun. 2017.
- Kim, K.-T.; Koo, B.-C. Interaction between Ionized and Molecular Gas in the Active Star-forming Region W31. **Astrophysical Journal**, v. 575, p. 327–336, ago. 2002.
- King, I. The structure of star clusters. I. an empirical density law. **Astronomical Journal**, v. 67, p. 471, out. 1962.
- Klessen, R. S. Star Formation in Molecular Clouds. In: Charbonnel, C.; Montmerle, T. (Ed.). **EAS Publications Series**. [S.l.: s.n.], 2011. (EAS Publications Series, v. 51), p. 133–167.
- Kulkarni, S. R. et al. Optical and infrared observations of SGR 1806-20. **Astrophysical Journal, Letters**, v. 440, p. L61–L64, fev. 1995.
- Lada, C. J.; Lada, E. A. Embedded Clusters in Molecular Clouds. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 41, p. 57–115, 2003.
- Larson, R. B. Turbulence and star formation in molecular clouds. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 194, p. 809–826, mar. 1981.
- Lima, E. F. et al. Probing embedded star clusters in the HII complex NGC 6357 with VVV. **Astronomy and Astrophysics**, v. 568, p. A16, ago. 2014.
- Massi, F. et al. Young open clusters in the Galactic star forming region NGC 6357. **Astronomy and Astrophysics**, v. 573, p. A95, jan. 2015.
- McKee, C. F.; Ostriker, E. C. Theory of Star Formation. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 45, p. 565–687, set. 2007.
- Minniti, D. et al. VISTA Variables in the Via Lactea (VVV): The public ESO near-IR variability survey of the Milky Way. **New Astronomy**, v. 15, p. 433–443, jul. 2010.
- Murakami, T. et al. X-ray identification of the soft γ -ray repeater 1806 - 20. **Nature**, v. 368, p. 127–129, mar. 1994.
- Neckel, T. UBV, VRI and $H\beta$ observations of stars in the H II regions NGC 6334 and NGC 6357. **Astronomy and Astrophysics**, v. 69, p. 51–56, set. 1978.
- Pinheiro, M. C.; Copetti, M. V. F.; Oliveira, V. A. Spectral classification and distance determination of stars in nine southern Galactic H II regions. **Astronomy and Astrophysics**, v. 521, p. A26, out. 2010.
- Russeil, D. et al. The Herschel view of the massive star-forming region NGC 6334. **Astronomy and Astrophysics**, v. 554, p. A42, jun. 2013.

_____. NGC 6334 and NGC 6357: $H\alpha$ kinematics and the nature of the H II regions. **Astronomy and Astrophysics**, v. 587, p. A135, mar. 2016.

_____. Statistical study of OB stars in NGC 6334 and NGC 6357. **Astronomy and Astrophysics**, v. 538, p. A142, fev. 2012.

_____. The earliest phases of high-mass star formation: the NGC 6334-NGC 6357 complex. **Astronomy and Astrophysics**, v. 515, p. A55, jun. 2010.

Saito, R. K. et al. VVV DR1: The first data release of the Milky Way bulge and southern plane from the near-infrared ESO public survey VISTA variables in the Vía Láctea. **Astronomy and Astrophysics**, v. 537, p. A107, jan. 2012.

Sanna, A. et al. Trigonometric Parallaxes to Star-forming Regions within 4 kpc of the Galactic Center. **The Astrophysical Journal**, v. 781, p. 108, fev. 2014.

Schlegel, D. J.; Finkbeiner, D. P.; Davis, M. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. **The Astrophysical Journal**, v. 500, p. 525–553, jun. 1998.

Skrutskie, M. F. et al. The Two Micron All Sky Survey (2MASS). **Astronomical Journal**, v. 131, p. 1163–1183, fev. 2006.

Solomon, P. M. et al. Mass, luminosity, and line width relations of Galactic molecular clouds. **Astrophysical Journal**, v. 319, p. 730–741, ago. 1987.

Tapia, M.; Persi, P.; Roth, M. The embedded stellar population in northern NGC 6334. **Astronomy and Astrophysics**, v. 316, p. 102–110, dez. 1996.

Westerhout, G. A survey of the continuous radiation from the Galactic System at a frequency of 1390 Mc/s. **Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands**, v. 14, p. 215, dez. 1958.

Wilson, T. L. 4830 MILz Observations of the Formaldehyde Molecule in the Direction of Discrete Radio Sources. **Astronomy and Astrophysics**, v. 19, p. 354, jul. 1972.

_____. OH and H₂CO Absorption Line Measurements toward Sources in W 31. **Astronomy and Astrophysics**, v. 31, p. 83, fev. 1974.

Zari, E. et al. Mapping young stellar populations toward Orion with Gaia DR1. **Astronomy and Astrophysics**, v. 608, p. A148, dez. 2017.