Estudo Fotométrico e Polarimétrico de Regiões HII Galácticas

Fábio Pereira Santos

Março 2013

Fábio Pereira Santos

Estudo Fotométrico e Polarimétrico de Regiões HII Galácticas

Tese submetida à UNIVERSIDADE FEDERAL DE MINAS GERAIS como requisito parcial para a obtenção do grau de DOUTOR EM FÍSICA.

Área de Concentração: ASTROFÍSICA
Orientador: Prof. Dr. Gabriel Armando Pellegatti Franco (UFMG)
Co-orientador: Prof. Dr. Alexandre Roman Lopes (ULS - Chile)

Departamento de Física - ICEx - UFMG

2013

Agradecimentos

- À minha esposa Babi, pelo amor, apoio e companheirismo, todos os dias. Obrigado por trilhar este caminho junto comigo, e compartilhar todos os sonhos e planos. Sou grato também aos meus cães Max e Naná, por ensinarem o valor dos sentimentos mais verdadeiros;
- À meus pais João Bosco e Vânia, e à meu irmão Marcelo, pelo exemplo, apoio constante e por serem sempre uma base em minha vida. Agradeço também a todos os outros familiares;
- Ao meu orientador Gabriel Franco, pelo exemplo de vida, e por me dar a honra de desenvolver um trabalho de pesquisa ao mesmo tempo responsável, agradável, e com a mente aberta a todas as ideias. Ao meu co-orientador Alexandre Roman Lopes, pelo apoio, incentivo, e também pela confiança e os conselhos sempre valiosos. À ambos agradeço sobretudo, pela amizade;
- Aos amigos e amigas nestes meus 9 anos de convivência no Laboratório de Astrofísica da UFMG, minha segunda casa: Wilson, Francisco, Alana, Marcelo Guimarães, Pauline, Gustavo, Nathália Fonseca, Mateus, Júlia, Tiago Jota, Natália Landin, Kelly, Felipe Alves, Carlos Augusto, Lucas, Leandra, Márcia, incluindo também todos os outros não mencionados aqui;
- Aos funcionários do OPD-LNA, CTIO e ESO-La Silla, pelo apoio dedicado e acolhimento sempre respeitoso;
- Aos professores e funcionários do Dept. Física da UFMG, especialmente aos docentes ligados ao grupo de Astrofísica;
- Ao CNPq e FAPEMIG, pelo apoio financeiro.

Sumário

1 Introdução **1**

1.1 Uma visão geral da formação de estrelas de alta massa 1
1.2 Regiões HII 2
1.2.1 A esfera de Strömgren 3
1.2.2 A expansão da região HII e sua sequência evolutiva 5
1.2.3 Morfologia e características observacionais 9
1.2.4 A interação com o campo magnético Galáctico 11
1.2.5 O acoplamento entre os campos magnéticos e o meio interestelar . . 13
1.3 Aglomerados estelares jovens e embebidos 14
1.4 Estudo de campos magnéticos através da polarização interestelar 15
1.4.1 Polarização linear devido à absorção dicróica 17
1.4.2 Eficiência de polarização 17
1.4.3 Dependência espectral da polarização linear 19
1.4.4 Mecanismos de alinhamento 20
1.5 Objetivos da presente pesquisa 23

2 Metodologia geral **25**

2.1 Seleção de alvos e roteiro de missões observacionais 25
2.2 Polarimetria 27
2.2.1 A instrumentação 27
2.2.2 Cálculo dos parâmetros polarimétricos 30
2.2.3 O conjunto de dados polarimétricos observado 35
2.2.4 Métodos estatísticos para o estudo da turbulência em campos magnéticos interestelares 35
2.2.5 Ajustes da função de Serkowski 43
2.3 Fotometria 44
2.3.1 A faixa espectral do infravermelho próximo (IVP) 44
2.3.2 Remoção da contribuição térmica e tratamento das imagens 45
2.3.3 Fotometria PSF 46
2.3.4 Diagramas cor-cor e características de extinção no IVP 50
2.3.5 Análise de distribuição estelar utilizando-se a função de King 52
2.4 Outros dados: 2MASS, DSS, Spitzer, MSX e IRAS 53
2.5 Montagem de mosaicos e criação de imagens combinadas 54

3 Estudo fotométrico da população estelar jovem de RCW 41 **56**
3.1 A nuvem molecular de Vela . . . 56
3.2 A região HII RCW 41 . . . 58
3.3 Fotometria no infravermelho próximo . . . 60
3.4 Diagramas cor-cor . . . 64
3.5 Estimativa da extinção visual média . . . 66
3.6 Distribuição espacial da população estelar do aglomerado . . . 69
3.7 Diagramas cor-magnitude . . . 72
3.8 O status evolutivo do aglomerado . . . 76
3.9 Análise de objetos individuais com propriedades espectroscópicas conhecidas 79
3.10 Determinação do centro do aglomerado e o perfil de densidade radial . . . 81

4 Estudo da polarização interestelar na direção de RCW 41 **86**
4.1 Polarimetria nas faixas ópticas e do IVP . . . 86
4.2 A distribuição em grande escala dos vetores de polarização na banda R . . 88
4.3 Correlação com a fotometria do 2MASS . . . 93
4.4 Mapas em grande escala do grau e ângulo de polarização médios . . . 95
4.5 Dependência da polarização com o comprimento de onda e determinação da razão entre a extinção total e seletiva . . . 99
4.6 A distribuição em menor escala dos vetores de polarização na banda H . . 103
4.7 Comparações entre a estrutura do campo magnético e estudos teóricos relacionados à expansão de regiões HII . . . 106
4.8 A origem dos baixos valores de polarização dentro da região HII . . . 108
4.9 A componente turbulenta dos campos magnéticos na direção de RCW 41 . 110
4.10 Verificação da possível presença de polarização intrínseca . . . 110

5 Estudo da polarização interestelar na direção de RCW Sh 2-29 **115**
5.1 O ambiente de formação estelar de Sh 2-29 . . . 115
5.2 Polarimetria nas faixas ópticas e do IVP . . . 118
5.3 Mapeamento polarimétrico em larga escala na banda R . . . 122
5.4 Análise da componente de polarização linear em primeiro plano . . . 125
5.5 Análise da turbulência associada às linhas de campo magnético a partir do mapeamento polarimétrico na banda R . . . 129
5.6 Mapeamento polarimétrico em menor escala na banda H do IVP . . . 132
5.7 Acúmulo de linhas de campo magnético ao redor da cavidade central . . . 133
5.8 Núcleos interestelares e fragmentações densas ao redor da cavidade central 135
5.9 Estimativa do campo magnético na região de compressão de linhas . . . 137
5.10 Dependência espectral da polarização e ajustes da relação de Serkowski . . 138
5.11 A distribuição de valores da razão entre a extinção total e seletiva . . . 139

6 Conclusões **146**
6.1 Conclusões do estudo de RCW 41 . . . 146
6.2 Conclusões do estudo de Sh 2-29 . . . 148
6.3 Conclusões finais e perspectivas gerais . . . 150

A Publicação associada à pesquisa de RCW 41 **152**

Referências Bibliográficas **177**

Lista de Figuras

1.1 Diagrama esquemático de uma região HII . . . 3
1.2 Estágios evolutivos de uma região HII . . . 6
1.3 A estrutura de regiões HII . . . 10
1.4 Simulações da expansão de regiões HII em ambientes magnetizados . . . 12
1.5 Distribuição dos vetores de polarização interestelar na Via Láctea . . . 16
1.6 Polarização linear devido à absorção dicróica . . . 18
1.7 Correlação entre a polarização e o avermelhamento interestelar . . . 19
1.8 Dependência espectral do grau de polarização e do ângulo de polarização . 20
1.9 Dinâmica e alinhamento dos grãos de poeira interestelar . . . 21

2.1 Observatórios envolvidos nas observações fotométricas e polarimétricas . . 27
2.2 Elementos ópticos dos polarímetros do OPD e CTIO . . . 28
2.3 Exemplo de ajuste da amplitude de modulação polarimétrica z . . . 30
2.4 Problemas relacionados à redução polarimétrica . . . 34
2.5 Exemplo de funções de dispersão do ângulo (ADF) de acordo com Hildebrand et al. (2009) . . . 41
2.6 Curvas de absorção atmosférica e de transmissão dos filtros JHKs do IVP . 45
2.7 Exemplo de subtração da contribuição térmica do céu para uma imagem de RCW 41 . . . 46
2.8 Variação espacial do padrão PSF sobre as imagens do SofI . . . 49
2.9 Diagrama cor-cor do tipo $(J-H)\times(H-Ks)$ . . . 51
2.10 Exemplo de imagem combinada para a Região HII Sh2-29 . . . 55

3.1 A nuvem molecular de Vela . . . 57
3.2 A região HII de RCW 41 . . . 59
3.3 Observações de RCW 41 realizadas por Pirogov et al. (2007) e Pirogov (2009) 59
3.4 Descrição dos conjuntos fotométricos A e B para RCW 41 . . . 61
3.5 Determinação de ponto zero fotométrico e diagramas de completeza para RCW 41 . . . 63
3.6 Gráficos de Δ(Magnitude)×Magnitude para a fotometria IVP de RCW 41 64
3.7 Análise da dependência fotométrica com as cores $(J-H)$ e $(H-Ks)$ para RCW 41 . . . 65
3.8 Diagramas cor-cor $((J-H)\times(H-Ks))$ para RCW 41 . . . 67
3.9 Distribuição espacial da população estelar do aglomerado em RCW 41 . . . 70
3.10 Diagramas cor-magnitude para o aglomerado em RCW 41 . . . 73
3.11 Histogramas de índices de cor para diferentes faixas de magnitude para RCW 41 . . . 78

3.12 Comparação entre os espectros na banda K do Obj1b (RCW 41) e de T Tau Sb 80
3.13 Distribuições de densidade estelar para o aglomerado em RCW 41 82
3.14 Ajustes de King para o aglomerado em RCW 41 83

4.1 Áreas associadas ao mapeamento polarimétrico de RCW 41 87
4.2 Distribuição em grande escala dos vetores de polarização na banda R para RCW 41 90
4.3 Histogramas de ângulo e grau de polarização na banda R para RCW 41 . . 91
4.4 Correlação entre os dados polarimétricos (banda R) e os dados do 2MASS para RCW 41 93
4.5 Análise do grau e ângulo de polarização médios para a região HII RCW 41 96
4.6 Ajustes da relação de Serkowski para vários objetos em RCW 41 100
4.7 Análise da distribuição de valores de R_V para RCW 41 102
4.8 Mapa de polarização na banda H na direção de RCW 41 104
4.9 Histogramas de ângulo e grau de polarização para os dados na banda H de RCW 41 105
4.10 Diagramas cor-cor para estrelas dentro e fora da região HII 109
4.11 Método estatístico para o cálculo da componente turbulenta dos campos magnéticos para RCW 41 111
4.12 Verificação da possível presença de polarização intrínseca em RCW 41 . . . 112

5.1 Características interestelares da região de Sh 2-29 116
5.2 Localização dos campos para as observações polarimétricas de Sh 2-29 . . . 119
5.3 Comparações dos graus e ângulos de polarização para estrelas com observações repetidas 120
5.4 Mapa de extinção visual A_V para Sh 2-29 122
5.5 Mapeamento polarimétrico de Sh 2-29 na banda R 123
5.6 Correlação entre P_R e dados fotométricos do 2MASS para Sh 2-29 126
5.7 Análise do ângulo de polarização associado à componente de primeiro plano 127
5.8 Análise estatística da função de dispersão do ângulo para diferentes áreas na direção da região Sh 2-29 130
5.9 Mapeamento polarimétrico na banda H para Sh 2-29 132
5.10 Diagramas de P_H como uma função do raio para a cavidade central em Sh 2-29 134
5.11 Ajustes da relação de Serkowski para diversos objetos em Sh 2-29 140
5.12 Histograma e distribuição espacial dos valores de R para Sh 2-29 142
5.13 Análise da dependência dos valores de R com as cores do 2MASS para Sh 2-29 144

Lista de Tabelas

2.1 Conjunto de missões observacionais associadas a fotometria e polarimetria 26
2.2 Dimensão dos campos das câmeras utilizadas para se obter as observações polarimétricas no CTIO e OPD 29
2.3 Regiões HII observadas através de técnicas polarimétricas. 36

3.1 Dados fotométricos no IVP para o conjunto A 65
3.2 Dados fotométricos no IVP para o conjunto B 66
3.3 Cálculo da extinção visual para os três objetos mais massivos de RCW 41 . 69

4.1 Os dados polarimétricos para RCW 41 nas bandas V, R, I e H 89

5.1 Dados polarimétricos para Sh 2-29 nas bandas V, R, I e H 121

Resumo

Estrelas massivas causam efeitos drásticos sobre as propriedades do meio interestelar, ionizando, aquecendo, evacuando o material, e consequentemente alterando significativamente a distribuição espacial de gás e poeira. Em tais ambientes ionizados, conhecidos como regiões HII, há uma forte relação entre as características do meio interestelar e da população estelar jovem com as propriedades das linhas de campo magnético que permeiam o disco galáctico. Esta relação pode determinar aspectos fundamentais da influência dos campos magnéticos nos processos de formação estelar.

Nesta pesquisa, o objetivo foi realizar uma análise detalhada dos ambientes de formação estelar, incluindo: as propriedades da população estelar jovem; o status evolutivo e a morfologia do aglomerado estelar embebido; a forma das linhas de campo magnético e sua relação com o meio interestelar; as características dos grãos de poeira presentes nestas regiões. Para isso, utilizamos um conjunto de dados polarimétricos (provenientes do OPD-LNA e CTIO), dados fotométricos no infravermelho próximo (do telescópio NTT-ESO/La Silla e do catálogo 2MASS), além de observações nas bandas ópticas (DSS), e no infravermelho médio e distante (*Spitzer*, IRAS, MSX). Nos concentramos particularmente em duas regiões de formação estelar da Galáxia, denominadas RCW 41 e Sh 2-29. Ambas apresentam estrelas massivas no interior de aglomerados embebidos (com vários objetos jovens menos massivos), além de exibirem sub-estruturas bastante complexas do meio interestelar, tais como filamentos, núcleos densos, frentes de ionização, etc.

Para RCW 41, encontramos diversas candidatas a estrelas do tipo pré-sequência principal, e determinamos uma idade entre 2,5 e 5,0 milhões de anos para o aglomerado embebido. Este tem uma morfologia esférica, que provavelmente é uma consequência da presença de um núcleo remanescente da nuvem progenitora. As linhas de campo se mostram curvadas paralelamente às bordas da região HII (na zona neutra), e orientadas radialmente em relação ao centro, no interior do volume ionizado. Este cenário se deve à expansão da região, e é suportado por modelos recentes da evolução de regiões HII. Próximo ao aglomerado no centro, encontramos menores valores do grau de polarização. Análises estatísticas mostram um maior grau de turbulência do campo nesta região, evidenciando o distúrbio do meio interestelar ao redor da região de formação estelar.

Na direção de Sh 2-29, o cenário geral indica a presença de um aglomerado embebido no interior de uma cavidade interestelar central, cuja expansão altera a forma das linhas de campo magnético, além de talvez induzir a formação de núcleos interestelares densos. Tais núcleos estão possivelmente associados a novas gerações de objetos estelares jovens. Sobre a borda da cavidade, encontramos indícios do acúmulo de linhas de campo. Ao redor desta, a região HII como um todo também parece se expandir, uniformizando as linhas de campo em algumas direções. O resultado são variações significativas do grau de turbulência ao longo de toda a área. A distribuição de valores da razão entre a extinção total e seletiva mostra uma tendência dual, evidenciando ambos os efeitos de coagulação, como também de destruição e fragmentação dos grãos interestelares.

Concluímos que estudos conjuntos de ambas as características fotométricas da população estelar jovem, e as propriedades das linhas de campo magnético, são fundamentais para se descrever um ambiente de formação estelar e determinar muitos dos principais processos físicos atuantes nestes sistemas.

Abstract

Massive stars cause critical effects on the properties of the interstellar medium, ionizing, heating, evacuating the material, and consequently altering significantly the gas and dust spatial distribution. In such ionized environments, known as HII regions, there is a strong relation between the characteristics of the interstellar medium and the young stellar population, with the properties of the magnetic field lines, which pervade the galactic disk. This relation may determine fundamental aspects of the influence of magnetic fields on the processes of star formation.

In this research, our goal was to carry out a detailed analysis of star forming environments, including: the properties of the young stellar population; the evolutionary status and the morphology of the embedded stellar cluster; the shape of magnetic field lines and its relation with the interstellar medium; the features of dust grains from these regions. Therefore, we have used a set of polarimetric data (originated from OPD-LNA and CTIO), near-infrared photometric data (from the NTT-ESO/La Silla telescope and the 2MASS catalog), as well as optical (DSS) and mid/far-infrared observations (*Spitzer*, IRAS, MSX). We have focused particularly on two galactic star-forming regions, denominated RCW 41 and Sh 2-29. Both present massive stars within embedded clusters (with several lower mass young objects), and besides, exhibit quite complex interstellar medium sub-structures, such as filaments, dense cores, ionization fronts, etc.

For RCW 41, we have found several pre-main sequence candidate stars, and have determined an age between 2.5 and 5.0 million years for the embedded cluster. The cluster presents a spherical morphology, which is probably a consequence of the presence of a remnant core from the original cloud. The field lines are curved following the borders of the HII region (at the neutral zone), and oriented radially towards the center, inside the ionized volume. This scenery is due to the expansion of the region and is supported by recent models of the evolution of HII regions. Near the central cluster, we have found lower values of the polarization degree. Statistical analyses show a higher turbulence degree of magnetic fields in this region, highlighting the disturbance of the interstellar medium around the star-forming region.

In the direction of Sh 2-29, the general view indicates the presence of a cluster embedded within a central interstellar cavity, whose expansion distorts the shape of magnetic field lines, and maybe also induces the formation of dense cores. Such cores are probably linked to new generations of young stellar objects. Over the border of the cavity, we have found evidence of the pilling-up of field lines. Around the cavity, the whole HII region also seems to expand, generating an organized pattern along some directions. This results in significant variations of the turbulence degree along the entire area. The distribution of the ratio between the total-to-selective extinction values show a dual trend, suggesting both the effects of coagulation, as well as destruction and fragmentation of interstellar grains.

We conclude that the combined study of both the photometric features of the young stellar population, and the properties of the magnetic field lines, is fundamental in order to describe a star-forming environment and determine many of the main physical processes acting on these systems.

Capítulo 1

—

Introdução

1.1 Uma visão geral da formação de estrelas de alta massa

Este trabalho trata principalmente de regiões HII, um tipo de ambiente interestelar que surge como consequência da formação de objetos massivos. Tais ambientes estão intimamente relacionados aos processos de formação estelar como um todo. Para se entender o contexto no qual uma região HII está inserida, vamos inicialmente descrever de maneira sucinta os processos gerais associados à formação de estrelas de alta massa.

Uma estrela de alta massa é definida como possuindo massa superior a 8 $M_\odot$ (massas solares), associada a objetos de tipo espectral anterior a B3 V. Tais objetos surgem no interior de núcleos compactos e densos, em grandes nuvens moleculares (densidades de coluna de H_2 da ordem de $10^{23} - 10^{24}$ cm^{-2}). Apesar da teoria da formação de estrelas massivas ser um assunto de grande debate, possuindo ainda diversas questões em aberto, podemos classificar sua evolução na seguinte sequência geral de eventos (Zinnecker & Yorke 2007, e referências lá contidas):

1. **Compressão**: inicialmente temos a formação de núcleos ou filamentos moleculares frios e densos, após a fragmentação da nuvem molecular. Algumas porções dessa estrutura permanecem ligadas gravitacionalmente, levando às condições necessárias para o colapso. Neste estágio, as densidades típicas são de 10^5 partículas/cm^3, com temperaturas da ordem de $10 - 15$ K (Jappsen et al. 2005; Larson 2005);

2. **Colapso**: porções dos núcleos densos colapsam gravitacionalmente em objetos pré-estelares opticamente espessos, ainda suportados pela pressão térmica, com massas iniciais da ordem de 10^{-3} $M_\odot$ (Larson 1969; Bate 2000);

3. **Acresção**: com o aumento da massa do objeto central, a acresção do material circunstellar continua à medida que a estrela evolui em direção à sequência principal. Para objetos de baixa massa, a acresção termina muito antes do início da queima do hidrogênio. Assim, tendo determinado a sua massa fixa, tais estrelas se contraem

de forma quase-hidrostática até atingir a sequência principal. Por outro lado, objetos massivos eventualmente iniciam a queima do hidrogênio ainda durante a fase de acresção. Como uma consequência, ventos estelares intensos são desenvolvidos durante esta fase, devido à forte pressão de radiação. Assim, estas estrelas continuam a evoluir na sequência principal, à medida que aumentam a sua temperatura e luminosidade. Este é o modelo mais aceito atualmente, e suporta a ideia de que a acresção de matéria pode continuar ocorrendo mesmo com a competição entre a forte pressão de radiação e a queda de matéria (Yorke & Sonnhalter 2002; Patel et al. 2005; Jiang et al. 2005; Krumholz et al. 2009; Matthews et al. 2010);

4. **Destruição**: à medida que desenvolvem fortes ventos, fluxos bipolares e radiação ultravioleta, as estrelas massivas influenciam muito o ambiente ao seu redor, gradualmente dispersando a nuvem progenitora. Eventualmente, tais objetos explodem na forma de supernovas, dissipando o restante da nuvem molecular. Tal evento ocorre antes de 3 milhões de anos para as estrelas mais massivas. Quando a maior parte da nuvem inicial foi dissipada, normalmente o produto final é um aglomerado de estrelas OB (ou pelo menos uma associação OB), tipicamente relacionado a uma grande população de estrelas de menor massa (Zinnecker et al. 1993);

Em um ambiente de formação estelar, todas estas fases podem ocorrer simultaneamente no interior de uma nuvem molecular. É importante notar que existem diversas teorias que competem na explicação das etapas delineadas acima, e muitas dúvidas ainda restam. Um exemplo é a teoria de formação de estrelas massivas com base na fusão de mais de uma componente (Zinnecker & Bate 2002; Davies et al. 2006), que oferece uma alternativa à acresção de matéria. Existe muito debate relacionado aos processos de acresção em tais ambientes, já que os efeitos de pressão de radiação são extremamente intensos, e poderiam levar à finalização abrupta do acréscimo de matéria. Outros efeitos importantes, se referem, por exemplo à influência da turbulência interestelar e de campos magnéticos nas etapas mais iniciais do colapso dos núcleos densos.

Nas próximas seções, iremos nos concentrar na ação das estrelas massivas sobre o meio circundante, além do produto principal de todo este processo de formação estelar: os aglomerados estelares jovens.

1.2 Regiões HII

Regiões HII são locais específicos do meio interestelar onde o gás foi ionizado devido à radiação de estrelas quentes dos tipos O e B. Tais tipos de estrelas massivas apresentam por exemplo, temperaturas superficiais da ordem de 40000 K e 15500 K, respectivamente (considerando-se os tipos espectrais O5 e B5, na sequência principal, Martins et al. 2005; Carroll & Ostlie 2007). Se levarmos em conta o conjunto de eventos associados ao processo de formação estelar, o surgimento de regiões HII está ligado aos seus estágios mais tardios, ou seja, após a contração da nuvem progenitora e formação das estrelas com mais alta massa. Neste estágio, estes objetos passam a gerar efeitos drásticos sobre o ambiente interestelar circundante. De fato, as observações de regiões HII normalmente funcionam como traçadores que indicam a presença de estrelas massivas.

Para entendermos a estrutura básica de regiões HII, considere o caso ideal em que apenas uma estrela massiva está imersa no interior de uma nuvem molecular, composta

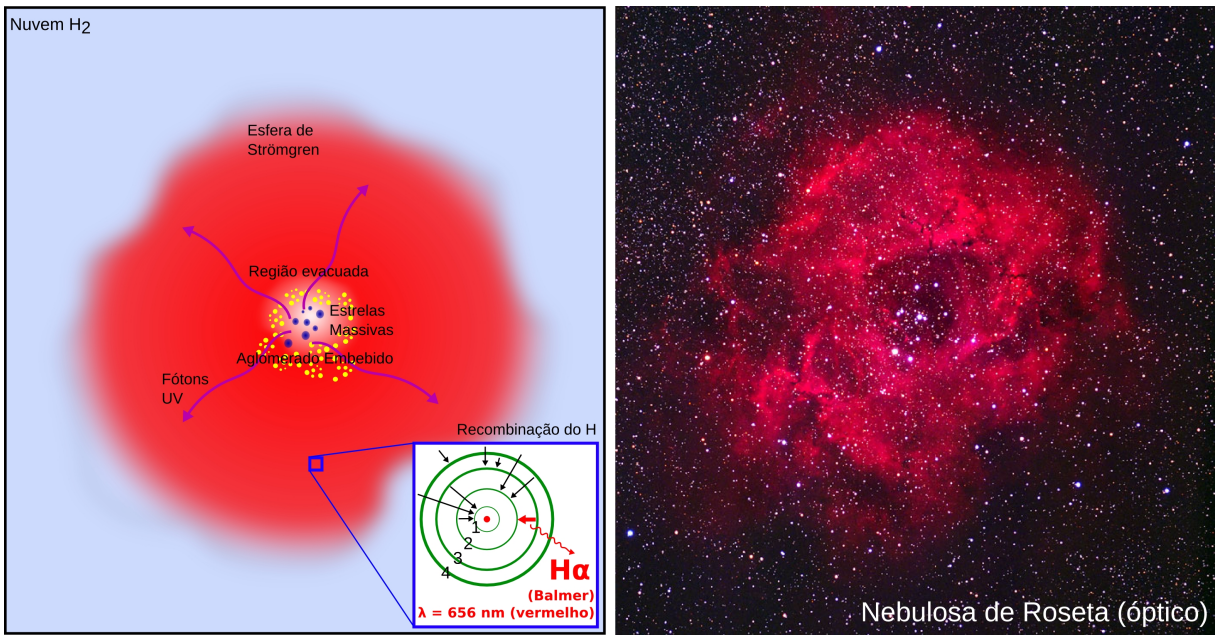


Figura 1.1: Diagrama esquemático de uma região HII (à *esquerda*) comparado com uma imagem óptica da nebulosa de Roseta (à *direita*). A emissão estendida vista em vermelho corresponde à transição Hα da série de Balmer do hidrogênio, que surge devido à recombinação deste átomo no plasma existente no interior da esfera de Strömgren. No caso da nebulosa de Roseta, nota-se ainda uma cavidade ao redor do aglomerado estelar central (contendo diversos objetos massivos), que foi evacuada devido aos fortes ventos estelares e também devido à pressão de radiação agindo sobre os grãos de poeira interestelar (Mathews 1966, 1967).

unicamente por moléculas de H_2, distribuídas de maneira uniforme. Os fótons mais energéticos provenientes da superfície estelar inicialmente dissociam o H_2, e em seguida ionizam o hidrogênio neutro (HI) resultante. Para que o HI seja ionizado, seu elétron no estado fundamental deve receber um fóton com energia suficiente para levá-lo ao estado livre. Sendo assim, define-se o **limite de Lyman** – $\lambda < 912$ Å (ultravioleta, UV) – como o comprimento de onda máximo da radiação, de tal modo que o fóton possua energia suficiente para ionizar o átomo. Ao mesmo tempo, elétrons e prótons do plasma gerado ao redor da estrela se recombinam, criando novos átomos de HI e dando origem a um conjunto de **linhas de emissão**, entre elas a linha Hα da série de Balmer, que pode ser facilmente identificada na faixa espectral correspondente à cor vermelha (Figura 1.1).

De maneira geral, apenas estrelas com tipo espectral anterior a B3 produzem um fluxo de radiação UV intenso o suficiente para gerar áreas ionizadas do meio interestelar. Considerando que a estrela emite uma taxa constante de fótons UV ionizantes, cada átomo ionizado remove um fóton do feixe inicial, e portanto a estrela só pode ionizar uma região limitada da nuvem molecular ao seu redor. Como consideramos uma densidade uniforme, a ionização do meio se espalha isotropicamente, dando origem a um volume esférico de gás ionizado, conhecido como a **esfera de Strömgren**.

1.2.1 A esfera de Strömgren

Ainda considerando o modelo idealizado de uma região HII, introduzido na seção anterior, podemos extrair algumas informações importantes relacionadas à dimensão e

fronteira da esfera de Strömgren. Se considerarmos inicialmente que o volume de gás ionizado não está em expansão, ou seja, permanece constante, concluímos que isso só pode ocorrer se a condição de balanço de ionização for satisfeita em cada ponto no interior da região HII. Isto significa que considerando todo o volume da região, o número total de ionizações por unidade de tempo ($\mathcal{N}_{\rm ion}$) deve se igualar à taxa de recombinação ($\mathcal{N}_{\rm rec}$). Se esta condição não fosse mantida, o volume se expandiria indefinidamente, já que os fótons UV precisariam se propagar até regiões cada vez mais distantes para encontrar os átomos não ionizados.

Na prática, os eventos de ionização devem ocorrer devido à radiação das estrelas massivas, e também devido ao campo de radiação difuso presente na Galáxia. Supondo que todos os eventos de ionização ocorrem apenas devido ao fluxo de radiação proveniente da (única) estrela massiva central, então $\mathcal{N}_{\rm ion}$ deve ser igual a $\mathcal{N}_*$, a taxa em que este objeto emite fótons energéticos com $E > 13{,}6$ eV (que é equivalente a $\lambda < 912$ Å do limite de Lyman). Portanto, o balanço de ionização pode ser expresso como $\mathcal{N}_* = \mathcal{N}_{\rm rec}$.

Podemos encontrar uma expressão simples para a taxa de recombinação usando a consideração de que $\mathcal{N}_{\rm rec}$ deve ser proporcional às três quantidades seguintes: (1) o volume da região HII (quanto maior o volume, maior o número de recombinações por unidade de tempo); (2) os números de elétrons e prótons por unidade de volume ($n_{\rm e}$ e $n_{\rm p}$, respectivamente); (3) o *coeficiente de recombinação* ($\alpha_{\rm rec}$), que se refere à probabilidade quântica de um elétron e um próton se unirem para formar um átomo de HI. Este último fator é dependente da temperatura (T) no interior da região HII, e é definido em unidades de cm^3/s. É importante notar aqui que nesta definição de $\alpha_{\rm rec}$, consideramos recombinações para todos os possíveis níveis eletrônicos do HI, com exceção do nível fundamental (n=1), já que uma transição deste tipo produz outro fóton ionizante que será rapidamente absorvido por algum átomo próximo, e portanto não deve ser levada em consideração.

Sendo assim, se as densidades de prótons e elétrons, além da temperatura T, são quantidades uniformes no espaço,

$$\mathcal{N}_{\rm rec} = \left(\frac{4}{3}\pi R_{\rm s}^3\right)(n_{\rm e} n_{\rm p})\,\alpha_{\rm rec}, \tag{1.1}$$

onde R_s é o raio da esfera de Strömgren. Baseado em nossa suposição simplificada de que o gás é composto unicamente por hidrogênio, e considerando ainda que o meio é eletricamente neutro, então $n_{\rm e} = n_{\rm p}$. Desta forma, podemos fazer uma estimativa de R_s, simplesmente aplicando a condição $\mathcal{N}_* = \mathcal{N}_{\rm rec}$ e reorganizando a expressão 1.1:

$$R_{\rm s} = \left[\frac{3\mathcal{N}_*}{4\pi\alpha_{\rm rec} n_{\rm e}^2}\right]^{1/3} \tag{1.2}$$

Sabe-se que quando uma região HII é formada, a ionização do meio circundante se espalha tão rapidamente que a densidade original da nuvem não deve se modificar consideravelmente (Stahler & Palla 2004). Sendo assim, na equação acima podemos igualar $n_{\rm e}$ a n_H, a densidade numérica de átomos de hidrogênio externamente à esfera de Strömgren (já que a nuvem é molecular, então $n_H = 2 \times n_{H_2}$). Portanto:

$$R_{\rm s} = \left[\frac{3\mathcal{N}_*}{16\pi\alpha_{\rm rec}n_{H_2}^2}\right]^{1/3}$$
$$= 0{,}4 \text{ pc} \left(\frac{\mathcal{N}_*}{10^{49} \text{ s}^{-1}}\right)^{1/3} \left(\frac{n_{H_2}}{10^3 \text{ cm}^{-3}}\right)^{-2/3}. \quad (1.3)$$

No último passo da equação acima, consideramos um valor de $\mathcal{N}_*$ igual a 10^{49} s^{-1} (que corresponde a uma estrela de tipo espectral O6), utilizamos $n_{H_2} = 10^3$ cm^{-3} (um valor típico para a densidade de H_2 no interior de nuvens moleculares), e $\alpha_{\rm rec} = 2{,}6 \times 10^{-13}$ cm^{3}s^{-1}, que é válido se considerarmos uma temperatura da ordem de $T = 10000$ K para o plasma que compõe a região HII. Estes valores seguem as estimativas apresentadas por Stahler & Palla (2004).

Ao atravessar o plasma no interior da região HII, um fóton ionizante passa livremente até encontrar a fronteira composta de gás neutro. A dimensão desta camada está associada ao livre caminho médio do fóton neste meio neutro, cuja definição é dada por

$$\Delta r = \frac{1}{n_H \sigma_1}, \quad (1.4)$$

onde σ_1 é a seção de choque considerando-se um átomo de hidrogênio no estado fundamental, ionizado até o limite de Lyman. Este valor é dado por $\sigma_1 = 6{,}8 \times 10^{-19}$ cm^2. Além disso, como discutido anteriormente, $n_H = 2 \times n_{H_2} \approx 2 \times 10^3$ cm^{-3}. Sendo assim, estimamos que espessura da fronteira da região HII é dada por $\Delta r = 2{,}4 \times 10^{-5}$ pc, que é cerca de 6×10^{-5} vezes o valor do raio ($R_{\rm s}$) deste volume. Este raciocínio, proposto por Strömgren (1939), indica que o livre caminho médio de fótons UV além do limite de Lyman, é desprezível quando comparado ao tamanho da região ionizada. Isto implica que regiões HII tendem a apresentar fronteiras abruptas e bordas bem delimitadas.

1.2.2 A expansão da região HII e sua sequência evolutiva

Até o momento, tratamos a esfera de Strömgren como uma entidade estática, em equilíbrio. Na prática, o que ocorre é que este volume deve se expandir com o tempo: inicialmente, após o surgimento da estrela massiva, a esfera sofre uma expansão supersônica muito rápida, basicamente devido ao excesso de fótons UV emitidos pelo objeto central; em seguida, o raio de Strömgren é atingido, e depois disso, ocorre uma expansão mais lenta, devido à alta pressão térmica do interior ionizado, quando comparada à pressão externa. Assim, podemos dizer que durante sua formação, a região HII sofre duas expansões consecutivas, que vamos analisar em mais detalhes a seguir.

• **1ª Expansão**: suponha que imediatamente após a formação da estrela massiva, embebida na nuvem molecular (e idealizada aqui como possuindo densidade uniforme), não há ainda gás ionizado em seu meio circundante (Figura 1.2a). O fluxo de fótons UV promove a ionização do meio ao redor, e a borda deste volume passa a expandir. Considere que inicialmente a fronteira da região HII (que é conhecida como **frente de ionização**), define uma esfera de raio R menor que o raio de Strömgren $R_{\rm s}$. Neste caso, o número de fótons ionizantes emitidos por unidade de tempo, será grande demais comparado à taxa de recombinação do plasma. O fluxo adicional de fótons atinge a frente de ionização e

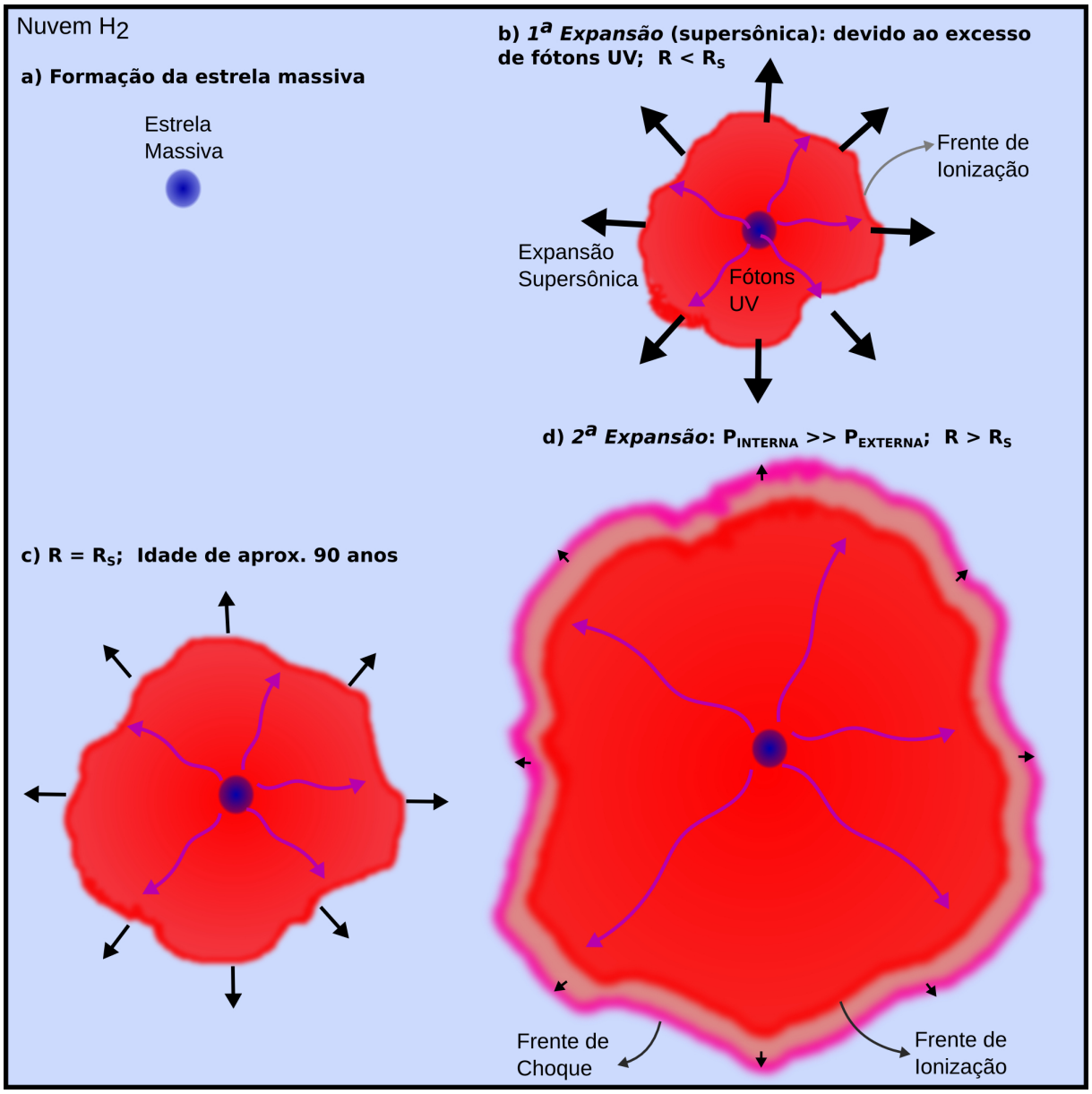


Figura 1.2: Estágios evolutivos de uma região HII: após a formação da estrela massiva (a), a frente de ionização avança rapidamente, com velocidade supersônica, devido ao grande número de fótons UV que atingem a frente de ionização (b). O primeiro estágio termina em cerca de 90 anos, quando o raio da região se iguala ao raio de Strömgren (c). Neste momento, a pressão interna é muito maior que a pressão externa, já que a densidade não varia consideravelmente no primeiro estágio, e a temperatura interna excede a temperatura externa em cerca de 3 ordens de grandeza. Portanto, ocorre uma segunda fase de expansão, mais lenta, em que a frente de ionização é precedida por uma frente de choque (d). Esta expansão continua até que a borda da nuvem molecular seja atingida ou que a estrela central morra na forma de uma supernova. Observe que as dimensões relativas não estão em escala. Além disso, as bordas irregulares, servem para imitar uma situação mais realista, onde o meio não teria densidade uniforme (o modelo discutido no texto considera uma densidade uniforme).

ioniza o gás localizado além deste limite, fazendo com que a borda da região HII sofra uma rápida expansão (Figura 1.2b).

Levando em conta a taxa adicional de fótons no equilíbrio de ionização que há no interior do volume ionizado, é possível mostrar que a posição R da frente de ionização em função do tempo t é dada por (para um tratamento completo, vide Stahler & Palla 2004):

$$R(t) = R_{\rm s}(1 - e^{-(2/3)n_H\alpha_{\rm rec}t})^{1/3} \tag{1.5}$$

A velocidade de avanço da frente de ionização é obtida derivando-se a expressão acima, que escrita em função de R, fica:

$$\frac{dR}{dt} = \frac{2}{9}n_H\alpha_{\rm rec}R\left(\left(\frac{R_{\rm s}}{R}\right)^3 - 1\right) \tag{1.6}$$

Sendo assim, vemos que no início, quando $t = 0$ (e portanto $R = 0$), a região sofre uma rápida expansão, com velocidade $dR/dt \to \infty$ (de acordo com este modelo idealizado). A velocidade diminui progressivamente, até se anular quando R se iguala a $R_{\rm s}$ (note que na prática a esfera continua a se expandir, já que ainda não foram incluídos outros efeitos, tais como a diferença de pressão entre os volumes interno e externo).

O tempo para a 1ª expansão pode ser estimado notando-se que quando $t = 3/2n_H\alpha_{\rm rec}$, o raio R atinge 86% de $R_{\rm s}$ (já que neste tempo, $(1-e^{-(2/3)n_H\alpha_{\rm rec}t})^{1/3} = (1-e^{-1})^{1/3} = 0{,}86$). Portanto, considerando mais uma vez $n_H = 2 \times n_{H_2} \approx 2 \times 10^3$ cm^{-3}, e $\alpha_{\rm rec} = 2{,}6 \times 10^{-13}$ cm^3 s^{-1}, então o tempo para a 1ª fase de expansão é de aproximadamente 90 anos. Durante este período, a velocidade média é cerca de 6×10^3 km s^{-1}. Como a velocidade (isotérmica) do som é dada por $c_{\rm s} = 11$ km s^{-1} (em um meio ionizado a 10000 K, de acordo com Stahler & Palla 2004), a expansão é supersônica, excedendo $c_{\rm s}$ em aproximadamente 3 ordens de grandeza. Dada esta discrepância, não há tempo suficiente durante a expansão para que a densidade no interior da região HII mude consideravelmente (já que esta mudança ocorre com velocidade $c_{\rm s}$). Portanto, isto justifica nossa suposição inicial de que a densidade no interior do volume ionizado é igual à densidade externa.

• **2ª Expansão**: sabemos que a temperatura no interior da região HII é da ordem de 10000 K, enquanto a nuvem molecular em seu exterior permanece com cerca de 10 K. Portanto, como neste estágio as densidades interna e externa são praticamente iguais, a pressão interna deve ser muito maior que a pressão externa (cerca de 3 ordens de grandeza maior). Esta diferença de pressão será responsável por uma segunda fase de expansão. Uma vez que o raio da esfera ionizada atinge $R_{\rm s}$ (Figura 1.2c) e a velocidade de expansão decai até valores próximos de $c_{\rm s}$, as perturbações de pressão e densidade originadas no meio interno alcançam a frente de ionização, que agora se expande mais lentamente. Assim, devido à grande diferença de pressão, estas perturbações ultrapassam a frente de ionização e geram uma frente de choque, que avança adiante da fronteira do volume ionizado, como representado na Figura 1.2d.

O avanço da frente de choque leva à formação de uma camada de material neutro que engloba a região HII. Ambas as fronteiras em expansão (de choque e de ionização) continuam a se mover, com velocidades diminuindo gradualmente abaixo da velocidade do som. À medida que a região ionizada continua a se expandir, o aumento de seu volume causa a diminuição da densidade interna. Isso faz com que a pressão interna decaia, diminuindo a grande diferença relativa à pressão externa. Dessa forma, o sistema gradualmente se aproxima de uma situação de equilíbrio.

Um tratamento detalhado das pressões interna e externa nesta fase evolutiva (Stahler & Palla 2004), leva à conclusão que a velocidade de ambas as frentes de choque e ionização, é dada por $dR/dt = c_{\rm s}(R/R_{\rm s})^{-3/4}$ (Spitzer 1978). Portanto, à medida que R aumenta para valores maiores que $R_{\rm s}$, a velocidade gradativamente diminui abaixo da velocidade do som. Para encontrar a posição da fronteira como uma função do tempo, basta integrar esta expressão (como a 1ª expansão ocorre muito rapidamente, supomos que em $t = 0$, $R = R_{\rm s}$):

$$R(t) = R_{\rm s}\left(1 + \frac{7}{4}\frac{c_{\rm s}}{R_{\rm s}}t\right)^{4/7} \tag{1.7}$$

No estágio final, de equilíbrio, a densidade interna pode diminuir muito abaixo da densidade externa, e o raio do volume ionizado pode aumentar por algumas ordens de grandeza. Na prática, no entanto, antes de atingir o equilíbrio, o que ocorre é uma das duas possibilidades: (1) Uma parte da frente de ionização encontra o limite da nuvem molecular, de tal forma que o gás pressurizado interno à região HII irrompe com grande velocidade para fora da nuvem na forma de fluxos de "*champagne*"; (2) O tempo de expansão pode ser longo demais, de tal forma que a própria estrela massiva central morre (na forma de uma supernova) antes que o equilíbrio seja atingido. No segundo caso, teríamos a dispersão da região HII, com a destruição de sua estrutura pela onda de choque da supernova.

A sequência evolutiva descrita acima pode ser inferida de maneira observacional através de um conjunto de fases associadas a diferentes características do meio interestelar. De maneira geral a evolução de uma região HII, desde seu início, passa pelas seguintes etapas consecutivas (Zinnecker & Yorke 2007, e referências lá contidas):

1. **Nuvens escuras que emitem na faixa do infravermelho (IV)**: os perfis de densidade e temperatura encontrados para o núcleo de tais estruturas, provavelmente representam as condições iniciais para a formação de estrelas de alta massa. Alguns desses núcleos provavelmente contêm proto-estrelas de massa baixa e intermediária, mas estas são dificilmente detectáveis;

2. **Núcleos moleculares quentes**: estas estruturas possuem altas massas de gás morno e denso ($T > 100$ K, $\rho > 10^7$ cm^{-3}, Kurtz et al. 2000), além de altas abundâncias de moléculas orgânicas complexas, que surgem a partir da evaporação de grãos de poeira interestelar. Um indicador comum de tais regiões é a emissão de masers de metanol, que é univocamente associada à presença de estrelas massivas, já que é um tipo de emissão estimulada radiativamente.

3. **Regiões HII hiper-compactas e ultra-compactas**: nesta etapa, uma pequena região de gás ionizado já foi formado, e permanece ainda confinado à vizinhança da estrela massiva. Ao passo que regiões hiper-compactas provavelmente correspondem a objetos individuais durante o processo de foto-evaporação do disco circunstelar, regiões ultra-compactas provavelmente representam estrelas cujo disco já foi totalmente dissipado, e estão no processo de foto-ionização de seus próprios envelopes massivos;

4. **Regiões HII compactas e clássicas**: o gás circundante é ionizado globalmente, frequentemente devido à presença de diversas fontes ionizadoras. Sua expansão gradualmente consome a nuvem molecular, revelando ambas as populações estelares de alta massa e baixa massa para observações nas faixas espectrais ópticas e do infravermelho próximo.

1.2.3 Morfologia e características observacionais

Além do excesso de fótons UV (nos estágios iniciais) e da alta pressão térmica no interior do volume ionizado, outros fatores contribuem para a expansão destas regiões, tais como a pressão de radiação sobre os grãos de poeira interestelar, e os ventos estelares. Particularmente, sabe-se que estrelas dos tipos O e B ejetam poderosos ventos, que podem alterar significativamente a estrutura de regiões HII (Churchwell 1999; Zinnecker & Yorke 2007), e portanto não podem ser desprezados ao se estudar a sua morfologia.

A estrutura básica pode ser entendida como um conjunto de camadas, como ilustrado no esquema da Figura 1.3a. Nas áreas mais internas ($r < R_{\rm V}$), próximo às estrelas responsáveis pelo surgimento da região HII, temos uma região que foi evacuada pelos ventos estelares. Portanto, os ventos supersônicos que são ejetados da superfície da estrela com velocidades da ordem de 1000-3000 km s^{-1} (Zinnecker & Yorke 2007; Povich 2012), percorrem livremente este volume. Em seguida, ocorre o choque com o gás ambiente previamente ionizado, produzindo uma bolha de gás ionizado muito quente ($R_{\rm V} < r < R_{\rm C}$). Devido à colisão entre os ventos estelares e o gás ionizado, altas temperaturas da ordem de 10^7 K podem ser atingidas, levando à possível emissão de raios-X. A partir de $r = R_{\rm C}$, temos uma transição imperfeita entre o gás varrido pela onda de choque dos ventos, e a região simplesmente ionizada pela radiação da estrela massiva ($R_{\rm C} < r < R_{\rm I}$). A fronteira externa da frente de ionização (ou seja, o limite da região HII) é representada por $r = R_{\rm I}$.

A visão idealizada representada pelo esquema acima não corresponde à realidade na maioria dos casos, já que o meio interestelar é geralmente bastante fragmentado, com densidade não uniforme. Além disso, outros fatores influenciam na morfologia final, tais como: estrelas massivas normalmente se formam em grupos e portanto mais de um objeto irá contribuir com o fluxo de radiação UV capaz de ionizar o gás ambiente; o meio interestelar geralmente está em movimento relativo aos objetos ionizadores; ventos estelares não necessariamente são esfericamente simétricos; mecanismos de resfriamento podem ocorrer devido à mistura entre o gás ionizado e grãos de poeira; campos magnéticos podem oferecer suporte anisotrópico à expansão da frente de ionização; turbulência fornece pressão adicional e facilita a mistura dos gases nas regiões de interface (Povich 2012). Por esses motivos, regiões HII observadas na Via Láctea e em outras galáxias normalmente apresentam uma enorme variedade de formas, supostamente devido à combinação dos vários fatores delineados acima.

Mesmo levando-se em conta esse conjunto de fatores que podem interferir com a estrutura de regiões HII, algumas características gerais normalmente podem ser identificadas observacionalmente através de análises em múltiplas bandas espectrais. Nas Figuras 1.3b e 1.3c, fazemos uma comparação qualitativa entre duas regiões HII, respectivamente: a bolha conhecida como N49, ionizada por um único objeto do tipo O6.5 V; e a região HII gigante M17, ionizada por dezenas de estrelas do tipo O, incluindo diversas estrelas O4V

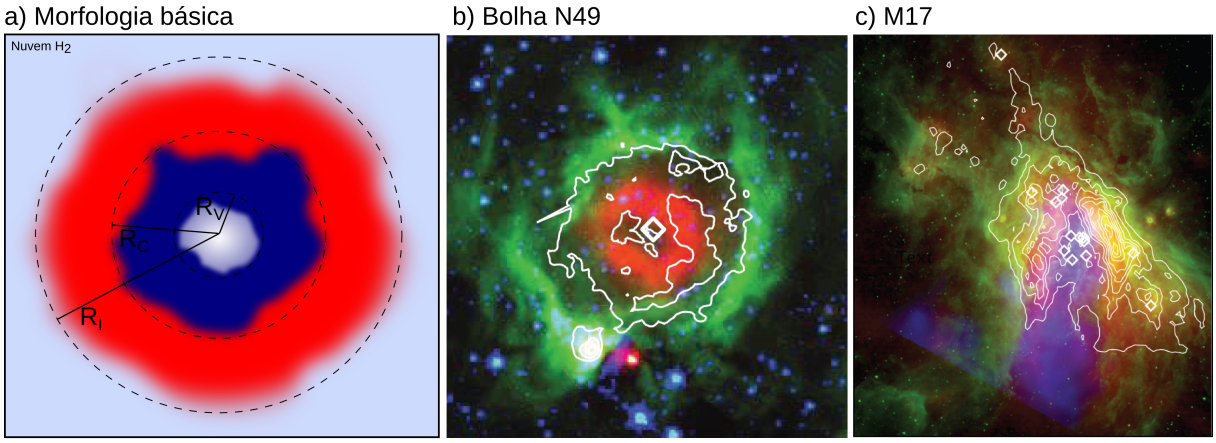


Figura 1.3: (*a*) Morfologia de uma região HII, considerando-se ambos os efeitos da radiação ionizante quanto os ventos estelares dos objetos massivos: em $r < R_V$, temos uma região evacuada pelos ventos estelares; o volume definido por $R_V < r < R_C$ representa a região de choque entre os ventos e o gás previamente ionizado; em $R_C < r < R_I$, temos o volume de gás simplesmente ionizado. (*b* e *c*) Imagens multi-bandas respectivamente da bolha N49 e da região HII gigante M17. Para N49, temos: vermelho= *Spitzer*/MIPS 24 μm, verde/azul= *Spitzer*/IRAC 8.0/4.5μm. Para M17, temos: vermelho= MSX 21.3 μm, verde= IRAC 5.8 μm, azul= *Chandra*/raios-X difuso na banda 0.5-2 keV. Em ambas as imagens, diamantes representam estrelas dos tipos O e B e os contornos mostram a emissão térmica em 20 cm do contínuo de rádio.

(Churchwell et al. 2006; Churchwell 2006; Watson et al. 2008; Zavagno et al. 2010; Povich et al. 2009; Povich 2012).

Em N49, a frente de ionização é identificada pela emissão em 8.0 μm, proveniente de hidrocarbonetos aromáticos policíclicos (PAHs), localizados na fronteira da região de dissociação. Esta "shell" de PAHs forma uma camada ao redor da região de gás ionizado, representado pela emissão térmica no contínuo de rádio (contornos). Além disso, o gás ionizado misturado com a poeira aquecida pela radiação do objeto central, gera um anel de emissão na porção central, na faixa de 24 μm (vermelho). A borda interna deste anel (a cavidade no interior da emissão de 24 μm), corresponde à região varrida pela frente de choque dos ventos estelares, e provavelmente é análoga ao raio R_C da Figura 1.3a.

Por outro lado, a região de M17 não possui morfologia aproximadamente esférica como N49, no entanto, características semelhantes podem ser identificadas. Uma importante propriedade adicional desta região corresponde à emissão em raios-X do plasma no interior da área ionizada (azul), fornecendo uma evidência direta da existência de uma área varrida pela onda de choque dos ventos estelares (análogo à região com $r < R_C$ da Figura 1.3a). Esta cavidade interna é consideravelmente maior em M17 do que em N49, já que o fluxo de radiação UV devido ao grande número de estrelas massivas é muito maior (Povich et al. 2009).

Além das características observacionais exemplificadas acima para as regiões de N49 e M17, muitas outras propriedades físicas podem ser inferidas, especialmente quando associadas a emissões de linhas espectrais. Tradicionalmente, a linha Hα foi a principal ferramenta para a detecção de regiões HII visíveis na faixa óptica. Linhas de emissão e o contínuo da faixa de rádio também são importantes para se diagnosticar as condições físicas de tais regiões: o contínuo provém da emissão livre-livre, i.e., corresponde à radiação

de elétrons termicamente excitados em interação com prótons livres do ambiente ionizado; por outro lado, linhas de emissão se originam da recombinação do gás ionizado.

Na faixa do óptico e do ultravioleta, a presença de linhas de emissão relacionadas a diversas espécies atômicas, está normalmente relacionada aos ventos nas proximidades das estrelas massivas. A emissão simultânea de múltiplas espécies ionizadas (tais como OII, OIII, NII e CIV) mostra que a temperatura do vento é muito alta, aproximadamente igual à temperatura da fotosfera estelar (da ordem de 10^4 K). A análise dos perfis de linhas espectrais permite a obtenção de parâmetros importantes tais como a velocidade terminal e a taxa de perda de massa pelos ventos estelares (Stahler & Palla 2004). Outras características de emissão estão relacionadas à faixa do infravermelho, principalmente quando as áreas de foto-dissociação na borda das regiões HII são observadas. Nestes locais, há uma variação abrupta de temperatura, entre a nuvem molecular externa ($\sim$ 10 K) e o volume ionizado interno ($\sim 10^4$ K), de tal forma que diversas espécies são observadas em linhas de emissão no IV, tais como CII 158 μm e OI 63 μm.

1.2.4 A interação com o campo magnético Galáctico

Sabe-se que campos magnéticos permeiam o espaço interestelar do disco Galáctico, inclusive nuvens moleculares e regiões de formação estelar (Heiles 2000; Fosalba et al. 2002; Heiles & Crutcher 2005; Santos et al. 2011). É possível que estes desempenhem um papel importante nos estágios iniciais dos processos de formação estelar, fornecendo suporte contra o colapso das estruturas da nuvem molecular. No entanto, não existe um consenso quanto à importância dos campos magnéticos na formação de nuvens, núcleos densos, e finalmente estrelas. Se tais campos são dinamicamente importantes neste tipo de ambiente, então a formação estelar é provavelmente regulada pelo processo de difusão ambipolar (Mestel & Spitzer 1956; Nakano 1979; Mouschovias & Paleologou 1981; Shu et al. 1987; Lizano & Shu 1989; Heitsch et al. 2004; Girart et al. 2009), ou pelo processo de difusão por reconecção magnética (Leão et al. 2012). Alternativamente, se os campos magnéticos não exercem uma influência tão importante nestes ambientes, outros fatores tais como turbulência e ventos estelares devem fornecer suporte contra o colapso das nuvens moleculares, e assim determinar a eficiência de formação estelar (Padoan et al. 2004; Crutcher 2005; Heiles & Crutcher 2005; McKee & Ostriker 2007). Não se sabe se os campos magnéticos observados em nuvens moleculares são suficientemente intensos para fornecer suporte dinâmico à nuvem, e assim, mais evidências são necessárias. É possível que o efeito real seja uma união de ambas as hipóteses.

Por outro lado, regiões HII representam uma etapa da formação estelar na qual pelo menos os objetos mais massivos já foram formados (e estão normalmente associados a um aglomerado de estrelas menos massivas). O ambiente interestelar de tais regiões normalmente apresenta muitos filamentos e fragmentações, refletindo a forte interação entre as estrelas massivas e as estruturas de gás e poeira ao redor. Pouco se conhece sobre qual é a influência física de campos magnéticos neste tipo de ambiente, isto é, se sua presença fornece suporte contra a expansão do volume ionizado ou se age no sentido de impedir ou auxiliar a formação de estruturas filamentares. Além disso, a própria estrutura das linhas de campo magnético pode ser modificada devido à expansão de regiões HII, graças ao acoplamento entre o campo e o gás do meio interestelar (vide Seção 1.2.5).

Os primeiros trabalhos teóricos envolvendo a relação entre a radiação ionizante e campos magnéticos em regiões HII foram desenvolvidos por Krumholz et al. (2007). Inicialmente, a teoria de magneto-hidrodinâmica radiativa foi utilizada em simulações da expansão de volumes ionizados em ambientes magnetizados, considerando-se densidades uniformes. Observou-se que nos primeiros momentos da expansão, a pressão térmica do gás ionizado interno domina sobre a resistência oferecida pelo campo magnético, que é varrido para fora da região HII, comprimindo as linhas de campo magnético na área neutra em sua fronteira. Vários milhões de anos depois, a região foto-ionizada adquire um aspecto alongado na direção das linhas de campo magnético, que por sua vez preenchem novamente o espaço interior à área ionizada devido à tensão das linhas de campo. Simulações adicionais desenvolvidas por Peters et al. (2011) mostraram que apesar da presença dos campos magnéticos não alterarem significativamente a morfologia de regiões HII, estes desempenham um papel importante na determinação de seu tamanho: após poucos milhões de anos de expansão, a pressão magnética fora da área ionizada é da mesma ordem de grandeza que a pressão térmica no interior da região, restringindo assim sua expansão.

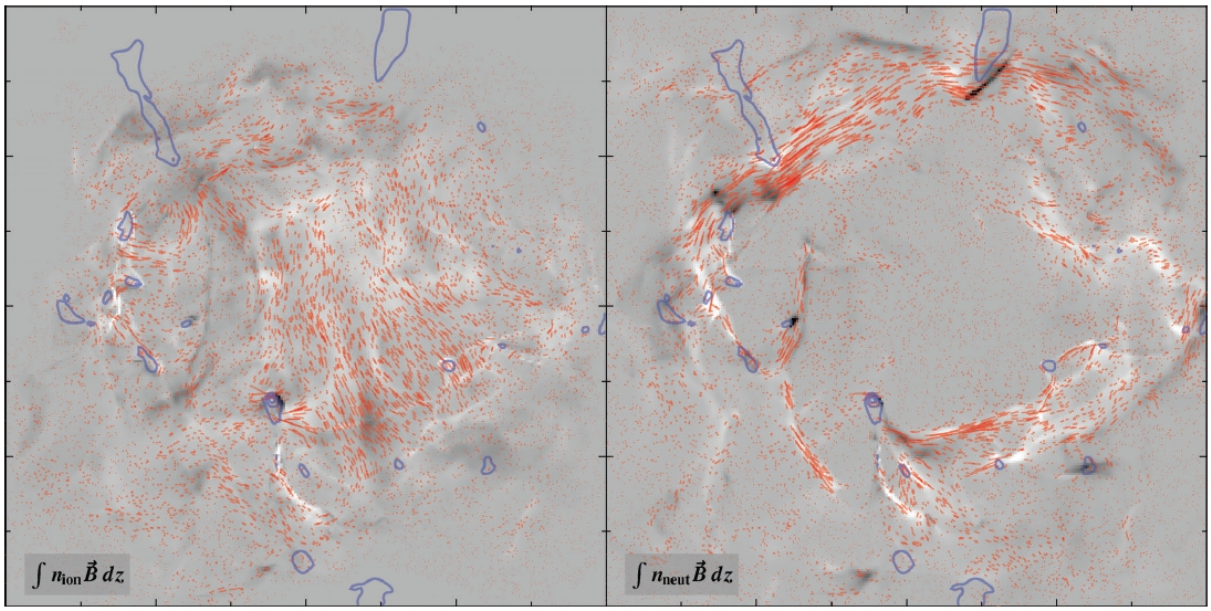


Figura 1.4: Exemplo de simulação de uma região HII em expansão de acordo com o modelo desenvolvido por Arthur et al. (2011). As imagens acima mostram a estrutura do campo magnético em uma região HII, gerada por uma única estrela do tipo O (localizada em seu centro), após 0.2 milhão de anos de evolução. A dimensão de cada uma das imagens é de 4×4 pc. A intensidade do campo magnético é normalizada pela densidade do gás ionizado no painel *esquerdo* (o que permite uma melhor visualização das linhas de campo no interior do volume da região HII), e pela densidade do gás neutro no painel *direito* (facilitando a visualização do campo na área neutra). Os vetores indicados em vermelho representam a componente projetada no plano do céu (considerando-se a soma vetorial desta componente, integrada ao longo da linha de visada). A escala de cinza usada em ambos os diagramas representa a intensidade integrada da componente do campo magnético ao longo da linha de visada. Há uma diferença morfológica bastante evidente, comparando-se a forma das linhas de campo no interior e no exterior da região HII, como discutido no texto.

Arthur et al. (2011) aprimoraram tais modelos, estudando a expansão de regiões HII no interior de uma nuvem molecular turbulenta e magnetizada. Estes autores concluem que a presença dos campos magnéticos não altera de maneira expressiva a morfologia global do volume ionizado, apesar de estabelecer uma influência importante no tamanho de estruturas menores, tais como filamentos e glóbulos. Por outro lado, estudando-se o alinhamento entre as bolhas geradas por regiões HII e o campo magnético Galáctico, Pavel & Clemens (2012) mostraram que as regiões mais jovens mostram um alinhamento considerável. Esta evidência sugere que ao se formar, a forma da região HII é altamente influenciada pelas linhas de campo magnético, sendo que esta influência diminui à medida que a região se expande e as variações de densidade dos arredores passam a dominar o impacto sobre a sua morfologia.

No entanto, as simulações mostram que a forma e a intensidade das linhas de campo são significativamente alteradas devido à expansão da região HII (Figura 1.4): esta tende a eliminar estruturas de pequena escala pré-existentes, impondo-se um padrão mais ordenado na área neutra externa ao volume ionizado, onde as linhas de campo removidas da área interna se aglomeram, formando uma estrutura de anel paralela à frente de ionização; por outro lado, na área ionizada interna, há uma tendência geral de que as linhas de campo se orientem perpendicularmente à frente de ionização (ou seja, direcionadas radialmente ao centro).

Observações da estrutura dos campos magnéticos em regiões HII são escassas, apesar de sua importância para se comprovar estes tipos de modelos e fornecer vínculos às teorias que descrevem os ambientes de formação estelar. Alguns estudos observacionais da morfologia das linhas de campo magnético na direção de áreas de formação estelar foram conduzidos por Kusakabe et al. (2008), Matthews et al. (2002), Kandori et al. (2007) e Tang et al. (2009), entre outros. Mais recentemente, Santos et al. (2012) realizaram uma análise cuidadosa da região HII RCW 41, mostrando o efeito da expansão do volume ionizado nas linhas de campo magnético, além de descrever a população estelar embebida.

1.2.5 O acoplamento entre os campos magnéticos e o meio interestelar

Os efeitos previamente discutidos, relacionados à expansão de regiões HII, e sua influência na forma das linhas de campo magnético, somente são possíveis graças ao mecanismo conhecido como *flux freezing*, ou acoplamento entre o campo e o meio interestelar.

Para entender este mecanismo, iniciamos com a noção básica da força de Lorentz, $\mathbf{F} = q(\mathbf{v} \times \mathbf{B})$: para uma partícula ionizada de carga q, movendo-se no meio interestelar com velocidade $\mathbf{v}$, uma força $\mathbf{F}$ surgirá perpendicularmente ao campo magnético $\mathbf{B}$ e à velocidade $\mathbf{v}$. Esta força produzirá um movimento da partícula ao redor das linhas de campo, formando uma trajetória helicoidal. Desta maneira o próprio movimento das partículas ao redor das linhas de campo constitui uma corrente elétrica, que aumenta a intensidade das linhas de campo magnético. Portanto, há uma relação auto-consistente, em que os campos magnéticos produzem o movimento helicoidal das partículas, ao mesmo tempo que este mesmo movimento sustenta a intensidade do campo. Assim, é natural imaginar-se que este tipo de partícula estará acoplada às linhas de campo magnético.

Uma maneira de perturbar o movimento das partículas ao redor das linhas de campo poderia ser através de colisões com outras partículas carregadas. Tais colisões aos poucos devem dissipar a energia da corrente elétrica, de tal maneira que podemos fazer uma

analogia com o meio interestelar possuindo uma certa resistência elétrica R. Se tais colisões fossem frequentes, a corrente seria rapidamente dissipada, e o acoplamento auto-consistente mencionado não seria possível. No entanto, normalmente as densidades do meio interestelar são baixas o suficiente para que as colisões sejam raras, evitando a dissipação da corrente. Para estimar a escala de tempo τ que seria necessária para se promover um decaimento significativo da corrente, e assim destruir o acoplamento entre os campos e o meio, podemos imaginar uma porção do meio interestelar (com resistência R) como um grande indutor (de indutância $\mathcal{L}$), de tal forma que $\tau = \mathcal{L}/R$ (análogo ao decaimento da corrente em circuitos RL). A indutância é proporcional à dimensão L do meio, ao passo que a resistência é proporcional à resistividade ρ. Os baixos valores da densidade contribuem para uma baixíssima resistividade ρ, de tal forma que mesmo para dimensões da ordem $L \approx 1$ UA, as escalas de tempo são muito longas, da ordem de 10^9 anos (Spitzer 1978; Heiles & Crutcher 2005). Isso mostra que o mecanismo de acoplamento é bastante eficiente.

O efeito descrito acima explica o acoplamento apenas entre partículas carregadas e os campos magnéticos. No entanto, os íons estão por sua vez, acoplados às partículas neutras devido às colisões. Por isso, podemos considerar que o acoplamento dos campos ocorre não apenas com partículas carregadas, mas com o gás interestelar como um todo. Desta forma, mesmo em regiões do meio interestelar consideradas neutras, uma pequena fração de ionização já é responsável por viabilizar o acoplamento. Por exemplo, em nuvens HI difusas, a radiação de estrelas distantes é capaz de ionizar elementos mais pesados (como o Carbono), que possuem potencial de ionização menor que o Hidrogênio, produzindo uma fração de ionização de $n_{\rm i}/n_{\rm H} \sim 10^{-4}$ (Spitzer 1978; Heiles & Crutcher 2005). Mesmo em nuvens moleculares mais densas, onde a radiação estelar não é capaz de penetrar o meio e promover a ionização, uma pequena fração de ionização existe devido aos raios cósmicos em interação com o Hidrogênio.

1.3 Aglomerados estelares jovens e embebidos

Aglomerados estelares jovens estão intimamente relacionados às regiões HII, fornecendo o fluxo de radiação ionizante para o gás interestelar, proveniente de seus membros mais massivos. Sendo assim, o estudo de regiões HII, em conjunto com a observação e caracterização da população estelar, é fundamental para se descrever o ambiente de formação estelar como um todo.

Tais grupos estelares são formados embebidos no interior de grandes nuvens moleculares, e durante sua evolução inicial, são normalmente observados apenas na faixa do IV, sendo altamente obscurecidos devido à poeira interestelar. A fase embebida normalmente dura entre 2 e 3 M-anos e grupos com idade maior que 5 milhões de anos raramente ainda se encontram associados com gás molecular (Leisawitz et al. 1989). Aglomerados muito jovens podem ser parcialmente ($A_V \sim 1 - 5$ mag) ou profundamente embebidos ($A_V \sim 5 - 100$ mag), sendo que, de maneira geral, seus estágios evolutivos estão normalmente associados ao nível de imersão na nuvem molecular: grupos estelares menos evoluídos e mais jovens (e.g., NGC 2024, NGC 1333, Ophiuchi, MonR2, Serpens, etc) são encontrados em núcleos moleculares densos, ao passo que aglomerados mais evoluídos (e.g., Trapezium, NGC 3603, IC348) são localizados em regiões HII, nebulosas de reflexão ou na borda de nuvens moleculares.

Usando os dados IV do 2MASS (*Two Micron All Sky Survey*), Bica et al. (2003b) revelaram a existência de 346 objetos candidatos a serem aglomerados ou grupos estelares embebidos na Galáxia. Lada & Lada (2003) mostraram que a contribuição à taxa de formação estelar devido a aglomerados embebidos é bastante próxima da taxa de formação estelar em geral, indicando que uma fração significativa, ou possivelmente a grande maioria de todas as estrelas, são formadas neste tipo de ambiente.

O estudo da estrutura e distribuição das estrelas em um aglomerado muito jovem é de grande interesse, já que o nível de concentração dos objetos pode estar relacionado ao seu grau de evolução: há uma tendência de que os objetos se dispersem pelo campo após a perda do gás molecular da nuvem progenitora (Lada & Lada 2003). Além disso, as idades e o espalhamento de idades são parâmetros fundamentais para o entendimento da morfologia e do estágio evolutivo de aglomerados embebidos. Normalmente o método mais confiável para determiná-las consiste em se comparar a posição das estrelas em um diagrama cor-magnitude, com a posição de isócronas para estrelas pré-sequência principal. No entanto, um conjunto de fatores contribuem para o espa lhamento intrínseco dos objetos neste tipo de diagrama: extinção diferencial ao longo da área projetada do aglomerado, variabilidade fotométrica de fontes específicas, excesso de cor no IV, presença de estrelas binárias, contaminação por estrelas de campo, etc. Assim, uma análise cuidadosa de todos estes efeitos é de fundamental importância.

Finalmente, aglomerados jovens representam o ambiente ideal para o estudo de objetos estelares jovens, que normalmente podem ser identificados devido ao excesso de cor no infravermelho próximo (IVP), devido à emissão do disco circunstelar. Frequentemente é possível observar-se objetos pouco massivos (p. ex., estrelas T Tauri's), de massa intermediária (p. ex., estrelas Herbig Ae/Be) e de mais alta massa, todos associados à mesma região de formação estelar.

1.4 Estudo de campos magnéticos através da polarização interestelar

Vimos na seção 1.2.4 que a interação entre regiões HII e o campo magnético interestelar pode afetar fortemente a forma e a intensidade de suas linhas. Sendo assim, o estudo da estrutura do campo magnético neste tipo de ambiente é importante para a análise da dinâmica desta interação. Existem três técnicas principais que são tipicamente utilizadas para o mapeamento do campo magnético em nuvens HI difusas, nuvens moleculares ou regiões de formação estelar (Heiles & Crutcher 2005):

- Polarização por grãos de poeira alinhados, cujo efeito pode ser dividido em duas sub-categorias: (1) absorção dicróica da luz de estrelas de fundo, e (2) emissão térmica da poeira interestelar. O primeiro caso corresponde à técnica responsável pela descoberta dos campos magnéticos interestelares (Davis & Greenstein 1951, entre outras referências citadas neste trabalho), e da existência de um campo em larga escala que permeia a Galáxia (Figura 1.5). Este efeito é mais pronunciado nas faixas espectrais do óptico até o IVP. O segundo efeito é mais importante em observações do IV distante até a faixa do sub-milimétrico (sub-mm), e pode ser usado para traçar linhas de campo diretamente a partir dos grãos de poeira alinhados, sem a necessidade de fontes de fundo. Ambos os efeitos permitem traçar a componente

do campo magnético projetada no plano do céu, denominada $B_\perp$ (esta componente é perpendicular à direção da linha de visada);

- Efeito Zeeman de linhas espectrais: permite a detecção da componente do campo magnético paralela à linha de visada ($B_\parallel$). No entanto, sua observação é limitada devido à baixa intensidade dos campos magnéticos típicos presentes no meio interestelar: $\approx 6\mu$G (Beck 2001). Isso faz com que a separação entre linhas espectrais que caracteriza o fenômeno, seja bem menor que a própria largura das linhas na maioria das situações. Mesmo assim, o efeito pôde ser detectado em regiões tais como M17 (Brogan & Troland 2001) e a nuvem escura de *Ophiucus* (Goodman & Heiles 1994), entre outras;

- Polarização linear de linhas espectrais: este efeito pode ser importante em linhas de emissão na faixa do rádio, apesar de existir uma certa ambiguidade na interpretação relativa à direção de polarização estar paralela ou perpendicular às linhas de campo (Heiles et al. 1993).

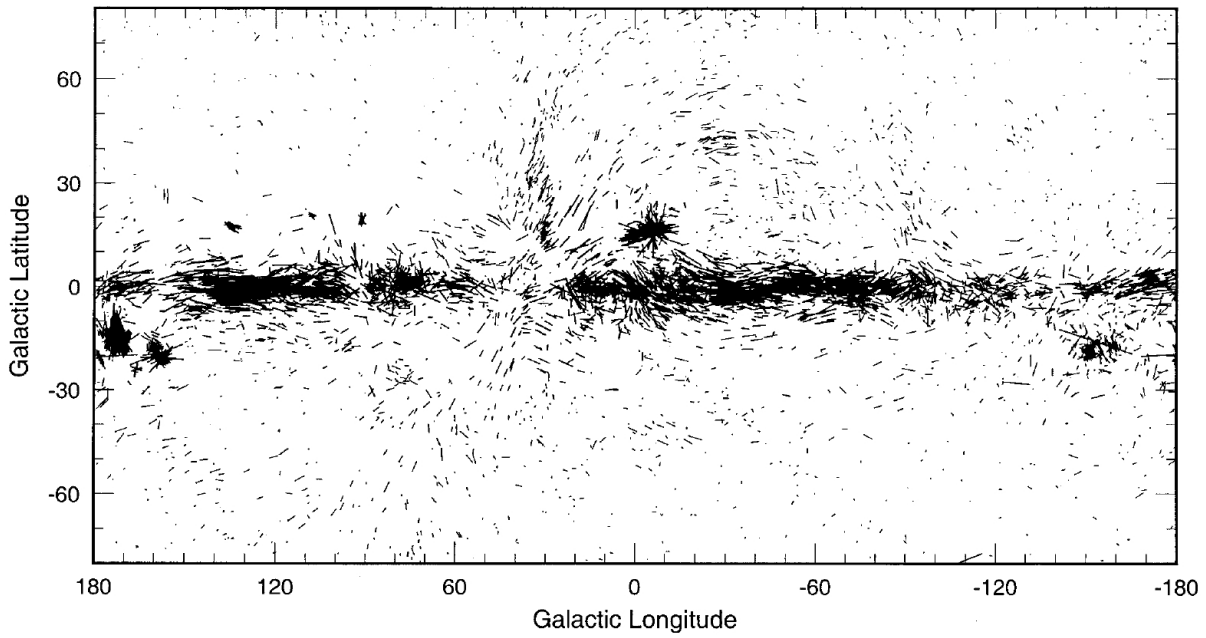


Figura 1.5: Distribuição dos vetores de polarização interestelar na Via Láctea. A orientação e o tamanho de cada vetor representam, respectivamente, a direção e o grau de polarização linear da radiação proveniente de fontes estelares de fundo (Heiles 2000; Whittet 2003). O efeito predominante neste caso é a absorção dicróica devido aos grãos de poeira alinhados. Fonte: Whittet (2003).

Neste estudo iremos nos concentrar nos efeitos de polarização devido a grãos de poeira alinhados, particularmente devido à absorção dicróica da luz de fontes estelares. Este efeito será explorado em detalhes nas próximas seções.

1.4.1 Polarização linear devido à absorção dicróica

Sabe-se que a luz da maior parte das estrelas apresenta pelo menos um pequeno grau de polarização linear. Este efeito ocorre, na maioria das situações, devido à poeira interestelar presente no meio interestelar, que funciona como um meio dicróico por onde passa a luz estelar. Este fenômeno foi descoberto independentemente por Hall (1949) e Hiltner (1949). A relação entre a polarização linear e a poeira interestelar é principalmente evidenciada pela existência de uma correlação bem determinada entre o grau de polarização e a extinção da luz (como discutiremos na seção 1.4.2).

Um feixe luminoso inicialmente não polarizado transmitido através de um meio contendo uma certa distribuição de poeira se tornará parcialmente polarizado se duas condições forem satisfeitas (Whittet 2003):

1. Se as partículas de poeira individuais forem opticamente anisotrópicas (ou seja, não esféricas);

2. Se existir algum tipo de alinhamento preferencial dos eixos de anisotropia.

Diversos mecanismos físicos já foram propostos para explicar o alinhamento global dos grãos de poeira na direção da estrela observada, como discutiremos na Seção 1.4.4. Cada ambiente específico pode estar associado a um determinado processo dominante. No entanto sabe-se que na maioria dos casos o alinhamento está vinculado à direção do campo magnético, a partir da análise e interpretação da distribuição dos vetores polarização no céu. A maior parte dos mecanismos age no sentido de alinhar os eixos maiores dos grãos perpendicularmente ao campo magnético, de tal maneira que a luz transmitida é polarizada na mesma direção das linhas de campo magnético. Assim, uma das maneiras mais diretas de traçar a direção do campo magnético é através da polarização da radiação resultante da extinção diferencial por grãos alinhados. Uma visão simplificada deste fenômeno pode ser entendida pelo esquema da Figura 1.6.

Um feixe luminoso que possui uma certa componente que é linearmente polarizada pode ser caracterizado basicamente por dois parâmetros: (1) o **grau de polarização linear P** é dado por uma razão entre a intensidade da componente polarizada e da componente não polarizada, normalmente expresso em termos de uma porcentagem – portanto, $P = 100 \times (I_P/I_{NP})$. Nesta definição supomos que o feixe não possui nenhuma componente circularmente polarizada; (2) o **ângulo de polarização** θ, que indica a direção predominante de oscilação do campo elétrico da luz. Sua medida é convencionalmente feita relativa ao Polo Norte Celeste, no sentido de Norte para Leste.

1.4.2 Eficiência de polarização

A razão entre o grau de polarização P e a extinção interestelar A é denominada **eficiência de polarização**, P/A. Esta quantidade fornece um diagnóstico de certas propriedades do meio interestelar, tais como a natureza dos grãos e a eficiência com que estes são alinhados ao longo da linha de visada. O efeito da extinção interestelar é aditivo, ao passo que a polarização interestelar obedece a uma soma vetorial. Por isso, ao atravessar duas camadas distintas de poeira interestelar, a extinção sempre aumenta, ao passo que a polarização pode aumentar, diminuir (depolarização), ou permanecer igual. Por isso, espera-se que haja um limite superior de P para cada valor de A, característica

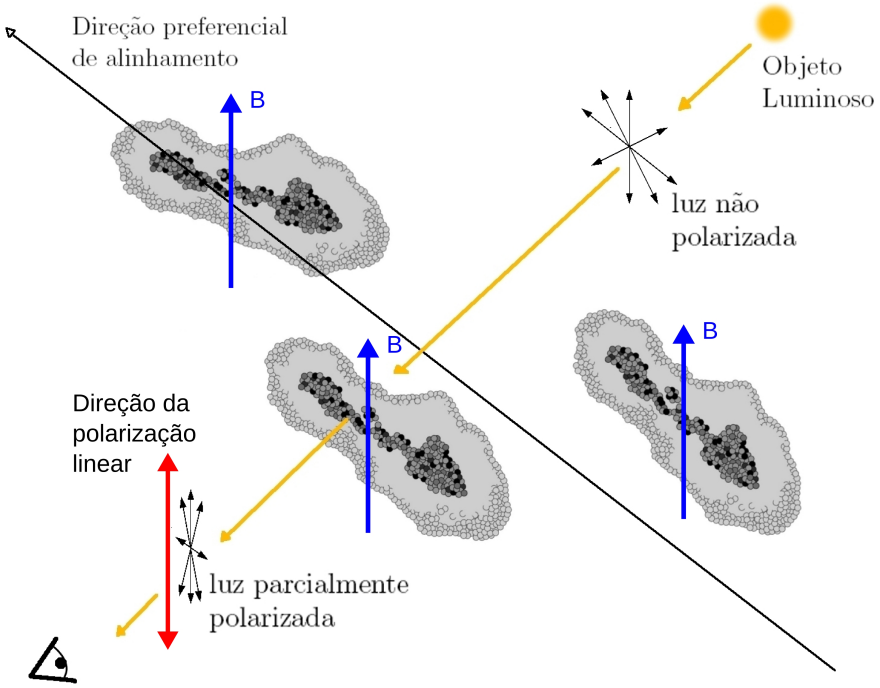


Figura 1.6: Esquema simplificado da polarização linear devido à absorção dicróica. A maioria dos mecanismos de alinhamento propõe que o eixo maior dos grãos de poeira será alinhado perpendiculamente às linhas de campo magnético (B). Portanto, a luz que passa por este ambiente será linearmente polarizada (parcialmente) na mesma direção do campo magnético, já que a componente do campo elétrico da luz paralela à direção dos grãos sofre maior absorção.

de uma correlação imperfeita. Observacionalmente, este limite é usualmente expresso através da seguinte relação empírica (Serkowski et al. 1975):

$$\frac{P_V}{E(B-V)} < 9.0\%\ \mathrm{mag}^{-1} \tag{1.8}$$

No caso da equação acima, é utilizado o excesso de cor $E(B-V)$, que está relacionado à extinção na faixa V através da relação $A_V = (3{,}1 \pm 0{,}1)E(B-V)$ (a constante de proporcionalidade é um valor típico para a lei de extinção do meio interestelar). Pode-se imaginar que quanto mais organizados e alinhados estiverem os grãos de poeira do meio, mais a polarização se aproxima do limite superior. Um exemplo observacional desta relação é mostrado na Figura 1.7.

As variações de P/A de estrela para estrela podem funcionar como um diagnóstico do mecanismo de alinhamento atuante, já que estas diferenças resultam de variações nas condições físicas que influenciam este mecanismo, tais como por exemplo temperatura, densidade e intensidade do campo magnético, além de variações no formato e distribuição de tamanhos dos grãos. Estas variações em P/A podem também estar associadas a efeitos geométricos, como no caso em que a luz de um objeto distante atravessa duas nuvens com propriedades e direções preferenciais de alinhamento diferentes. Este conjunto de efeitos deve explicar o espalhamento observado na Figura 1.7.

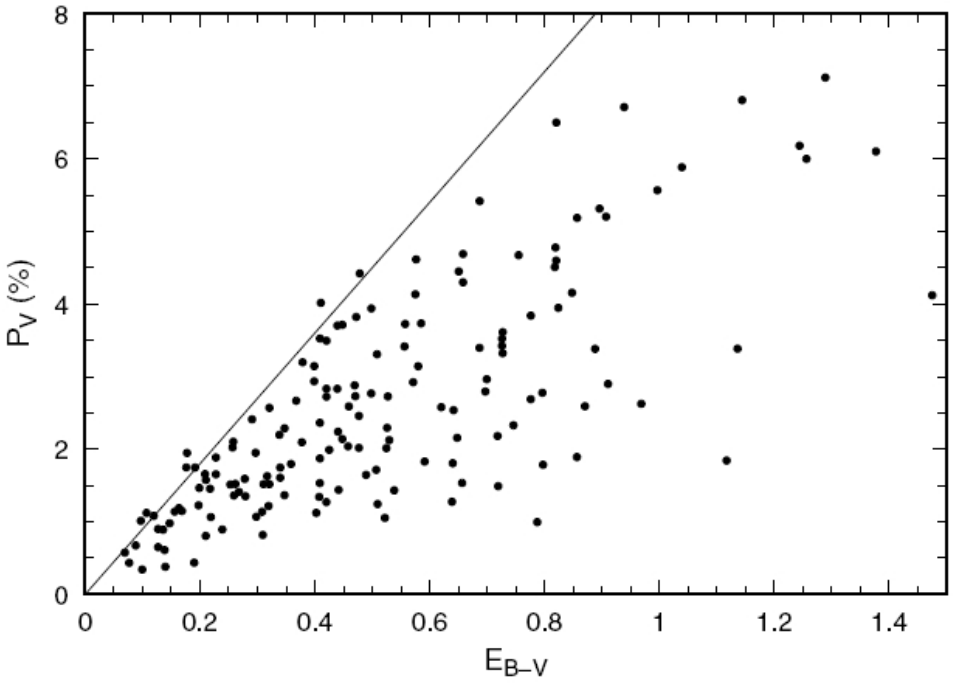


Figura 1.7: O diagrama mostra a correlação imperfeita entre a polarização e o avermelhamento interestelar, para a amostra de Serkowski et al. (1975). A reta mostra o limite superior na polarização para um determinado valor de avermelhamento, representando condições ideais de alinhamento no meio. Fonte: Whittet (2003).

1.4.3 Dependência espectral da polarização linear

Quando o grau de polarização linear é medido através de diferentes bandas ao longo do espectro, variações sistemáticas são claramente observadas. Este efeito foi previsto teoricamente por Davis & Greenstein (1951), tendo sido mais tarde comprovado observacionalmente (Behr 1959; Gehrels 1960; Serkowski et al. 1975; Codina-Landaberry & Magalhaes 1976). A curva que descreve o comportamento da polarização linear P_λ em função de λ – conhecida como a **lei de Serkowski** – é dada, para diversas estrelas, por:

$$P_\lambda = P_{max} \exp\left[-K \ln^2\left(\frac{\lambda_{max}}{\lambda}\right)\right] \tag{1.9}$$

Na Figura 1.8 (à esquerda) exemplificamos o formato desta curva, que exibe um pico largo e assimétrico na região espectral do visível. O gráfico corresponde à dependência espectral de P para 3 estrelas na nuvem escura de Touro, de acordo com o trabalho de Messinger et al. (1997). O valor de λ_{max} para o qual a polarização é máxima (P_{max}), normalmente está dentro da faixa 0,3–0,8μm. O parâmetro K fornece uma medida da largura do pico (quanto maior K, mais estreito é o pico). De maneira geral, quando é analisada apenas a região do visível, o valor de $K = 1{,}15$ é adequado (Serkowski et al. 1975; Codina-Landaberry & Magalhaes 1976).

O parâmetro λ_{max} é uma quantidade particularmente significativa do ponto de vista físico, associado ao tamanho médio dos grãos de poeira. O valor padrão de $\lambda_{max} = 0{,}55\mu$m, encontrado para regiões típicas do meio interestelar, equivale a grãos de tamanho $\approx 0{,}15\mu$m. Assim como λ_{max}, o parâmetro R_V, definido como a razão entre a extinção total A_V e a extinção seletiva $E(B-V)$, também é sensível ao tamanho dos grãos.

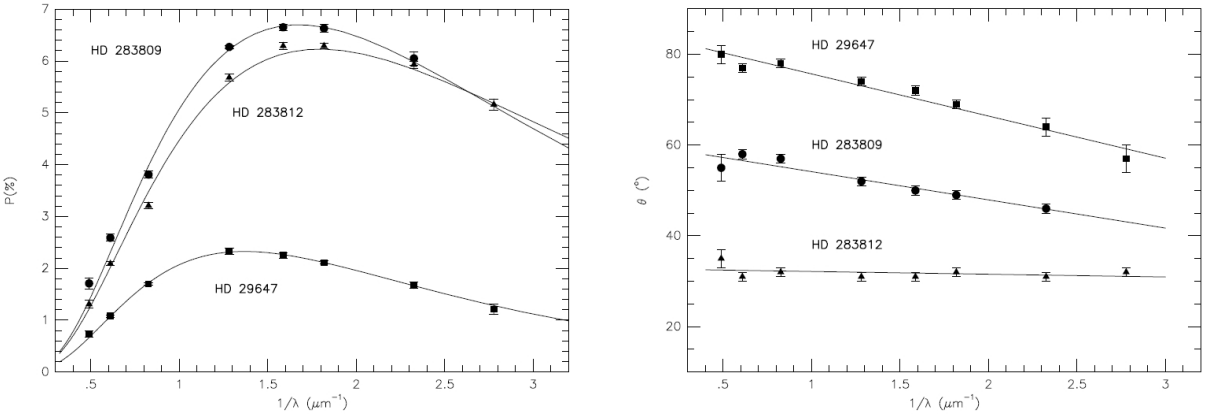


Figura 1.8: Os gráficos acima, extraídos do trabalho de Messinger et al. (1997), mostram a dependência de $P(\%)$ (*esquerda*) e θ (*direita*) com o inverso do comprimento de onda para 3 estrelas na direção da nuvem escura de Touro. As curvas usadas para o ajuste no gráfico da *esquerda* correspondem à lei de Serkowski. A estrela HD 29647, por exemplo, mostra uma rotação considerável no ângulo de polarização em relação a λ^{-1}, indicando a presença de mais de uma componente interestelar, com diferentes direções de alinhamento, ao longo da linha de visada. Isto está diretamente associado ao seu menor nível de polarização quando comparada aos outros dois objetos da nuvem, indicando a ação de efeitos depolarizadores do meio.

Serkowski et al. (1975) e Whittet & van Breda (1978) mostraram que existe uma relação entre λ_{max} e R_V, dada por:

$$R_V = (5{,}6 \pm 0{,}3)\lambda_{max} \tag{1.10}$$

onde λ_{max} é dado em μm. Muitas vezes λ_{max} pode ser um melhor indicador do tamanho dos grãos, já que não depende das propriedades da fonte, ao passo que a medida de R_V depende da dedução de cores intrínsecas a partir do tipo espectral da estrela, que pode ser uma grande fonte de erros. Por outro lado, devemos lembrar que os valores de λ_{max} dependem da eficiência da polarização atuante no meio, e portanto existem situações em que o valor de R_V fornece um diagnóstico mais direto do tamanho dos grãos.

Outro efeito importante, consequente da dependência de $P(\%)$ com o comprimento de onda, se refere à dependência do ângulo de polarização θ com λ, conhecido como **rotação do ângulo de posição** pelo meio interestelar (Treanor 1963; Gehrels & Silvester 1965; Coyne 1974; Messinger et al. 1997). O mecanismo capaz de gerar esta dependência normalmente está associado a variações do tamanho do grão e da direção de alinhamento dos grãos ao longo da linha de visada. Sendo assim, a detecção deste efeito funciona como um traçador de regiões onde o feixe luminoso passou por mais de uma camada interestelar ao longo de seu caminho percorrido. A Figura 1.8 (à direita) mostra o efeito da rotação do ângulo de polarização para as mesmas 3 estrelas estudadas no trabalho de Messinger et al. (1997).

1.4.4 Mecanismos de alinhamento

Como discutido nas últimas seções, para que um efeito mensurável de polarização linear seja introduzido em um feixe luminoso, necessariamente, deve haver um alinhamento global dos grãos de poeira. Vamos discutir de maneira sucinta os diversos processos físicos,

associados à dinâmica do movimento dos grãos, que podem levar a este alinhamento. Lazarian (2007) apresenta de maneira detalhada este tema. O processo de alinhamento pode ser subdividido em duas etapas:

1. Considerando o grão como um corpo rígido em rotação aleatória no espaço (definido por um vetor velocidade angular $\vec{\omega}$ e um vetor momento angular $\vec{\mathbf{J}}$), teremos primeiramente o alinhamento gradual entre $\vec{\omega}$ e $\vec{\mathbf{J}}$, devido ao efeito *Barnett* (Figura 1.9a). O estado final corresponde a uma rotação apenas ao redor do eixo de maior momento de inércia (I);

2. Em seguida, há o alinhamento de $\vec{\mathbf{J}}$ em relação a $\vec{\mathbf{B}}$ (Figura 1.9b), devido a diversos mecanismos possíveis.

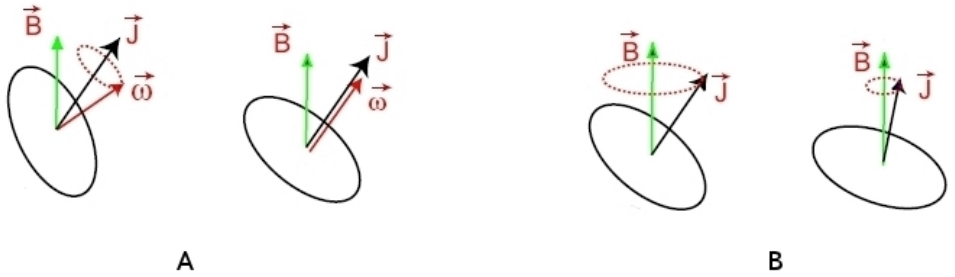


Figura 1.9: Dinâmica e alinhamento dos grãos de poeira interestelar. (a) Processo de alinhamento de $\vec{\omega}$ e $\vec{\mathbf{J}}$ devido ao efeito *Barnett*. (b) Alinhamento gradual de $\vec{\mathbf{J}}$ em relação a $\vec{\mathbf{B}}$ (baseado por exemplo, no mecanismo paramagnético). Figuras adaptadas de Lazarian (2007).

Se os grãos estão imersos no gás interestelar, naturalmente haverá rotação devido à simples colisões térmicas com as moléculas e átomos do meio. Sendo assim, o equilíbrio colisional implica que a energia térmica é igual à energia cinética de rotação, conferindo precessão arbitrária do vetor $\vec{\omega}$ ao redor de $\vec{\mathbf{J}}$. A primeira etapa mencionada acima, corresponde ao efeito *Barnett*, identificado por Dolginov & Silantev (1976) e Purcell (1979). A teoria associada a este fenômeno afirma que parte do momento angular associado à rotação do grão como um todo, é compartilhado com o momento angular de seu subsistema de elétrons, que por sua vez produz magnetização no grão direcionada ao longo de $\vec{\omega}$. Como este vetor sofre precessão ao redor de $\vec{\mathbf{J}}$, o vetor magnetização é forçado a girar nos eixos do grão. Assim, processos de dissipação internos promovem a perda de energia, fazendo com que seja atingido o estado de energia mínima, ou seja, $\vec{\omega} \parallel \vec{\mathbf{J}}$. A escala de tempo associada a este processo é cerca de 1 ano, o que é muito rápido se considerado o tempo necessário para que o gás desorganize este alinhamento ($t_{gas} \sim 5 \times 10^{12}$s). Portanto, o processo pode ser considerado bastante eficiente (Lazarian 2007).

O próximo processo associado à dinâmica dos grãos consiste na precessão de $\vec{\mathbf{J}}$ ao redor de $\vec{\mathbf{B}}$ (Figura 1.9b), seguido do alinhamento de ambos os vetores. A precessão pode ser produzida em grãos carregados eletricamente e em rotação, o que induz o aparecimento de um momento magnético. No entanto, mesmo em grãos neutros deve ser observada a precessão, já que a magnetização associada ao efeito *Barnett* também induz um momento

magnético (Whittet 2003). Descrevemos abaixo os principais processos propostos para causar o alinhamento:

- **Alinhamento Paramagnético**: este mecanismo clássico proposto por Davis & Greenstein (1951), é baseado na dissipação paramagnética sofrida por um grão em rotação em um campo magnético ($\vec{\mathbf{B}}$) externo. Este campo induz uma magnetização interna na mesma direção do campo externo. No entanto, como o vetor momento angular do grão ($\vec{\mathbf{J}}$) está em rotação ao redor de $\vec{\mathbf{B}}$, o vetor magnetização gira em relação a um sistema de coordenadas fixo no grão. Assim, a direção da magnetização deve constantemente se ajustar para se alinhar à direção do campo externo, no entanto, este ajuste não é imediato, sempre havendo um desalinhamento entre os campos, devido às forças de fricção internas ao material. Isso causa uma dissipação que aos poucos remove a componente da rotação perpendicular a $\vec{\mathbf{B}}$, tendendo a fazer com que $\vec{\mathbf{J}} \parallel \vec{\mathbf{B}}$, correspondendo ao estado de menor energia. Quando o estado de $\vec{\mathbf{J}} \parallel \vec{\mathbf{B}}$ é atingido, a magnetização não muda a sua direção com o tempo, e assim nenhuma dissipação é sentida. Assim, em seu estado final, o eixo maior do grão é perpendicular à direção de $\vec{\mathbf{B}}$. Quando este modelo é testado teoricamente, verifica-se que ele pode não ser eficiente o suficiente para contrabalancear o efeito de desorganização devido à interação com o gás. Assim, algumas alternativas foram propostas, relacionadas à natureza e composição química dos grãos (alinhamento superparamagnético), ou ao movimento dos mesmos (rotação supratérmica).

- **Alinhamento Super-paramagnético** (Jones & Spitzer 1967): esta teoria afirma que se os grãos paramagnéticos de poeira possuíssem pequenos aglomerados de material ferromagnético, o aumento na susceptibilidade magnética (χ) levaria a uma maior facilidade na magnetização dos grãos. A consequência é que o mecanismo paramagnético clássico ocorreria de maneira muito mais eficiente.

- **Alinhamento por Rotação Supra-térmica** (Purcell 1979): outra variação do mecanismo paramagnético consiste no aumento em sua eficiência devido a uma rotação supratérmica dos grãos, que ocorre se a energia cinética rotacional associada for muito maior que a energia rotacional resultante de colisões térmicas aleatórias. Purcell (1979) descobriu que os grãos podem girar muito rapidamente, como resultado de torques sistemáticos, e identificou três mecanismos separados, conhecidos como "torques de Purcell": espalhamento inelástico por colisões de átomos quando a temperatura dos grãos e dos átomos são diferentes, emissão fotoelétrica e formação de H_2 na superfície dos grãos. Purcell mostrou que este último mecanismo deve dominar sobre os outros dois para condições típicas no meio interestelar difuso. O processo ocorre de forma semelhante ao mecanismo paramagnético, com a diferença fundamental que o alinhamento do grão em rotação supratérmica é bem menos vulnerável à desorganização promovida pelas colisões aleatórias, já que a energia associada a estas colisões é muito pequena quando comparada à energia rotacional do grão.

- **Alinhamento por Torques Radiativos** (Harwit 1970; Dolginov & Silantev 1976; Draine & Weingartner 1996, 1997): esta teoria propõe que luz anisotrópica de origem estelar incidindo em grãos de poeira do meio pode fornecer-lhes alta rotação. Assim, o momento angular intrínseco dos fótons incidentes poderia ser transmitido aos

grãos de poeira. Campos anisotrópicos de radiação podem existir, por exemplo, nas camadas externas de uma nuvem escura (onde os grãos não recebem radiação vindo da direção da nuvem) e no invólucro de poeira de uma estrela (onde a radiação vinda da estrela é dominante). No entanto, Dolginov & Silantev (1976) mostraram que tais torques só seriam apreciáveis se o formato do grão tivesse um certo nível de "helicidade". Esta condição está associada à absorção e espalhamento das componentes circularmente polarizadas (para a direita e para a esquerda) de forma diferente, de tal modo que radiação anisotrópica não polarizada poderia fornecer rotação ao grão. Draine & Weingartner (1996, 1997) mostraram que a magnitude dos torques é grande o suficiente para superar a rotação proveniente dos "torques de Purcell", e pode estar presente em grãos de todas as formas irregulares. Assim, os torques radiativos de fontes anisotrópicas podem gerar rotações supratérmicas de tal maneira a garantir a eficiência do alinhamento paramagnético.

- **Alinhamento Mecânico** (Gold 1952): o mecanismo de Gold é um processo mecânico de alinhamento dos grãos, e não depende do campo magnético externo para produzir o alinhamento. Imagine um grão com formato alongado interagindo com um fluxo de átomos de gás do meio. Cada encontro entre um átomo do gás e um grão de poeira lhe fornecerá uma contribuição ao momento angular. O efeito resultante de um conjunto de colisões será um vetor $\vec{\mathbf{J}}$ localizado sobre o plano perpendicular à direção do fluxo gasoso, de tal maneira que a direção preferencial do alinhamento seria ao longo da direção do fluxo. Este tipo de alinhamento será eficiente somente se o fluxo for supersônico. No entanto, os processos de rotação supratérmica podem dificultar o efeito, já que a energia transmitida pela colisão de átomos do fluxo seria muito menor que a energia rotacional do grão. Outro problema associado a este mecanismo é que diversos fluxos de matéria observados ocorrem paralelamente às linhas de campo magnético. Neste caso, ocorreria um alinhamento dos grãos paralelamente ao campo $\vec{\mathbf{B}}$, o que seria inconsistente com a interpretação a partir da maioria dos outros mecanismos de alinhamento, e também incoerente com os modelos para o campo magnético Galáctico.

A maior parte dos mecanismos de alinhamento (com excessão do mecanismo de Gold) age no sentido de alinhar os eixos maiores dos grãos perpendicularmente ao campo magnético ($\vec{\mathbf{B}}$). Isso viabiliza a interpretação da polarização interestelar dicroíca como vetores paralelos às linhas de campo magnético. Mesmo assim, diferentes ambientes e condições físicas podem estar associadas a diferentes mecanismos dominantes, por isso uma análise cuidadosa é essencial.

1.5 Objetivos da presente pesquisa

A maioria das regiões HII da Galáxia carecem de uma análise detalhada da natureza da população estelar embebida, apesar de sua importância no estudo de objetos estelares jovens e dos processos associados à formação estelar como um todo. Além disso, observações das linhas de campo magnético nestes tipos de ambientes são inexistentes para a maior parte das regiões de formação estelar, embora possam fornecer vínculos para os modelos e simulações que explicam tal interação com regiões HII. Portanto, a análise

conjunta de ambos estes aspectos é indispensável para se obter uma ampla caracterização dos processos físicos fundamentais existentes nestes ambientes.

A meta desta pesquisa é estudar um conjunto de regiões HII e áreas de formação estelar da Galáxia, concentrando nas seguintes características e técnicas:

- Revelar a natureza da população estelar embebida durante seus estágios iniciais de formação, usando **fotometria na faixa do IVP**. Esta faixa espectral é ideal para o estudo de populações estelares muito obscurecidas, o que é comum no caso de aglomerados muito jovens. Os principais objetivos neste sentido são: a identificação das principais fontes de ionização das regiões HII (as estrelas mais massivas); o estudo do avermelhamento interestelar através da análise das cores no IVP; o estudo do estágio evolutivo e determinação da idade do aglomerado; identificação de alvos apresentando excesso de cor no IVP, o que indica que são prováveis objetos estelares jovens (com emissão térmica devido à poeira do disco circunstelar); análise da distribuição espacial das estrelas, entre outros;

- Estudar a estrutura das linhas de campo magnético nestes ambientes, onde há uma grande interação entre a população estelar e o meio interestelar, usando a **polarimetria nas faixas óptica e do IVP**. Pretendemos associar a morfologia do campo magnético com os modelos recentes de expansão de regiões HII, além de estudar características dos grãos de poeira nestas direções, através de uma análise da polarização interestelar em múltiplas bandas espectrais.

Capítulo 2

—

Metodologia geral

2.1 Seleção de alvos e roteiro de missões observacionais

A escolha de regiões HII Galácticas para a realização desta pesquisa, baseou-se na utilização de diversos catálogos, tais como:

- O catálogo *Sharpless*, compilado por Sharpless (1953, 1959), contendo 312 nebulosas de emissão;
- O catálogo *RCW*, organizado por Rodgers, Campbell, & Whiteoak (1960), contendo 182 objetos (cerca de 50 destes são também apresentados no catálogo *Sharpless*);
- Catálogos com as posições de aglomerados embebidos da Galáxia, obtidos utilizando-se dados do 2MASS [1] por Bica et al. (2003a,b) e Dutra et al. (2003). Os objetos de tais catálogos são identificados pelos acrônimos *BDS*, *DBS* ou *BDB*.

Além disso, foi dada preferência a regiões não muito distantes do Sol (apenas quando a informação da distância estava disponível), já que uma grande distância pode dificultar as análises de observações polarimétricas. Não existem muitas regiões HII nas proximidades do Sol – podemos dizer que a região deste tipo mais próxima de nós é a Nebulosa de Órion, localizada a cerca de 450 pc. A partir de $\approx$ 700 pc, existem muitas regiões HII interessantes, por exemplo, nas direções de Sagitário (próximo à linha-de-visada do centro Galáctico), ou na direção da Nuvem Molecular de Vela. Particularmente para esta última estrutura, sendo rica em regiões de formação estelar, diversos objetos foram selecionados (uma descrição detalhada desta nuvem molecular será dada na Seção 3.1).

Em especial para uma das regiões HII da Nuvem Molecular de Vela, denominada RCW 41, foram encontrados dados fotométricos de qualidade, disponíveis na base de dados do

[1] o catálogo do 2MASS será descrito na Seção 2.4

ESO (*European Southern Observatory*). O estudo fotométrico associado a este objeto foi baseado nestes dados.

Para viabilizar nossos objetivos de pesquisa, realizamos diversos pedidos de tempo observacional para medidas polarimétricas e fotométricas, nos seguintes observatórios: OPD-LNA (Observatório Pico dos Dias - Laboratório Nacional de Astrofísica, Brasil), CTIO (*Cerro Tololo Interamerican Observatory*, Chile), ESO-La Silla (Chile) e SOAR (*Southern Astrophysical Research Telescope*, Chile). Imagens dos telescópios utilizados

Tabela 2.1: Conjunto de missões observacionais associadas a fotometria e polarimetria: as colunas abaixo mostram respectivamente o telescópio e instrumento utilizados, o modo de observação (clássico, modo fila, ou dados obtidos publicamente), o(s) período(s) em que as observações foram realizadas e uma descrição sucinta das medidas.

Telescópio e Instrumento	Modo	Período(s)	Descrição
ESO-La Silla-NTT 3,6m *New Technology Telescope* Detector IV SofI	Dados públicos	05/05/2004 10/02/2008	Observações **fotométricas** de um aglomerado embebido na região HII RCW 41 usando as bandas J, H e Ks do IVP
SOAR 4,1m Câmera Spartan	Fila (5h)	06/04/2012 05/05/2012 07/07/2012	Observações **fotométricas** de um aglomerado embebido na região HII Sh 2-29 usando as bandas J, H e K do IVP
CTIO - 0,9m Câmera Óptica + Polarímetro	Clássico (14 noites)	21-22/02/2010 11-15/04/2010 10-16/03/2011	Observações **polarimétricas** de objetos estelares na direção de várias regiões HII da Galáxia usando as bandas ópticas V, R e I de Johnson/Cousins
OPD - 1,6m Câmera Óptica + Polarímetro	Clássico (7 noites)	19-21/04/2010 28-30/09/2012 01/10/2012	Observações **polarimétricas** de objetos estelares na direção de várias regiões HII da Galáxia usando as bandas ópticas V, R e I de Johnson/Cousins
OPD - 1,6m Câmera IV (CamIV) + Polarímetro	Clássico (24 noites)	22-25/04/2010 18-27/03/2011 06-10/04/2011 15-19/07/2011	Observações **polarimétricas** de objetos estelares na direção de várias regiões HII da Galáxia usando a banda H do IVP
OPD - 0,6m (IAG) Câmera Óptica + Polarímetro	Clássico (6 noites)	03-06/06/2011 09-10/07/2011	Observações **polarimétricas** de objetos estelares na direção de várias regiões HII da Galáxia usando as bandas ópticas V, R e I de Johnson/Cousins
ESO-La Silla-NTT 3,6m Detector IV SofI (módulo polarimétrico)	Clássico (3 noites)	04-06/08/2012	Observações **polarimétricas** de objetos estelares e características de emissão estendida na direção de várias regiões HII da Galáxia usando a banda H do IVP



Figura 2.1: Observatórios envolvidos nas observações fotométricas e polarimétricas: OPD-LNA (Brasil), CTIO, ESO-La Silla e SOAR (Chile).

são exibidas na Figura 2.1. Listamos na tabela 2.1 o conjunto de missões observacionais realizadas no período de 2009 a 2012, associadas a fotometria e polarimetria. Incluímos também os dados fotométricos da região de RCW 41, da base de dados do ESO. Note que esta tabela corresponde apenas a um registro das missões observacionais realizadas durante este período, todas associadas aos mesmos objetivos deste projeto. No entanto, a maior parte destes dados ainda precisam ser analisados cuidadosamente, e não serão discutidos neste trabalho.

2.2 Polarimetria

2.2.1 A instrumentação

A instrumentação utilizada consiste basicamente de um telescópio refletor, onde é acoplado um polarímetro (usado para se analisar as características transversais do feixe eletromagnético), e um detector capaz de gerar uma imagem da área de interesse. Descreveremos aqui os polarímetros utilizados ambos no CTIO e OPD, que possuem um funcionamento bastante semelhante. Tais instrumentos se constituem basicamente de uma sequência de elementos ópticos posicionados no caminho do feixe luminoso antes que este atinja o imageador, como mostrado no diagrama esquemático da Figura 2.2. Uma descrição completa do instrumento pode ser encontrada em Magalhaes et al. (1996) e Santos (2009). Segue abaixo uma discussão sucinta do efeito físico gerado por cada um dos elementos ópticos do polarímetro.

1. **Retardador de $\lambda/2$ acromático**: tal dispositivo óptico se constitui de um cristal birrefringente cortado paralelamente ao seu eixo óptico. A espessura do cristal é tal que se um feixe incide normalmente em sua superfície, a componente do campo $\vec{E}$ da

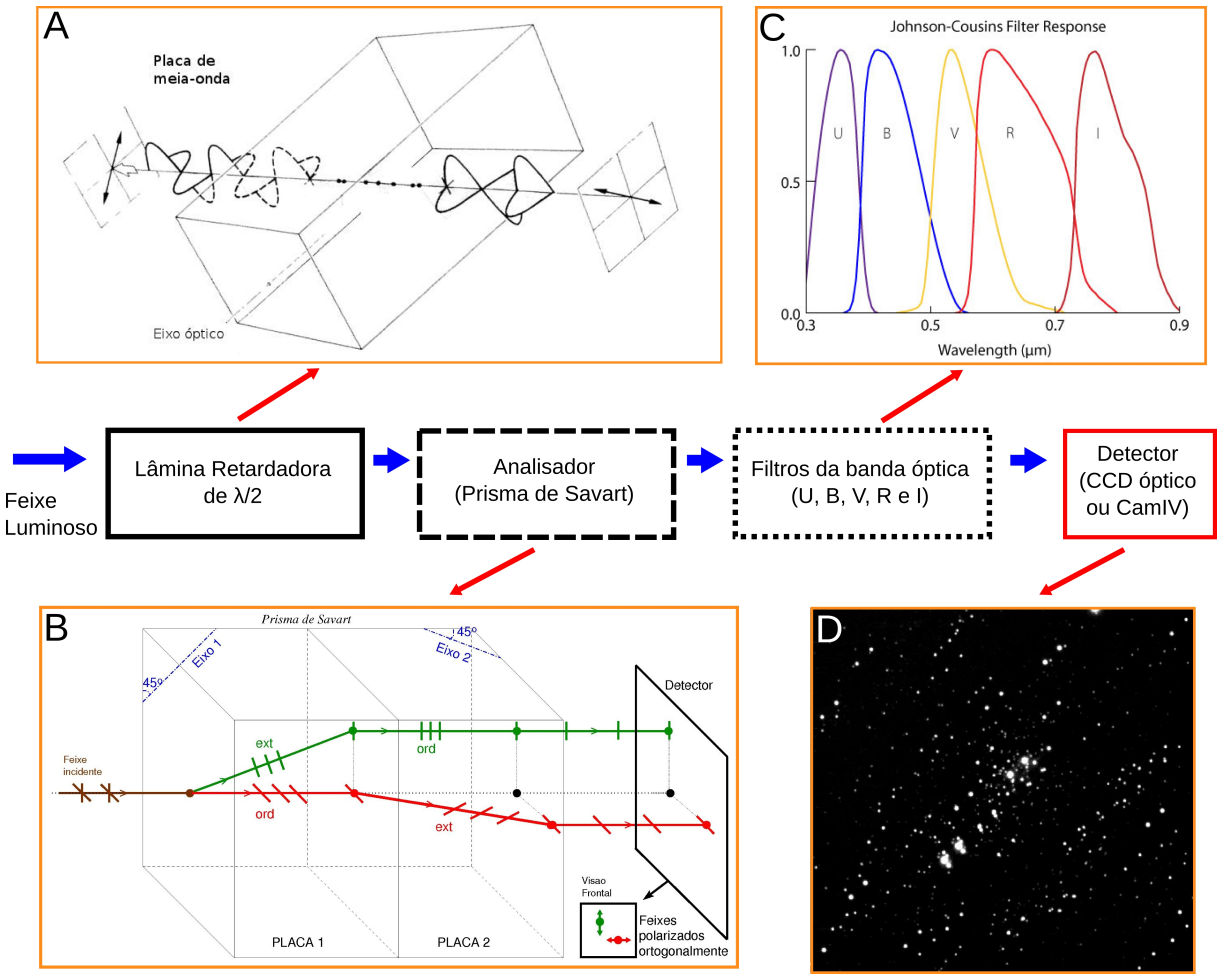


Figura 2.2: Componentes ópticos presentes nos polarímetros do OPD e CTIO. Antes de atingir o detector, a luz passa em sequência pelo retardador de $\lambda/2$, pelo analisador e pelo filtro. (*a*) O efeito de um retardador de $\lambda/2$ sobre um feixe linearmente polarizado é causar uma rotação do plano de polarização. (*b*) O analisador usado é um prisma de *Savart*, formado por duas placas de calcita unidas de tal forma que seus eixos ópticos estejam perpendiculares entre si, como mostrado no esquema acima. O analisador é responsável por dividir o feixe em duas componentes com planos de polarização ortogonais entre si. Ao passar da primeira para a segunda placa de calcita, o feixe ordinário passa a ser o feixe extraordinário e vice-versa, causando um deslocamento relativo entre os dois feixes ao longo da diagonal na imagem final. (*c*) Curvas de eficiência típicas para os filtros UBVRI, do sistema fotométrico de Johnson-Cousins. (*d*) Exemplo de imagem obtida com o polarímetro, neste caso do aglomerado jovem embebido na região de RCW 41, na banda H (usando a CAMIV). Note que todas as estrelas aparecem duplicadas devido à ação do analisador.

luz paralela ao eixo óptico sofre uma mudança de fase de π em relação à componente perpendicular ao eixo óptico, o que corresponde a um adiantamento ou atraso de $\lambda/2$ de tal componente. No caso de um feixe incidente linearmente polarizado, o efeito corresponde efetivamente a uma rotação do plano de polarização da luz (Figura 2.2a): considerando que o plano de polarização inicial da luz e o eixo óptico do retardador, fazem respectivamente ângulos de θ e ψ com o Pólo Norte Celeste (PNC), então o efeito é uma rotação de $2\psi - \theta$ do plano de polarização. A placa

de $\lambda/2$ pode ser girada em passos discretos de 22,5°, sendo que entre dois passos consecutivos, o plano é girado de 45°. Desta forma, após 4 passos, um giro de 180° foi efetuado no plano de polarização, caracterizando uma rotação completa do pseudo-vetor, e completando um ciclo de modulação. Tipicamente, foram observadas 8 posições consecutivas de um certo campo do céu, correspondendo a dois ciclos de modulação;

2. **Analisador (prisma de *Savart*)**: consiste em um cristal duplo de calcita (birrefringente), como mostrado na Figura 2.2b. Este elemento é usado com o objetivo de subdividir o feixe incidente em duas componentes com planos de polarização ortogonais entre si. Ambas as placas de calcita que compõe o prisma de *Savart* são unidas de tal maneira que seus eixos ópticos fiquem perpendiculares entre si. O efeito é a subdivisão do feixe inicial em duas componentes polarizadas ortogonalmente, e deslocadas a partir da direção original de propagação. Ambos os feixes são simultaneamente coletados pelo detector de luz, em cada posição da placa de $\lambda/2$. Assim, a partir das intensidades dos feixes em todas as imagens geradas, é possível calcular o grau e o ângulo de polarização, como será mostrado adiante;

3. **Filtro e Detector**: antes de atingir o detector, o feixe passa ainda por um filtro, para que uma faixa espectral específica seja selecionada (Figura 2.2c). No caso das observações no CTIO, foi utilizado um detector CCD na faixa óptica, tendo sido escolhidos os filtros V, R, e I (Johnson-Cousins). Para as observações no OPD, dependendo da missão observacional, utilizamos um detector CCD óptico ou o detector de infravermelho, capaz de gerar imagens na faixa do IVP. A câmera infravermelho (CamIV) foi utilizada apenas no telescópio de 1,60m do OPD, com o filtro H. Na Figura 2.2d mostramos um exemplo de imagem obtida após o feixe passar pela sequência de elementos ópticos descritos acima.

Dependendo do instrumento e telescópio utilizados, diferentes tamanhos de campos no céu puderam ser imageados, como especificado na tabela 2.2. Os valores efetivamente aproveitados são aproximados, pois como feixes duplicados são imageados no detector, objetos próximos às bordas das imagens são normalmente descartados, pois apenas um dos feixes pode ser observado. Além disso, no caso de observações no IVP, é preciso adotar o processo de *jittering* para remover a contribuição do céu (este método será descrito na seção 2.3.2), o que pode reduzir mais ainda o campo efetivamente aproveitável, dependendo da estratégia adotada.

Tabela 2.2: Dimensão dos campos das câmeras utilizadas para se obter as observações polarimétricas no CTIO e OPD.

Detector e Telescópio	Dimensão do campo
CCD (óptico) + 0,6m OPD	11'×11'
CCD (óptico) + 1,6m OPD	5'×5'
CAMIV + 1,6m OPD	4'×4'
CCD (óptico) + 0,9m CTIO	9'×9'

2.2.2 Cálculo dos parâmetros polarimétricos

Para se obter o conjunto de dados polarimétricos (grau de polarização P e ângulo de polarização θ) para cada estrela presente nos campos mapeados, usamos principalmente o software para redução de dados astronômicos IRAF [2]. Para o cálculo dos parâmetros polarimétricos foi utilizado o pacote PCCDPACK [3](Pereyra 2000), desenvolvido especificamente para este propósito. Durante a coleta de dados, à medida que a placa de $\lambda/2$ é rotacionada, a intensidade relativa entre os dois feixes (A e B) gerados no analisador varia em relação a uma quantidade definida como a **amplitude de modulação** z_i (para cada ângulo de posição ψ_i do retardador):

$$z_i = \bar{Q}\cos 4\psi_i + \bar{U}\sin 4\psi_i = \frac{1-(N_i^A/N_i^B)k}{1+(N_i^A/N_i^B)k}, \qquad i = 1,2,3,...,n \tag{2.1}$$

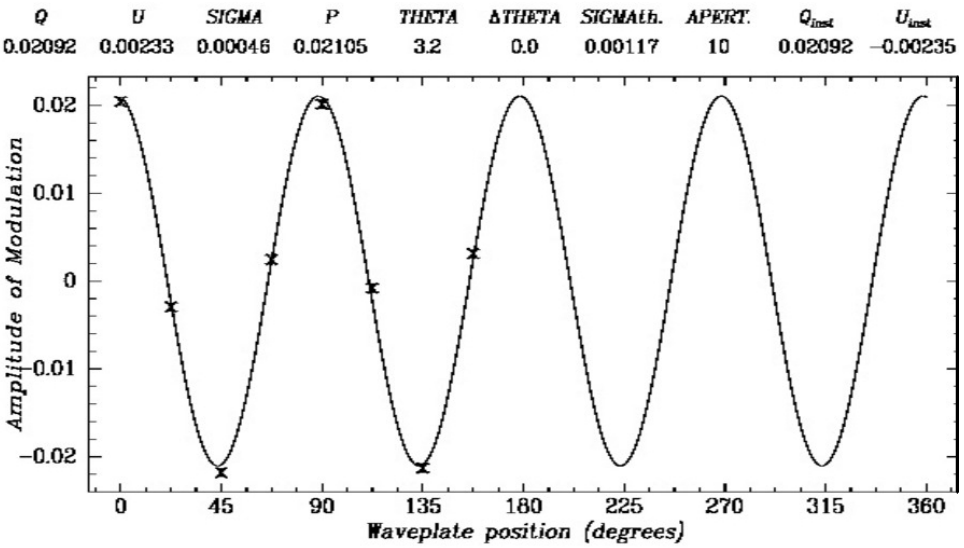


Figura 2.3: Exemplo de ajuste da amplitude de modulação polarimétrica z, para um dos objetos de nossa amostra. Para este caso específico, foram realizadas observações nas 8 primeiras posições da lâmina de meia-onda. O ajuste de mínimos quadrados fornece os valores de Q e U, a partir dos quais calculou-se $P = (2{,}105 \pm 0{,}046)\%$ e $\theta = 3{,}2°$ (ângulo instrumental).

Nesta equação, N_i representa as contagens de fótons para cada feixe e k é um fator de normalização bem próximo da unidade. O número n de imagens obtidas foi de 8 para os campos das regiões de interesse, e 16 para as estrelas padrões (o que fornece um menor valor dos erros polarimétricos). As quantidades importantes aqui são os **Parâmetros de Stokes** Q e U, ambos normalizados pela intensidade total I ($\bar{Q} = Q/I$ e $\bar{U} = U/I$). Para calculá-los, o valor de z é obtido para cada posição i a partir das intensidades relativas entre os feixes, usando a parte direita da equação 2.1. Em seguida, um ajuste de mínimos

[2] *Image Reduction and Analysis Facility* (Tody 1986): `http://iraf.noao.edu/`; O IRAF é distribuído pelo NOAO (*National Optical Astronomy Observatories*), que é operado pelo AURA (*the Association of Universities for Research in Astronomy*), sob um acordo cooperativo com o NSF (*National Science Foundation*).

[3] `http://www.astro.iag.usp.br/~polarimetria/gaveta/default.htm`

quadrados é realizado para a função $z_i = \bar{Q}\cos 4\psi_i + \bar{U}\sin 4\psi_i$, fornecendo assim os valores de Q e U que minimizam o espalhamento dos pontos. Um exemplo de ajuste para um dos objetos de nossa amostra é mostrado na Figura 2.3. A partir daí, o grau e o ângulo de polarização podem ser calculados a partir de

$$P = \frac{\sqrt{Q^2 + U^2}}{I} \quad \text{e} \quad \theta = \frac{1}{2}\arctan U/Q \tag{2.2}$$

O cálculo mostrado acima é realizado através de um código FORTRAN do pacote PCCDPACK que toma como valores de entrada as contagens em ambos os feixes. Tais contagens podem ser obtidas através da metodologia padrão da fotometria de abertura, que será detalhada abaixo. Note que na equação 2.1, os valores de z_i dependem apenas da razão de intensidades (ou razão de contagens de fótons) entre os feixes. Isso implica que o cálculo é análogo a fotometria diferencial (ou seja, que é baseado em diferenças de magnitudes), e portanto é independente de variações atmosféricas.

Descrevemos passo-a-passo a seguir, as rotinas do IRAF e outros procedimentos realizados até a obtenção da lista final, contendo os valores de P e θ para cada estrela detectada nos campos mapeados, juntamente com a posição (α,δ) destes objetos na esfera celeste.

1. Inicialmente, um conjunto de procedimentos relacionados ao **tratamento das imagens** precisam ser adotados, como descrito abaixo. Uma explicação detalhada destes procedimentos pode ser encontrada em Santos (2009). É importante destacar que tal tratamento é aplicável para as observações ópticas. No caso de dados no IVP, apesar de haverem muitas semelhanças no processo geral, é preciso incluir a remoção da contribuição térmica do céu, que constitui um passo fundamental na redução das imagens (vide seção 2.3.2).

    - Correção das informações presentes nos cabeçalhos das imagens com formato "fits", usando a tarefa HEDIT;
    - Determinação de ganho e ruído de leitura, usando a rotina FINDGAIN. Este passo é efetuado tomando-se como entrada imagens de *bias* e *flatfield*: a primeira corresponde a um nível mínimo de contagens do detector, sendo assim uma constante aditiva que precisa ser removida; a segunda corresponde a uma imagem de campo plano, obtida através da observação de uma tela iluminada uniformemente no interior da cúpula, mostrando assim as diferenças de sensibilidade pixel-a-pixel do detector;
    - Criação e aplicação de uma máscara de pixels ruins, usando as tarefas CCDMASK e FIXPIX: este passo é importante para minimizar a presença de pixels defeituosos, apresentando valores de contagens muito acima ou muito abaixo das contagens típicas;
    - Combinação de imagens de *bias* e *flatfield*: durante as observações, um conjunto de imagens de cada tipo é obtido, de maneira a minimizar o espalhamento estatístico das contagens em cada pixel. Este passo é efetuado usando as tarefas ZEROCOMBINE e FLATCOMBINE;

- Subtração das imagens de ciência originais ($I_{original}$) pela imagem de *bias* combinada (IC_{bias}) e divisão pela imagem de *flatfield* combinada (IC_{flat}). Antes disso, a própria imagem de *flatfield* combinada precisa ser corrigida do *bias* e em seguida normalizada. A operação completa para obtenção da imagem reduzida final ($I_{reduzida}$), pode ser resumida na seguinte equação:

$$I_{reduzida} = \frac{I_{original} - IC_{bias}}{(IC_{flat} - IC_{bias})_{normalizada}} \tag{2.3}$$

  Este conjunto de procedimentos pode ser realizado simultaneamente usando a rotina CCDPROC;

- Alinhamento das imagens de um mesmo campo do céu, associadas a diferentes posições da lâmina retardadora, usando a tarefa IMALIGN;

2. Com as imagens tratadas, passamos para a **obtenção dos parâmetros polarimétricos**, que é baseada nas contagens de cada feixe, obtidas através da **fotometria de abertura**. Os seguintes passos são efetuados:

   - A rotina DAOFIND é usada para se detectar as posições (x,y) das estrelas sobre a imagem. Determinamos que uma detecção ocorre quando há um aumento local de contagens de 5σ acima do nível do céu (onde σ corresponde ao ruído estatístico das contagens do céu). A aplicação desta rotina fornece um arquivo com extensão ".coo" que mostra a posição de cada objeto detectado sobre a imagem. Estrelas saturadas são removidas manualmente deste arquivo;
   - A partir do arquivo ".coo", um segundo arquivo é gerado (com extensão ".ord"), ordenando-se os pares de feixes (ordinário e extraordinário) associados a cada objeto. Isto é feito com a rotina ORDEM do pacote PCCDPACK;
   - A fotometria de abertura é realizada para cada objeto em cada imagem usando a tarefa PHOT. Um conjunto de aberturas diferentes é utilizado: escolhemos utilizar 10 valores de aberturas, começando com o raio de 2 pixels e aumentando de 2 em 2 pixels até o raio de 22 pixels. Isto significa que para cada abertura a contagem é calculada no interior do círculo definido por aquele raio, removendo-se a contribuição local do céu. Desta maneira, para cada imagem em cada posição da lâmina, são gerados arquivos com extensão ".mag", contendo as informações fotométricas medidas em cada um dos objetos do arquivo de coordenadas ordenado. Sendo assim, se as imagens em cada posição da lâmina são nomeadas `regiao_lam1.fits, regiao_lam2.fits ... regiao_lam8.fits`, então serão gerados arquivos do tipo `regiao_lam1.mag, regiao_lam2.mag ... regiao_lam8.mag`;
   - Para extrair dos arquivos ".mag" as informações relevantes para o cálculo da polarização para cada objeto, é utilizada a rotina TXDUMP, através do seguinte comando no IRAF:

     ```
     cl> txdump.headers=no
     cl> txdump regiao_lam*.mag \
     >>> fields="image,msky,nsky,rapert[1-10],sum[1-10],area[1-10] " > regiao.dat
     ```

     Desta maneira, o arquivo `regiao.dat` possui as informações de contagens em cada feixe de cada objeto do campo, em cada uma das 8 posições da lâmina, e em cada uma das 10 aberturas escolhidas para a fotometria.

- Partindo do arquivo ".dat", utiliza-se a rotina PCCD para realizar-se o ajuste de mínimos quadrados da amplitude de modulação, ou seja, utilizando-se a equação 2.1. Este cálculo é feito para cada objeto, em cada uma das 10 aberturas escolhidas. As informações resultantes são inseridas em um arquivo com extensão ".log". Esta mesma rotina realiza o cálculo do resíduo associado à polarização, através de duas maneiras: o erro teórico, baseado no ruído detectado na contagem de fótons; e o erro de medida, baseado nos resíduos relacionados ao ajuste da curva de amplitude de modulação. De maneira geral, na análise dos dados, adotamos o maior valor entre ambas as estimativas de erro.
- Finalmente, o melhor valor calculado para a polarização é escolhido, selecionando-se para cada objeto o raio de abertura que fornece o menor erro nos parâmetros polarimétricos. Isto é feito através da rotina MACROL, que gera um arquivo com extensão ".out", contendo os valores de P e θ (instrumental) para cada estrela;
- O gráfico do ajuste realizado pelo PCCD pode ser construído utilizando-se a rotina GRAF. Esta tarefa gera um diagrama como aquele exemplificado na Figura 2.3;

3. Para finalizar a redução dos dados, um conjunto de procedimentos adicionais devem ser efetuados, tais como a **determinação das posições celestes**, a **calibração do ângulo de polarização**, e **outras correções**:

   - Determinação das posições equatoriais (α,δ – J2000) para cada estrela: inicialmente deve-se determinar a solução de placa para as coordenadas do céu (*World Coordinate System* – WCS). Isso é feito através da rotina CCMAP do IRAF, usando-se as posições (x,y) de determinadas estrelas da imagem, e comparando-se com as posições (α,δ) das mesmas estrelas, obtidas a partir de informações de catálogo (neste caso, usamos o catálogo 2MASS). Em seguida, determinamos as posições celestes para todas as estrelas do arquivo de coordenadas ".ord", através da rotina WCSCTRAN;
   - O erro no ângulo de polarização deve ser calculado para cada estrela através de (Serkowski 1974):
   $$\sigma_\theta = 28{,}65^\circ \frac{\sigma_P}{P} \tag{2.4}$$
   onde σ_P representa o erro no grau de polarização (esta relação é válida para $P/\sigma_P >> 1$ – fora deste limite a relação acima representa um cálculo aproximado). Fazemos isso através um código escrito em linguagem IDL[4].
   - As contagens relacionadas a um dos dois feixes dos objetos observados podem ser afetadas pela incidência de raios cósmicos, ou mesmo pela presença de pixels defeituosos que não puderam ser corrigidos com a máscara de pixels ruins. Um exemplo deste problema é mostrado no ajuste de amplitude de modulação da Figura 2.4a: neste caso houve um problema deste tipo em um dos feixes na primeira posição da lâmina, fazendo com que seu valor de z fosse bastante discrepante quando comparado com os outros. Este tipo de objeto precisa ser removido da amostra. Assim, a rotina GRAF é utilizada para gerar os gráficos

[4] *Interactive Data Language*

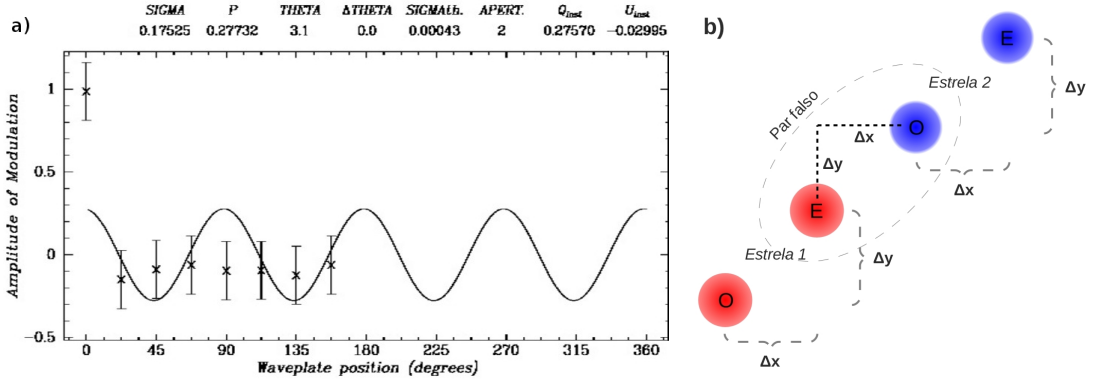


Figura 2.4: Problemas relacionados à redução polarimétrica: (*a*) Exemplo em que um dos feixes relacionados à primeira posição da lâmina foi afetado por um raio cósmico ou a presença de um pixel ruim, gerando um valor de amplitude de modulação muito discrepante; (*b*) O esquema mostra como a rotina ORDEM pode encontrar pares de feixes falsos. Isso ocorre quando a separação $(\Delta x, \Delta y)$ entre os feixes de objetos diferentes, coincide com a separação entre os feixes de uma única estrela.

de amplitude de modulação para cada objeto nos campos. Em seguida tais casos de pontos muito discrepantes são identificados visualmente e os objetos associados são removidos do conjunto final.

- Outro problema que pode surgir durante a redução polarimétrica é esquematizado na Figura 2.4b. Se os feixes duplicados de duas estrelas estiverem posicionados ao longo da diagonal na imagem, de tal maneira que a separação entre o feixe superior da estrela 1 e o feixe inferior da estrela 2, coincidam com a separação normal entre os feixes de um único objeto, a rotina ORDEM encontrará um falso par. Este par precisa ser removido do conjunto final. Para fazer isso, utilizamos uma rotina escrita em linguagem IDL que remove tais casos da amostra.
- Como um último passo na obtenção dos parâmetros polarimétricos, é preciso calibrar os ângulos de polarização em relação a uma referência fixa no céu (neste caso é escolhido a direção do Pólo Norte Celeste, com aumento do ângulo no sentido de Norte para Leste), além de verificar a presença de possível polarização instrumental intrínseca. Para isso, a cada noite de observações, são obtidos dados polarimétricos de algumas padrões polarizadas e não polarizadas, cujos valores de grau e ângulo de polarização são obtidos de diversos catálogos (p.ex, Wilking et al. 1980, 1982; Tapia 1988; Turnshek et al. 1990; Whittet et al. 1992). A partir dos objetos polarizados obtêm-se a correção no ângulo, que é aplicada em seguida a todos os ângulos instrumentais dos objetos de ciência observados nesta noite observacional. Os objetos não polarizados indicam se o conjunto telescópio+instrumento adiciona algum nível de polarização significativo. Em todas as observações de objetos não polarizados no OPD ou CTIO verificamos que a polarização instrumental é desprezível, e portanto, nenhuma correção precisou ser aplicada.

2.2.3 O conjunto de dados polarimétricos observado

Na tabela 2.3 listamos o conjunto total de regiões HII, áreas de formação estelar e aglomerados jovens observados. Dependendo de sua dimensão espacial, alguns objetos precisaram de mais de um campo de observação, na forma de um mosaico, para se mapear toda a área ocupada. Outros foram observados apenas em suas porções centrais, sendo que observações futuras serão necessárias para se completar o mapeamento. Além disso, alguns alvos considerados mais interessantes foram mapeados em múltiplas bandas espectrais (à medida que os dados eram coletados, mapas polarimétricos preliminares foram construídos).

2.2.4 Métodos estatísticos para o estudo da turbulência em campos magnéticos interestelares

Os mapeamentos polarimétricos propostos neste trabalho são adequados para a aplicação de um método, cujo objetivo é estimar a contribuição turbulenta às linhas de campo magnético, relativa à sua componente uniforme. Este método foi proposto por Hildebrand et al. (2009), e é baseado na suposição de que em uma certa posição $\boldsymbol{x}$ do espaço, o campo magnético interestelar $\boldsymbol{B}(\boldsymbol{x})$ é composto por uma componente uniforme e estruturada em grande escala $\boldsymbol{B_0}(\boldsymbol{x})$, superposta a uma componente turbulenta $\boldsymbol{B_t}(\boldsymbol{x})$, apresentando orientação aleatória. Sendo estas componentes independentes entre si, podemos afirmar que:

$$\boldsymbol{B}(\boldsymbol{x}) = \boldsymbol{B_0}(\boldsymbol{x}) + \boldsymbol{B_t}(\boldsymbol{x}) \tag{2.5}$$

Este procedimento permite calcular a contribuição da componente turbulenta, em relação à componente uniforme, ou seja $\langle B_t^2 \rangle^{1/2}/B_0$, onde $\langle ... \rangle$ representa uma média sobre as variações de B_t. Inicialmente, o processo consiste basicamente na construção da **função de estrutura de segunda ordem** de ângulos de polarização ($\langle \Delta\Phi^2(\ell) \rangle$, definida como SF – *Structure Function*): esta função é definida como o valor médio do quadrado da diferença entre ângulos separados por uma distância ℓ (Falceta-Gonçalves et al. 2008). Assim, se temos N vetores de polarização com ângulos $\Phi(\boldsymbol{x})$, a função de estrutura SF(ℓ) é dada por:

$$\mathrm{SF}(\ell) = \langle \Delta\Phi^2(\ell) \rangle = \frac{1}{N(\ell)} \sum_{i=0}^{N(\ell)} [\Phi(\boldsymbol{x}) - \Phi(\boldsymbol{x} + \boldsymbol{\ell})]^2 \tag{2.6}$$

A raiz quadrada desta quantidade é denominada **função de dispersão do ângulo** (ADF – *Angular Dispersion Function*):

$$\mathrm{ADF}(\ell) = \langle \Delta\Phi^2(\ell) \rangle^{1/2} = \left\{ \frac{1}{N(\ell)} \sum_{i=0}^{N(\ell)} [\Phi(\boldsymbol{x}) - \Phi(\boldsymbol{x} + \boldsymbol{\ell})]^2 \right\}^{1/2} \tag{2.7}$$

Tabela 2.3: Regiões HII, áreas de formação estelar e aglomerados jovens embebidos observados através de técnicas polarimétricas. As colunas denotam respectivamente: o nome do objeto, as coordenadas equatoriais α e δ (2000), a data da observação, o telescópio utilizado para a observação, o filtro utilizado, o número de campos imageados e informações adicionais.

Região	α_{2000}(h m s)	$\delta_{2000}(^\circ\ '\ '')$	Noite(s)	Telescópio	Filtro	N° Campos	Informações
IRAS03260+3111	3 29 10	+31 21 59	05/08/12	NTT-3,6m	H	1	Região HII
Sh 2-307	7 35 34	-18 45 35	21/02/10	CTIO-0,9m	I	1	Região HII
			22/02/10	CTIO-0,9m	V	1	
			11/04/10	CTIO-0,9m	R	1	
DBS2003 12	7 20 22	-27 47 07	14/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Nuvem Molecular de Vela
DBS2003 14	7 37 46	-32 50 29	14/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Nuvem Molecular de Vela
DBS2003 13	8 12 15	-22 20 54	14/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Nuvem Molecular de Vela
IBP2002 10	8 18 28	-35 47 30	14/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Vela; IRAS 08165-3538
IBP2002 8	8 19 10	-35 39 00	12/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Nuvem Molecular de Vela
DBS2003 18	8 22 52	-42 07 58	15/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Nuvem Molecular de Vela
DBS2003 20	8 26 25	-42 32 40	15/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Nuvem Molecular de Vela
DBS2003 19	8 35 31	-40 38 34	12/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Vela; RCW 27
			12/03/11	CTIO-0,9m	R	6	
			13/03/11	CTIO-0,9m	R	3	
DBS2003 21	8 42 17	-40 44 11	19/04/10	OPD-1,6m	R	1	Nuvem Molecular de Vela
RCW32	8 44 30	-41 19 18	13/03/11	CTIO-0,9m	R	3	Região HII
			14/03/11	CTIO-0,9m	R	6	
LLN92 16	8 45 35	-43 51 02	15/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Nuvem Molecular de Vela
DBS2003 24	8 46 04	-43 39 43	15/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Nuvem Molecular de Vela
LLN92 17	8 46 35	-43 54 30	20/04/10	OPD-1,6m	R	1	Nuvem Molecular de Vela
LLN92 18	8 48 47	-42 54 22	13/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Nuvem Molecular de Vela
DBS2003 31	8 52 30	-48 45 58	13/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Nuvem Molecular de Vela
			15/03/11	CTIO-0,9m	R	4	
DBS2003 28	8 56 28	-43 05 53	12/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Vela; RCW 34
BDB2003 249	8 58 05	-47 22 40	12/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Vela; RCW 38

Continua na próxima página

Tabela 2.3: Continuação

Nome	α_{2000}(h m s)	δ_{2000}(° ′ ″)	Noite(s)	Telescópio	Filtro	N° Campos	Informações
DBS2003 33	9 01 54	-47 43 53	15/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Nuvem Molecular de Vela
LLN92 37	9 01 54	-47 43 59	13/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Vela; IRAS 09002-4732
BDB2003 251	9 02 11	-48 42 18	13/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Vela; RCW 40
DBS2003 35	9 15 11	-47 28 33	19/04/10	OPD-1,6m	R	1	Nuvem Molecular de Vela
RCW 41	9 16 44	-47 56 28	21/02/10	CTIO-0,9m	I	1	Vela; IRAS 09149-4743
			22/02/10	CTIO-0,9m	V	1	
			11/04/10	CTIO-0,9m	R	1	
			10/03/11	CTIO-0,9m	R	3	
			06/04/11	OPD-1,6m	H	1	
			07/04/11	OPD-1,6m	H	2	
			09/04/11	OPD-1,6m	H	1	
			11/03/11	CTIO-0,9m	R	6	
DBS2003 37	9 22 12	-48 05 02	14/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Nuvem Molecular de Vela
Westerlund 2	10 25 00	-57 46 22	16/03/11	CTIO-0,9m	R	9	Região de formação estelar
RCW 82	13 59 28	-61 22 59	20/04/10	OPD-1,6m	R	1	Região HII
RCW 91	15 16 16	-58 12 54	20/04/10	OPD-1,6m	R	1	Região HII
RCW 94	15 42 22	-53 58 28	19/04/10	OPD-1,6m	R	1	Região HII
RCW 95	15 44 43	-54 05 56	21/02/10	CTIO-0,9m	I	1	Região HII
			22/02/10	CTIO-0,9m	V	1	
			11/04/10	CTIO-0,9m	R	1	
IRAS15411-5352	15 44 59	-54 02 06	19/04/10	OPD-1,6m	R	1	WRAY 16-185
RCW 98	15 55 24	-54 39 00	11/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Região HII
RCW 99/GUM 50	15 59 38	-53 45 32	12/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Região HII
IRAS 16183-4958	16 22 09	-50 06 00	14/04/10	CTIO-0,9m	R	1	RCW 106
IRAS 16175-5002	16 21 21	-50 09 50	14/04/10	CTIO-0,9m	R	1	RCW 106
IRAS 16182-5005	16 22 01	-50 12 42	14/04/10	CTIO-0,9m	R	1	RCW 106
IRAS 16177-5018	16 21 31	-50 25 04	13/04/10	CTIO-0,9m	R	1	RCW 106

Continua na próxima página

Tabela 2.3: Continuação

Nome	α_{2000}(h m s)	δ_{2000}(° ′ ″)	Noite(s)	Telescópio	Filtro	N° Campos	Informações
IRAS 16174-5022	16 21 13	-50 30 05	13/04/10	CTIO-0,9m	R	1	RCW 106
IRAS 16172-5028	16 21 00	-50 35 21	13/04/10	CTIO-0,9m	R	1	RCW 106
IRAS 16167-5034	16 20 34	-50 41 17	13/04/10	CTIO-0,9m	R	1	RCW 106; IRAS 16167-5036
IRAS 16156-5046	16 19 25	-50 53 31	15/04/10	CTIO-0,9m	R	1	RCW 106
IRAS 16164-5046	16 20 14	-50 53 20	13/04/10	CTIO-0,9m	R	1	RCW 106
IRAS 16170-5053	16 20 53	-51 00 14	14/04/10	CTIO-0,9m	R	1	RCW 106
IRAS 16153-5056	16 19 08	-51 04 01	15/04/10	CTIO-0,9m	R	1	RCW 106; IRAS 16152-5059
IRAS 16132-5039	16 17 02	-50 47 09	15/04/10	CTIO-0,9m	R	1	RCW 106
RCW 108	16 40 00	-48 51 47	06/08/12	NTT-3,6m	H	1	Região HII
RCW 121	17 18 24	-39 19 10	11/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Região HII
			11/03/11	CTIO-0,9m	R	3	
			12/03/11	CTIO-0,9m	R	1	
			06/04/11	OPD-1,6m	H	1	
			07/04/11	OPD-1,6m	H	1	
			09/07/11	OPD-0,6m	V	1	
			10/07/11	OPD-0,6m	I	1	
			05/08/12	NTT-3,6m	H	1	
RCW 122	17 20 06	-38 57 37	12/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Região HII
			13/03/11	CTIO-0,9m	R	1	
			14/03/11	CTIO-0,9m	R	1	
			15/03/11	CTIO-0,9m	R	1	
			16/03/11	CTIO-0,9m	R	2	
			07/04/11	OPD-1,6m	H	1	
IRAS 17181-4405	17 21 47	-44 08 42	12/03/11	CTIO-0,9m	R	2	Glóbulo de Bok
RCW 126/GM 24	17 16 54	-36 21 00	19/04/10	OPD-1,6m	R	2	Região HII
M8	18 03 41	-24 22 45	05/08/12	NTT-3,6m	H	1	Hourglass Nebula (*Lagoon*)
Sh 2-38	18 08 51	-18 15 36	12/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Região HII
IC 1274	18 09 57	-23 36 36	28/09/12	OPD-1,6m	R	3	Região HII
Continua na próxima página							

Tabela 2.3: Continuação

Nome	α_{2000}(h m s)	δ_{2000}(° ′ ″)	Noite(s)	Telescópio	Filtro	N° Campos	Informações
			30/09/12	OPD-1,6m	R	3	
			01/10/12	OPD-1,6m	R	3	
BDS2003 2	18 09 57	-24 06 30	11/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Sh 2-29
			14/03/11	CTIO-0,9m	R	2	
			15/03/11	CTIO-0,9m	R	2	
			04/06/11	OPD-0,6m	R	3	
			05/06/11	OPD-0,6m	R	8	
			06/06/11	OPD-0,6m	R	3	
			09/07/11	OPD-0,6m	V	1	
			10/07/11	OPD-0,6m	I	1	
			16/07/11	OPD-1,6m	H	2	
			17/07/11	OPD-1,6m	H	3	
			19/07/11	OPD-1,6m	H	1	
			06/08/12	NTT-3,6m	H	1	
G14	18 18 10	-16 50 14	15/07/11	OPD-1,6m	H	1	Região de formação estelar
			16/07/11	OPD-1,6m	H	1	
			18/07/11	OPD-1,6m	H	1	
			19/07/11	OPD-1,6m	H	1	
RCW 166	18 25 24	-13 07 00	19/04/10	OPD-1,6m	R	1	Região HII
			20/04/10	OPD-1,6m	R	2	
Sh 2-82	19 30 14	+18 17 30	12/04/10	CTIO-0,9m	R	1	Região HII

A função 2.7 fornece informações a respeito da dispersão dos ângulos de polarização, como uma função da escala de tamanho, na direção de uma região interestelar específica. Podemos imaginar que os ângulos de polarização de vetores mais próximos entre si devem estar mais correlacionados (já que linhas de campo magnético muito próximas estão sendo mapeadas), e à medida que esta separação espacial aumenta, esta correlação deve diminuir. Como a função ADF é baseada em diferenças de ângulos separados por uma distância ℓ, isto significa que o valor de ADF deve aumentar com o valor de ℓ, como uma consequência desta perda de correlação.

Para tratar de escalas de tamanho do meio interestelar em que este método é aplicável, precisamos definir duas grandezas: δ representa o comprimento de correlação da componente turbulenta dos campos magnéticos e d representa o comprimento de correlação da componente uniforme. Sabe-se através de estimativas teóricas e observacionais que os valores de δ para nuvens moleculares são da ordem de 1 mpc (Lazarian et al. 2004; Li & Houde 2008). Tal dimensão é bem menor que a separação típica entre vetores de polarização a partir de fontes estelares, viabilizando a aplicação do método para os mapeamentos apresentados neste trabalho, já que estes não possuem resolução suficiente para detectar dimensões da ordem de δ. Esta é uma condição necessária para a implementação deste procedimento, que só é válido para separações dentro da faixa $\delta < \ell \ll d$ (Hildebrand et al. 2009).

Dentro desta faixa de separações, a SF deve ser composta por:

- Uma contribuição turbulenta constante (denominada b);
- Um aumento suave como uma função da separação ℓ, como esperado para um campo uniforme. A inclinação deste aumento linear é denominada m;
- Uma contribuição aproximadamente constante devido à incertezas de medidas ($\sigma(\ell)$).

Sendo estatisticamente independentes entre si, tais contribuições devem ser somadas quadraticamente, levando à seguinte expressão:

$$\mathrm{SF}(\ell) = \langle \Delta\Phi^2(\ell) \rangle \simeq b^2 + m^2\ell^2 + \sigma^2(\ell) \tag{2.8}$$

Portanto, imaginando SF como uma função crescente de ℓ, o fator b^2 (ou simplesmente b, no caso da ADF) corresponde ao valor da função quando $\ell \to 0$. Hildebrand et al. (2009) mostrou que é possível relacionar este fator (que está associado à contribuição turbulenta) com a razão entre a intensidade do campo magnético turbulento e uniforme, através da seguinte expressão:

$$\frac{\langle B_t^2 \rangle^{1/2}}{B_0} = \frac{b}{\sqrt{2 - b^2}} \tag{2.9}$$

Portanto, construindo a SF (e calculando as incertezas de medida $\sigma(l)$ usando os ângulos de polarização), é simples aplicar um ajuste linear à equação 2.8, determinando assim o fator b (através do cruzamento da função em $\ell = 0$). A Figura 2.5 mostra exemplos de funções ADF para três nuvens moleculares, de acordo com o trabalho de Hildebrand et al. (2009), viabilizando a aplicação deste método.

Discutiremos a seguir os detalhes relacionados ao cálculo computacional da função ADF. Partindo de um conjunto de dados polarimétricos onde os ângulos de polarização,

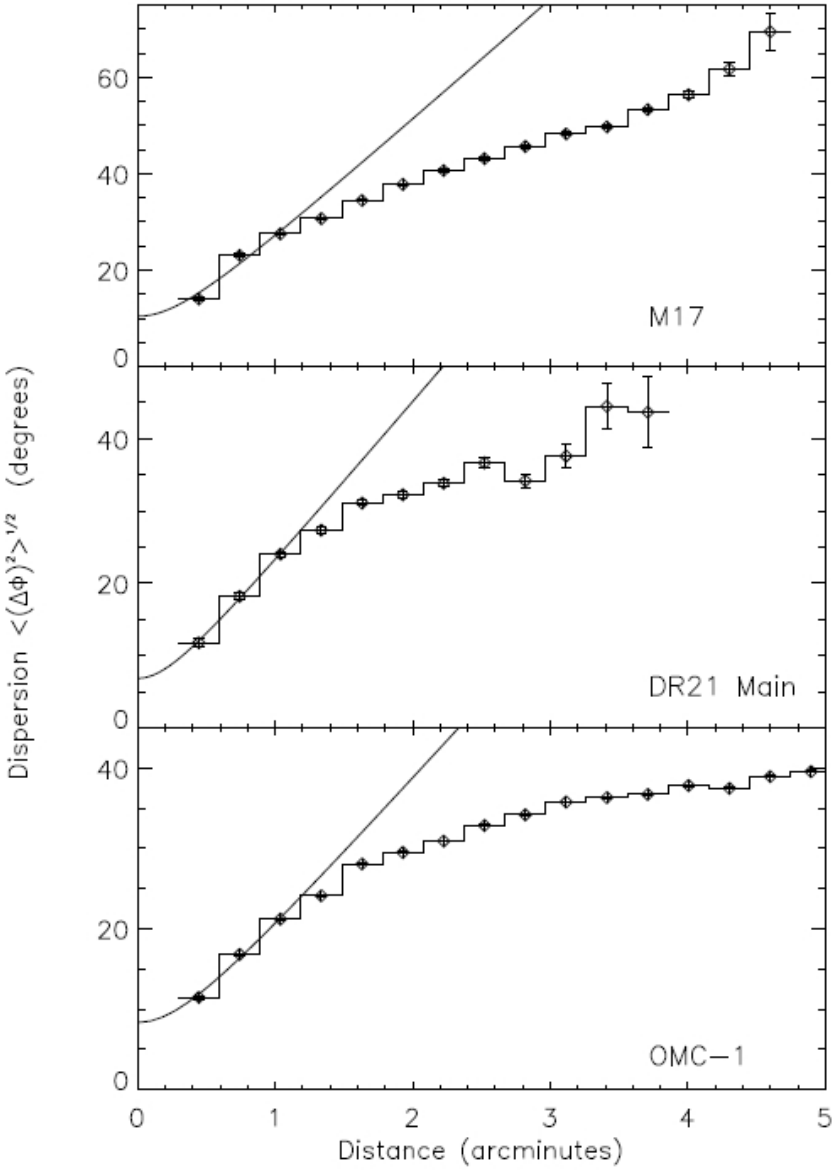


Figura 2.5: Funções de dispersão do ângulo (ADF) para três nuvens moleculares, de acordo com o trabalho de Hildebrand et al. (2009): M17, DR21 e OMC-1. A razão entre a componente turbulenta e uniforme do campo magnético é determinada através do fator b (o cruzamento da função em $\ell = 0$), usando-se a equação 2.9. Para este caso, os valores de b determinados foram respectivamente de 10,4°, 6,8° e 8,3°. Tais valores correspondem razões $\langle B_t^2 \rangle^{1/2}/B_0$ dadas por 13%, 8% e 10%, respectivamente. Note que para a realização do ajuste linear, apenas os três primeiros pontos foram utilizados, de maneira a garantir que a condição $\ell \ll d$ seja respeitada.

com suas respectivas incertezas são dados por Φ e $\sigma(\Phi)$, as diferenças de ângulo entre os pares i,j são dadas por:

$$\Delta\Phi_{ij} = \Phi_i - \Phi_j \tag{2.10}$$

A separação espacial entre os pares é

$$\ell_{ij} = |\boldsymbol{x}_i - \boldsymbol{x}_j| \tag{2.11}$$

É preciso levar em consideração que $\ell_{ij} = \ell_{ji}$, portanto, em um mapa com N vetores, é possível calcular $N(N-1)/2$ valores distintos de $\Delta\Phi$. Além disso os valores $\Delta\Phi$ são restritos à faixa [0°,90°]. Estes valores são distribuídos em ordem crescente de ℓ, e divididos em bins de tamanho $\Delta\ell$. Portanto, cada bin k contém os valores de $\Delta\Phi$ cujas separações estão dentro da faixa $\ell_k < \ell_{ij} < \ell_{k+1}$. A partir daí pode-se aplicar o cálculo da função SF_k (equação 2.6) para cada um dos bins:

$$\mathrm{SF}_k = \langle \Delta\Phi_{ij}^2 \rangle_k = \frac{1}{N_k} \sum_{i=0}^{N_k} [\Delta\Phi_{ij}]^2 \qquad \text{considerando} \qquad \ell_k < \ell_{ij} < \ell_{k+1}, \tag{2.12}$$

onde N_k é o número de pares dentro do bin k.

Como discutido anteriormente, existe uma contribuição à SF devido às incertezas de medidas (o fator $\sigma(\ell)$ na equação 2.8). Este termo precisa ser removido antes do cálculo da função ADF. Portanto, precisamos calcular os valores de σ_k^2, que correspondem às médias dos quadrados das incertezas instrumentais em cada bin k da função SF_k. Fazemos isso simplesmente propagando as incertezas individuais $\sigma(\Phi)$ através da equação 2.10. O erro na diferença de ângulos $\sigma(\Delta\Phi_{ij})$ será a raiz da soma quadrática dos erros individuais:

$$\sigma(\Delta\Phi_{ij}) = \sqrt{\sigma(\Phi)_i^2 + \sigma(\Phi)_j^2} \tag{2.13}$$

Então, temos:

$$\sigma_k^2 = \langle \sigma^2(\Delta\Phi_{ij}) \rangle_k = \frac{1}{N_k} \sum_{i=0}^{N_k} [\sigma(\Delta\Phi_{ij})]^2 \quad \text{considerando} \quad \ell_k < \ell_{ij} < \ell_{k+1}. \tag{2.14}$$

Portanto, para cada bin k, o valor da função ADF_k corrigida será:

$$\mathrm{ADF}_k = \sqrt{\mathrm{SF}_k - \sigma_k^2} \simeq \sqrt{b^2 + m^2\ell^2}, \tag{2.15}$$

em acordo com a expressão 2.8.

Para o cálculo das barras de erro da função ADF, como aquelas mostradas na Figura 2.5, basta utilizar a propagação de erros padrão (através de derivadas parciais), partindo da equação 2.7. Assim, temos:

$$\mathrm{ADF}(\ell) = \left\{ \frac{1}{N(\ell)} [\Delta\Phi_{12}^2 + \Delta\Phi_{13}^2 + \Delta\Phi_{14}^2 + \cdots] \right\}^{1/2} \tag{2.16}$$

$$\begin{aligned} \sigma(\mathrm{ADF}) = \Bigg[\left(\frac{\partial[\mathrm{ADF}]}{\partial[\Delta\Phi_{12}]} \right)^2 (\sigma(\Delta\Phi_{12}))^2 + \left(\frac{\partial[\mathrm{ADF}]}{\partial[\Delta\Phi_{13}]} \right)^2 (\sigma(\Delta\Phi_{13}))^2 + \\ + \left(\frac{\partial[\mathrm{ADF}]}{\partial[\Delta\Phi_{14}]} \right)^2 (\sigma(\Delta\Phi_{14}))^2 + \cdots \Bigg]^{1/2} \end{aligned} \tag{2.17}$$

Para uma das derivadas da expressão acima, teremos:

$$\begin{aligned}\frac{\partial[\mathrm{ADF}]}{\partial[\Delta\Phi_{ij}]} &= \frac{1}{2}\left\{\frac{1}{N(\ell)}[\Delta\Phi_{12}^2+\Delta\Phi_{13}^2+\Delta\Phi_{14}^2+\cdots]\right\}^{-1/2}\frac{2\Delta\Phi_{ij}}{N(\ell)} \\ &= \frac{\Delta\Phi_{ij}}{N(\ell)(\mathrm{ADF})}\end{aligned} \tag{2.18}$$

Reescrevendo a expressão 2.17, temos:

$$\begin{aligned}\sigma(\mathrm{ADF}) = \Bigg[\left(\frac{\Delta\Phi_{12}}{N(\ell)(\mathrm{ADF})}\right)^2(\sigma(\Delta\Phi_{12}))^2 + \left(\frac{\Delta\Phi_{13}}{N(\ell)(\mathrm{ADF})}\right)^2(\sigma(\Delta\Phi_{13}))^2 + \\ + \left(\frac{\Delta\Phi_{14}}{N(\ell)(\mathrm{ADF})}\right)^2(\sigma(\Delta\Phi_{14}))^2+\cdots\Bigg]^{1/2}\end{aligned} \tag{2.19}$$

$$\begin{aligned}\sigma(\mathrm{ADF}) &= \frac{1}{N(\ell)(\mathrm{ADF})}\big[(\Delta\Phi_{12}\sigma(\Delta\Phi_{12}))^2+(\Delta\Phi_{13}\sigma(\Delta\Phi_{13}))^2 + \\ &\quad +(\Delta\Phi_{14}\sigma(\Delta\Phi_{14}))^2+\cdots\big]^{1/2} \\ &= \frac{1}{N(\ell)(\mathrm{ADF})}\left\{\sum_{i=0}^{N(\ell)}[\Delta\Phi_{ij}\sigma(\Delta\Phi_{ij})]^2\right\}^{1/2}\end{aligned} \tag{2.20}$$

Portanto, para cada bin k, o valor da função ADF_k é obtido através de 2.15, e o erro neste bin é calculado através de:

$$\sigma(\mathrm{ADF})_k = \frac{1}{N_k(\mathrm{ADF}_k)}\left\{\sum_{i=0}^{N_k}[\Delta\Phi_{ij}\sigma(\Delta\Phi_{ij})]^2\right\}^{1/2} \tag{2.21}$$

Finalmente, para a determinação do parâmetro b, escolhe-se apenas os primeiros pontos da função ADF_k, de tal maneira que a condição $\ell \ll d$ seja válida. A partir destes pontos, usa-se a função 2.15 para se realizar um ajuste linear (do tipo $y = Ax + B$), escolhendo-se $y = (\mathrm{ADF})_k^2$ e $x = \ell^2$. O cruzamento da reta em $\ell = 0$ é dado por B, e portanto $b = \sqrt{B}$.

2.2.5 Ajustes da função de Serkowski

Já vimos na Seção 1.4.3 que a dependência espectral do grau de polarização interestelar pode ser descrita através de uma relação empírica dada por:

$$P_\lambda/P_{max} = \exp\left[-K\ln^2\left(\frac{\lambda_{max}}{\lambda}\right)\right]. \tag{2.22}$$

Coyne (1974) propôs uma maneira simples de se realizar o ajuste da função acima, a partir de uma linearização da equação: tomando-se o logaritmo natural dos dois lados da expressão, encontramos

$$\ln P + K \ln^2 \lambda = X_1 + X_2 \ln \lambda, \qquad \text{onde} \tag{2.23}$$

$$X_1 = \ln P_{\max} - K \ln^2 \lambda_{\max} \qquad \text{e} \qquad X_2 = 2K \ln \lambda_{\max} \tag{2.24}$$

Portanto, escolhe-se $y = \ln P + K \ln^2 P_{\max}$ e $x = \ln \lambda$, e realiza-se um ajuste linear sobre os dados, determinando-se X_1 e X_2. Em seguida, calcula-se os valores de $P_{\max}$ e $\lambda_{\max}$ através de:

$$\lambda_{\max} = e^{X_2/2K} \tag{2.25}$$

$$P_{\max} = e^{X_1 + K \ln^2 \lambda_{\max}} \tag{2.26}$$

2.3 Fotometria

Os dados fotométricos utilizados neste trabalho se destinaram basicamente à análise de um aglomerado embebido na região HII RCW 41, localizada na nuvem molecular de Vela. Estes dados correspondem a dois conjuntos distintos relacionados a missões observacionais no telescópio NTT/ESO, de 3,58m, localizado em La Silla/Chile, usando a câmera IV SofI (Moorwood et al. 1998). As imagens não reduzidas foram obtidas na base de dados do ESO, e correspondem a observações nas bandas J, H e Ks do infravermelho próximo. Detalhes relacionados a estes conjuntos de dados podem ser encontrados na Seção 3.3 do Capítulo 3, assim como os procedimentos específicos do tratamento das imagens e obtenção das magnitudes estelares. Vamos aqui descrever a faixa espectral utilizada, além da metodologia geral aplicada na fotometria.

2.3.1 A faixa espectral do infravermelho próximo (IVP)

A faixa do IVP concentra-se entre $\approx$ 0,7 e 5 μm, e os principais filtros de banda larga utilizados nesta região espectral são o J, H e Ks. O pico central de transmissão de cada um destes filtros no SofI é 1,247 μm (J), 1,653 μm (H) e 2,162 μm (Ks), com as respectivas larguras das bandas de transmissão: 0,290 μm, 0,297 μm e 0,275 μm. Na faixa do IVP, a curva de transmissão da atmosfera exibe diversas linhas de absorção, devido ao vapor d'água e moléculas de CO_2 presentes na atmosfera terrestre. No entanto, existem três regiões espectrais (conhecidas com "janelas" de transmissão), em que a transmissão é pouco afetada por absorções moleculares. Os filtros J, H e Ks foram desenvolvidos para se ajustarem exatamente nestas regiões, como mostrado na Figura 2.6.

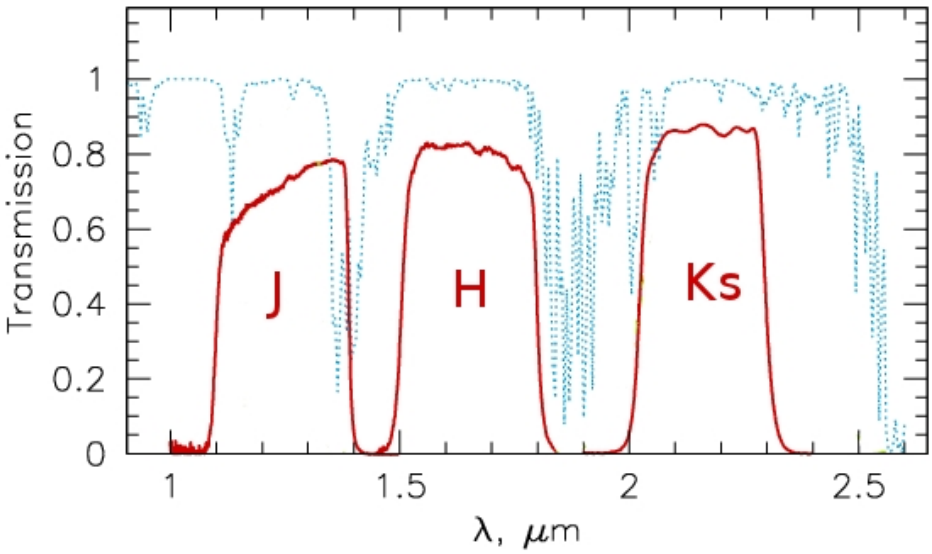


Figura 2.6: Curvas de absorção atmosférica (linha pontilhada azul) e de transmissão dos filtros J, H, e Ks (linha sólida vermelha), na faixa do IVP. Fonte: `http://www.eso.org/`.

2.3.2 Remoção da contribuição térmica e tratamento das imagens

Além de existirem linhas de absorção, na faixa do IVP há ainda emissão intrínseca de origem térmica, e outras características de emissão moleculares. Devido a esta característica, ao se fazer imageamento de uma determinada área do céu, não é possível utilizar tempos de exposição muito longos, já que a constante contribuição térmica do céu levaria a uma rápida saturação do detector. Além disso, detectores no IV podem apresentar uma resposta não-linear para valores mais altos de contagens, o que também implica em tempos de exposição mais curtos. A contribuição de céu precisa ser removida de todas as imagens, e por isso é essencial utilizar a técnica de *jittering*, que basicamente consiste nos passos descritos abaixo. É importante lembrar que esta técnica precisa ser aplicada tanto para observações fotométricas, quanto polarimétricas, na faixa do IVP.

Durante as observações, temos:

1. O tempo de exposição total é dividido em exposições individuais com duração mais curta, respeitando o limite de não-linearidade do detector, e além disso evitando uma contribuição térmica de céu muito intensa. Por exemplo, para as observações polarimétricas com a CamIV no OPD, na maioria das situações desejava-se um tempo de exposição da ordem de 600 s por posição da lâmina retardadora, fornecendo assim uma razão sinal/ruído satisfatória. Assim, o procedimento padrão foi realizar 60 imagens de 10 s cada;

2. Entre cada exposição individual, a posição do telescópio é ligeiramente deslocada de acordo com um padrão geométrico previamente estipulado. Caso exista alguma emissão estendida no campo de interesse, ao invés de se realizar pequenos deslocamentos, é necessário intercalar observações de um campo controle;

Durante o tratamento das imagens, temos:

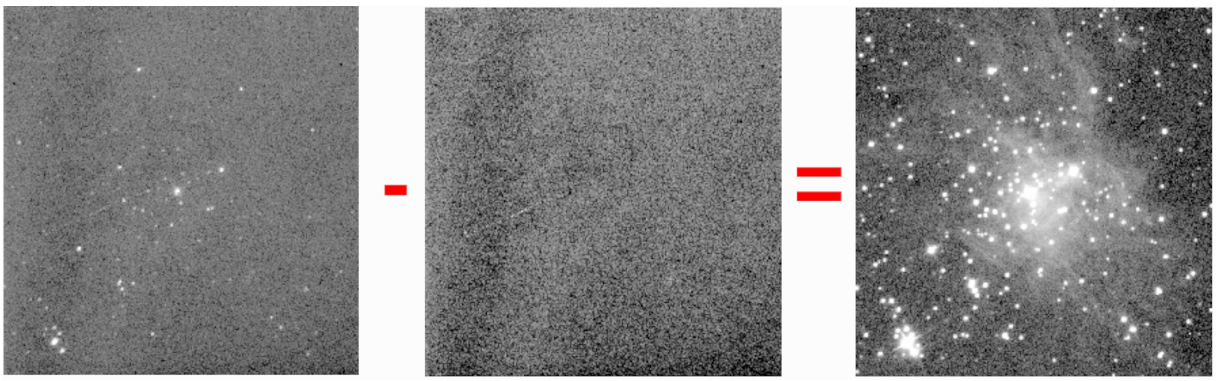


Figura 2.7: Exemplo de subtração da contribuição térmica do céu para uma imagem de RCW 41. A primeira imagem é a original obtida com o detector. A segunda imagem, de céu, é obtida aplicando-se o procedimento descrito no texto. A terceira é a imagem final, que pode ser usada para as medidas fotométricas (incluindo outros tratamentos, tais como correção por *flatfield* e pixels ruins).

1. Usando tarefas de redução específicas do IRAF, todas as imagens realizadas são combinadas, adotando-se a estatística "moda" ou mesmo a "mediana", pixel-a-pixel (utilizamos a tarefa IMCOMBINE). Como deslocamentos foram realizados, as estrelas se moveram pela área da imagem, e portanto cada pixel na maior parte das vezes obtém mais medidas do céu que de estrelas. Isso implica que a imagem combinada usando este procedimento será apenas uma imagem do céu (ou seja, a contribuição térmica de fundo), sem incluir as estrelas presentes no campo;

2. É importante notar que a contribuição térmica do céu pode apresentar grandes variações ao longo do período de observação. Por isso, imagens de céu individuais devem ser geradas para cada bloco de observação realizado em um curto intervalo de tempo. Portanto, no exemplo apresentado acima para as observações com a CamIV no OPD, das 60 imagens obtidas, dividimos a amostra em blocos de 5 imagens consecutivas, e determinamos uma imagem de céu para cada bloco. Sendo assim, neste exemplo, geramos 12 imagens de céu para cada posição da lâmina retardadora;

3. As imagens de céu obtidas são subtraídas de todas as respectivas imagens dos campos estelares, gerando imagens que contêm apenas os objetos de interesse (para realizar a subtração, utilizamos a rotina IMARITH).

Um exemplo de subtração da contribuição de céu em uma imagem no IVP é mostrada na Figura 2.7. Outros tratamentos que são tipicamente realizados são: divisão por uma imagem de *flatfield*, aplicação de uma máscara de pixels, e determinação do WCS (usando estrelas do 2MASS). Estes procedimentos são análogos àqueles descritos na Seção 2.2.2.

2.3.3 Fotometria PSF

A determinação das magnitudes pode ser realizada através de dois processos: fotometria de abertura ou fotometria PSF. A fotometria de abertura consiste basicamente em posicionar uma área circular de raio específico, centralizada ao redor de cada objeto nas imagens, e realizar a contagem dos fótons que incidiram dentro da área, fornecendo assim

a magnitude estelar. As tarefas do IRAF necessárias para este processo incluem basicamente as rotinas DAOFIND e PHOT, ambas do pacote NOAO. Este método padrão é satisfatório quando o campo observado não é muito denso (estrelas bem espaçadas). No entanto, quando campos mais densos precisam ser analisados, exibindo fontes pontuais muito unidas espacialmente, então a contaminação de objetos vizinhos impede a utilização da fotometria de abertura. Nestes casos, a fotometria PSF é mais adequada. Como as imagens de RCW 41 exibiam um grande conjunto de objetos, principalmente nas partes mais centrais do aglomerado, optamos por utilizar este segundo método.

O método da fotometria PSF (*Point Spread Function* – função de espalhamento de ponto) parte do pressuposto que ao passar pela atmosfera e pela instrumentação, as fontes pontuais do feixe luminoso podem ser descritas pela mesma função bidimensional de distribuição de intensidade sobre a placa do detector. Esta função geral pode então ser utilizada para se realizar um ajuste sobre o padrão de contagens de cada objeto pontual e assim determinar-se a sua magnitude, integrando-se sob a função ajustada (usando o pacote DAOPHOT). De maneira prática, o método consiste nos seguintes passos gerais Stetson (1987):

1. Gera-se uma lista de coordenadas (DAOFIND), detectando-se todos os objetos com contagens de $\sim 5\sigma$ acima do nível do céu (onde σ corresponde ao ruído estatístico das contagens do céu). Em seguida, realiza-se a fotometria de abertura (PHOT), de maneira a se obter um valor inicial para a magnitude de cada objeto. Neste passo, utilizamos um valor bem pequeno de raio de abertura (da ordem do valor de FWHM – a largura à meia altura do padrão de espalhamento de um objeto pontual), já que pretende-se obter valores iniciais com o mínimo de contaminação de estrelas vizinhas: tais valores servirão de entrada para os próximos passos, quando o ajuste PSF for realizado;

2. Utiliza-se um conjunto de estrelas na imagem para se construir o padrão PSF que posteriormente será usado para se ajustar todos os outros objetos. Usa-se aqui a rotina PSF e são escolhidos objetos preferencialmente mais isolados, brilhantes e cobrindo a maior área possível do detector. Caso o ajuste final não fique satisfatório, é possível que a PSF apresente alguma variação ao longo da imagem, o que normalmente é uma característica intrínseca da óptica do instrumento. Nestes casos esta rotina fornece a opção de gerar uma função PSF variável, e para isso um maior número possível de objetos padrão são necessários. Esta é de fato uma característica do detector SofI, como será descrito mais adiante;

3. Ajusta-se o modelo PSF apenas sobre os objetos vizinhos às estrelas usadas para se gerar o modelo padrão, e em seguida, subtrai-se estes objetos contaminantes da imagem. Aqui pode ser usada a rotina SUBSTAR;

4. O passo anterior gera uma nova imagem em que as estrelas usadas para gerar o padrão PSF estão agora em um campo mais limpo, livre de contaminação por objetos vizinhos. Pode-se então refazer o padrão PSF a partir desta nova imagem;

5. Ajusta-se mais uma vez o novo padrão PSF gerado sobre as estrelas vizinhas, e procede-se com os mesmos passos anteriores, de maneira recursiva. A cada nova iteração o padrão é gerado a partir de uma imagem onde as estrelas-modelo estão

em uma região mais limpa, e portanto a subtração de estrelas vizinhas pode ser feita quantas vezes forem necessárias para se melhorar o modelo de ajuste PSF;

6. Quando um bom modelo PSF for obtido, utiliza-se a rotina ALLSTAR para se ajustar e subtrair da imagem todos os objetos da lista de coordenadas, obtendo-se a lista de magnitudes final.

O método descrito acima permite realizar medidas fotométricas de todos os objetos da imagem mesmo se houverem objetos próximos contaminantes, pois a magnitude é obtida a partir do padrão PSF ajustado e não diretamente a partir das contagens da imagem (como seria no caso da fotometria de abertura). Para finalizar, estrelas do 2MASS foram utilizadas para se calibrar as magnitudes em relação ao sistema padrão, isto é, determinando-se o ponto zero e possíveis termos de cor.

Apesar da aparente simplicidade do processo especificado acima, algumas dificuldades e problemas foram encontrados ao se realizar a redução fotométrica. Listamos abaixo a descrição de tais problemas, assim como as estratégias utilizadas para solucioná-los:

- O pacote de tarefas DAOPHOT fornece uma grande quantidade de parâmetros (anéis de céu, raios de ajuste, tipos de funções PSF, etc), que precisam ser bem determinados para se obter magnitudes fotométricas adequadas. Por isso, elaboramos uma estratégia em que ao final de todo o processo, eram construídos diagramas de comparação das magnitudes PSF com as magnitudes encontradas a partir da fotometria de abertura (apenas para estrelas isoladas), além de comparações com magnitudes de estrelas previamente catalogadas (usando-se o 2MASS). Assim, o processo todo foi repetido várias vezes, variando-se os parâmetros PSF mais significativos, e procurando-se a melhor configuração de parâmetros, que minimizasse a diferença das magnitudes quando comparada com as magnitudes da fotometria de abertura e com as estrelas de catálogo;

- A Figura 2.8 mostra as variações no padrão circular de uma estrela em cada posição do detector SofI, para duas resoluções e tamanhos diferentes de campo: $0{,}144''/pixel$, com um campo de visão de $2{,}4' \times 2{,}4'$ (Figura 2.8a), e $0{,}288''/pixel$, com um campo de visão de $4{,}9' \times 4{,}9'$ (Figura 2.8b). Note que existem distorções sistemáticas do padrão ao longo da imagem, para ambas as resoluções disponíveis para este detector, principalmente ao aproximar-se das bordas das imagens. Tais distorções são intrínsecas do instrumento e se devem a pequenos desalinhamentos nos elementos ópticos que o compõe. Isto significa que o padrão PSF dos objetos pontuais será variável sobre a imagem, o que certamente irá interferir com o ajuste realizado, de acordo com os passos delineados acima. Uma forma de amenizar este problema é modificar o parâmetro "*varorder*" do pacote DAOPHOT, atribuindo valores de 1 ou 2. Isto significa que ao se gerar o padrão PSF a partir das estrelas-modelo, a rotina irá considerar uma variação linear ou quadrática do padrão (respectivamente), como uma função da posição (x,y) sobre a imagem: no caso de *varorder*=1, o modelo PSF possuirá termos proporcionais a 1, x e y; no caso de *varorder*=2, o modelo PSF terá termos proporcionais a 1, x, y, x^2 e y^2; Notamos que ao utilizar *varorder*=2, obtivemos um menor espalhamento ao comparar-se as magnitudes com a fotometria de abertura, ou com dados do 2MASS. Além disso, a subtração dos objetos da imagem (realizado pela rotina ALLSTAR) é feita de maneira a deixar menos resíduos, quando esta opção é ativada.

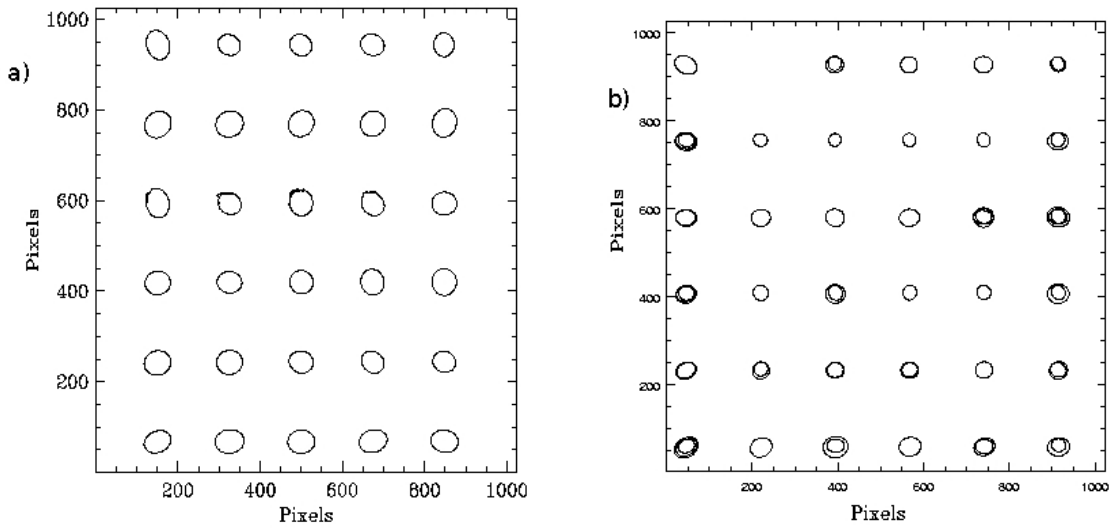


Figura 2.8: Variação espacial do padrão PSF sobre as imagens do SofI, para duas resoluções e tamanhos diferentes do campo: $0{,}144''/pixel$, com um campo de visão de $2{,}4' \times 2{,}4'$ (a), e $0{,}288''/pixel$, com um campo de visão de $4{,}9' \times 4{,}9'$ (b). Para ambos os casos há uma maior distorção ao se aproximar das bordas da imagem. Fonte: `http://www.eso.org/`.

- Depois de realizado o ajuste final do modelo PSF sobre todas as estrelas da lista de coordenadas (usando a tarefa ALLSTAR), uma nova imagem é criada, onde cada objeto ajustado foi removido da imagem original, usando o padrão gerado para cada estrela específica. Dessa forma, muitos objetos fracos, localizados próximos de objetos brilhantes, e que estavam previamente "ofuscados"pelo brilho da estrela vizinha, são revelados nesta nova imagem. Tais objetos não são detectados inicialmente pela rotina DAOFIND, já que o brilho da estrela vizinha predomina naquela área da imagem. Assim, para adicionar tais objetos fracos na lista de magnitudes final, é preciso incluí-los na lista de coordenadas inicial (manualmente, usando a rotina DAOEDIT, ou automaticamente, usando o DAOFIND sobre a imagem subtraída). Em seguida, refaz-se a fotometria de abertura (PHOT, para gerar as magnitudes iniciais), assim como a fotometria PSF (ALLSTAR), usando a lista atualizada. Assim, todos os objetos, inclusive aqueles mais fracos, serão levados em conta;

- Um parâmetro em particular que deve ser mencionado é o "*mergerad*", que determina a distância máxima entre dois objetos da lista de coordenadas, para que o programa realize a "fusão"entre estes pontos, ou seja considerando que estes correspondem na realidade a um único objeto. Em nossas reduções foi necessário utilizar *mergerad*=0, de tal forma que objetos próximos nunca são considerados repetidos: isso foi necessário pois impedia que objetos muito próximos fossem eliminados do processo de redução (como por exemplo aquelas estrelas fracas mencionadas no item anterior);

- Para gerar as listas de coordenadas para um determinado campo, ao mesmo tempo correlacionando os dados de filtros diferentes, foi aplicado o seguinte método: a rotina DAOFIND era utilizada a partir da imagem no filtro Ks, gerando a lista

de coordenadas inicial; em seguida, esta mesma lista era usada na fotometria das imagens dos filtros J e H, de tal maneira que os objetos dos diferentes filtros já ficavam automaticamente identificados entre si. No entanto, muitos objetos detectados no filtro Ks, não apresentavam brilho suficiente nas imagens J e H, e portanto não apareciam nestas últimas. Nestes casos, esperava-se que a rotina ALLSTAR acusasse uma não detecção de tais objetos, simplesmente informando que estes não foram encontrados. No entanto, quando o objeto não é encontrado naquela posição (x,y) da imagem, a rotina modifica a coordenada inicial deste objeto, e o "procura" pela imagem, muitas vezes deslocando vários pixels em relação à sua posição original. Isso acontece pois utilizamos a opção *recenter*=yes, isto é, exigimos que um algoritmo de re-centragem seja aplicado antes de cada ajuste do padrão PSF – esta opção é necessária pois melhora consideravelmente a qualidade do ajuste. Por outro lado, a ativação desta opção provoca o problema mencionado acima, para os objetos não detectados na imagem. A solução adotada para resolver este problema foi elaborar uma rotina (em linguagem IDL), que identifica quais objetos apresentaram grandes deslocamentos, quando suas coordenadas iniciais eram comparadas às coordenadas finais (após aplicado o algoritmo de re-centragem). Tais objetos foram em seguida excluídos da amostra.

2.3.4 Diagramas cor-cor e características de extinção no IVP

Um tipo de análise que pode ser realizada a partir de dados fotométricos no IVP, é a verificação da distribuição dos pontos em um diagrama do tipo "cor-cor": neste caso utilizamos a cor $J-H$ como uma função de $H-Ks$. Um exemplo esquemático é mostrado na Figura 2.9, para indicar algumas informações que podem ser extraídas desta análise. A principal vantagem deste tipo de diagrama é que, apesar de magnitudes individuais serem afetadas pela distância, índices de cor (ou seja, diferenças de magnitude) não o são. Portanto, a cor de uma determinada estrela carrega informações intrínsecas de sua temperatura superficial, além de efeitos de extinção da luz devido ao meio interestelar. Outro efeito que pode estar presente é um excesso de cor no IV, devido à presença de um disco circunstelar e também possivelmente devido à linhas de emissão características de acresção (tal como a linha Br γ, que se encontra dentro da faixa associada à banda Ks). Sendo assim, tais efeitos podem ser identificados usando esta análise, independente da distância até as estrelas.

Na Figura 2.9 mostramos a posição não avermelhada ($A_V = 0$) da sequência principal, das estrelas gigantes e super-gigantes, de acordo com Koornneef (1983). O conjunto de filtros utilizado nas observações fotométricas deste trabalho correspondem àqueles utilizados no catálogo 2MASS. Além disso, a calibração de ponto zero foi feita utilizando os dados do 2MASS. No entanto, as características das bandas espectrais usadas por Koornneef (1983) apresentam pequenas diferenças quando comparadas às bandas do 2MASS. Uma transformação foi elaborada por Carpenter (2001) para corrigir esta diferença, e corresponde às seguintes equações:

$$(J-Ks)_{\rm 2MASS} = (0{,}970 \pm 0{,}015) \times (J-K)_{\rm Koornneef} - (0{,}017 \pm 0{,}005) \qquad (2.27)$$

$$(H-Ks)_{\rm 2MASS} = (0{,}792 \pm 0{,}056) \times (H-K)_{\rm Koornneef} + (0{,}027 \pm 0{,}005) \qquad (2.28)$$

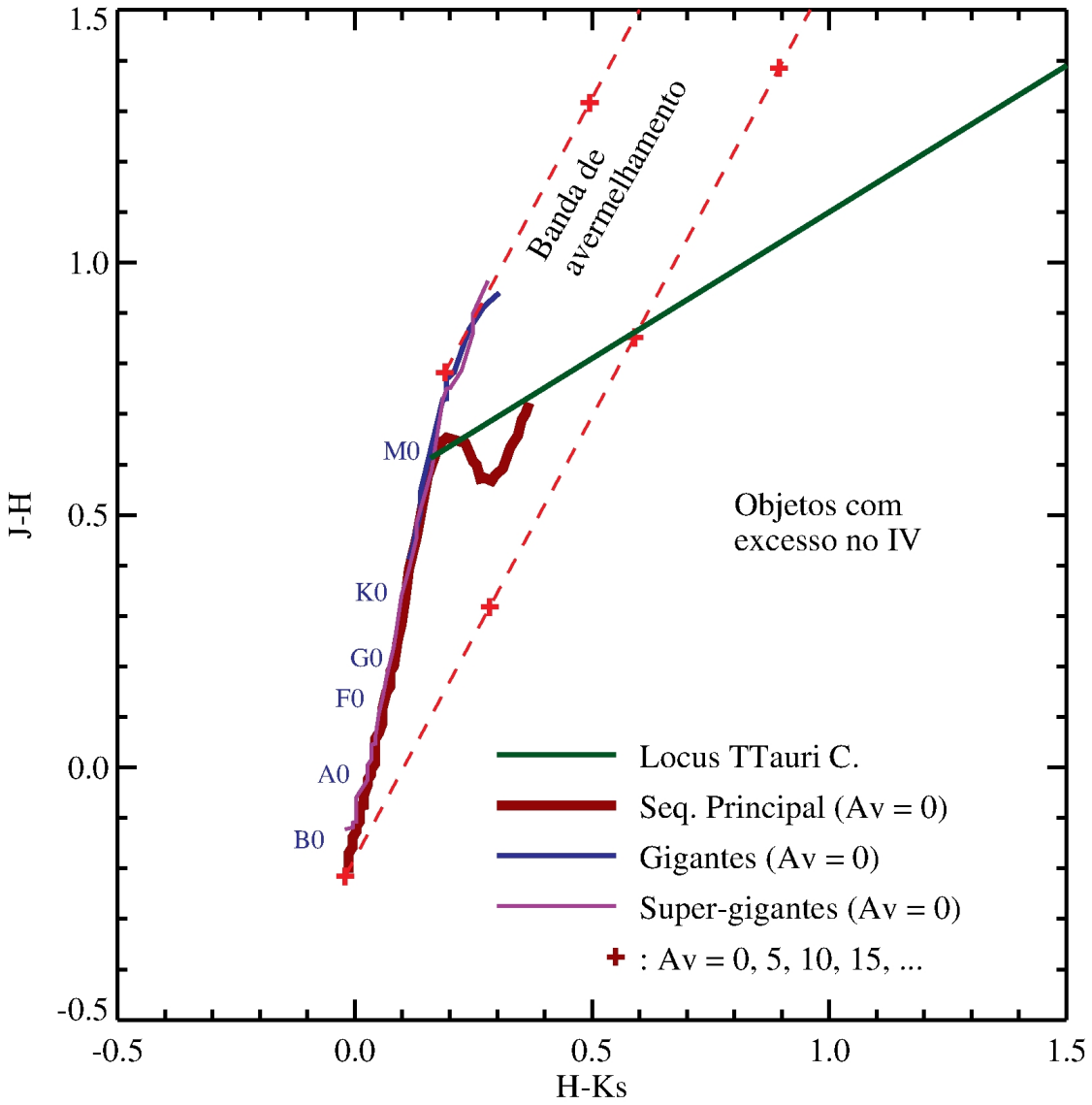


Figura 2.9: Diagrama cor-cor do tipo $(J-H) \times (H-Ks)$: Diversas características estão indicadas, tais como a posição da sequência principal, das gigantes e super-gigantes (não avermelhadas, de acrodo com Koornneef 1983); a banda de avermelhamento; a posição das estrelas T Tauri clássicas; e a região ocupada por objetos apresentando excesso de cor no IVP.

Portanto, as curvas mostradas na Figura 2.9 já estão corrigidas, de acordo com as equações acima. Além disso estão indicadas as posições de objetos relacionados a alguns tipos espectrais, considerando-se a sequência principal. Outra característica indicada é a posição de objetos do tipo T Tauri clássicos, de acordo com Meyer et al. (1997): se este tipo de objeto estiver presente, e com avermelhamento interestelar nulo, estes devem se distribuir sobre a reta mostrada na cor verde.

Se houver alguma extinção interestelar sobre o feixe luminoso proveniente dos objetos estelares, os valores das cores $J-H$ e $H-Ks$ ficarão maiores (mais avermelhadas). A consequência é que os pontos irão se deslocar ao longo da banda de avermelhamento indicada na figura. A posição desta banda pode ser obtida considerando-se a lei de extinção

padrão, de acordo com Rieke & Lebofsky (1985). Dado um certo valor de avermelhamento $E(B-V)$, as conversões para as bandas do IVP são dadas por:

$$E(J-H)/E(B-V) = 0{,}33 \tag{2.29}$$
$$E(J-K)/E(B-V) = 0{,}52 \tag{2.30}$$
$$E(H-K)/E(B-V) = 0{,}19 \tag{2.31}$$

Usando-se o valor padrão de 3,09 para a razão entre a extinção A_V e o avermelhamento $E(B-V)$, temos:

$$E(J-H) = 0{,}107 A_V \tag{2.32}$$
$$E(J-K) = 0{,}169 A_V \tag{2.33}$$
$$E(H-K) = 0{,}061 A_V \tag{2.34}$$

Usando as relações dadas acima, encontramos a inclinação da banda de avermelhamento na Figura 2.9, dada por $E(J-H)/E(H-K) = 1{,}75$. Indicamos na mesma figura as posições correspondentes a $A_V = 5, 10, 15$, etc.

Outra informação importante que pode ser extraída deste tipo de diagrama refere-se à existência de excesso de cor no IVP. Se uma estrela possui um disco circunstelar, a poeira presente nesta estrutura é aquecida pela radiação do objeto central, e consequentemente emite radiação térmica. A característica desta radiação depende da temperatura da poeira, e também do estágio evolutivo do disco, mas é mais pronunciada na banda Ks. Portanto o efeito da presença do disco é de uma diminuição principalmente da magnitude Ks, e assim um aumento do índice de cor $H-Ks$. Isso resulta em um deslocamento destes pontos para a direita da banda de avermelhamento, caso o excesso de cor seja considerável nesta faixa espectral. Esta é uma informação importante, já que nos fornece um indício se o objeto estudado possui ou não um disco circunstelar, o que está tipicamente associado a estrelas jovens.

2.3.5 Análise de distribuição estelar utilizando-se a função de King

Uma das maneiras possíveis de se analisar a morfologia e distribuição estelar de um aglomerado é através do modelo proposto por King (1962, 1966). Esta distribuição de densidade como uma função do raio ($\sigma(r)$) basicamente pode ser entendida como uma combinação de: uma esfera isotérmica, em equilíbrio hidrostático, nas partes internas do aglomerado; uma estrutura limitada até um raio $R_{\text{maré}}$, nas partes mais externas do aglomerado, devido às forças de maré da Via Láctea. Para aglomerados muito jovens o estudo da distribuição estelar é importante, pois pode revelar semelhanças com a própria estrutura da nuvem molecular progenitora. A função de King pode ser escrita como:

$$\sigma(r) = \sigma_{\text{campo}} + \sigma_0 \left\{ \frac{1}{\sqrt{1+(r/R_{\text{núcleo}})^2}} - \frac{1}{\sqrt{1+(R_{\text{maré}}/R_{\text{núcleo}})^2}} \right\}^2 \tag{2.35}$$

onde $\sigma_{\rm campo}$ é a densidade de estrelas no campo, σ_0 é a densidade estelar no centro da distribuição, e $R_{\rm núcleo}$ é o raio do núcleo. Os valores de $\sigma(r)$ (densidade superficial estelar) podem ser obtidos contando-se o número de estrelas em anéis concêntricos com raios crescentes a partir da posição central do aglomerado. Em seguida, divide-se pela área dos anéis para obter-se a densidade superficial.

O ajuste da função acima sobre os dados observacionais permite a obtenção de parâmetros estruturais, tais como σ_0, $R_{\rm núcleo}$ e $R_{\rm maré}$. Uma maneira mais simples de se realizar esta análise, é considerando-se a predominância apenas do primeiro termo da equação 2.35: isto é válido especialmente para as porções mais centrais do aglomerado. Neste caso, temos a função de King de 2 parâmetros:

$$\sigma(r) = \sigma_{\rm campo} + \frac{\sigma_0}{1 + (r/R_{\rm núcleo})^2} \tag{2.36}$$

Um ajuste dos valores observacionais de densidade superficial, usando a equação acima, permite obter os valores de σ_0 e $R_{\rm núcleo}$.

2.4 Outros dados: 2MASS, DSS, Spitzer, MSX e IRAS

Além dos dados polarimétricos e fotométricos, descritos nas seções anteriores, utilizamos extensivamente dados fotométricos do IVP do catálogo 2MASS. Além disso, foram utilizadas de maneira qualitativa imagens na faixa do IV médio do satélite Spitzer (da base de dados IRSA[5]) e imagens na banda óptica do DSS (Digitized Sky Survey). Também utilizamos dados no IV médio provenientes do satélite MSX ("Midcourse Space Experiment") e no IV distante do satélite IRAS ("Infrared Astronomical Satellite"). A maior parte dos dados e imagens foram obtidos utilizando-se o Aladin[6].

O 2MASS (*Two Micron All-Sky Survey*) foi uma missão iniciada em 1997 e completada em 2002, usando dois telescópios, um no hemisfério Norte (Mt. Hopkins, Arizona, EUA) e outro no hemisfério Sul (CTIO, Chile), de maneira a garantir uma cobertura de todo o céu. Os dados processados e catalogados foram disponibilizados em 2003 (uma descrição detalhada desse projeto pode ser encontrada em Skrutskie et al. 2006), sendo compostos de observações nas três bandas do IVP (J, H e Ks).

O projeto do DSS corresponde à digitalização das imagens, em bandas ópticas, obtidas no hemisfério norte com o telescópio Palomar Schmidt (1,2 m, EUA), e no hemisfério sul, com o telescópio UK Schmidt (1,2 m, Austrália). As resoluções das imagens correspondem a $1{,}7''/pixel$ e também imagens de $1{,}0''/pixel$.

O telescópio espacial Spitzer (SST – *Spitzer Space Telescope*) foi lançado em 2003, e carrega um conjunto de três instrumentos para observações na faixa do IV médio e distante: a câmera IRAC (*Infrared Array Camera*), que opera simultaneamente em quatro bandas espectrais (3,6 μm, 4,5 μm, 5,8 μm e 8 μm); o espectrógrafo IV IRS (*Infrared Spectrograph*), que pode obter espectros em quatro bandas distintas entre 5,3 μm e 37 μm; a câmera MIPS (*Multiband Imaging Photometer for Spitzer*), com capacidade para gerar imagens em três bandas do IV médio (24 μm) e distante (70 μm e 160 μm).

[5] `http://irsa.ipac.caltech.edu/`
[6] `http://aladin.u-strasbg.fr/`

O MSX (*Midcourse Space Experiment*) foi um satélite espacial usado para se mapear fontes brilhantes no IV. Seu tempo de operação foi entre 1996 e 1997, e quatro bandas espectrais podiam ser utilizadas: 8,28 μm, 12,13 μm, 14,65 μm e 21,3 μm.

O satélite IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*) foi o primeiro observatório espacial responsável por realizar um imageamento do céu inteiro em bandas espectrais do IV. A missão foi iniciada em 1983 e durou 11 meses, tendo sido conduzidas observações em quatro bandas espectrais: 12 μm, 25 μm, 60 μm e 100 μm.

2.5 Montagem de mosaicos e criação de imagens combinadas

Quando um mapeamento fotométrico de uma determinada área do céu envolve várias imagens, realizadas de maneira a cobrir uma área total maior, pode-se, após a redução das imagens individuais gerar uma única imagem maior através de um mosaico. Este procedimento foi necessário no caso das imagens de RCW 41, como será melhor descrito na Seção 3.3 do Capítulo 3. Para a criação de mosaicos, utilizamos o software MONTAGE[7]. Mesmo assim, optamos por realizar a fotometria PSF nas imagens individuais (antes da criação do mosaico), de maneira a evitar que possíveis imperfeições introduzidas nas contagens afetassem o cálculo fotométrico.

Em muitas situações é útil gerar imagens com cores falsas, usando-se imagens originais em diferentes faixas espectrais. Isso permite correlacionar a posição de características observadas em diferentes comprimentos de onda. Para isso utilizamos ambos os softwares Aladin[8] e SAOImage DS9[9]. Um exemplo interessante é mostrado na Figura 2.10, que corresponde a uma imagem combinada da região HII Sh 2-29, utilizando-se bandas espectrais ópticas (DSS – R), e do IV médio (IRAC – 5,8 μm; MIPS – 24 μm). Esta região é melhor descrita no Capítulo 5.

[7] `http://montage.ipac.caltech.edu/`

[8] `http://aladin.u-strasbg.fr/`

[9] `http://hea-www.harvard.edu/RD/ds9/site/Home.html`

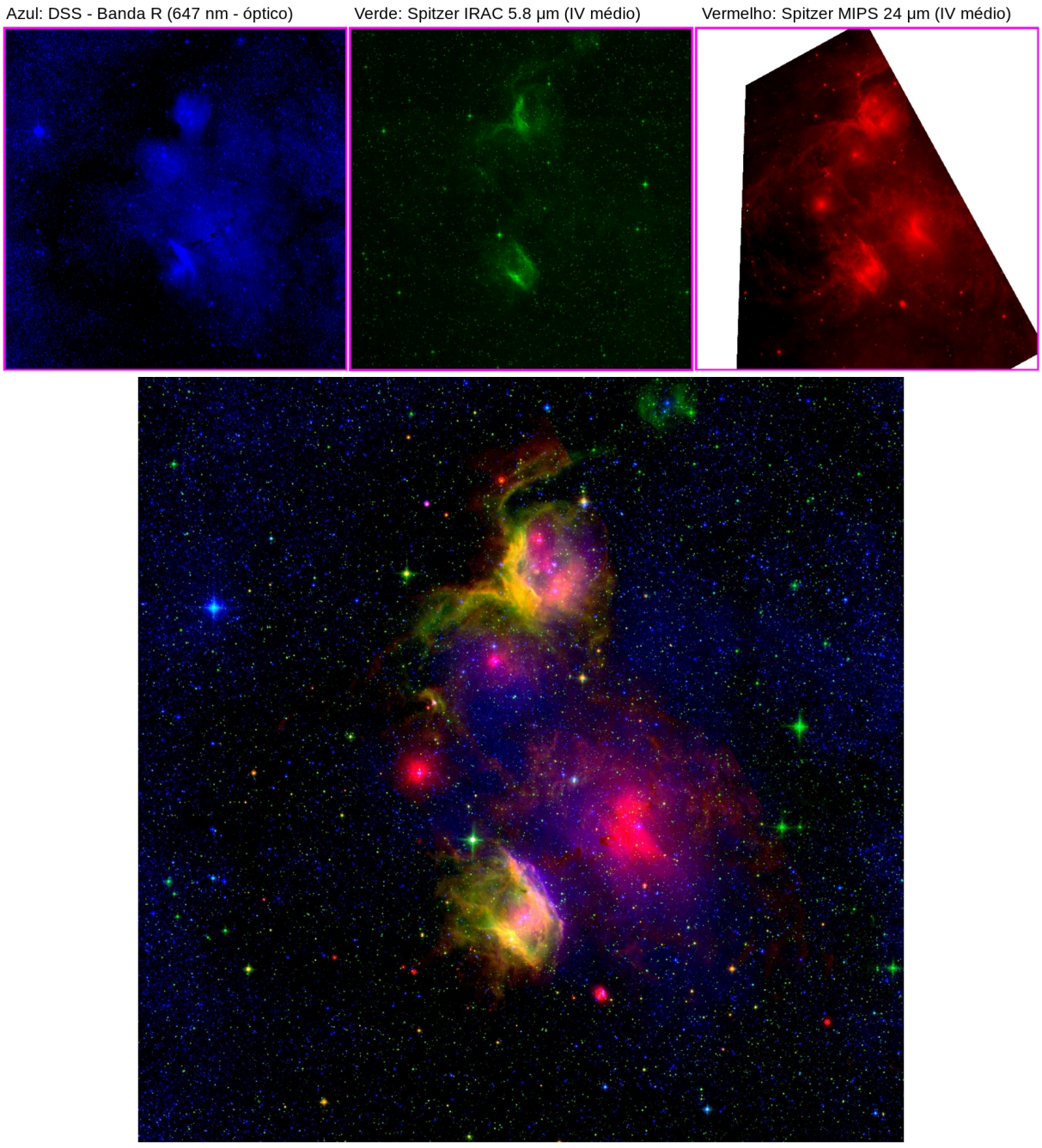


Figura 2.10: Exemplo de imagem combinada para a Região HII Sh2-29. Neste caso o azul representa a banda R (DSS), o verde representa a banda em 5,8 μm no IV médio (IRAC – Spitzer), e o vermelho representa a banda em 24 μm no IV médio (MIPS – Spitzer). Note como diferentes características de emissão do meio interestelar, em diferentes bandas espectrais, se complementam nas imagens.

Capítulo 3

—

Estudo fotométrico da população estelar jovem de RCW 41[1]

Grande parte deste trabalho dedica-se ao estudo de uma região HII específica, conhecida como RCW 41. Para este objeto foi realizado um estudo fotométrico e polarimétrico detalhado, usando toda a metodologia geral descrita no Capítulo 2. Neste capítulo, faremos uma breve descrição da direção Galáctica onde esta região HII se localiza, além de descrever a metodologia específica, os resultados e a análise associados à fotometria no IVP. No próximo capítulo, trataremos do estudo polarimétrico desta mesma região.

3.1 A nuvem molecular de Vela

Ao observar-se a direção Galáctica da constelação de Vela (l $\sim 265°$, b $\sim 0°$), nota-se a presença de diversas estruturas interestelares, como por exemplo o remanescente de supernova de Vela, a nebulosa de *Gum*, e a estrutura conhecida como *IRAS Vela shell*. Supostamente, tais estruturas localizam-se a uma distância aproximada de $\sim 350 - 500$ pc (Pettersson 2008; Franco 2012). Apesar da presença de tais estruturas, Franco (2012) mostrou que o volume do meio interestelar nesta direção é bastante rarefeito, sendo que até distâncias de ≈ 1 kpc, poucas estrelas possuem excesso de cor $E(b-y)$ maior que $0\overset{\mathrm{m}}{,}100$.

Atrás destas estruturas mais próximas, na faixa de 1-2 kpc são observadas associações OB, diversos aglomerados de estrelas jovens e regiões HII visíveis na faixa óptica e no IVP (Murphy & May 1991; Liseau et al. 1992; Lorenzetti et al. 1993; Massi et al. 1999, 2000, 2003, 2010). Além disso, alguns indicadores de formação de estrelas de alta massa estão presentes, como por exemplo, emissão de masers de H_20 (Braz & Epchtein 1983; Zinchenko et al. 1995) e emissão Hα do gás ionizado (Rodgers et al. 1960). A direção tangencial ao disco da Galáxia em que se encontram estes objetos, contribui para a observação de

[1]O estudo apresentado neste capítulo constitui parte de um trabalho publicado na revista *The Astrophysical Journal*: Santos, Roman-Lopes, & Franco (2012). O artigo completo em seu formato final publicado está mostrado no Apêndice A.

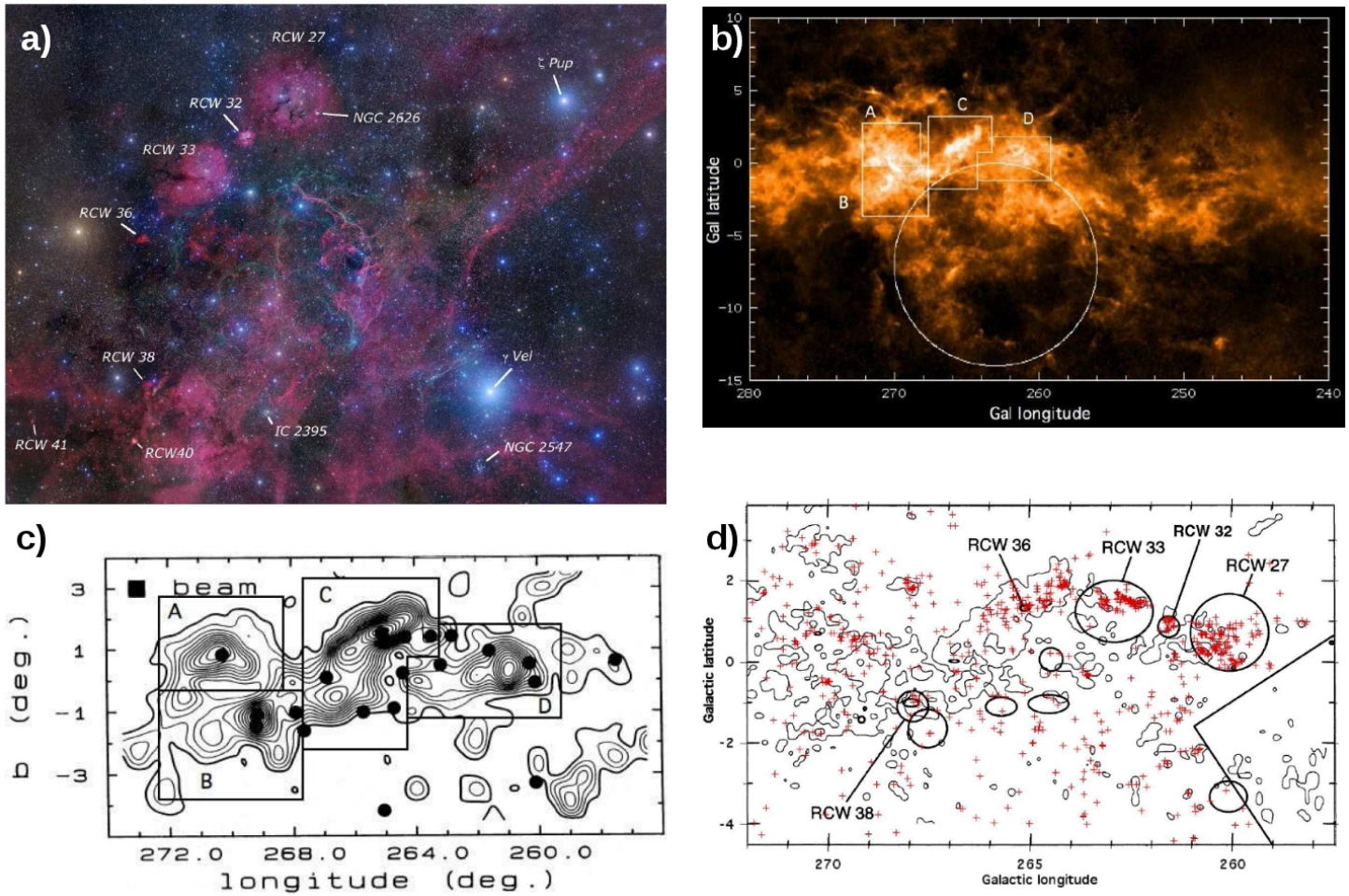


Figura 3.1: (*a*) Imagem óptica na direção da constelação de Vela (filtros BVR), mostrando nebulosidades associadas ao remanescente de supernova de Vela, à nebulosa de *Gum* e à *Vela Molecular Ridge*. São indicadas as posições de diversas regiões HII e áreas de formação estelar. (*b*) Mapa de extinção na direção de Vela, onde o círculo representa o *IRAS Vela shell* e os retângulos indicam as regiões nomeadas A-D da VMR. (*c*) A VMR, de acordo com o mapeamento de ^{12}CO de Murphy & May (1991). Pontos indicam a posição de diversas regiões HII. (*d*) Mapeamento em alta resolução de ^{13}CO da VMR, a partir de observações de Yamaguchi et al. (1999). As cruzes vermelhas indicam a posição de 747 estrelas com emissão Hα, a partir de observações de Pettersson & Reipurth (1994) e Pettersson (2008).

diversas estruturas superpostas ao longo da linha de visada. A Figura 3.1a mostra a posição de diversas regiões HII ao longo de Vela. Este rico ambiente de formação estelar é propício para o estudo de aglomerados embebidos massivos e seu impacto no meio interestelar circundante.

Através de observações de ^{12}CO do plano Galáctico, Dame et al. (1987) e May et al. (1988) notaram a presença de um grande complexo de nuvens moleculares se estendendo por cerca de 20° no céu, na direção de Vela. Esta estrutura foi posteriormente estudada por Murphy & May (1991), que a nomearam *Vela Molecular Ridge* (VMR – a "crista" molecular de Vela), e dividiram a área em quatro regiões distintas (nomeadas A, B, C, e D), coincidindo com os picos mais intensos da emissão de CO (Figuras 3.1b e 3.1c). Foi sugerido que as nuvens moleculares VMR A, C e D seriam grandes regiões de formação estelar, já que diversas fontes IRAS com cores típicas de objetos estelares jovens (*Young Stellar Objects* – YSO's) se concentravam nestas direções, de acordo com as observações de Wouterloot & Brand (1989). Murphy & May (1991) estimaram distâncias aproximadas de 1 kpc para as nuvens A, C e D e 2 kpc para a nuvem B. Liseau et al. (1992) refinaram o cálculo das distâncias através de fotometria IV, contagem de estrelas e outras técnicas, encontrando valores de $0{,}7 \pm 0{,}2$ kpc para as nuvens A, C e D e 2 kpc para a nuvem B, confirmando assim que esta última é provavelmente um objeto do fundo, mais distante.

Através de observações na faixa do IVP na direção de fontes IRAS de VMR, Liseau et al. (1992) e Lorenzetti et al. (1993) identificaram 34 fontes estelares de Classe I, ou seja, objetos proto-estelares embebidos. Pettersson & Reipurth (1994) detectaram 278 estrelas com emissão Hα, provavelmente estrelas do tipo T Tauri, ao se observar os arredores das regiões HII RCW 27, 32, e 33 (Figura 3.1d). Do catálogo de aglomerados embebidos elaborado por Bica et al. (2003b), 23 estão localizados na direção de VMR.

Apesar desta nuvem molecular estar historicamente associada a descobertas de regiões de formação estelar de massa alta e intermediária, este é provavelmente um efeito de seleção devido à baixa sensibilidade de *surveys* anteriores, tais como o IRAS. Estudando-se aglomerados embebidos na direção de fontes IRAS das nuvens VMR C e D, Massi et al. (2000, 2003) encontraram populações pré-sequência principal com massas de até $0{,}1 - 0{,}2 M_{\odot}$ em diversos alvos investigados. Estudando-se regiões de formação estelar ao longo da nuvem VMR D, Yamaguchi et al. (1999) notaram que a maior parte das fontes IRAS catalogadas nesta direção estão localizadas nas bordas de regiões HII. Sugeriu-se então a possibilidade de formação estelar induzida devido ao intenso fluxo radiativo gerado pelas estrelas OB, e pela pressão das ondas de choque em expansão a partir das regiões HII.

3.2 A região HII RCW 41

A região de RCW 41 foi inicialmente catalogada por Rodgers et al. (1960), e coincide com a posição da fonte IRAS 09149-4743 ($l = 270{,}2567; b = +00.8352$). Esta fonte por sua vez, se superpõe à posição de um aglomerado estelar jovem. Esta região como um todo é uma parte da nuvem A de VMR, estando localizada a uma distância estimada de $1{,}3 \pm 0{,}2$ kpc (Roman-Lopes et al. 2009). Note que há uma discrepância em relação à estimativa da distância da nuvem A estabelecida anteriormente por Liseau et al. (1992). O aglomerado exibe vários candidatos a YSO's, assim como pelo menos duas estrelas massivas identificadas, de tipos espectrais O9V e B0V. Tais características foram reveladas

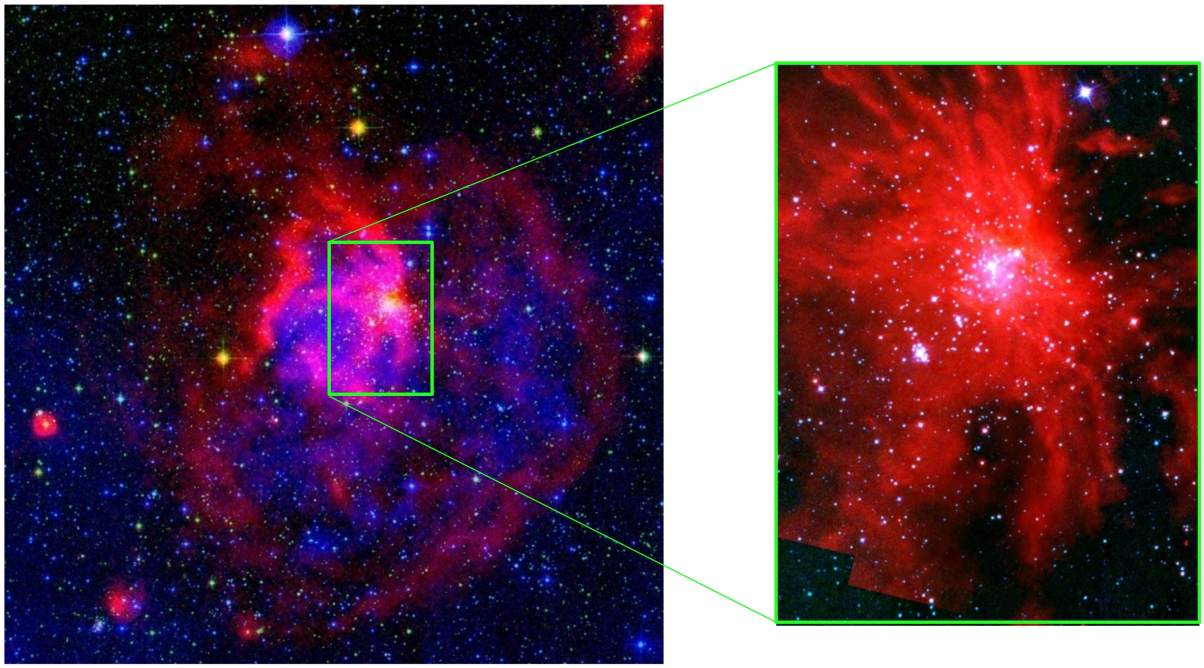


Figura 3.2: As imagens acima representam uma visão em larga escala (à esquerda) de RCW 41, além de uma visão centralizada da posição do aglomerado estelar embebido (à *direita*). A imagem da *esquerda* é uma combinação das bandas R (DSS, azul), Ks (2MASS, verde) e 8,2μm (MSX, vermelho). A imagem da *direita* é uma combinação das bandas H (SofI, azul), Ks (SofI, verde) e 5,8μm (Spitzer, vermelho).

por observações fotométricas e espectroscópicas anteriores, na faixa do IVP (Ortiz et al. 2007; Roman-Lopes et al. 2009). Uma imagem de RCW 41 combinada (com características de múltiplas bandas espectrais) é exibida na Figura 3.2.

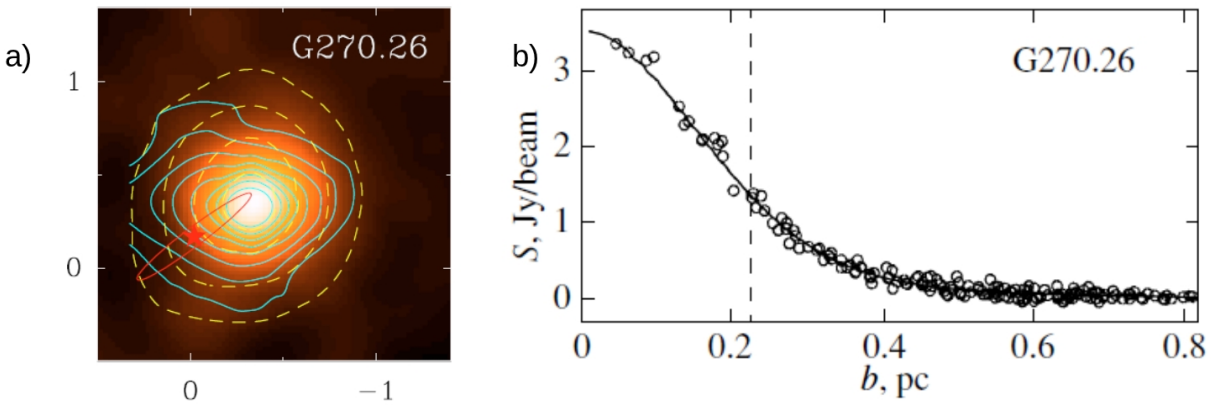


Figura 3.3: Observações de RCW 41 realizadas por Pirogov et al. (2007) e Pirogov (2009): (*a*) A imagem em cor alaranjada representa a emissão do contínuo da poeira em 1,2 mm. O contorno representado pela linha contínua azul indica a emissão do CS, e o contorno amarelo (linha tracejada) está ligado à emissão de N_2H^+. (*b*) O diagrama representa o perfil de densidade radial obtido através do núcleo quase esférico da emissão de 1,2 mm.

Diversas observações em faixas de rádio, sub-milimétrica e IV estão disponíveis na direção de IRAS 09149-4743, associadas à presença de vários compostos moleculares nesta região. A maioria de tais elementos estão relacionados à existência da região HII circundante, assim como da área de formação estelar massiva, localizada aproximadamente em seu centro. Ortiz et al. (2007) compilaram uma lista de todos os dados observacionais mencionados na literatura, até aquela data. Além disso, Pirogov et al. (2007) relataram a detecção de CS, N_2H^+ e emissão do contínuo da poeira em 1,2 mm, na direção de IRAS 09149-4743. Especificamente, a emissão da poeira representa um núcleo de formato quase esférico aproximadamente superposto à direção do aglomerado estelar (Figura 3.3a). Pirogov (2009) realizou estudos adicionais destes dados através da análise do perfil de densidade radial deste núcleo da nuvem (Figura 3.3b).

Nas próximas seções descreveremos de maneira detalhada os dados fotométricos utilizados para o estudo de RCW 41, além dos resultados e análises obtidos a partir destes dados.

3.3 Fotometria no infravermelho próximo

As imagens originais para o aglomerado na direção da fonte IRAS 09149-4743 foram obtidas na base de dados do ESO, e as observações correspondem a duas missões distintas relacionadas aos seguintes identificadores: 073.D-0102 (pesquisador principal: Dr. Sergio Ortolani) e 080.D-0470 (pesquisador principal: Dr. Ben Davies). As missões observacionais foram realizadas durantes as noites de 5 de Maio de 2004 e 10 de Fevereiro de 2008, usando o a câmera IV SofI (Moorwood et al. 1998) montada no telescópio NTT (3,58 m) em La Silla (Chile).

Na Figura 3.4a, usamos uma imagem combinada do 2MASS (bandas J, H e Ks), na direção de RCW 41, para mostrar as áreas observadas. As observações de 2004 correspondem aos dois quadrados menores nesta figura (delimitados por linhas tracejadas de cor azul claro): um deles centrado no aglomerado, e o outro centrado em um campo de controle próximo. Estas observações são denominadas aqui "Conjunto A", e correspondem a imagens nas bandas J, H e Ks, usando uma escala de placa de $0{,}144''$/pixel, permitindo assim um campo de visão de $2{,}1' \times 2{,}1'$. A estratégia observacional consistiu em realizar 24 exposições de 50 segundos (10 imagens de 5s, acumuladas automaticamente) em cada um dos 3 filtros, correspondendo a 12 observações do campo do aglomerado, intercalado a 12 observações do campo de controle. Além disso, para aplicar a técnica de *jittering*, entre cada uma das observações sucessivas do mesmo campo, o telescópio foi deslocado por uma pequena quantidade ($\approx 9{,}5''$, aproximadamente na direção Nordeste-Sudoeste). O valor da largura à meia altura (FWHM) de fontes pontuais nesta missão observacional foi de $\approx 1''$.

Os dados observacionais de 2008 (denominados aqui "Conjunto B"), foram obtidos usando apenas as bandas H e Ks, com uma escala de placa de $0{,}288''$/pixel, permitindo assim um campo de visão de aproximadamente $4{,}9' \times 4{,}9'$. Neste caso foram utilizados tempos de exposição de 20s (10 imagens de 2s somadas). Quatro posições de *jittering* foram usadas, movendo-se o telescópio nas direções N-E-S-W, e posicionando o aglomerado em cada um dos quatro quadrantes do detector. Usando este método, um campo maior pôde ser mapeado, cobrindo uma área de $7{,}4' \times 7{,}4'$ no céu, centrado no aglomerado estelar. Na Figura 3.4a, a região associada ao conjunto B corresponde ao quadrado

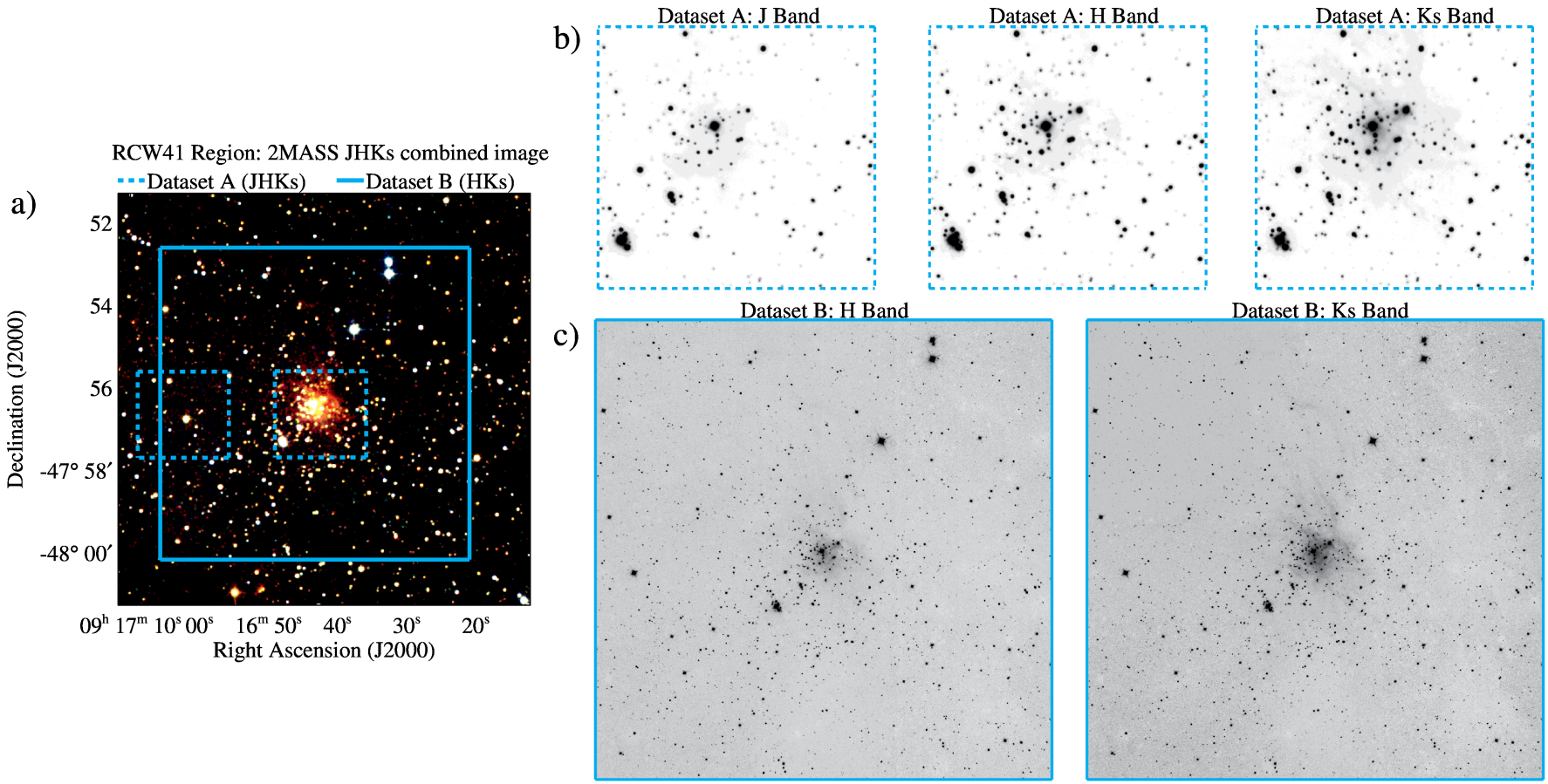


Figura 3.4: (*a*) Imagem combinada (JHKs – 2MASS) mostrando o aglomerado na direção da fonte IRAS 09149-4743, assim como as áreas associadas aos conjuntos fotométricos no IVP: os retângulos delineados por linhas tracejadas em azul claro indicam as regiões do conjunto A (*Dataset A*, filtros J, H e Ks), ao passo que o retângulo maior, delineado por uma linha contínua, está relacionado ao conjunto B (*Dataset B*, filtros H e Ks). (*b*) Imagens da região do aglomerado do conjunto A, nos filtros J (*esquerda*), H (*meio*) e Ks (*direita*). (*c*) Mosaicos da região inteira de RCW 41 coberta pelo conjunto B nas bandas H (*esquerda*) e Ks (*direita*).

maior delimitado por uma linha contínua. As condições atmosféricas durante este turno observacional permitiram valores de FWHM de aproximadamente 0,7″.

As imagens de ambos os conjuntos foram tratadas usando o IRAF, através do conjunto de rotinas do pacote NOAO, para realizar os seguintes passos da redução (o processo geral foi descrito no Capítulo 2): divisão por uma imagem de *flatfield* e correção do padrão de iluminação, correção de pixels ruins (usando-se uma máscara disponível na base de dados do ESO), correção do efeito conhecido como *crosstalk* (que pode surgir devido à existência de mais de um quadrante no detector), combinação das imagens deslocadas para se gerar imagens de céu, subtração das imagens de céu, combinação das imagens subtraídas do céu e alinhamento das imagens provenientes de filtros diferentes. As imagens reduzidas dos conjuntos A e B estão exibidas respectivamente nas Figuras 3.4b e 3.4c. O software MONTAGE foi utilizado para se construir o mosaico de $7{,}4' \times 7{,}4'$ da imagem do conjunto B (Figura 3.4c).

A rotina DAOFIND foi usada para se localizar estrelas apresentando contagens de 3σ acima do nível do céu, e objetos não localizados por esta rotina foram inseridos manualmente através de uma inspeção visual. A calibração astrométrica das imagens (WCS) foi feita comparando-se com a posição de diversas estrelas isoladas do 2MASS, localizadas no mesmo campo. A determinação das coordenadas foi obtida com uma incerteza média de $\approx 0{,}05$" em ascenção reta (α) e declinação (δ), para ambos os conjuntos.

A fotometria PSF foi realizada através dos procedimentos discutidos no Capítulo 2, usando os seguintes valores para os parâmetros *psfrad* (o raio do modelo PSF ajustado) e *fitrad* (o raio utilizado para se calcular o ajuste): Para o conjunto A, temos $psfrad = 2{,}30''$ e $fitrad = 1{,}30''$; Para o conjunto B, temos $psfrad = 2{,}59''$ e $fitrad = 0{,}86''$. Como discutido anteriormente, diversas iterações foram realizadas a fim de obter as magnitudes de objetos pouco brilhantes, localizados nas áreas mais densas.

A calibração fotométrica foi obtida comparando-se as magnitudes instrumentais com um conjunto de estrelas isoladas do 2MASS e apresentando boa qualidade fotométrica (com o indicador *flag* "A"), do mesmo campo. Tal comparação é mostrada na Figura 3.5 para ambos os conjuntos. Estes diagramas exibem uma boa correlação, com incertezas no valor da correção de ponto zero da ordem de 0,02 mag para todas as bandas fotométricas, em ambos os conjuntos. Os erros nas magnitudes individuais foram calculados usando uma soma quadrática do erro instrumental proveniente da fotometria PSF, com a incerteza na calibração. A Figura 3.6 mostra gráficos dos erros fotométricos estimados (para cada uma das bandas), em função das magnitudes, para ambos os conjuntos, apenas considerando-se o campo centrado no aglomerado.

Além disso, limites aproximados da completeza fotométrica foram calculados através da análise dos histogramas, também mostrados na Figura 3.5. Este é definido como o ponto onde tais histogramas apresentam um desvio, quando comparado a uma reta simples, que representa um ajuste linear do logaritmo do número de objetos por *bin* de magnitude. Tal desvio é definido pelo ponto onde o valor no histograma passa a diminuir, ao invés de aumentar. Os valores encontrados para ambos os conjuntos A e B são $(J, H, Ks)_{limit} = (18{,}6,\ 17{,}4,\ 16{,}8)$ e $(H, Ks)_{limit} = (18{,}4,\ 17{,}8)$, respectivamente. Considerando tais limites fotométricos de ambos os conjuntos, uma melhora de 1,6, 2,1 e 2,8 magnitudes foi obtida respectivamente nas bandas J, H e Ks, quando comparado às observações anteriores realizadas por Ortiz et al. (2007). Isso nos permite uma busca mais profunda, especialmente considerando-se a população estelar de baixa massa.

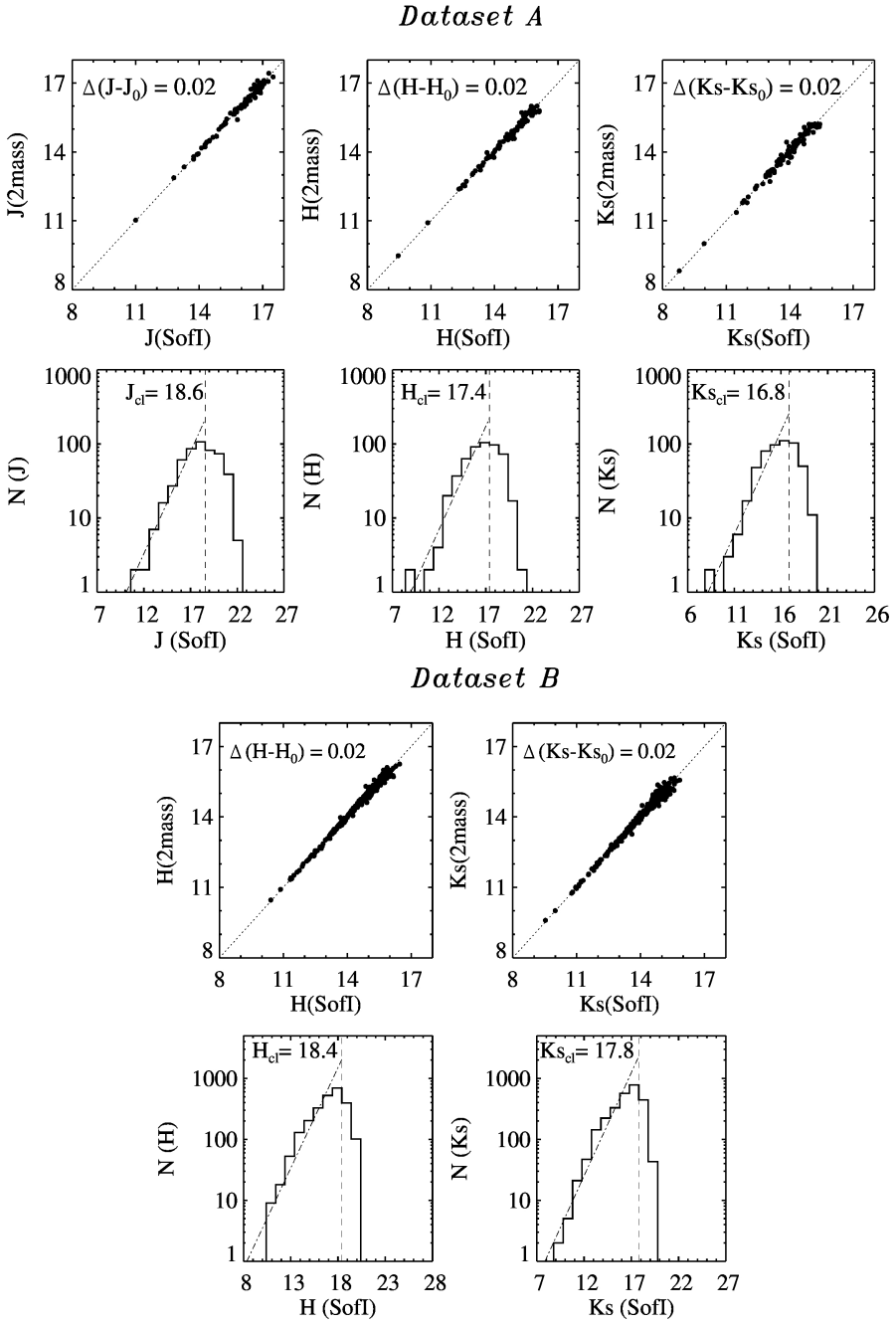


Figura 3.5: Comparação entre as magnitudes do SofI e 2MASS, assim como histogramas de magnitudes, usados para se calcular os limites de completeza fotométricos, mostrados *acima* para o conjunto A (filtros J, H e Ks) e *abaixo* para o conjunto B (filtros H e Ks). Os diagramas de comparação foram usados para se determinar as correções de ponto zero para cada um dos filtros, e as respectivas incertezas nestes valores estão indicadas dentro de cada um dos diagramas. As linhas tracejadas representam a correspondência ideal entre ambos os sistemas, e foram inseridas para se visualizar melhor a comparação. Apenas estrelas do 2MASS espacialmente isoladas e com boa qualidade fotométrica (*flag* "A") foram usadas nesta comparação. Os histogramas de magnitudes foram usados para se calcular os limites de completeza (cl) para cada uma das bandas fotométricas dos conjuntos A e B. Estes valores estão indicados pelas linhas verticais tracejadas.

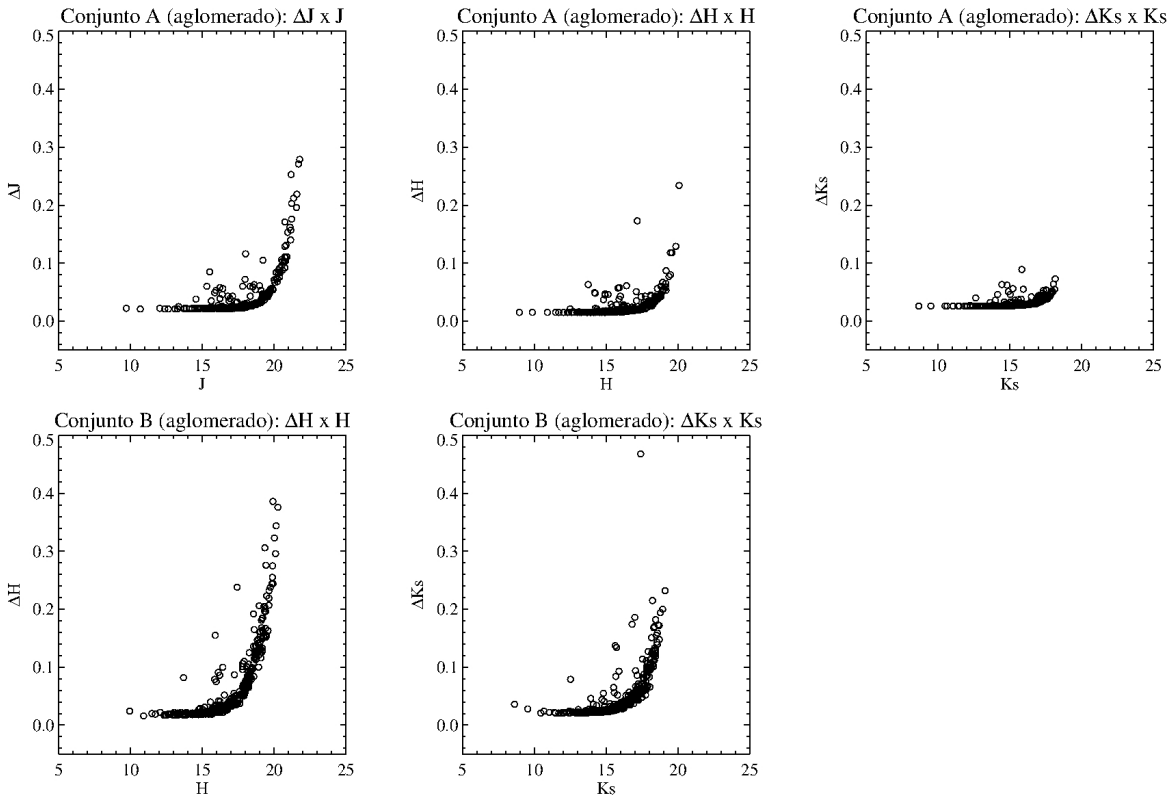


Figura 3.6: Gráficos dos erros fotométricos estimados (para cada uma das bandas), em função das magnitudes, para ambos os conjuntos, apenas considerando-se o campo centrado no aglomerado.

Para se testar a existência de termos de dependência de cor a serem aplicados na calibração fotométrica do SofI, construímos diagramas de diferenças de magnitude (entre os sistemas do SofI e 2MASS), como uma função das cores $(J-H)$ e $(H-Ks)$, dados nas Figuras 3.7a (conjunto A) e 3.7b (conjunto B, usando apenas a cor $(H-Ks)$). Como pode ser observado, não há a necessidade de aplicar-se termos de correção de cor à fotometria obtida com o SofI.

Uma pequena amostra dos resultados finais é apresentada nas tabelas 3.1 (conjunto A) e 3.2 (conjunto B), para se exemplificar os seus conteúdos e formatos. As versões completas destas tabelas, correspondendo respectivamente a 530 e 2608 estrelas, podem ser encontradas na versão eletrônica do artigo Santos, Roman-Lopes, & Franco (2012).

3.4 Diagramas cor-cor

Como discutido na seção 2.3.4, diversas informações valiosas relacionadas à natureza da população estelar do aglomerado, podem ser inferidas através de diagramas do tipo $(J-H)\times(H-Ks)$, que são mostrados na Figura 3.8. Estes foram construídos usando-se o conjunto A, para as regiões centradas no campo do aglomerado (Figura 3.8a) e do campo de controle (Figura 3.8b), considerando-se apenas as estrelas que foram detectadas simultaneamente nos três filtros. Também estão representadas a sequência principal não avermelhada, além da posição das gigantes e super-gigantes. Estas curvas foram obtidas

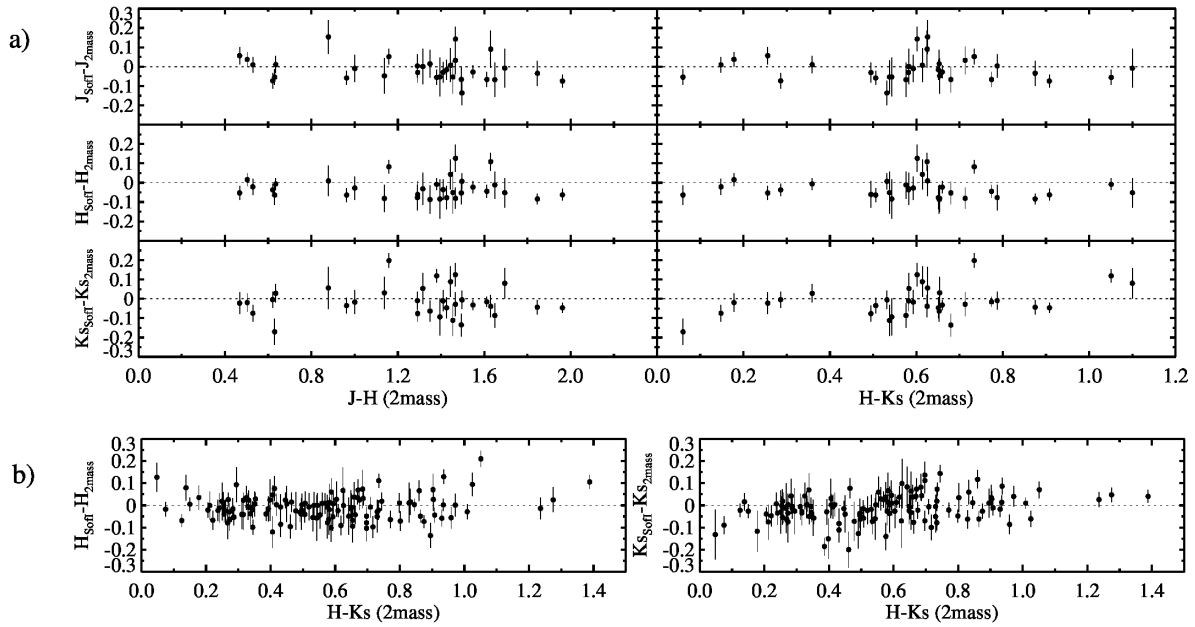


Figura 3.7: Diagramas relacionados aos conjuntos A (*a*) e B (*b*), usados para se verificar uma possível dependência com a cor, associada à calibração fotométrica das magnitudes do SofI, baseado nas magnitudes do 2MASS. As linhas tracejadas horizontais foram inseridas para facilitar a comparação. A dispersão dos pontos ao redor destas retas mostram que não há dependência evidente com os termos de cor, considerando-se a faixa dentro de nossas incertezas instrumentais.

Tabela 3.1: Dados fotométricos no IVP para o conjunto A (apenas uma porção da tabela é mostrada). As colunas representam respectivamente as coordenadas equatoriais de cada um dos objetos (α,δ), assim como as magnitudes J, H e Ks, juntamente com cada uma das incertezas associadas (ΔJ, ΔH e ΔKs).

$\alpha_{2000}(^{hms})$	$\delta_{2000}(^{\circ\prime\prime\prime})$	J	ΔJ	H	ΔH	Ks	ΔKs
9 16 47,94	-47 57 17,8	9,712	0,022	8,962	0,015	8,653	0,026
9 17 1,91	-47 56 44,7	10,999	0,020	9,456	0,018	8,786	0,016
9 16 43,49	-47 56 22,9	10,684	0,021	9,865	0,015	9,492	0,026
9 17 4,34	-47 55 49,5	12,801	0,020	10,852	0,018	9,959	0,016
9 16 47,67	-47 57 21,2	12,037	0,022	10,910	0,015	10,486	0,026
9 16 41,89	-47 56 15,4	14,555	0,038	12,041	0,015	10,627	0,026
9 16 47,05	-47 56 44,0	12,636	0,021	11,481	0,015	11,039	0,026
9 17 8,72	-47 57 16,1	12,982	0,020	11,764	0,019	11,183	0,016
9 16 45,57	-47 56 56,0	12,387	0,021	11,707	0,015	11,391	0,026
9 16 44,89	-47 55 38,6	13,740	0,021	12,407	0,015	11,483	0,026

de Koornneef (1983) e corrigidas para o sistema fotométrico do 2MASS usando as transformações propostas por Carpenter (2001). Além disso, a posição das T Tauri clássicas (ou CTT, Meyer et al. 1997) está indicada no diagrama do aglomerado pela linha contínua de cor verde-escuro. A banda de avermelhamento, considerando-se a lei de avermelhamento padrão (Rieke & Lebofsky 1985), está representada em ambos os diagramas pelas linhas tracejadas de cor vermelha.

Tabela 3.2: Dados fotométricos no IVP para o conjunto B (apenas uma porção da tabela é mostrada). As colunas representam respectivamente as coordenadas equatoriais de cada um dos objetos (α,δ), assim como as magnitudes H e Ks, juntamente com cada uma das incertezas associadas (ΔH e ΔKs). Valores marcados com * representam estrelas não detectadas (em cada banda específica), ou objetos saturados.

$\alpha_{2000}(^{hms})$	$\delta_{2000}(^{\circ\prime\prime\prime})$	H	ΔH	Ks	ΔKs
9 16 47,95	-47 57 17,8	*	*	8,621	0,036
9 17 4,88	-47 54 4,8	10,411	0,016	9,534	0,028
9 16 43,49	-47 56 22,8	9,944	0,024	9,543	0,028
9 17 4,34	-47 55 49,4	10,870	0,024	9,995	0,026
9 16 47,68	-47 57 21,2	10,920	0,016	10,455	0,021
9 16 56,95	-47 58 23,5	11,194	0,015	10,500	0,016
9 16 41,88	-47 56 15,4	12,068	0,022	10,666	0,024
9 16 25,46	-47 59 30,9	11,337	0,014	10,765	0,011
9 16 34,57	-47 56 58,3	11,650	0,015	10,814	0,015
9 16 50,51	-47 53 16,6	11,093	0,035	10,924	0,029

Diferentes cores e símbolos são usados para se representar objetos localizados em diferentes partes do diagrama na Figura 3.8a: a maioria das estrelas do aglomerado são representadas por círculos abertos de cor cinza, com $1{,}1 < J - H < 2{,}2$, e dentro da banda de avermelhamento; outros objetos presentes dentro da banda de avermelhamento são aqueles com maior valor de extinção (asteriscos vermelhos, $J - H > 2{,}2$) e menor valor de extinção (diamantes de cor rosa, $J - H < 1{,}1$); cruzes violetas e triângulos de cor laranja estão associados respectivamente a objetos localizados à esquerda e à direita da banda de avermelhamento (estes últimos, portanto, apresentam excesso de cor no IVP). Um pequeno espalhamento de $H - Ks = 0{,}1$ além dos limites da banda de avermelhamento é permitido, para levar em conta incertezas fotométricas. Todos os objetos do campo de controle (Figura 3.8b), são marcados com o símbolo $\times$ de cor verde.

Comparando-se a distribuição das fontes estelares em ambos os diagramas, notamos que apesar da maioria dos objetos do campo de controle apresentarem valores de extinção similares aos objetos do campo do aglomerado, neste último há um número bem maior de objetos com alta extinção (asteriscos vermelhos) ou estrelas com excesso de cor no IVP (triângulos laranjas). Além disso, analisando de maneira qualitativa a distribuição da maioria dos pontos no diagrama do aglomerado (principalmente formado pelos círculos abertos de cor cinza), notamos que estes estão posicionados ao longo de uma faixa (indicada pelo polígono de cor azul e linha contínua), que é aproximadamente paralela à posição das CTTs (a linha verde-escura). Por outro lado, estrelas do campo de controle possuem uma distribuição mais "vertical" neste diagrama, assemelhando-se à linha que corresponde à sequência principal. Esta evidência pode indicar que a maioria dos objetos do aglomerado são provavelmente estrelas do tipo pré-sequência principal (PSP).

3.5 Estimativa da extinção visual média

Podemos aproveitar o fato de que a maioria dos objetos do campo do aglomerado se distribuem em uma faixa aproximadamente paralela à posição das CTTs (o polígono azul na Figura 3.8a), para fazer uma estimativa da extinção visual média na direção

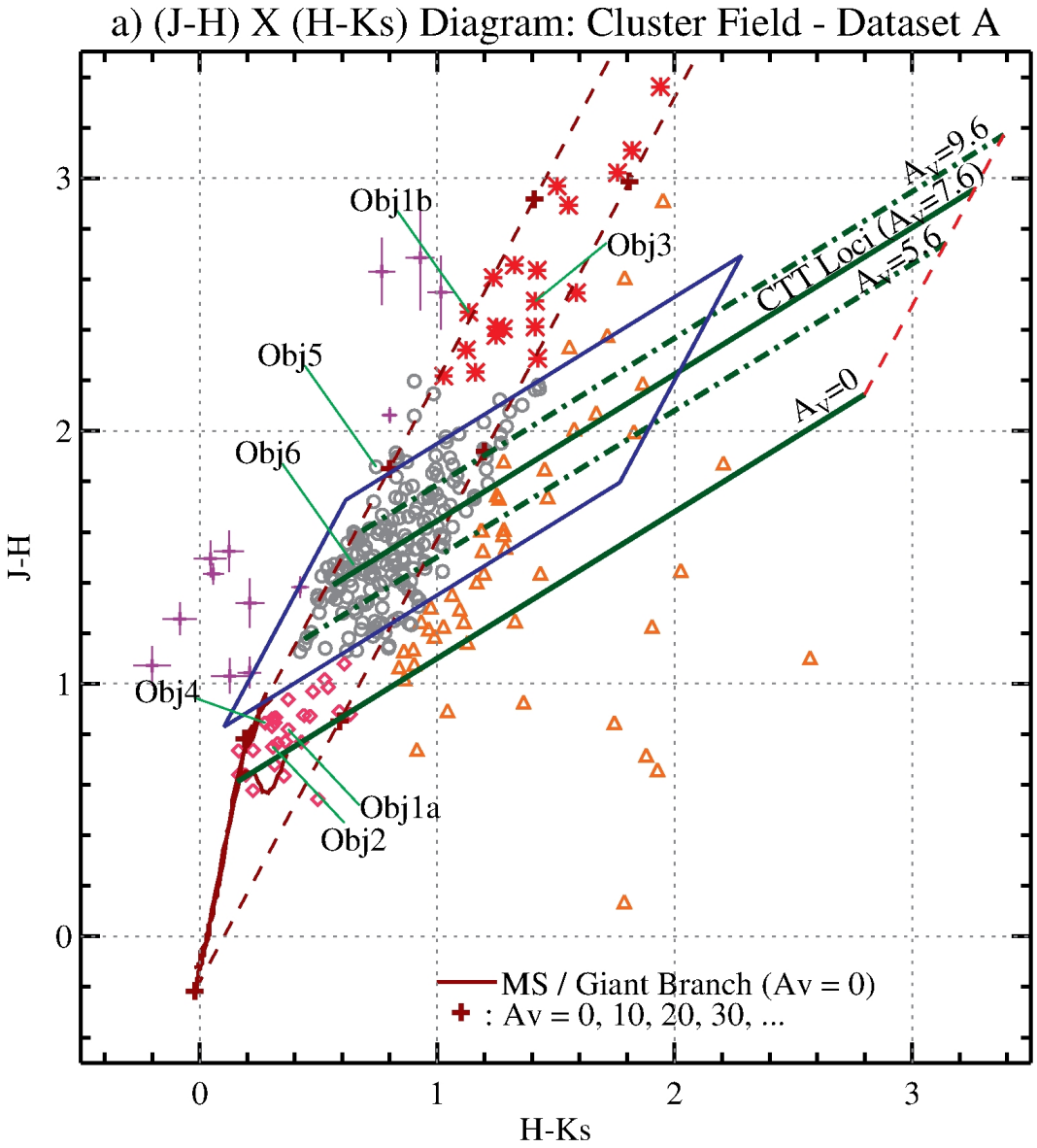


Figura 3.8: Diagramas cor-cor ($(J-H)\times(H-Ks)$) para o aglomerado (a) e o campo de controle (b, próxima página), a partir do conjunto fotométrico A. Estrelas marcadas com os indicadores Obj1-6, são aquelas previamente estudadas por Roman-Lopes et al. (2009) através de técnicas espectroscópicas. As linhas vermelhas tracejadas representam a banda de avermelhamento a partir da lei de extinção padrão, e as linhas de cor verde-escuro indicam a posição das estrelas T Tauri clássicas (CTTs). Diferentes símbolos e cores são usados dependendo da posição dos objetos no diagrama (a). Todos os objetos do campo de controle (b), são marcados com o símbolo $\times$ de cor verde.

do aglomerado (A_V). Primeiramente supomos que os objetos localizados no interior da área do polígono são estrelas do tipo T Tauri clássicas. Portanto, supondo também a lei de extinção padrão (Rieke & Lebofsky 1985), aplicamos o vetor de desavermelhamento calculando assim a extinção visual para cada uma das estrelas no interior do polígono (ou seja, os pontos são movidos ao longo da banda de avermelhamento, até atingir a posição das CTTs não avermelhada). Tomando a média destes valores, encontramos uma extinção

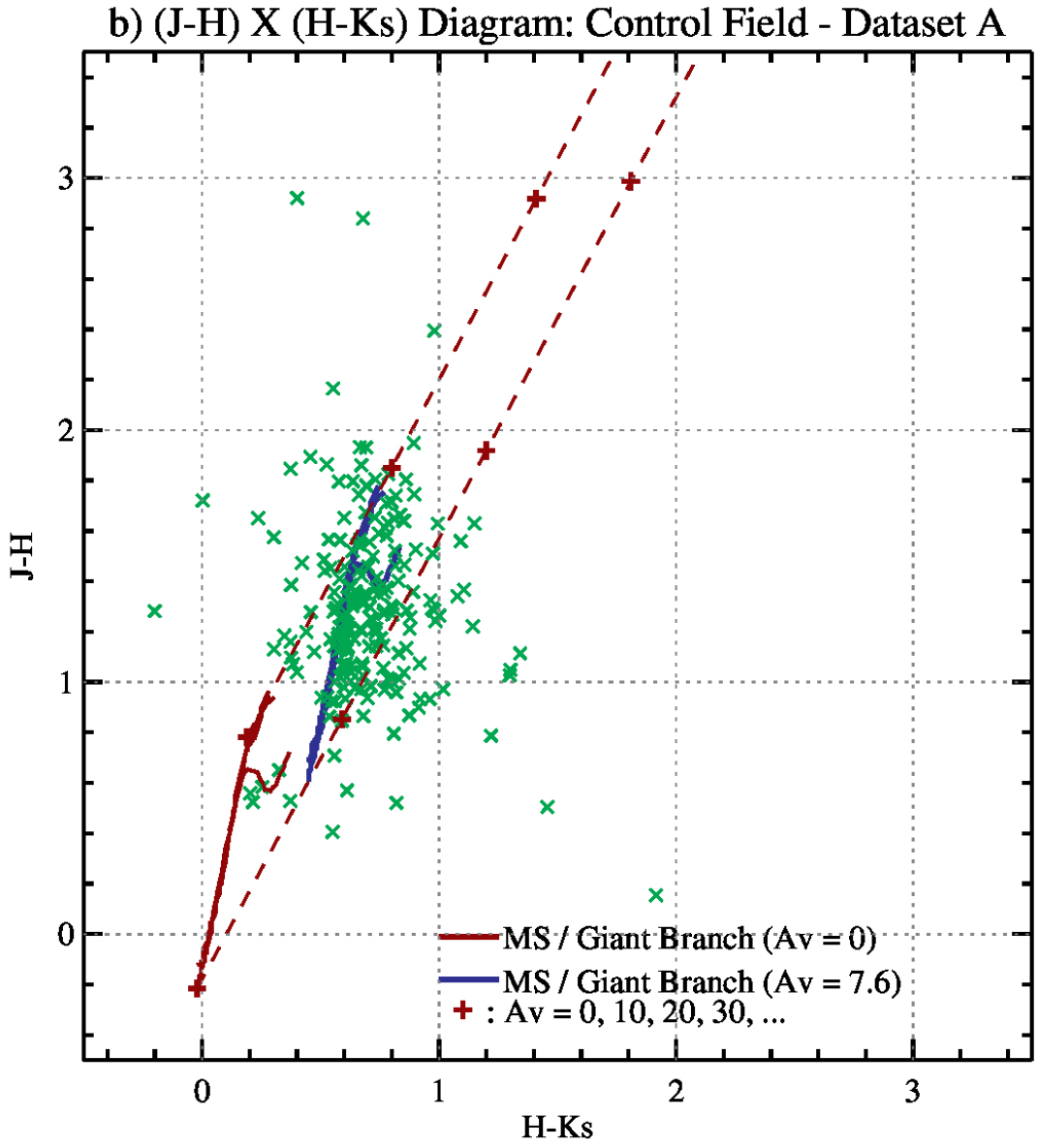


Figura 3.8: Continuação.

visual média de $A_V = 7{,}6 \pm 2{,}0$.

Representamos na Figura 3.8a a posição avermelhada das CTTs ($A_V = 7{,}6$), assim como a incerteza proveniente deste cálculo, i.e., a posição das CTT para $A_V = 9{,}6/5{,}6$ (linhas verde-escuras tracejada-pontilhada). Apesar de existir um grande espalhamento da banda de CTTs, calculamos que aproximadamente 30% de todas as estrelas do campo do aglomerado estão localizadas dentro destes limites da incerteza. Além disso, a extinção interestelar provavelmente é espacialmente não-uniforme ao longo da região do aglomerado, além de haver contaminação de objetos de campo (de fundo e da frente), contribuindo assim para aumentar o espalhamento observado.

Um cálculo independente de A_V pode ser realizado através de objetos de tipos O e B, confirmados por espectroscopia. De acordo com as observações de Roman-Lopes et al. (2009), as estrelas marcadas com Obj1a, Obj2, e Obj4 na Figura 3.8a, provavelmente

pertencem ao grupo de estrelas mais massivas do aglomerado (estes objetos apresentam tipos espectrais de respectivamente B0v, O9v e B7v). Supondo que estas estrelas já atingiram a fase de sequência principal, podemos obter outro valor para a extinção visual média do aglomerado, des-avermelhando suas cores $(J-H)$ e $(H-Ks)$ (onde usamos as cores intrínsecas dadas por Koornneef (1983) e a lei de extinção padrão proposta por Rieke & Lebofsky (1985)). Usando este método, encontramos os seguintes valores de A_V, respectivamente para as estrelas Obj1a, Obj2, e Obj4: $7{,}8 \pm 1{,}4$, $7{,}0 \pm 1{,}8$, and $6{,}4 \pm 2{,}3$. Um cálculo detalhado pode ser encontrado na tabela 3.3. Note que todos os valores estão na faixa entre 6 e 8 magnitudes, o que é consistente com o valor obtido anteriormente, a partir da posição das CTTs.

Tabela 3.3: Cálculo da extinção visual para os três objetos mais massivos de RCW 41. As colunas abaixo representam respectivamente o nome identificado do objeto, seu tipo espectral (de acordo com Roman-Lopes et al. 2009), o valor intrínseco $(J-H)_o$, o valor calculado $(J-H)$, o excesso de cor $E(J-H)$, o valor da extinção A_{V1} obtido a partir de $E(J-H)$, o valor intrínseco $(H-Ks)_o$, o valor calculado $(H-Ks)$, o excesso de cor $E(H-Ks)$, o valor da extinção A_{V2} obtido a partir de $E(H-Ks)$, e finalmente o valor médio da extinção A_V.

Objeto	Tipo	$(J-H)_o$	$(J-H)$	$E(J-H)$	A_{V1}
Obj1a	B0v	$-0{,}16$	$0{,}81 \pm 0{,}03$	$0{,}97 \pm 0{,}03$	$9{,}1 \pm 0{,}3$
Obj2	O9v	$-0{,}18$	$0{,}75 \pm 0{,}03$	$0{,}93 \pm 0{,}03$	$8{,}7 \pm 0{,}3$
Obj4	B7v	$-0{,}07$	$0{,}85 \pm 0{,}04$	$0{,}92 \pm 0{,}04$	$8{,}6 \pm 0{,}4$
Objeto	$(H-Ks)_o$	$(H-Ks)$	$E(H-Ks)$	A_{V2}	A_V
Obj1a	$-0{,}01$	$0{,}38 \pm 0{,}04$	$0{,}39 \pm 0{,}04$	$6{,}4 \pm 0{,}7$	$7{,}8 \pm 1{,}4$
Obj2	$-0{,}01$	$0{,}31 \pm 0{,}04$	$0{,}32 \pm 0{,}04$	$5{,}2 \pm 0{,}7$	$7{,}0 \pm 1{,}8$
Obj4	$+0{,}02$	$0{,}27 \pm 0{,}04$	$0{,}25 \pm 0{,}04$	$4{,}1 \pm 0{,}7$	$6{,}4 \pm 2{,}3$

3.6 Distribuição espacial da população estelar do aglomerado

A distribuição dos pontos no diagrama cor-cor mostra que os objetos no campo do aglomerado são compostos por diferentes grupos estelares, tais como: estrelas PSP embebidas, objetos de campo (ou seja, não pertencendo ao aglomerado, podendo ser de frente – com menor extinção – ou de fundo, com maior extinção), estrelas com alta extinção, etc. Portanto, é importante se estudar a distribuição espacial destes diferentes grupos, relativo à posição do aglomerado. A Figura 3.9 mostra uma imagem combinada da região do aglomerado, construída a partir das imagens J/H/Ks do conjunto A. Nesta análise, as cores e símbolos atribuídos aos diferentes grupos no diagrama cor-cor serão úteis para distingui-los. Cada estrela detectada é marcada sobre esta imagem com as respectivas cores e símbolos associadas à sua localização no diagrama cor-cor (Figura 3.8a). As estrelas designadas por Obj1-6 também estão indicadas. Algumas estrelas de brilho muito fraco presentes no campo não foram marcadas, já que não foram detectadas simultaneamente nas três bandas, e portanto, não lhes foram atribuídas localização no diagrama

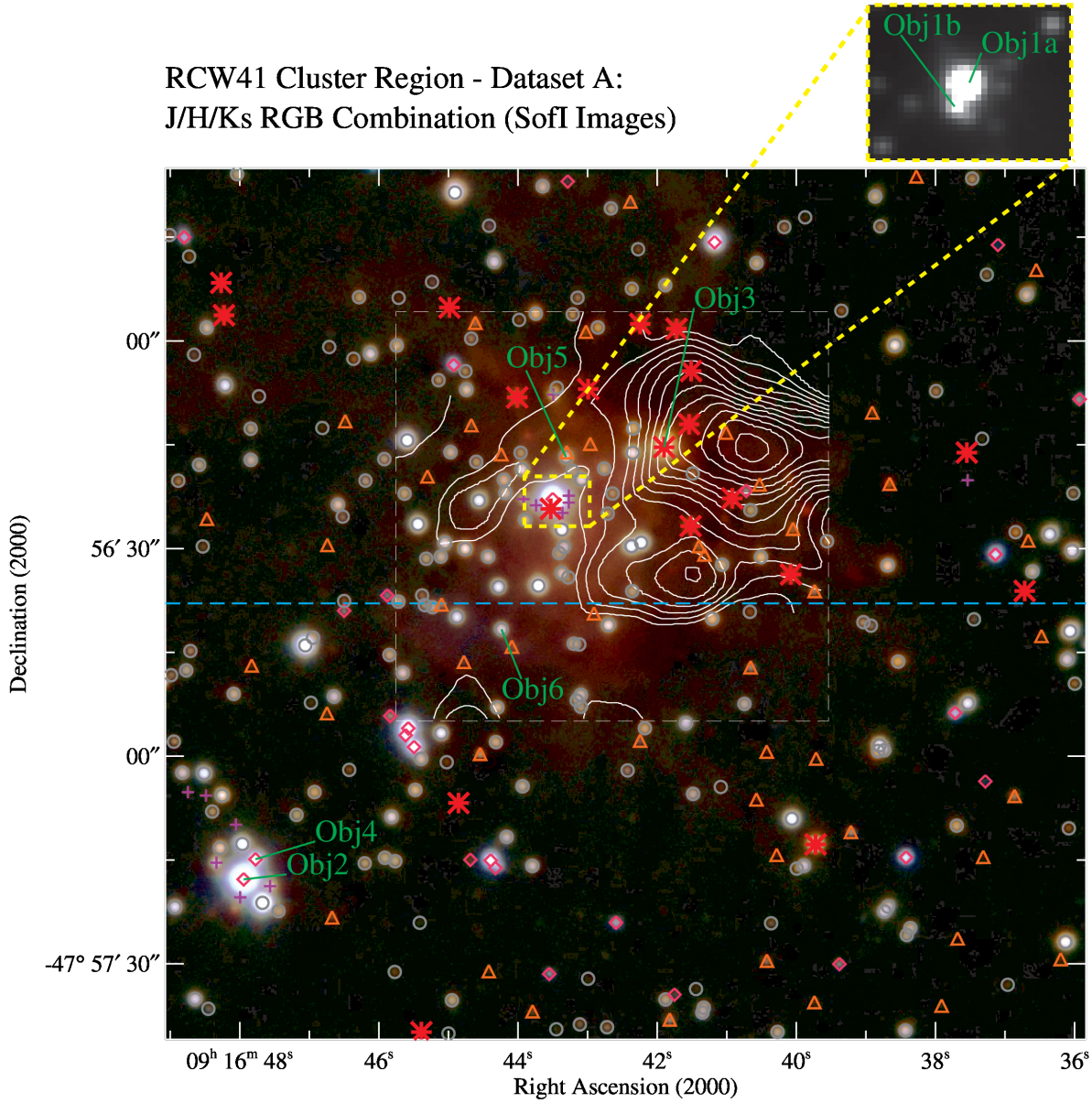


Figura 3.9: Imagem combinada (RGB) da região do aglomerado usando as bandas J (azul) H (verde) e Ks (vermelho) provenientes do conjunto A do SofI. O contraste foi realçado de maneira a revelar a emissão estendida brilhante ao redor do aglomerado estelar embebido. As estrelas estão marcadas com cores e símbolos relacionadas às suas localizações no diagrama cor-cor (ver Figura 3.8a). Objetos marcados com Obj1-6 foram previamente estudados através de técnicas espectroscópicas (Roman-Lopes et al. 2009). Os contornos de cor branca são provenientes de observações de HNCO por Zinchenko et al. (2000), representando a transição $10_{0,10} - 9_{0,9}$, com níveis de intensidade começando em 15% da intensidade máxima (1,5 K· km s^{-1}), aumentando em passos de 7,5%.

cor-cor.

A região do aglomerado é composta por duas estruturas distintas:

- a **porção principal**, que está associada a uma emissão estendida vista principalmente na banda Ks (proveniente provavelmente de linhas de recombinação do Brγ,

somado ao contínuo térmico), é formada por um grande grupo de objetos concentrados ao redor das estrelas Obj1a e Obj1b. Estas duas estrelas centrais mostram uma separação angular de apenas 1,3″, e estão mostradas em uma visão ampliada no topo da Figura 3.9;

- um pequeno **sub-aglomerado**, que está localizado a 1,1′ na direção Sudeste, em relação ao centro da porção principal. Nesta região localiza-se o Obj2, que é uma estrela do tipo O9V (Roman-Lopes et al. 2009), supostamente a estrela mais massiva do campo.

De acordo com Ortiz et al. (2007), os objetos 1a e 2 são os melhores candidatos a fontes de ionização da região HII associada.

Os contornos mostrados no mapa (em cor branca) correspondem a observações de HNCO, realizadas por Zinchenko et al. (2000), e cobrem principalmente as partes centrais do aglomerado. A molécula HNCO é mais facilmente excitada radiativamente (ao invés de colisionalmente) no interior das partes mais densas das nuvens moleculares ($n > 10^6 \mathrm{cm}^{-3}$), e é particularmente sensível ao campo de radiação no infravermelho distante, proveniente da poeira interestelar aquecida. Portanto, a emissão desta molécula é adequada para se localizar regiões nas vizinhanças de sítios de formação de estrelas massivas. Como já havia sido previamente indicado por Ortiz et al. (2007), os contornos de HNCO revelaram uma área supostamente varrida pela radiação e ventos estelares ao redor de Obj1a e Obj1b, assim como a presença de uma região de alta densidade localizada a cerca de 30-50″ na direção Noroeste, em relação às estrelas centrais.

Podemos correlacionar estas informações com a localização das estrelas apresentando altos valores de extinção visual (marcadas com asteriscos vermelhos). Estes objetos altamente obscurecidos possuem valores de A_V entre 15 e 35, e são mais facilmente encontrados na parte Norte do campo mostrado na Figura 3.9. De um total de 19 objetos com alta extinção, 16 (i.e., 84% deles) estão localizados acima da linha tracejada (em cor azul-claro), que divide a Figura 3.9 em metades Norte e Sul. Isso sugere que existe um gradiente correspondente a um aumento de extinção na direção Sul-Norte. Além disso, 9 destas estrelas (representando 47% delas) estão localizadas no interior dos contornos de HNCO, indicando uma correlação esperada entre o meio com alta densidade interestelar e a presença de estrelas altamente obscurecidas. Apesar de provavelmente existirem estrelas de fundo neste campo, algumas destas são mais provavelmente fontes jovens do aglomerado altamente embebidas, e portanto merecem uma atenção especial.

Os objetos marcados por cruzes violetas assumem posições anômalas no diagrama cor-cor, à esquerda da banda de avermelhamento. Especificamente para estes objetos, mostramos as barras de erros neste diagrama. Notamos que a maioria destes objetos estão localizados muito próximos a estrelas brilhantes. Portanto, sua posição anômala provavelmente se deve em parte à contaminação de brilho devido à luz espalhada de tais objetos brilhantes vizinhos. No entanto, a análise de suas barras de erros no diagrama cor-cor não nos permite afirmar que suas posições reais estariam no interior da banda de avermelhamento. Portanto, não é possível excluir a possibilidade de que as cores anômalas de pelo menos alguns destes objetos possuam uma origem intrínseca.

Não há nenhuma tendência clara para estrelas marcadas com círculos abertos de cor cinza ou triângulos laranjas, estando espalhados ao longo de toda a área. No entanto, para diamantes de cor rosa (ou seja, estrelas com baixa extinção, ou membros mais massivos do

aglomerado), há uma evidência fraca de que existe uma anti-correlação relativo à posição das estrelas com alta extinção (asteriscos vermelhos): 63% dos diamantes de cor rosa (17 entre 27 estrelas) estão presentes na porção Sul da imagem. Apesar da baixa estatística não permitir afirmar isto com maior certeza, este fato corrobora a ideia de que existe um gradiente com aumento de extinção na direção Sul-Norte.

Tais evidências dão suporte à ideia de que o material interestelar ao redor do Obj1a está apenas começando a ser varrido para fora desta área (de acordo com os contornos de HNCO), ao passo que a região ao redor do sub-aglomerado (que abriga a estrela massiva do tipo O9v – Obj2) já foi varrida devido à ação radiativa e dos fortes ventos estelares.

3.7 Diagramas cor-magnitude

Na Figura 3.10 mostramos três diagramas cor-magnitude para ambas as regiões do aglomerado e de controle. Enquanto o campo de controle é provavelmente composto apenas por estrelas gigantes e de sequência principal de campo (da frente e do fundo), o campo do aglomerado contém os membros do aglomerado em si, adicionalmente aos objetos de campo. Com o objetivo de localizar as regiões de superposição nestes diagramas, as estrelas do campo de controle (indicadas por símbolos $\times$ de cor verde), foram incluídas nos mesmos diagramas. Esta estratégia é útil para se identificar as estrelas do campo do aglomerado apresentando características fotométricas de objetos contaminantes.

As Figuras 3.10a ($H \times [H - Ks]$) e 3.10b ($Ks \times [J - Ks]$) foram ambas criadas com as cores e magnitudes do conjunto A, usando as regiões do controle e do aglomerado, como feito na seção 3.4 (a imagem interna à Figura 3.10a mostra as áreas do aglomerado e do controle sobrepostas a uma pequena imagem do 2MASS na banda Ks). Os pontos nestes dois diagramas são desenhados usando o mesmo esquema de cores e símbolos da Figura 3.8, nos permitindo identificar as posições dos diferentes grupos estelares previamente definidos no diagrama cor-cor. A sequência principal de idade zero (ZAMS, para metalicidade solar) é representada pela isócrona JHKs de Padova do 2MASS (Bonatto et al. 2004), que é denotada por uma linha escura contínua. Uma faixa cinza é inserida ao redor desta linha para se levar em conta a incerteza de $\pm$2,0 mag no valor de A_V. Complementando, mostramos também três isócronas de pré-sequência principal (PSP, $t = 1$, 2,5, e 5 M-anos, para metalicidade solar), obtidos dos modelos de evolução de estrelas jovens de Siess et al. (2000). Usamos a distância do aglomerado ($d = 1{,}3 \pm 0{,}2$ kpc), assim como o valor de A_V obtido na Seção 3.5, para se corrigir a posição das isócronas em relação aos dados. Além disso, uma seta correspondendo a 5 magnitudes de extinção visual foi incluída em cada um dos diagramas.

A Figura 3.10c é um diagrama de $H \times (H - Ks)$, construído com os dados de H e Ks do conjunto B, que cobre uma área maior ao redor do aglomerado (ver Figura 3.4). Como mostrado pela imagem interna a este diagrama, mantemos a mesma área do aglomerado usada no conjunto A (Figuras 3.10a e b), e escolhemos uma região de controle diferente, correspondente a uma ampla área nas bordas externas da região coberta pelo conjunto B (definida pela área hachurada verde). Isto deve permitir uma avaliação mais completa da população estelar de campo. Como os dados da banda J não estão disponíveis no conjunto B, uma posição no diagrama cor-cor não foi determinada, e portanto nós simplesmente usamos círculos abertos de cor cinza para representar as estrelas do aglomerado, e símbolos $\times$ de cor verde para os objetos da área de controle.

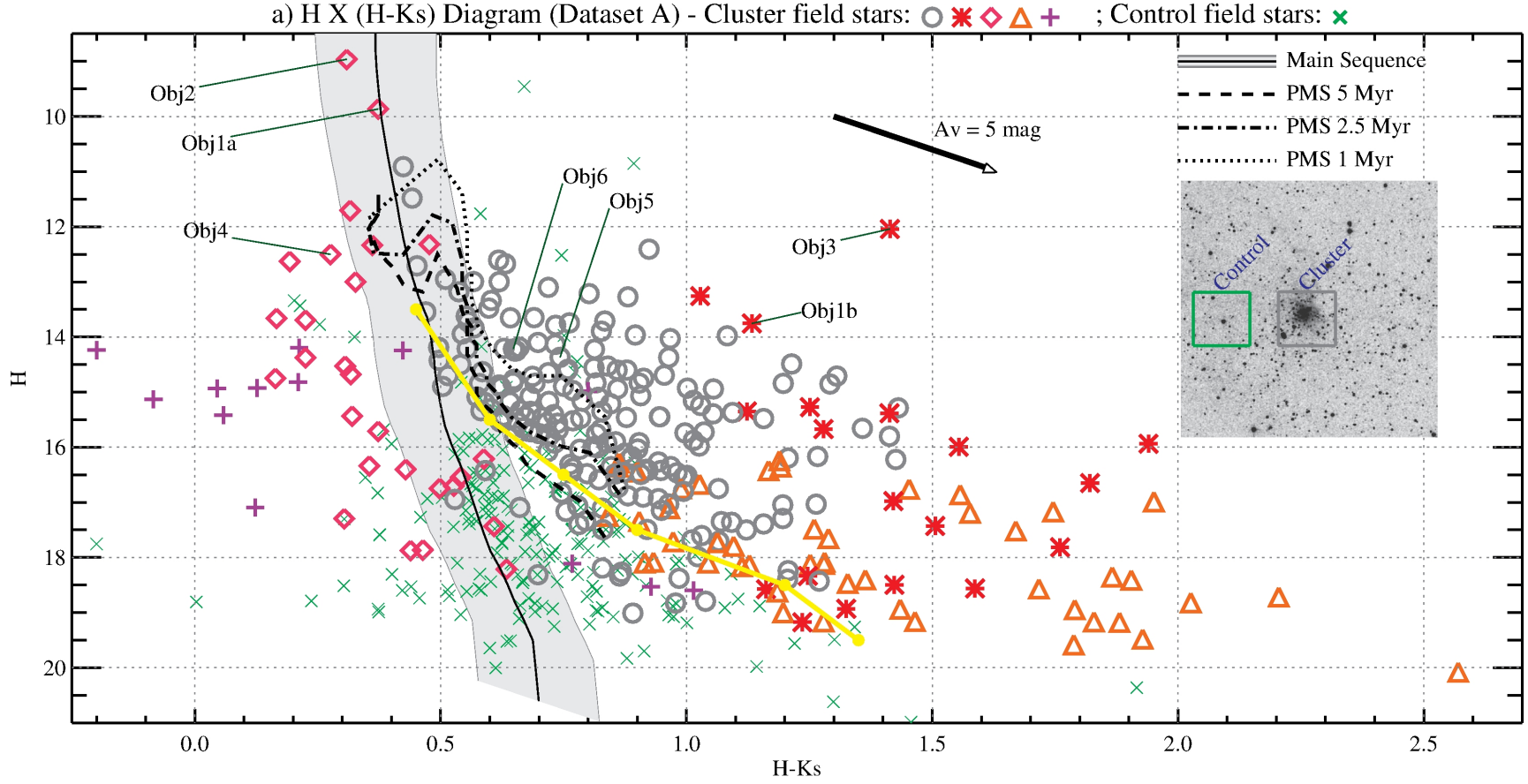


Figura 3.10: Diagramas cor-magnitude usando o conjunto A (*a*: $H \times [H - Ks]$; e *b*, próxima página: $Ks \times [J - Ks]$) e o conjunto B (*c*, página seguinte: $H \times [H - Ks]$). As pequenas imagens do 2MASS interiores aos diagramas *a* e *c* mostram as áreas do aglomerado e do controle usadas para cada conjunto. Estrelas dos campos de controle estão marcadas pelo símbolo $\times$ verde, enquanto estrelas do aglomerado nos diagramas *a* e *b* são indicadas por cores e símbolos de acordo com a Figura 3.8. Todas as estrelas do aglomerado no diagrama *c* estão indicadas por círculos abertos de cor cinza. A ZAMS e diversas isócronas PSP estão indicadas. A linha amarela estabelece uma separação estatística entre as estrelas de campo contaminantes e os membros do aglomerado, como mostrado na Figura 3.11. No diagrama *b*, a imagem interna mostra a localização dos objetos do aglomerado posicionados na região de *turn-on* (setas azuis), i.e., localizados no interior do retângulo azul tracejado. O Obj2 estava saturado no conjunto B, e portanto não é mostrado no diagrama *c*.

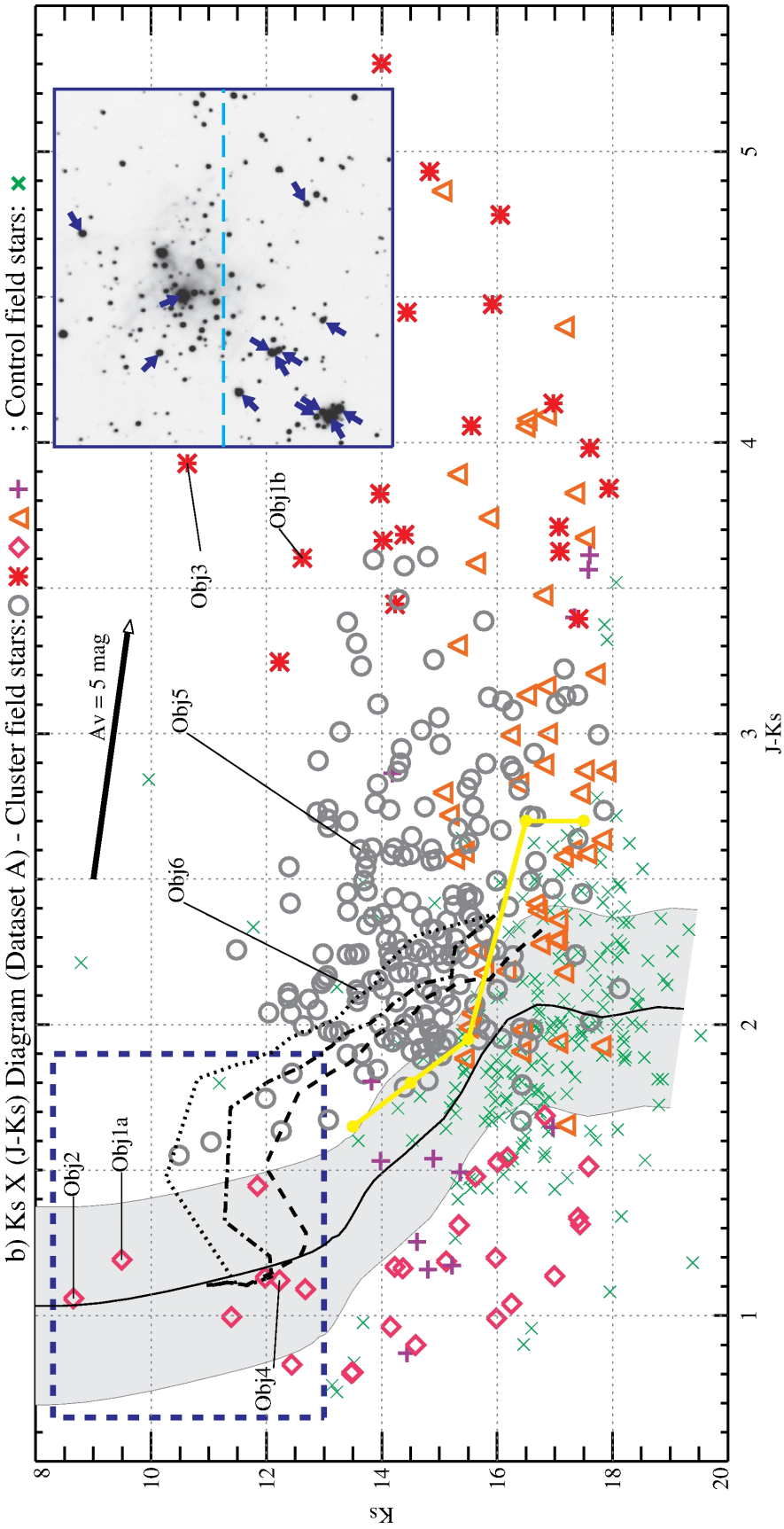


Figura 3.10: Continuação.

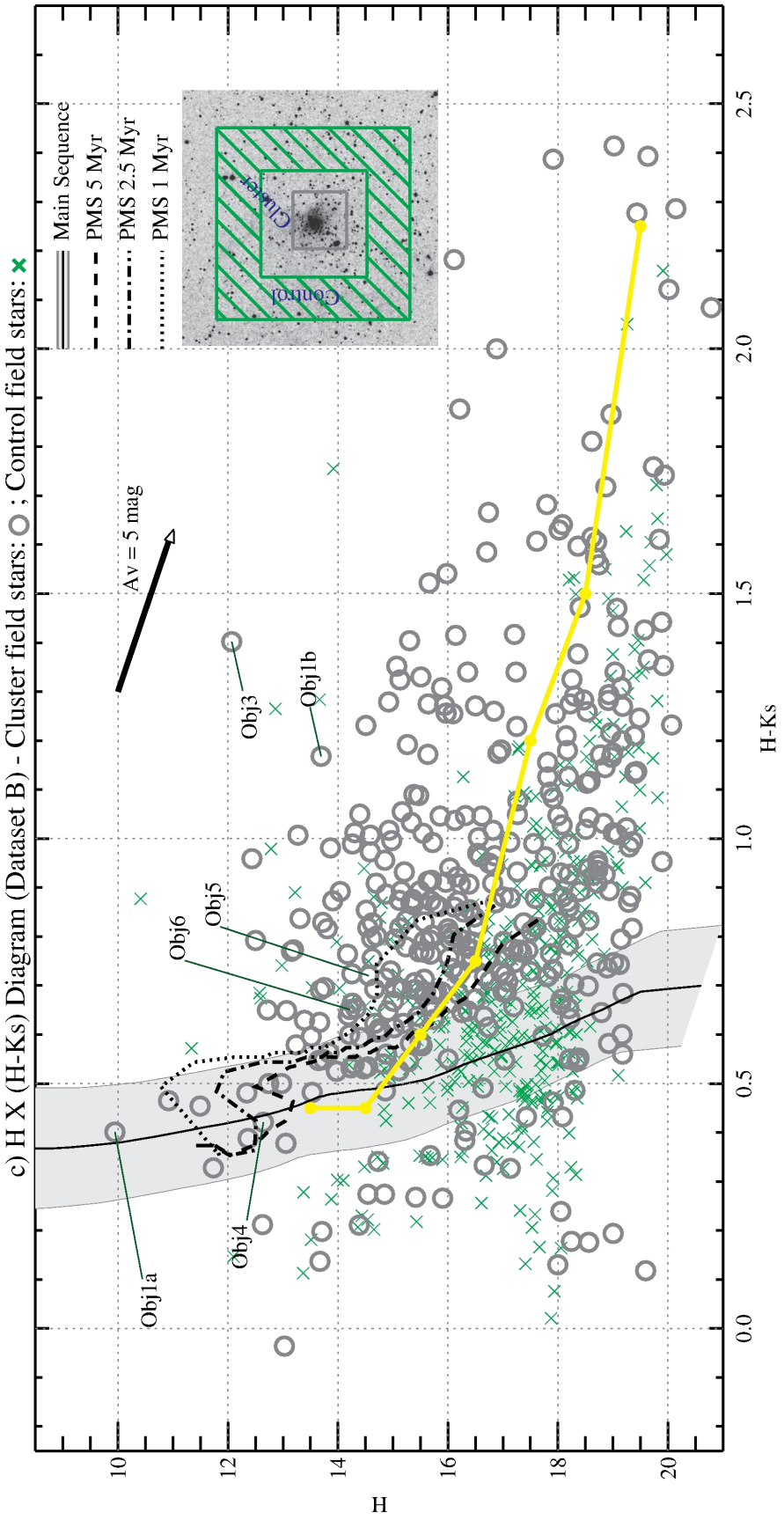


Figura 3.10: Continuação.

Analisando a distribuição das estrelas do aglomerado e do controle em todos os três diagramas, notamos algumas características marcantes em comum. Inicialmente, a maior parte das fontes pontuais do aglomerado aparecem deslocadas em relação à posição da ZAMS, estando posicionadas à sua direita, apresentando maiores valores de cor (i.e., sobre a região onde estão localizadas as isócronas PSP). Isto indica que a maior parte das fontes do aglomerado são provavelmente estrelas muito jovens, que ainda não atingiram a fase de queima do hidrogênio. No entanto, como seria de fato esperado, alguns objetos da área do aglomerado estão localizados na parte esquerda dos diagramas, ocupando a mesma posição das estrelas de campo, e portanto são provavelmente estrelas contaminantes, membros da população estelar do campo Galáctico. Além disso, a partir das Figuras 3.10a e b, podemos ver que os objetos posicionados à esquerda da ZAMS são principalmente representados por diamantes cor-de-rosa e cruzes violetas, i.e., estrelas com menor extinção e objetos com cores anômalas. Portanto, isto é um indicativo de que tais áreas são compostas por objetos de campo localizados à frente do aglomerado ao longo de sua linha-de-visada. Por outro lado, é evidente que alguns dos diamantes cor-de-rosa representam estrelas mais brilhantes (por exemplo, os objetos 1a, 2 e 4), sendo assim membros do aglomerado que já atingiram a fase da sequência principal.

Apesar da maioria das estrelas do campo do aglomerado (representadas pelos círculos), estarem localizadas juntamente com a posição das isócronas PSP, um certo número de objetos aparecem distribuídos à direita dos diagramas, portanto apresentando altos valores de $J-Ks$ e $H-Ks$. Isto é provavelmente um efeito combinado de excesso no IVP intrínseco das estrelas jovens, extinção interestelar não uniforme ao longo da área do aglomerado, e incertezas fotométricas. Notamos especificamente que as estrelas representadas pelos triângulos alaranjados, estão bastante deslocadas para a direita, apresentando altos valores dos índices de cor, o que é um indicativo de emissão proveniente de discos circunstelares. Além disso, tais objetos apresentam um brilho relativamente baixo, com $H > 16$, e portanto provavelmente correspondem às componentes de baixa massa deste conjunto de candidatos a YSOs.

Finalmente, os objetos representados pelos asteriscos vermelhos (identificados como objetos dentro da banda da avermelhamento, mas apresentando altos valores de extinção) apresentam alguns dos maiores valores de $J - Ks$ e $H - Ks$. Apesar de algumas destas estrelas poderem ser fontes de fundo, considerando a forma não uniforme e agrupada do material interestelar no ambiente ao redor do aglomerado (ver, por exemplo, os contornos de emissão de HNCO na Figura 3.9 e a discussão na Seção 3.6), é possível que muitos destes sejam na realidade membros PSP altamente embebidos do aglomerado. Por exemplo, é altamente provável que o Obj1b (o companheiro próximo da estrela brilhante central Obj1a, e que está marcado com um asterisco vermelho) seja na realidade um YSO massivo. Mais a respeito deste assunto será discutido na Seção 3.9.

3.8 O status evolutivo do aglomerado

As isócronas PSP de Siess et al. (2000) mostradas na Figura 3.10 podem ser correlacionadas com a distribuição estelar dos diagramas cor-magnitude, e assim fornecer uma estimativa média da idade do aglomerado. No entanto, estrelas de campo contaminadoras, presentes na área do aglomerado devem ser previamente identificadas, pelo menos de

forma estatística. Tal identificação é baseada nas áreas de superposição encontradas nos diagramas cor-magnitude, entre as populações do aglomerado e de campo.

Para se obter um reconhecimento mais quantitativo dos objetos contaminadores, o seguinte método foi adotado: os três diagramas cor-magnitude da Figura 3.10 foram divididos em faixas de 1 magnitude (ao longo do eixo vertical), e para cada uma das faixas, um histograma foi construído, usando o índice de cor relacionado a cada respectivo diagrama (Figura 3.11). Cada histograma é dividido entre as populações do aglomerado (linha vermelha contínua) e do controle (linha azul tracejada), e bins de 0,15 mag são usados. Os histogramas foram normalizados pelo número total de estrelas usadas nos diagramas cor-magnitude de cada área. Estes números são: N_{tot}(conjunto A, aglomerado) = 302, N_{tot}(conjunto A, controle) = 202, N_{tot}(conjunto B, aglomerado) = 384 e N_{tot}(conjunto B, controle) = 396. Portanto, estes histogramas representam a fração percentual de estrelas dentro de cada faixa de magnitude e cada bin de cor.

Uma separação aproximada entre os membros intrínsecos do aglomerado (deslocados principalmente para a direita dos histogramas) e a população estelar de campo, pode ser definida pelo índice de cor em que a fração de estrelas do aglomerado passa a ser predominante, relativo às estrelas do controle. Para cada histograma apresentando um número suficiente de pontos, este valor foi marcado por uma linha vertical amarela. Portanto, este valor representa um critério de separação entre as estrelas de campo (objetos à esquerda da linha amarela) e a população intrínseca do aglomerado (estrelas à direita da linha amarela). Estes valores foram também indicados na Figura 3.10, através da linha amarela conectando os pontos relacionados aos histogramas. Isto fornece um esquema adequado para descontaminar de maneira aproximada os diagramas cor-magnitude, permitindo portanto uma análise mais clara da posição das isócronas relativa à distribuição dos possíveis membros intrínsecos do aglomerado.

Especialmente quando analisamos as Figuras 3.10a e 3.10c (isto é, os diagramas de $H \times [H - Ks]$), notamos que a linha de separação amarela passa exatamente entre as isócronas relacionadas a t = 2,5 M-anos e t = 5,0 M-anos. Além disso, em ambos os diagramas, uma grande quantidade de objetos do aglomerado que estão à direita da linha amarela (ver os círculos abertos de cor cinza), parecem definir aproximadamente uma banda ao redor da isócrona de t = 2,5 M-anos.

Por outro lado, um outro bom indicativo de idade provém da análise da posição do ponto onde as estrelas saem da fase de PSP e entram na sequência principal (iniciando assim a queima do hidrogênio). Este ponto é conhecido como *turn-on*, e está melhor definido quando analisamos o diagrama de $Ks \times (J - Ks)$ (Figure 3.10b). Neste diagrama, esta posição é indicada pelo retângulo azul tracejado, que engloba tanto os objetos que já estão na sequência principal, quanto aqueles que estão atualmente deixando a fase de PSP.

Note que sobre a região da sequência principal, abaixo do ponto de *turn-on* para a isócrona de t = 5,0 M-anos, há um pequeno *gap* de fontes do aglomerado, com magnitudes na faixa de $Ks = 13$ até $Ks \approx 14$ (a partir de onde a presença de objetos contaminantes parece dominar). Isto sugere que não existem estrelas do aglomerado com uma idade maior que t = 5,0 M-anos, fornecendo assim um limite superior nesta análise. Analisando também a estrela indicada por Obj4, cuja distância é consistente com um membro intrínseco do aglomerado (de acordo com Roman-Lopes et al. 2009), notamos que ela está localizada justamente sobre a sequência principal, em uma posição entre as isócronas de t = 2,5 e t = 5,0 M-anos.

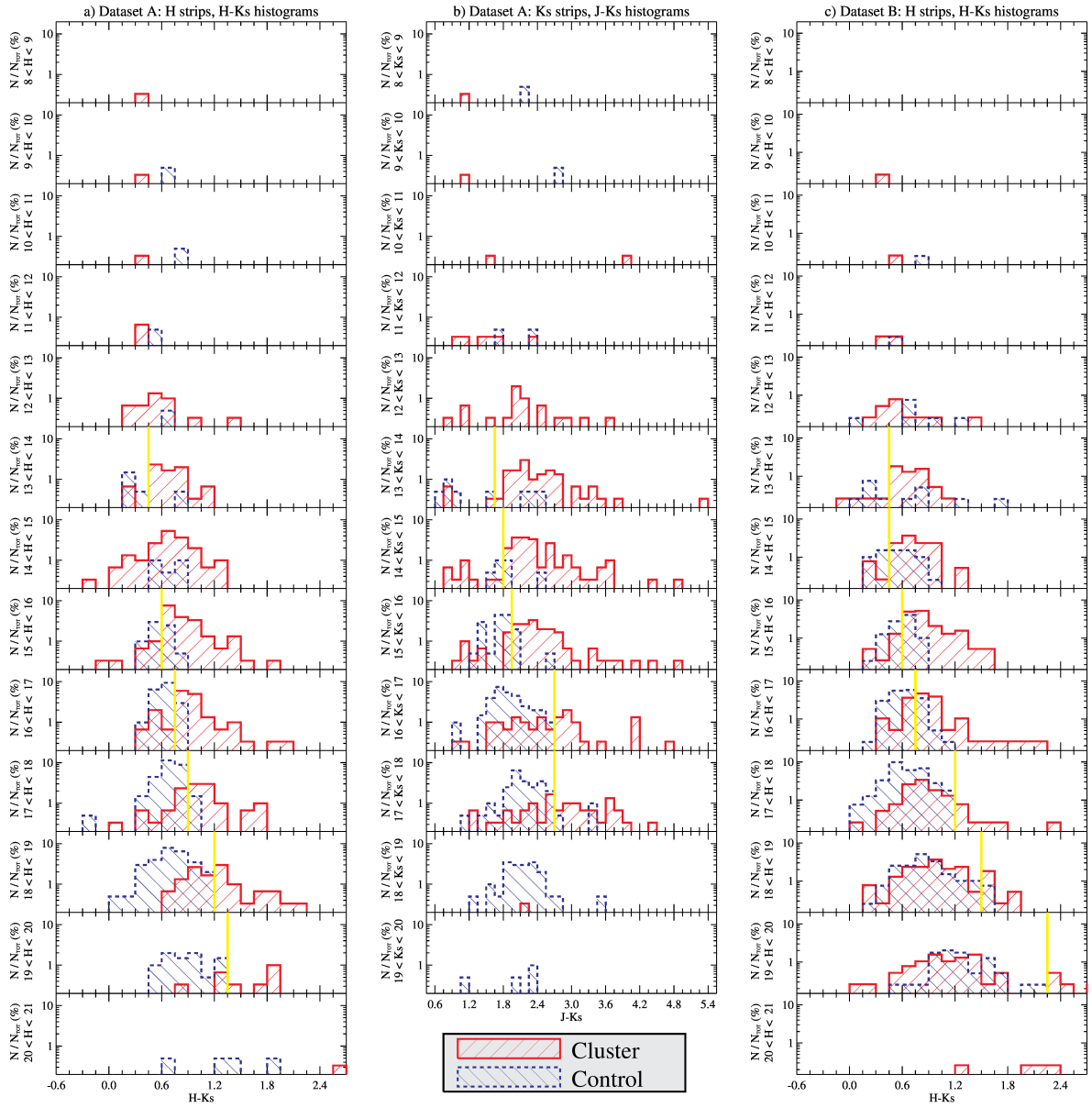


Figura 3.11: Histogramas de índices de cor para as áreas do aglomerado (linhas vermelhas contínuas) e do controle (linhas azuis tracejadas), separadas por faixas sucessivas com largura de 1 magnitude. Os histogramas das partes *a*, *b* e *c* estão diretamente relacionados à distribuição da população estelar nos diagramas cor-magnitude respectivamente das Figuras 3.10a , 3.10b, e 3.10c. Portanto, as partes *a* e *b* são ambas do conjunto A, respectivamente representando histogramas de $H - Ks$ e $J - Ks$, com divisões de magnitude em H e Ks. Os histogramas da parte *c* provém do conjunto B, onde a cor $H - Ks$ é usada, em faixas de magnitude H. Cada valor nos histogramas foi normalizado pelo número total de estrelas usado em cada campo. As linhas amarelas verticais são usadas na maioria dos histogramas para auxiliar na identificação de estrelas contaminantes presentes na região do aglomerado, separando-se as áreas de sobreposição entre as populações do aglomerado e controle (localizadas respectivamente à esquerda e direita desta linha).

Estas evidências sugerem que a idade média do aglomerado é entre $t = 2{,}5$ e $t = 5{,}0$ M-anos. Além disso, esta análise sugere que há uma preferência quanto à localização das

estrelas mais massivas, que já atingiram a sequência principal. A localização espacial dos objetos na região do *turn-on* da Figura 3.10b (dentro do retângulo azul tracejado) está indicada por seta azuis na imagem do aglomerado, inserida dentro deste mesmo diagrama. É evidente que a maioria destes objetos (10 entre um total de 13) estão posicionados mais próximos (ou dentro) do sub-aglomerado, ao invés do centro da porção principal do aglomerado (o que seria esperado por exemplo, se processos dinâmicos de segregação de massa já tivessem ocorrido).

Note que, ao mesmo tempo, esta porção ao Sul do aglomerado (onde, através destas evidências, vemos que se concentram a maior parte dos objetos massivos), coincide com a região onde parece haver uma menor extinção interestelar, devido ao fato de que estes mesmos objetos massivos já varreram o material para fora deste volume (de acordo com a discussão da Seção 3.6). Enquanto isso, na porção principal do aglomerado, núcleos interestelares mais densos ainda estão presentes. Portanto, um cenário que pode ter ocorrido é uma formação sequencial no sentido Sul-Norte, com o material que foi varrido da área Sul sendo responsável por induzir a formação estelar na porção principal. No entanto, é importante salientar que não é possível observar diferenças de idade entre a população mais massiva ou menos massiva através da análise dos diagramas cor-magnitude. Além disso, a pequena distância entre o aglomerado e o sub-aglomerado (cerca de 0,57 pc) torna difícil a detecção de possíveis efeitos de formação sequencial, já que a evolução dinâmica da posição das estrelas pode ter levado objetos de ambas as partes a se misturarem, considerando-se a escala de tempo envolvida.

Como já discutido anteriormente, cenários de formação estelar induzida e sequencial são comuns em regiões HII, especialmente quando se analisam estas regiões de dentro para fora. Se a hipótese de formação estelar em épocas consecutivas é de fato verdadeira, o grande espalhamento de pontos do aglomerado nos diagramas cor-magnitude, na direção de cores com maior valor, pode também ser explicado por um espalhamento intrínseco de idades da população estelar estudada (neste caso, existiria a possibilidade de haverem objetos bem mais jovens, com idade menor que 2,5 M-anos).

Finalmente, podemos ainda utilizar os diagramas cor-magnitude descontaminados para se fazer uma estimativa do número de membros intrínsecos do aglomerado. Fazemos isso contando apenas os objetos à direita e acima da linha amarela separadora, para cada um dos diagramas da Figura 3.10. Tomando uma média dos 3 valores obtidos, encontramos que o número de membros intrínsecos do aglomerado (até o limite de completeza fotométrico de nossa amostra) é de $N = 229 \pm 21$.

3.9 Análise de objetos individuais com propriedades espectroscópicas conhecidas

As características espectroscópicas de diversos objetos previamente estudados por Roman-Lopes et al. (2009), podem agora ser correlacionadas com as posições dos objetos nos diagramas cor-cor e cor-magnitude. As mesmas estrelas analisadas nestas observações espectroscópicas foram renomeadas como Obj1-6, e estão indicadas nas Figuras 3.8, 3.9, e 3.10.

Três dos objetos mais massivos do aglomerado – Obj1a, 2, e 4 – foram respectivamente classificados como estrelas dos tipos B0V, O9V, e B7V-B8V. A localização de tais objetos

nos diagramas cor-magnitude (Figure 3.10) é consistente com estrelas que já atingiram a sequência principal.

O objeto 1b exibe linhas espectrais características de YSOs, e de acordo com Ortiz et al. (2007), o conjunto Obj1a+b também indica características de poeira aquecida, tais como emissão no infravermelho além de 5μm (provavelmente proveniente do Obj1b). De fato, este objeto está localizado na região de alta extinção definida no diagrama cor-cor, que é um indicativo de sua natureza embebida. Além disso, notamos que o seu espectro na banda K (reproduzido aqui na Figura 3.12a, e obtido em Roman-Lopes et al. 2009) apresenta características que são muito similares ao espectro da estrela T Tau Sb, o terceiro membro do sistema múltiplo T Tau (este espectro é mostrado na Figura 3.12b, e foi obtido em Duchêne et al. 2002): ambas as fontes exibem uma grande emissão da linha Brγ (que é um forte indicativo de processos de acresção), assim como diversos sobretons de absorção de CO. Esta evidência sugere que o objeto 1b, a companheira próxima à estrela massiva B0v central (Obj1a), é uma estrela T Tauri muito jovem. A presença deste objeto jovem próximo do centro da porção principal do aglomerado fornece uma evidência adicional que dá suporte à ideia de que a formação estelar nesta área pode ter sido induzida pela atividade anterior de formação estelar na região do sub-aglomerado, como discutido na Seção 3.8.

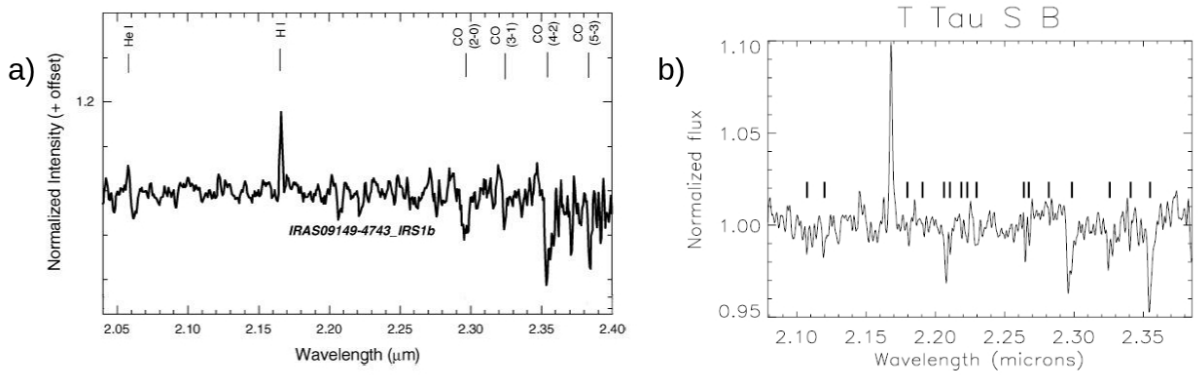


Figura 3.12: Comparação entre os espectros na banda K do Obj1b de RCW 41 (*a*, proveniente de Roman-Lopes et al. 2009), e da estrela T Tau Sb (*b*, obtido em Duchêne et al. 2002).

Apesar das fontes nomeadas de Obj5 e Obj6 terem sido previamente classificadas como estrelas de campo (contaminantes), de tipo mais tardio, suas posições nos diagramas cor-magnitude (Figuras 3.10a, b, e c) são consistentes com a classificação como estrelas T Tauri. Apesar de suas características espectroscópicas poderem ser interpretadas como sendo típicas de objetos de tipo tardio do campo, algumas observações já foram relatadas de estrelas de Classe I com poucos sinais espectroscópicos indicando a sua juventude. Dois exemplos são as fontes IRAS 03220+3035(S) e IRAS F03258+3105, das observações espectroscópicas no IVP de Connelley & Greene (2010): estas estrelas foram classificadas como YSOs, apesar de apresentarem espectros na banda K mostrando apenas sobretons de CO em absorção, e quase nenhuma emissão de Brγ. Tais características são bastante similares àquelas apresentadas pelos objetos 5 e 6. Portanto, se também levarmos em conta a sua posição na região densamente populada próximo ao centro do aglomerado (ver

Figura 3.9), estas fontes podem também ser estrelas T Tauri, membras do aglomerado.

Outras propriedades interessantes estão relacionadas ao Obj3, que é uma fonte altamente avermelhada, e possui cores no IVP correspondendo a uma extinção visual de $A_V > 20$, que é consistente com sua localização espacial no interior dos contornos de HNCO (Figura 3.9). Apesar de análises anteriores de seu espectro na banda K mostrarem que este objeto poderia ser uma típica estrela de tipo tardio de fundo, sua posição no diagrama cor-magnitude sugere que ele também poderia ser interpretado como um YSO altamente avermelhado de massa média-alta. Uma análise cuidadosa de seu espectro mostra um conjunto fraco de linhas de CO em absorção, que é tipicamente uma característica de YSOs de baixa massa. No entanto, sua alta luminosidade no IVP sugere uma natureza mais massiva. Portanto, uma explicação válida para as fracas linhas de CO poderia ser devido ao velamento da fotosfera estelar, assim como das bandas de CO, pela emissão do contínuo de poeira proveniente de um disco circunstelar, como sugerido por Casali & Eiroa (1995). Neste caso, uma anti-correlação entre a intensidade de tais linhas com o excesso de cor no IVP seria esperada. Apesar de mais observações serem necessárias para se caracterizar completamente esta fonte, tais evidências indicam que o objeto 3 é provavelmente um YSO de massa média-alta membro do aglomerado.

3.10 Determinação do centro do aglomerado e o perfil de densidade radial

Para se realizar uma análise rigorosa do perfil de densidade radial do aglomerado, é importante que se determine antes a sua posição central média. Portanto, utilizamos a imagem Ks do conjunto B, e dividimos a região em bins de larguras específicas (5, 10, 15, e 20 segundos de arco), e assim construímos a distribuição de densidade estelar. Os resultados estão mostrados na Figura 3.13, onde a escala cinza representa o número de estrelas por bin de área.

A posição central do aglomerado para cada largura de bin foi determinada através de ajustes Gaussianos bi-dimensionais para as distribuições de densidade estelar. Estes ajustes estão representados pelos mapas de contorno vermelhos superpostos a cada um dos diagramas na Figura 3.13. Em seguida, calculamos um valor médio, resultando em $(\alpha_c,\delta_c)=(9^h16^m43{,}5^s,-47°56'24{,}2'')$, com uma incerteza de $(0{,}2^s,0{,}9'')$. Apesar das estrelas do aglomerado aparecerem ligeiramente espalhadas ao longo da direção Sul e Sudeste (próximo ao sub-aglomerado), uma concentração bastante pronunciada aparece ao redor de α_c,δ_c, a posição central do aglomerado.

Como previamente discutido na Seção 2.3.5, a morfologia de um perfil de densidade radial pode ser estudado de maneira simples, utilizando-se a função de King de 2 parâmetros (King 1962, 1966), que pode ser aproximadamente descrita em termos de uma densidade central (σ_0) e um raio de núcleo (R_{core}). Isto foi possível posicionando-se vários anéis circuncêntricos ao redor da posição central calculada, com larguras de $10''$ cada, e calculando-se a densidade estelar como uma função da distância até o centro ($\sigma(r)$). Como discutido anteriormente, a equação usada para o ajuste é:

$$\sigma(r) = \sigma_{field} + \frac{\sigma_0}{1 + (r/R_{core})^2} \tag{3.1}$$

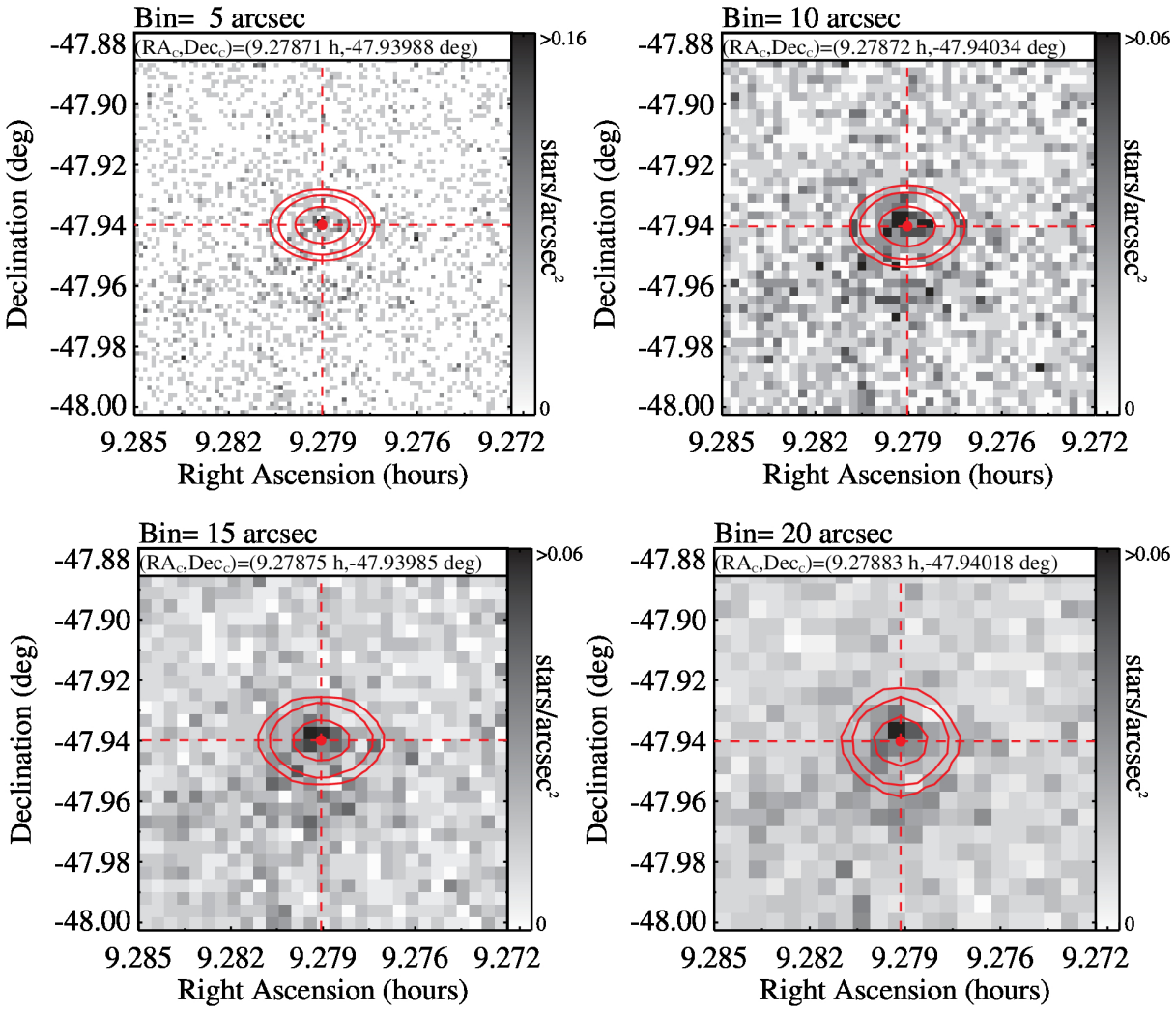


Figura 3.13: Distribuições de densidade estelar para diferentes tamanhos de bin, gerados usando-se as posições fotométricas do conjunto B. A escala de cinza está relacionada à densidade estelar, com tons mais escuros representando uma maior densidade estelar, como pode ser inferido pelas barras de escala. Ajustes gaussianos bi-dimensionais aplicados a cada uma das distribuições são representados pelas linhas de contorno vermelhas, que estão relacionadas aos seguintes níveis: 0.013, 0.015, and 0.030 estrelas/arcsec^2. As posições centrais obtidas a partir dos ajustes gaussianos são especificadas no topo de cada um dos diagramas, e são indicadas por um ponto vermelho.

Os resultados estão mostrados na Figura 3.14a, onde os pontos indicam a densidade estelar em cada anel, e o ajuste da função de King é denotado pela linha contínua, juntamente com as curvas associadas à incerteza (linhas tracejadas – obtidas a partir das incertezas dos parâmetros ajustados). Começando a partir do centro, a densidade estelar decresce no sentido de raios maiores, e o ponto em que a densidade do aglomerado se iguala completamente à densidade do campo é visualmente identificada como R_{lim}, isto é, um valor aproximado para o raio limite do aglomerado.

Note que um pequeno aumento de densidade, se estendendo de $r \approx 65$ até $110''$, aparece neste perfil radial. Isto ocorre possivelmente devido ao espalhamento de estrelas na direção da área Sul-Leste ao redor do sub-aglomerado (delimitado por uma pequena

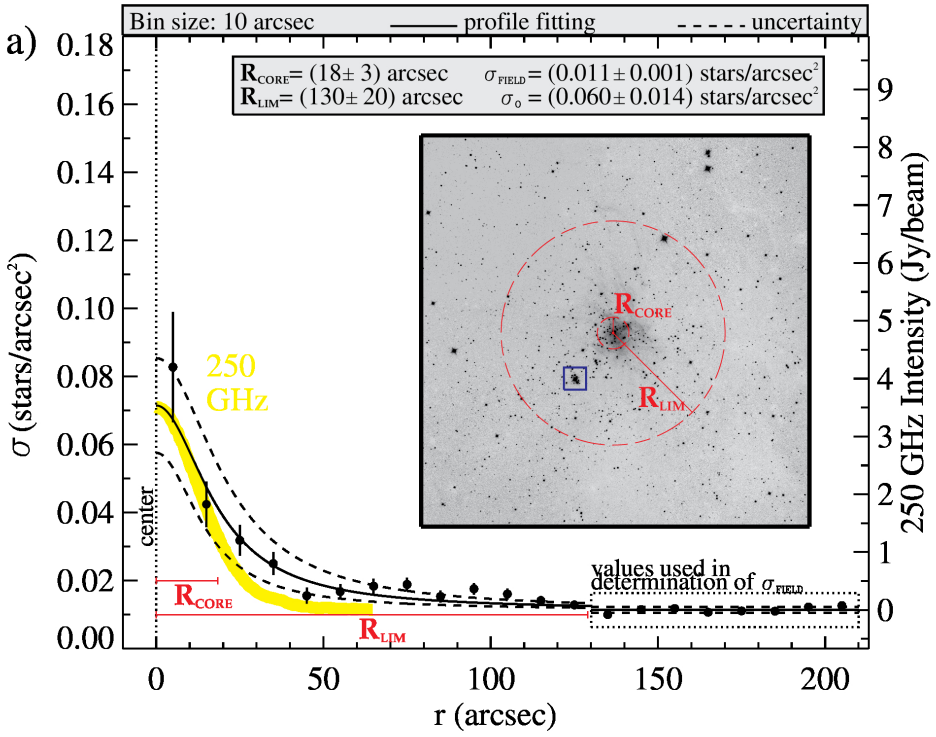


Figura 3.14: *(a)* Ajuste do perfil de King do aglomerado usando anéis concêntricos ao redor da posição central. Os valores para σ_0, R_{core}, σ_{field}, e R_{lim} estão mostrados no topo de cada diagrama, e a dimensão espacial de R_{core} e R_{lim} estão indicadas como círculos vermelhos tracejados na imagem Ks do conjunto B (interior aos diagramas). As barras de erro representam incertezas de Poisson. O parâmetro σ_{field} , que representa a densidade estelar uniforme do campo, foi calculado separadamente, através do valor médio (e desvio padrão) de pontos com $r > R_{lim}$. *(b)* (próxima página) O mesmo ajuste de King, ignorando-se a área hachurada em azul, que contamina o perfil de densidade radial devido a um espalhamento de densidade estelar na direção Sul-Leste. Note a formato mais afinado da curva ajustada neste caso. Em ambos os diagramas (*a*) e (*b*), a linha espessa amarela representa o perfil de densidade radial da emissão do contínuo de poeira em 1,2 mm (250 GHz), originado na direção do aglomerado, definindo-se um núcleo quase-esférico como descrito por Pirogov et al. (2007) e Pirogov (2009) – ver Figura 3.3. A escala à direita representa a intensidade da emissão em 250 GHz, e o pico deste perfil de densidade radial foi ajustado para coincidir com o pico da densidade estelar obtido da função de King, para fins de comparação.

caixa azul na Figura 3.14a). Na Figura 3.14b, nós removemos esta área da análise do perfil de densidade radial (a região hachurada em azul), de maneira a fornecer um ajuste mais adequado apenas da concentração principal de estrelas do aglomerado. Portanto, neste segundo ajuste, usamos apenas a região na direção Nordeste do campo para se calcular as densidades estelares (usando meio-anéis crescentes a partir do centro). A nova função de King é bem mais afinada e concentrada no centro neste caso, mostrando um grande decréscimo de 44% em R_{core} e 38% em R_{lim}. O valor estimado de R_{lim} indica que as áreas de controle utilizadas nas análises fotométricas das seções anteriores, são suficientemente distantes da estrutura principal do aglomerado, portanto evitando-se qualquer contaminação significativa. Apesar de excluir a área a Sudeste, o aumento de densidade a cerca de 70″ do centro ainda aparece no segundo diagrama (embora com menor

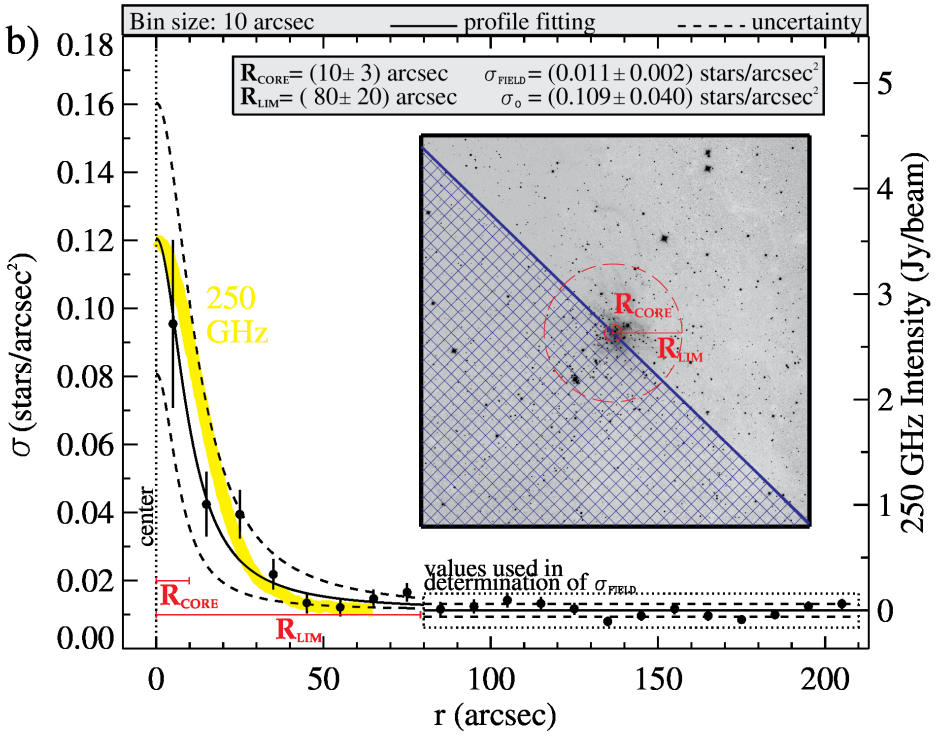


Figura 3.14: Continuação.

proeminência), sugerindo que este aumento pode ser devido a outros efeitos associados a presença das estrelas nas bordas da porção principal. Além disso, é importante salientar que as estimativas de R_{lim} são incertas, uma vez que são baseadas apenas em uma análise visual.

Lada & Lada (2003) sugeriu que aglomerados estelares embebidos podem ser morfologicamente classificados como dois tipos: hierarquizados (apresentando múltiplos picos de densidade, frequentemente espalhados sobre uma grande região), ou centralmente condensados (com distribuições altamente concentradas, apresentando perfis de densidade radial relativamente suaves). Apesar das distribuições de densidade mostrarem que o aglomerado apresenta algumas concentrações estelares mais isoladas, o ajuste relativamente suave da função de King indica que este é provavelmente do tipo centralmente condensado. Este tipo estrutural é uma característica comum de aglomerados estelares muito jovens, já que a maior parte das estrelas ainda não se dispersaram pelo campo, e estão ainda fortemente concentradas ao redor do centro.

Tal morfologia pode ser correlacionada com as observações de 250 GHz da emissão contínua em 1,2mm da poeira na direção desta região (Figura 3.3a, Pirogov et al. 2007), que define um núcleo quase esférico dentro do qual o aglomerado provavelmente está imerso. Baseando-se nestas observações, e usando uma lei de potência, Pirogov (2009) obteve um perfil de densidade radial da emissão da poeira (mostrado na Figura 3.3b). Este mesmo perfil foi sobreposto nos diagramas das Figuras 3.14a e 3.14b, como mostrado pela linha amarela (o pico da emissão foi ajustado para se igualar ao valor máximo da função de King, em cada caso).

Pode-se notar que ambas as distribuições (da emissão da poeira e da densidade estelar) são similares, sugerindo que o sistema estelar ainda está embebido no interior de parte da

nuvem original onde a formação estelar começou inicialmente. Portanto, a presença deste material interestelar denso aumenta o potencial gravitacional e portanto a ligação física do sistema como um todo, auxiliando em manter as estrelas espacialmente concentradas. O tipo espacialmente concentrado do aglomerado estelar ocorre devido ao gás e poeira da nuvem molecular progenitora, que ainda está em parte presente na região do aglomerado, e provavelmente começando a ser varrido para fora, devido à ação das estrelas massivas recém-nascidas.

É importante salientar que na comparação realizada acima, os centros de ambos o perfil radial da emissão da poeira e do perfil de King, não são exatamente os mesmos, estando separados por cerca de ~ 11 arcsec. Além disso, Pirogov (2009) adotou um valor bem maior para a distância a este objeto (2,6 kpc), quando comparado ao valor de 1,3 kpc determinado espectroscopicamente por Roman-Lopes et al. (2009). No entanto, a diferença é irrelevante neste caso, já que convertemos a dimensão espacial para tamanhos angulares na Figura 3.14.

Capítulo 4

—

Estudo da polarização interestelar na direção de RCW 41[1]

Neste capítulo continuamos a análise da região de RCW 41, desta vez através de técnicas polarimétricas. O tratamento geral para polarimetria foi delineado no Capítulo 2. Iniciaremos aqui com uma descrição mais específica do conjunto de dados, e em seguida apresentaremos os resultados e a análise.

4.1 Polarimetria nas faixas ópticas e do IVP

Os dados polarimétricos utilizados neste trabalho foram obtidos com o telescópio de 0,9 m do CTIO, ao passo que os dados no IVP foram obtidos com o telescópio de 1,6m do OPD/LNA. As reduções polarimétricas foram realizadas da maneira descrita no Capítulo 2. Objetos afetados por raios cósmicos, pixels ruins ou superposição de feixes devido a companheiras próximas, representam valores de polarização de baixa qualidade e defeituosos, e não foram usados na análise subsequente. Descreveremos a seguir a cobertura espacial, além de alguns detalhes relacionados a ambos os conjuntos de dados.

No caso das observações da banda óptica, os filtros V, R e I (cobrindo diferentes áreas sobre a região estudada), foram utilizados. Na Figura 4.1, mostramos uma imagem combinada com dimensão aproximada de $30' \times 30'$, obtida pela combinação de imagens nas bandas R (DSS, azul), J (2MASS, verde) e Ks (2MASS, vermelho), sobre a região de RCW 41. A emissão estendida vista na cor azul, é provavelmente devido à emissão Hα da região HII associada. Os objetos do aglomerado são observados principalmente em vermelho, localizados próximo ao centro da imagem.

As observações polarimétricas na banda R (caixa amarela – $28' \times 28'$), cobrem quase a área inteira, enquanto as observações nas bandas V e I cobrem aproximadamente $8' \times 8'$ da região centrada no aglomerado (linha tracejada verde). Cada campo foi observado

[1]O estudo apresentado neste capítulo constitui parte de um trabalho publicado na revista *The Astrophysical Journal*: Santos, Roman-Lopes, & Franco (2012). O artigo completo em seu formato final publicado está mostrado no Apêndice A.

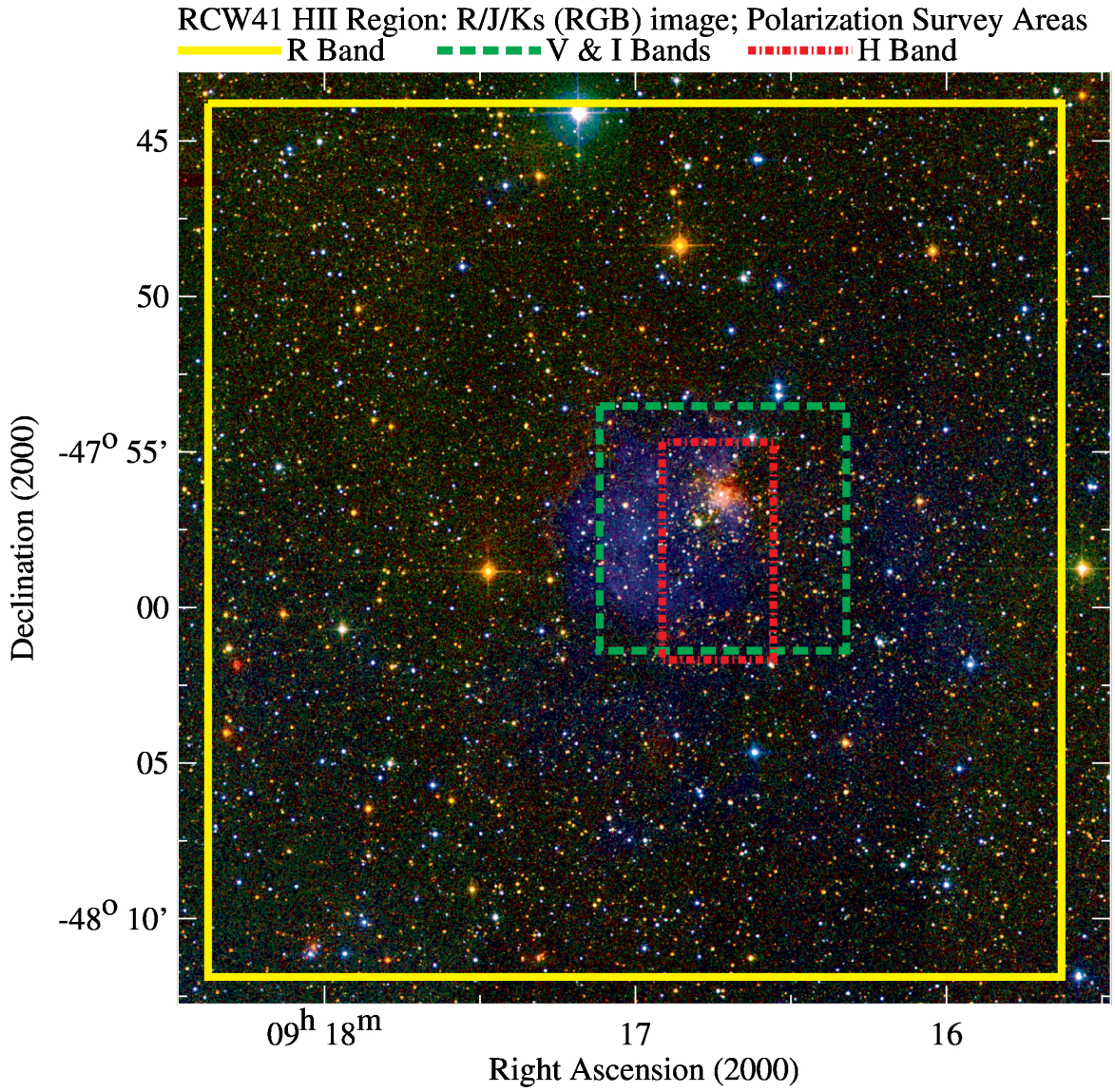


Figura 4.1: A imagem acima é uma combinação RGB das bandas R (DSS), J e Ks (2MASS), mostrando ambas a emissão Hα estendida relacionada à região HII (azul), e a posição do aglomerado estelar embebido. As áreas mapeadas pelas observações polarimétricas são indicadas pelas caixas, relacionadas a diferentes faixas espectrais. A banda óptica R (linha contínua amarela) foi usada para se cobrir uma grande área ($28' \times 28'$) incluindo tanto o aglomerado quanto a região HII, enquanto as bandas ópticas V e I (linha tracejada verde) cobrem apenas uma área de $8' \times 8'$ ao redor do aglomerado. As observações no IVP com a banda H (caixa vermelha tracejada-pontilhada) cobrem uma área de $3{,}5' \times 7{,}0'$ na direção do aglomerado, e estendida ao longo da direção Sul.

usando-se exposições de 300 seg por posição da placa de meia-onda. Para se cobrir toda a região da banda R, foi feito um mapeamento em forma de mosaico de 3×3 regiões no telescópio de 0,9 m do CTIO. As estrelas padrões polarizadas para as observações na banda óptica foram selecionadas dos catálogos compilados por Tapia (1988) e Turnshek et al. (1990), correspondendo a HD 298383, HD 111579, HD 126593 e HD 110984.

As observações no IVP obtidas no telescópio de 1,6 m do OPD foram realizadas usando-se a banda H da CamIV, que possui um campo de visão de $4' \times 4'$ quando instalada neste telescópio. Em cada posição da placa de meia-onda, sessenta exposições de 10 seg foram realizadas (para se evitar o limite de não-linearidade do detector para as fontes mais brilhantes), movendo-se o telescópio por 12 arcsec entre imagens consecutivas em um padrão de cruz (*jittering*), completando um tempo de exposição total de 600 seg. Dois campos foram mapeados desta maneira, um centrado no aglomerado, e um segundo posicionado mais ao Sul, portanto cobrindo uma área de $3{,}5' \times 7{,}0'$, como mostrado na Figura 4.1, pela caixa vermelha tracejada-pontilhada. As estrelas padrão polarimétricas usadas foram Elias 14, Elias 25 (ρ Oph) e HD164740: estes objetos foram selecionados dos catálogos Whittet et al. (1992), Wilking et al. (1980), e Wilking et al. (1982).

A Tabela 4.1 representa apenas uma porção dos dados coletados, apenas para se demonstrar a forma, o conteúdo e a organização da tabela. A versão completa desta tabela pode ser encontrada em Santos, Roman-Lopes, & Franco (2012).

4.2 A distribuição em grande escala dos vetores de polarização na banda R

Como já mostrado previamente na Figura 4.1, as observações de polarização na banda R cobrem uma grande área ao redor da região de RCW 41, englobando tanto o aglomerado estelar quanto o volume ionizado. Um grau de polarização e um ângulo de polarização foram atribuídos a todas as fontes pontuais detectadas no campo, e desta maneira, construímos um mapa da região HII, mostrando a distribuição dos vetores de polarização superpostos a cada estrela, como pode ser visto na Figura 4.2. As orientações dos vetores indicam a direção predominante das oscilações do campo elétrico relacionados ao feixe luminoso, e supondo o mecanismo de alinhamento típico, os vetores estão paralelos às componentes projetadas no céu das linhas de campo magnético interestelar (Davis & Greenstein 1951).

Nesta imagem, o tamanho de cada vetor é proporcional ao grau de polarização (um vetor de tamanho associado a $P = 10\%$ está indicado no topo à direita da figura, como referência), e as cores dos vetores estão relacionadas à qualidade da medida polarimétrica: dados de boa qualidade, com $P/\sigma_P > 3$, são mostrados em amarelo, enquanto dados de menor qualidade, com $3 > P/\sigma_P > 1$, são mostrados em vermelho. Círculos verdes denotam objetos com $P/\sigma_P < 1$, ou estrelas com valores de polarização de baixa qualidade (i.e., afetados por raios cósmicos, pixels ruins do detector ou superposição de feixes devido a companheiras próximas). Portanto, todos os objetos detectados na faixa óptica estão marcados, ou com um vetor de polarização ou com um círculo verde, de acordo com o critério delineado acima.

Como as observações foram realizadas imageando-se todas as estrelas do campo simultaneamente, usando o mesmo tempo de exposição, a classificação de uma medida individual entre um destes grupos depende do brilho estelar (que aumenta a razão sinal/ruído individual), e também do grau de polarização intrínseco da fonte (portanto, objetos não polarizados naturalmente têm maior probabilidade de serem classificados no grupo com $P/\sigma_P < 1$).

Considerando-se que muitas estrelas são muito obscurecidas para serem detectadas nas observações da faixa óptica, apenas as fontes mais brilhantes são visíveis. Mesmo

Tabela 4.1: O conjunto (apenas uma porção) de dados polarimétricos nas bandas V, R, I e H. As colunas abaixo representam respectivamente as coordenadas equatoriais de cada objeto (α,δ), a banda espectral da medida polarimétrica (V, R, I, ou H), o grau de polarização e sua incerteza (P e σ_P), e o ângulo de polarização, assim como sua incerteza (θ e $\sigma\theta$). Graus e ângulos de polarização marcados com ** representam objetos que foram detectados na banda indicada, mas apresentando um valor de polarização de baixa qualidade, como definido na Seção 4.1.

$\alpha_{2000}(^{hms})$	$\delta_{2000}(^{\circ\prime\prime\prime})$	Band	$P(\%)$	$\sigma_P(\%)$	$\theta(^\circ)$	$\sigma\theta(^\circ)$
9 15 37,95	-48 1 24,9	R	2,70	0,44	144,6	4,7
9 15 41,72	-47 53 10,7	R	5,33	1,26	3,3	6,8
9 15 43,66	-47 47 39,1	R	10,62	1,86	1,8	5,0
9 16 22,63	-47 57 57,1	V	10,47	3,34	171,1	9,1
		R	7,97	1,44	163,9	5,2
		I	6,12	0,99	162,1	4,6
9 16 25,00	-47 58 1,0	R	10,72	1,76	177,8	4,7
		I	7,32	0,75	0,1	3,0
9 16 36,83	-47 56 27,8	H	12,06	1,59	111,5	6,3
9 16 38,41	-47 57 14,9	V	3,16	0,31	167,7	2,9
		R	2,51	0,28	168,5	3,2
		I	2,86	0,35	174,1	3,5
		H	0,87	0,07	177,8	5,5
9 16 40,99	-47 55 9,9	V	3,60	0,61	138,7	4,9
		R	2,76	0,16	148,0	1,7
		I	2,35	0,09	150,8	1,1
		H	1,03	0,07	155,4	5,3
9 16 42,57	-47 57 24,4	V	4,67	5,42	159,6	33,2
		R	**	**	**	**
		I	2,66	2,53	139,4	27,2
		H	3,99	1,09	165,4	9,3
9 16 44,28	-47 58 17,1	V	0,85	0,38	178,0	12,7
		R	0,78	0,37	173,6	13,7
		I	0,44	0,34	170,7	22,4
		H	**	**	**	**
9 16 45,47	-48 0 3,4	H	11,43	1,73	147,2	6,6

assim, tais observações são ainda úteis para se estudar as propriedades em larga escala da estrutura do campo magnético ao redor da região HII, como será mostrado nas próximas seções. No entanto, é importante ressaltar que, considerando-se a distância de 1,3 kpc até o aglomerado, uma fração destas estrelas são objetos localizados à frente, ao longo da linha-de-visada. Portanto, seus níveis de polarização observados são possivelmente causados prioritariamente devido a componentes do meio interestelar que não estão relacionadas à região de RCW 41. Tais propriedades serão analisadas mais em detalhes na Seção 4.3.

A imagem de fundo usada para se construir a Figura 4.2 mostra estruturas interestelares relacionadas à região de formação estelar se estendendo em uma grande área ao redor do aglomerado estelar embebido. A imagem é uma combinação RGB de: a imagem na banda R do DSS (azul), mostrando estrelas opticamente visíveis, assim como o volume

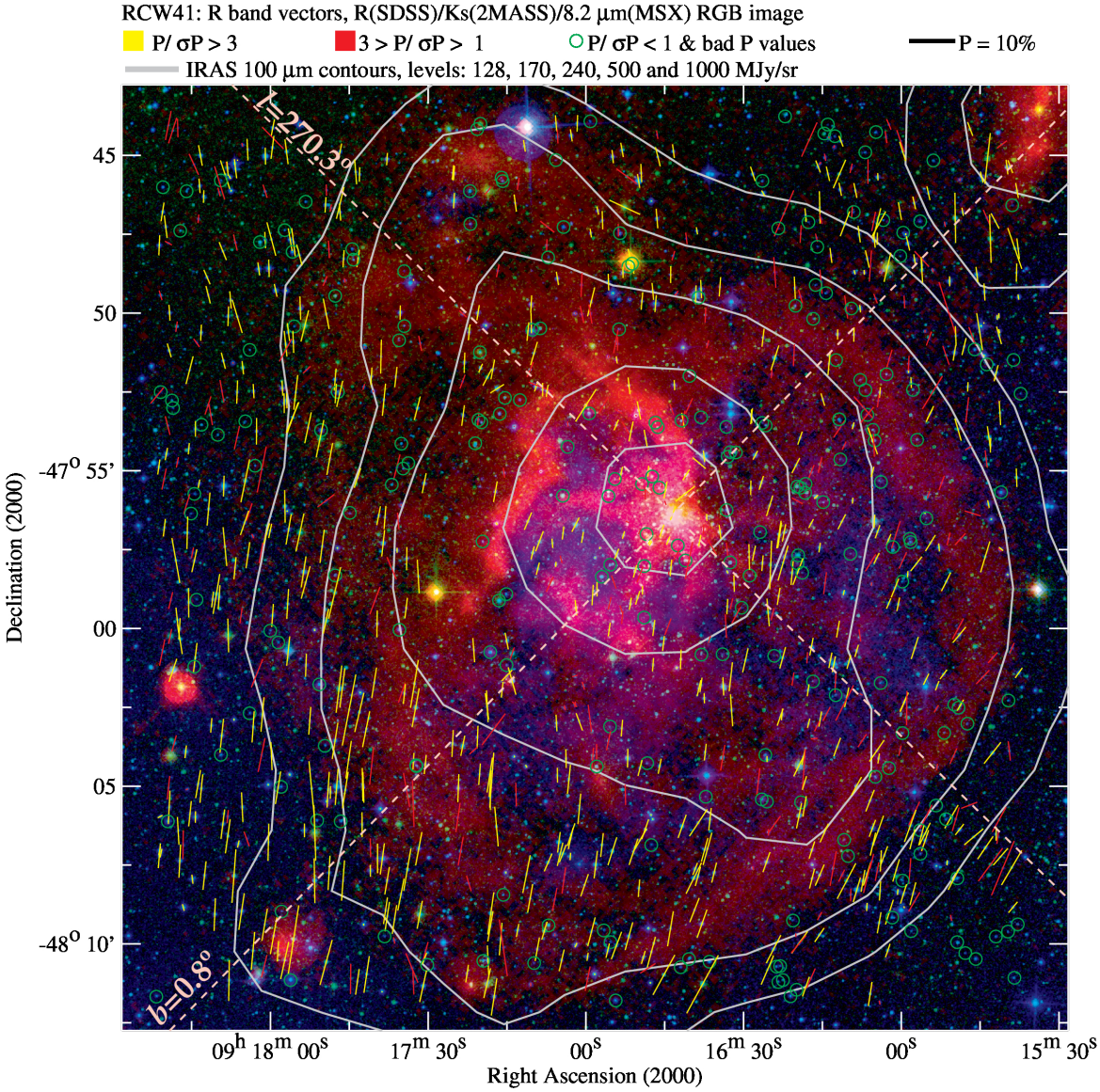


Figura 4.2: Distribuição dos vetores de polarização na banda R para a região de RCW 41. A imagem, de tamanho 30 × 30 minutos de arco, é uma combinação RGB da banda R do DSS (azul), da banda Ks do 2MASS (verde) e da emissão em 8,2 μm do MSX (vermelho). Note o grande anel ou bolha no IV médio (vermelho) englobando a região ionizada (azul). O aglomerado embebido está localizado próximo ao centro da região. Os tamanhos dos vetores são proporcionais aos graus de polarização e as cores estão relacionadas à qualidade dos dados, como especificado acima do diagrama. Círculos verdes denotam medidas com qualidade baixa ($P/\sigma_P < 1$), ou valores de polarização afetados por raios cósmicos e outros defeitos. As linhas de cor cinza representam os contornos do IRAS em 100 μm, mostrando os níveis de emissão de 128, 170, 240, 500, e 1000 MJy/sr.

ionizado (a emissão Hα está dentro da faixa espectral definida pela banda R); a imagem Ks do 2MASS (verde), indicando a localização de diversas estrelas mais obscurecidas, visíveis apenas na faixa do IVP, incluindo o aglomerado estelar associado, aproximadamente em seu centro; a emissão no IV médio em 8,2 μm do MSX (vermelho), mostrando principalmente a radiação proveniente da poeira aquecida e de PAHs.

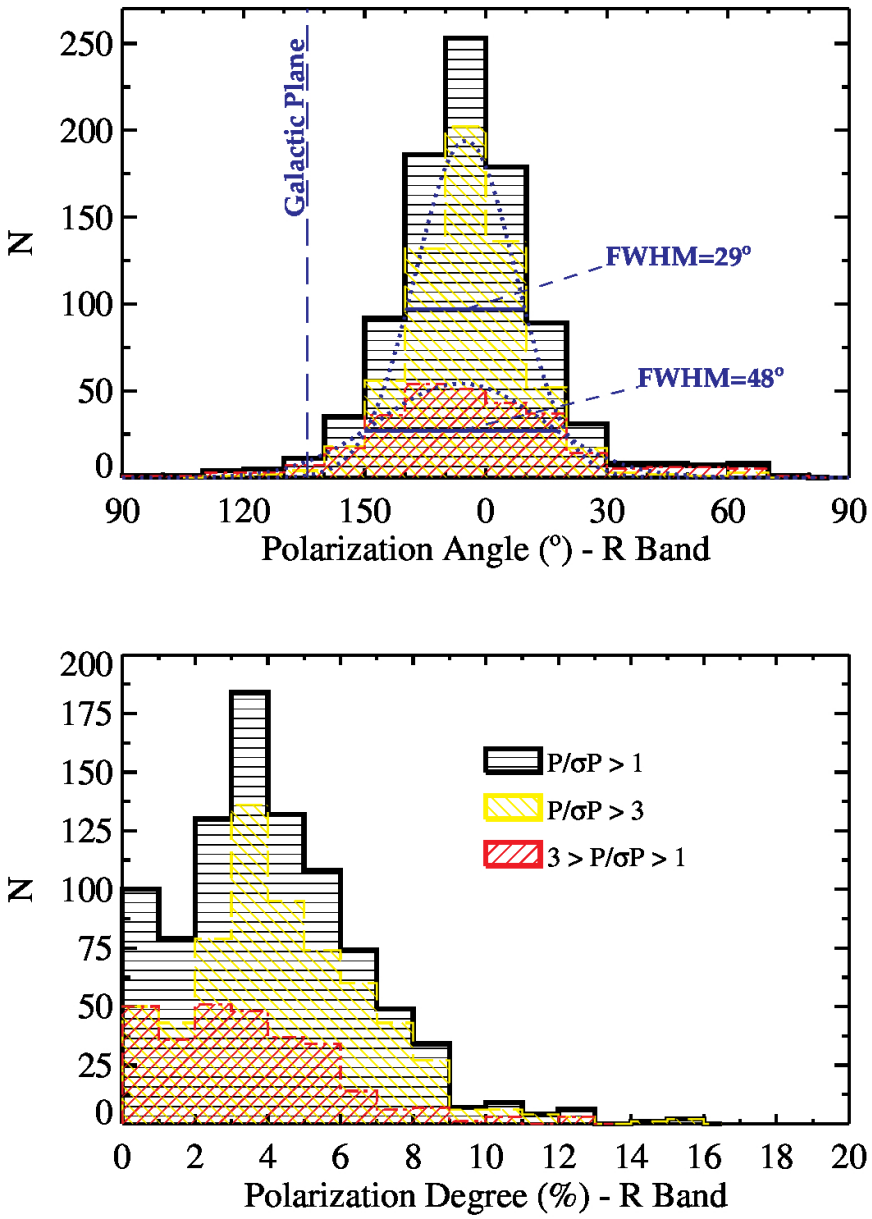


Figura 4.3: Histogramas relacionados ao conjunto de dados polarimétricos obtidos na banda R, representando distribuições para os ângulos de polarização (*acima*) e os graus de polarização (*abaixo*). As cores amarela e vermelha denotam respectivamente os dados de pior e melhor qualidade, enquanto os histogramas construídos com a linha escura consideram toda a amostra apresentando $P/\sigma_P > 1$.

Uma característica marcante vista nesta imagem é que a emissão no IV médio (vermelho) define um grande anel ou bolha de poeira aquecida e PAHs, que englobam o volume ionizado indicado pela emissão estendida em azul. Esta estrutura sugere que a radiação UV de estrelas massivas e elétrons foto-ionizados de alta energia no interior da região HII, aquecem os grãos de poeira e excitam os PAHs do ambiente circundante, gerando uma emissão no IV médio em forma de "envoltório". Como discutido no Capítulo 1, não é incomum encontrar-se emissão no IV médio devido a PAHs nas fronteiras externas de

regiões HII, como revelado por exemplo pelas observações com o *Spitzer*, relacionadas ao projeto GLIMPSE, na direção do plano Galáctico (Churchwell et al. 2006, 2007).

Alguma mistura entre as emissões nas bandas R e do IV médio são vistas na direção do aglomerado, onde diversos filamentos se estendem quase radialmente a partir dele. Tal estrutura morfológica será analisada mais detalhadamente na Seção 4.6.

Outra informação interessante é fornecida pela emissão do IRAS em 100 μm, que é tipicamente atribuída à componente mais fria da poeira, e está representada na Figura 4.2 pelos contornos em cor cinza. Note que a emissão em 100 μm exibe um pico centrado aproximadamente na área do aglomerado, e que os contornos mais externos (especialmente o contorno relacionado a 170 MJy/sr) aproximadamente acompanham a morfologia do anel de poeira aquecida da emissão no IV médio. Isso sugere a existência de uma camada interestelar de poeira mais fria englobando todo o volume da região HII.

Comparando-se a distribuição global dos vetores de polarização com a direção do plano Galáctico, (a linha em $b = 0{,}8°$), notamos que ambas as direções não estão correlacionadas. No entanto, mapeamentos de polarização óptica em grande escala (cobrindo todo o céu), mostraram que particularmente ao longo do plano Galáctico, os vetores de polarização tendem a apresentar uma orientação predominantemente horizontal, i.e., paralela ao plano (Mathewson & Ford 1970; Axon & Ellis 1976; Heiles & Crutcher 2005). Porém, como mencionando pelos últimos autores, esta tendência desaparece próximo aos "polos" magnéticos, localizados em $l \approx (80°{,}260°)$. A nuvem molecular de Vela está localizada próxima à linha-de-visada de um destes polos (o aglomerado de RCW 41 se localiza em $l = 270{,}3°$), e portanto a correlação entre os vetores de polarização e a direção do plano galáctico de fato não é esperada.

A distribuição dos vetores de polarização exibe algumas características que podem ser relacionadas com propriedades da emissão ligada à região HII. Note que ao longo da região ionizada, especialmente próximo ao aglomerado, os tamanhos dos vetores são menores quando comparados aos vetores mais externos. Esta evidência indica um decréscimo dos valores do grau de polarização na direção do centro da região. Além disso, à direita do campo, uma deflexão global da orientação dos vetores é vista tanto na parte direita abaixo quanto na parte direita acima, aparentando seguir aproximadamente a curvatura dos contornos da emissão em IRAS 100 μm nestas regiões. Tais propriedades serão analisadas adiante na Seção 4.4.

A Figura 4.3 mostra histogramas de ângulos de polarização e graus de polarização, divididos em intervalos diferentes de P/σ_P. Os ajustes gaussianos aos histogramas de ângulo mostram que a dispersão (indicada pelas linhas de largura à meia altura – FWHM) associada aos dados com $3 > P/\sigma_P > 1$ (vermelho), é maior que no caso de $P/\sigma_P > 3$ (amarelo). Isto é uma tendência esperada, refletindo a qualidade dos dados. No entanto, ambas as distribuições são bem correlacionadas, mostrando ângulos de polarização predominantemente na faixa $160° - 10°$. Além disso, comparando-se as orientações de vetores com maior e menor qualidade na Figura 4.2, notamos que ambos são bem correlacionados localmente, indicando que o conjunto de menor qualidade pode também ser incluído na análise. Graus de polarização variam entre 0 e $\sim 16\%$, com um grande número de estrelas (o máximo da distribuição) apresentando $P_R \approx 2 - 6\%$.

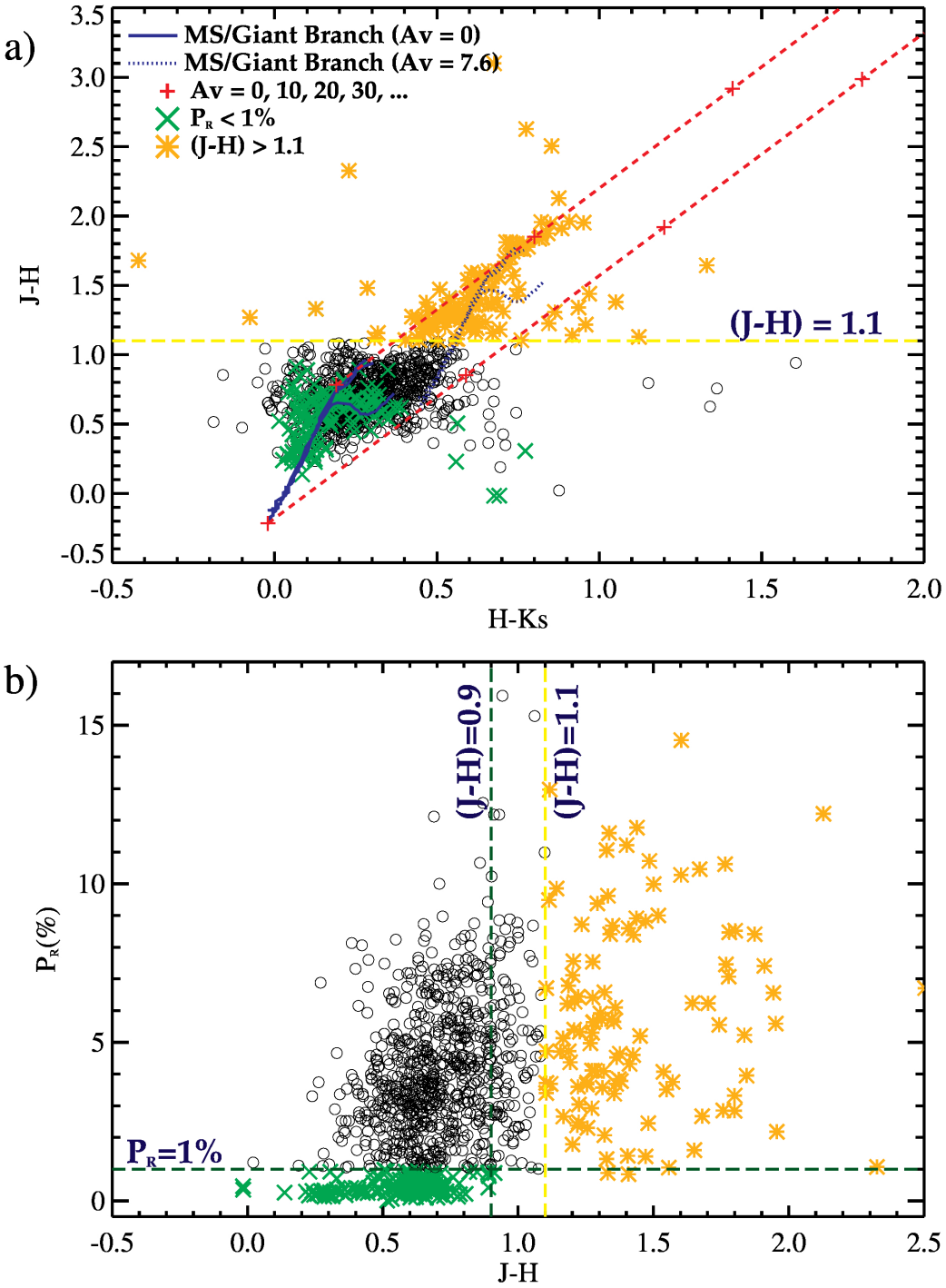


Figura 4.4: (*a*) Diagrama cor-cor $(J-H)\times(H-Ks)$ usando dados do 2MASS para a amostra polarimétrica na banda R; (*b*) Diagrama $P_R(\%)\times(J-H)$ construído a partir da correlação entre os dados polarimétricos na banda R e as magnitudes do 2MASS; (*c*, próxima página) Distribuição espacial das possíveis estrelas localizadas à frente (cruzes verdes), e de estrelas de fundo ou embebidas (vetores de cor laranja, representados como asteriscos nos diagramas *a* e *b*).

4.3 Correlação com a fotometria do 2MASS

Como as distâncias individuais das estrelas com dados polarimétricos não estão disponíveis, podemos utilizar os dados do 2MASS para inferir aproximadamente as populações

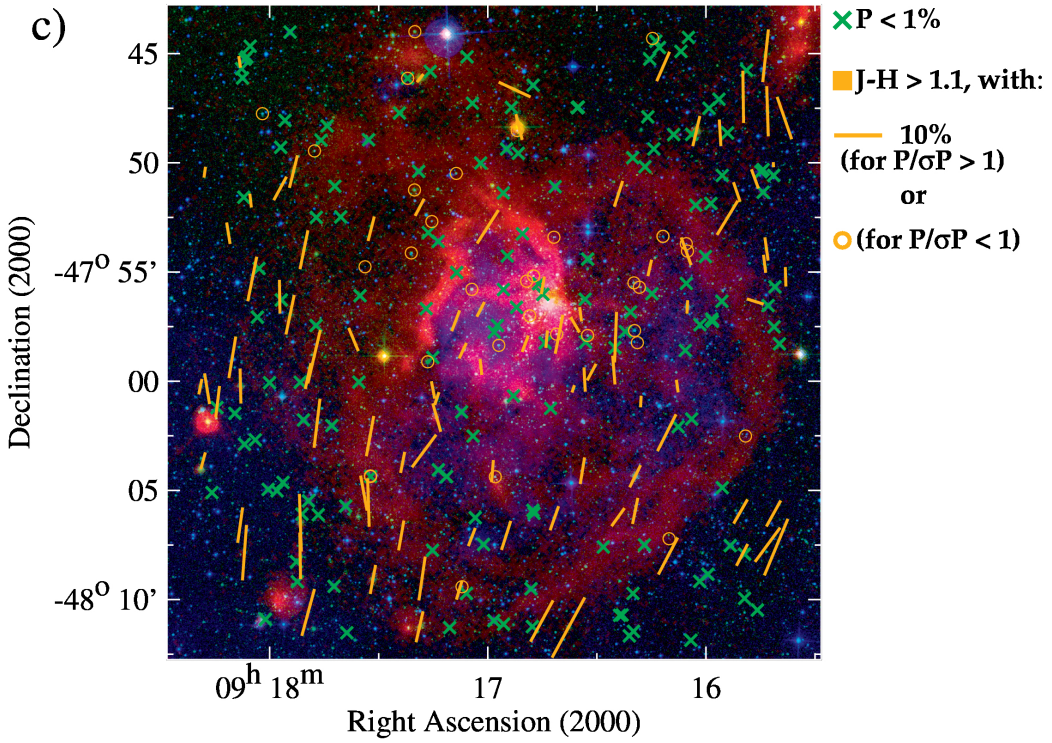


Figura 4.4: Continuação.

da frente, do fundo, e intrinsecamente ligada à região HII. Dado que esta região está localizada a uma distância de 1,3 kpc do Sol, é importante verificar se a polarização interestelar de objetos desta ordem de distâncias, é significativamente afetada por estruturas mais próximas, ao longo da mesma linha-de-visada. Portanto, o objetivo é identificar, ao menos estatisticamente, objetos localizados à frente e analisar seus níveis de polarização, em comparação com valores típicos do campo.

As Figuras 4.4a e b mostram respectivamente os diagramas cor-cor $(J-H)\times(H-Ks)$ e o diagrama $P_R\times(J-H)$, usando a amostra polarimétrica na banda R, associada aos dados do 2MASS. A Figura 4.4a mostra que a maior parte dos dados polarimétricos apresentam valores de $(J-H)$ dentro da faixa de $0{,}5-1{,}1$ mag, em contraste com a análise fotométrica prévia (Figura 3.8), onde mostramos que as estrelas tanto do aglomerado quanto da região de controle são bem mais avermelhadas. Isto é provavelmente devido a uma combinação de dois fatores: (1) a análise anterior foi realizada na direção de uma área bem menor, concentrada nas proximidades do aglomerado, onde os valores de A_V são estatisticamente maiores; e (2) as observações polarimétricas são limitadas opticamente, e portanto apenas as fontes mais brilhantes foram detectadas.

A Figura 4.4b mostra que, para os objetos apresentando $J-H > 0{,}9$, não há quase nenhuma estrela apresentando $P_R < 1\%$. Este efeito é enfatizado pelas linhas tracejadas de cor verde, verticais $(J-H = 0{,}9)$ e horizontais $(P_R = 1\%)$, neste diagrama. Isto sugere que objetos obscurecidos pela nuvem molecular (e portanto localizados atrás ou dentro desta), exibem um nível mínimo de polarização igual a 1%. Como consequência, as estrelas apresentando níveis de polarização abaixo deste limite são provavelmente objetos da frente. Tais pontos são marcados com cruzes verdes, e definem uma faixa espessa ao redor da sequência principal não avermelhada no diagrama cor-cor (Figura 4.4a). Isto

é uma evidência adicional de que estes objetos são principalmente estrelas localizadas à frente da nuvem, ou seja estrelas cuja luz não foi absorvida por esta. Além disso, sua localização espacial no campo é uniforme (Figura 4.4c), como esperado para um grupo de estrelas da frente distribuídos aleatoriamente ao longo da linha-de-visada.

Concluímos que apesar de um pequeno nível de polarização devido a estruturas mais próximas, estar provavelmente incluído no feixe luminoso para a maioria dos objetos do campo observado, este nível é pequeno quando comparado aos níveis de polarização típicos para a região (que são principalmente entre 2 e 6%, como sugerido pela distribuição de graus de polarização dados na Figura 4.3). De fato, Santos et al. (2011) mostraram que nas direções próximas a $l \sim 260°$, sobre o plano Galáctico, os graus de polarização na banda V são menores que 1% pelo menos até uma distância de 400 pc do Sol. Portanto, é esperado que uma grande fração dos vetores de polarização para o campo observado de fato tracem as linhas de campo magnético associadas à região HII.

Analisando a Figura 4.4a, notamos que um grupo de pontos (marcados com asteriscos laranjas), estão localizados acima de um pequeno *gap* (em $J-H \approx 1{,}1$), dentro da banda de avermelhamento para a distribuição cor-cor. A linha relacionada à sequência principal avermelhada, com $A_V = 7{,}6$ (como calculado para o aglomerado, Seção 3.5), é superposta a estes pontos, mostrando que tais estrelas são avermelhadas pela nuvem molecular, e portanto são provavelmente objetos de fundo ou embebidos. Sua localização espacial também é mostrada na Figura 4.4c. Os círculos abertos, que correspondem ao principal grupo de estrelas do campo, apresentam graus de polarização típicos acima do nível de 1% para objetos da frente, e valores de $J-H$ abaixo do nível de 1,1 estimado para estrelas de fundo ou embebidas. Portanto, este grupo é provavelmente composto por uma mistura de objetos da frente, de fundo e principalmente de objetos embebidos na região HII.

4.4 Mapas em grande escala do grau e ângulo de polarização médios

Para analisar mais em detalhes a evidência de que o grau de polarização no interior da região HII é em média menor, escolhemos um centro aproximado da região ionizada (baseando-se na emissão estendida vista na banda R, representada pela cor azul na imagem mostrada na Figura 4.2), e estudamos o comportamento da polarização média como uma função desta distância radial a partir do centro. Esta análise é exibida na Figura 4.5a: partindo da posição central selecionada ($(\alpha,\delta)=(9^{\rm h}16^{\rm m}42{,}9^{\rm s},-47°59'48'')$), diversos anéis circuncêntricos de raios crescentes foram construídos, e no interior de cada um deles, tomamos a média dos parâmetros de Stokes Q e U de objetos individuais (com $P/\sigma_P > 1$), portanto permitindo o cálculo da polarização média associada àquele anel, e seu respectivo desvio padrão. Três larguras diferentes de anéis foram usadas nesta análise (0,75, 1,00 e 1,25 minutos de arco), e os resultados são identificados por diferentes símbolos na Figura 4.5a. Portanto, cada valor de polarização média foi representado como uma função da distância angular a partir do centro escolhido.

Um aumento nítido do grau de polarização médio (de $\approx 2{,}8\%$ até $\approx 3{,}9\%$) foi encontrado a uma distância de $\sim 7{,}8$ minutos de arco do centro da região HII (correspondendo a $\sim 2{,}9$ pc, supondo que o aglomerado está localizado a 1,3 kpc do Sol). Tal distância é indicada por um círculo laranja na imagem de RCW 41 da Figura 4.5a. Comparando-se a posição onde o grau de polarização aumenta (em relação aos valores dentro da região HII),

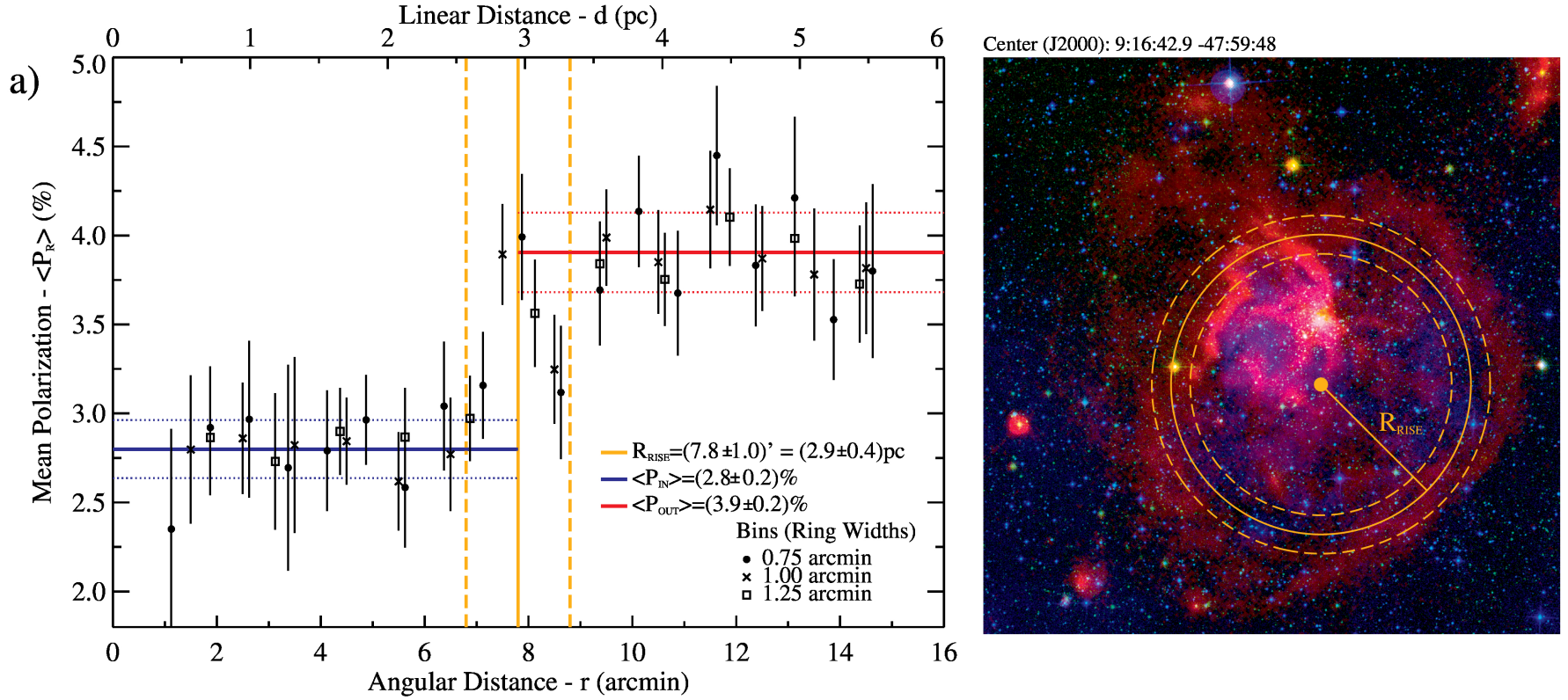


Figura 4.5: (*a*) Análise da dependência radial do grau de polarização médio dentro da área ionizada de RCW 41, onde o centro foi escolhido baseado na emissão estendida da banda R (como mostrado pela cor azul na imagem à direita). Um aumento abrupto do grau de polarização é encontrado, aproximadamente coincidindo com a posição do anel de poeira aquecida e PAHs visto na emissão no IV médio do MSX em 8,2 μm (vermelho). (*b*) Mapa da polarização média, construído através da média dos valores de polarização de fontes pontuais, dentro de uma imagem feita de 50 $\times$ 50 divisões iguais. Note que a polarização média próximo do aglomerado é menor que os valores típicos do campo, e que uma grande área à esquerda e abaixo, seguindo a borda da região HII, mostra um aumento dos valores de polarização. (*c*) Imagem representando a média do ângulo de polarização, seguindo o mesmo procedimento usado para se construir a imagem exibida no painel (*b*). Uma inclinação global das linhas de campo magnético projetadas no campo do céu, é encontrada à direita e abaixo da imagem, também seguindo a borda da área ionizada.

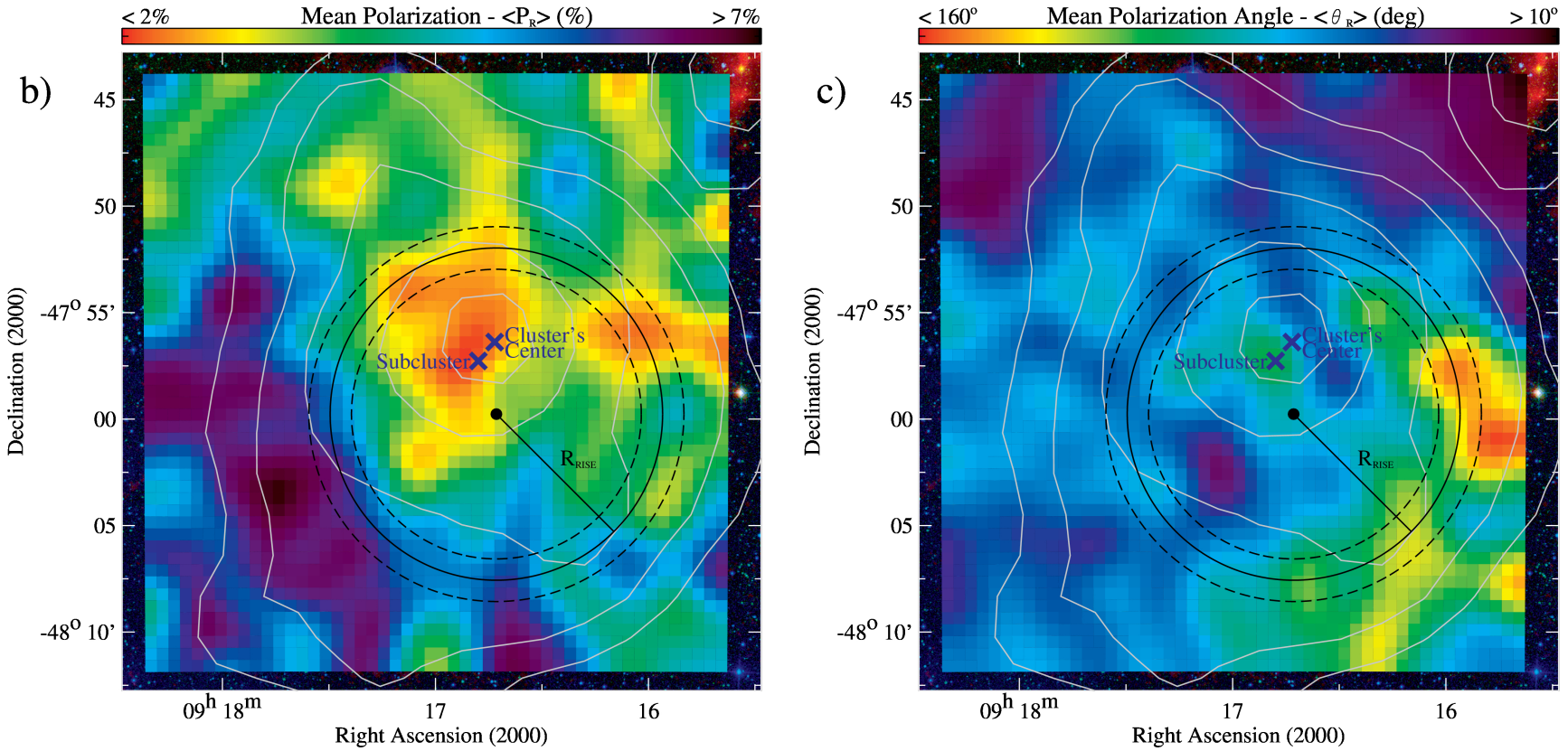


Figura 4.5: Continuação.

com a emissão no IV médio do MSX em 8,2 μm (vermelho), encontramos uma evidência marcante de que tal posição corresponde aproximadamente à "bolha" de poeira aquecida e PAHs que engloba o volume de gás ionizado.

Dadas tais evidências, procuramos construir uma "imagem de polarização média" da região de RCW 41, baseado nas observações da banda R. Para encontrar este resultado, dividimos a região espacial onde os dados estão distribuídos, em 50×50 caixas de largura igual. Considerando cada observação dentro de uma divisão específica, um valor médio da polarização foi calculado (usando apenas objetos com $P/\sigma_P > 1$). Para se levar em conta os casos em que nenhum objeto estava disponível dentro de uma divisão em particular, uma rotina de suavização desta imagem foi aplicada, retornando a mesma imagem, mas tratada localmente usando uma pequena caixa que percorre a matriz inteira, realizando a média [2]. O resultado é mostrado na Figura 4.5b, onde a imagem de polarização está superposta à imagem real de RCW 41. Cores mais avermelhadas correspondem a valores mais baixos de polarização, enquanto cores mais azuladas indicam níveis mais elevados, como especificado pela barra de cores dada no topo deste mesmo diagrama. A localização do aglomerado (e também do sub-aglomerado), assim como o anel onde ocorre o aumento abrupto da polarização média, também estão indicados.

Note que próximo ao aglomerado (e ligeiramente ao Nordeste deste), encontramos uma área onde os valores médios de polarização são mais baixos, em comparação com os valores típicos para o campo, apresentando $P < 2\%$ (marcado em vermelho). Além disso, na parte esquerda e abaixo da área (Sudeste), encontramos uma grande região onde o grau de polarização é maior ($P \sim 6\%$, marcado em azul-escuro). Esta região denota a borda de transição entre as porções interna e externa da parte Sudeste da região HII, e é provavelmente responsável pelo aumento abrupto na polarização, como detectado na Figura 4.5a.

Dois modelos podem ser propostos para se explicar o decréscimo da polarização dentro do volume ionizado: (1) Visto que os valores da temperatura do meio interestelar, e os níveis de radiação devido a estrelas quentes, são provavelmente maiores no interior da região HII, é esperado que os mecanismos de alinhamento de grãos sejam perturbados devido à presença do meio turbulento, diminuindo a eficiência do alinhamento e portanto gerando baixos valores de P. A eficiência de polarização pode também ser afetada se a intensidade do campo magnético dentro do volume ionizado for intrinsecamente mais fraca, o que poderia ocorrer se as linhas de campo magnético tiverem sido "varridas" devido à expansão da região HII; (2) Os grãos de poeira interestelar foram varridos do interior da região HII, devido à ação dos poderosos ventos estelares das estrelas jovens, portanto resultando em uma menor densidade de coluna de poeira, e consequentemente menores valores de P. Obviamente, se o segundo modelo for verdadeiro, um decréscimo similar da extinção interestelar também seria esperado. Uma discussão adicional da distinção entre ambos os modelos será realizada na Seção 4.8.

Também construímos uma "imagem de ângulo de polarização médio", usando o mesmo procedimento descrito acima. O resultado é mostrado na Figura 4.5c, onde cores amarelas e vermelhas representam vetores inclinados para a direita, enquanto cores azuis são regiões com valores médios dos ângulos de polarização mais inclinados para a esquerda (relativo à direção vertical). Através deste diagrama, somos capazes de evidenciar mudanças globais no ângulo de polarização, relativo à orientação típica encontrada no campo.

[2] A função SMOOTH do IDL foi usada neste procedimento.

De fato, notamos que na direção da parte direita e abaixo da imagem (Sudoeste), uma grande área marcada com cores verde/amarela/vermelha, indica uma inclinação global dos vetores de polarização para a direita. Além disso, tais regiões parecem seguir aproximadamente o contorno externo da região ionizada, indicado pelo círculo da Figura 4.5a. Tal inclinação dos vetores de polarização pode também ser vista na Figura 4.2, como mencionado anteriormente na Seção 4.2.

Esta estrutura sugere que os mecanismos físicos que geraram a região HII, seguido pela expansão do volume ionizado, causou uma deformação global das linhas de campo magnético originais do campo. Tal deformação das linhas de campo magnético ao redor da frente de ionização em expansão, é mais proeminente na direção Sudoeste ao redor da região HII, como mostrado na Figura 4.5c. Como um exemplo comparativo, Matthews et al. (2002) descreve outra região onde uma distorção similar das linhas de campo magnético foi observada na direção de NGC 2024, com os vetores de polarização sendo varridos devido à expansão da região HII associada. Tang et al. (2009) também descreveram um efeito similar na direção de G5.89, uma região HII ultra-compacta de tamanho $\sim$ 0,01 pc, em um estágio evolutivo bem anterior ($\sim$ 600 anos), mas já apresentando distorções significativas das linhas de campo magnético, como uma consequência da expansão de uma estrutura em forma de casca ao redor da região.

4.5 Dependência da polarização com o comprimento de onda e determinação da razão entre a extinção total e seletiva

É possível utilizar as observações polarimétricas em múltiplas bandas espectrais para se analisar propriedades específicas das partículas de poeira ao longo desta região. Sabemos que a distribuição dos tamanhos dos grãos causam uma influência direta na lei de extinção interestelar, a qual geralmente se supõe seguir um comportamento padrão. Portanto, esta análise nos permitirá testar diretamente esta hipótese, pelo menos na direção do aglomerado e arredores próximos, onde os dados de polarização nos filtros V, R, I e H se superpõe (ver Figura 4.1).

Como discutido na Seção 1.4.3, a dependência espectral do grau de polarização pode ser descrita pela relação de Serkowski (Serkowski et al. 1975), onde os parâmetros P_{max} e λ_{max} podem ser encontrados seguindo o método descrito na Seção 2.2.5. Além disso, há também o efeito de rotação do ângulo de polarização, que ocorre quando o feixe luminoso passa por camadas interestelares com diferentes condições de alinhamento dos grãos de poeira (Gehrels & Silvester 1965; Coyne 1974; Messinger et al. 1997).

Analisando-se a região de superposição entre os dados nas bandas V, R, I e H, selecionamos estrelas com observações em VRIH, ou pelo menos VRI, onde o requerimento de $P/\sigma_P > 3$ era respeitado em todas as bandas observadas. Nossa amostra polarimétrica contém 34 objetos respeitando tais condições. Os valores de P_{max}, λ_{max}, e uma medida da rotação do ângulo de polarização foi obtida para cada uma destas estrelas. Como um exemplo, a Figura 4.6a ilustra os resultados obtidos para um destes objetos, i.e., os gráficos de $P \times \lambda^{-1}$ (juntamente com o ajuste da curva de Serkowski) e de $\theta \times \lambda^{-1}$, também mostrando os valores ajustados para este caso específico.

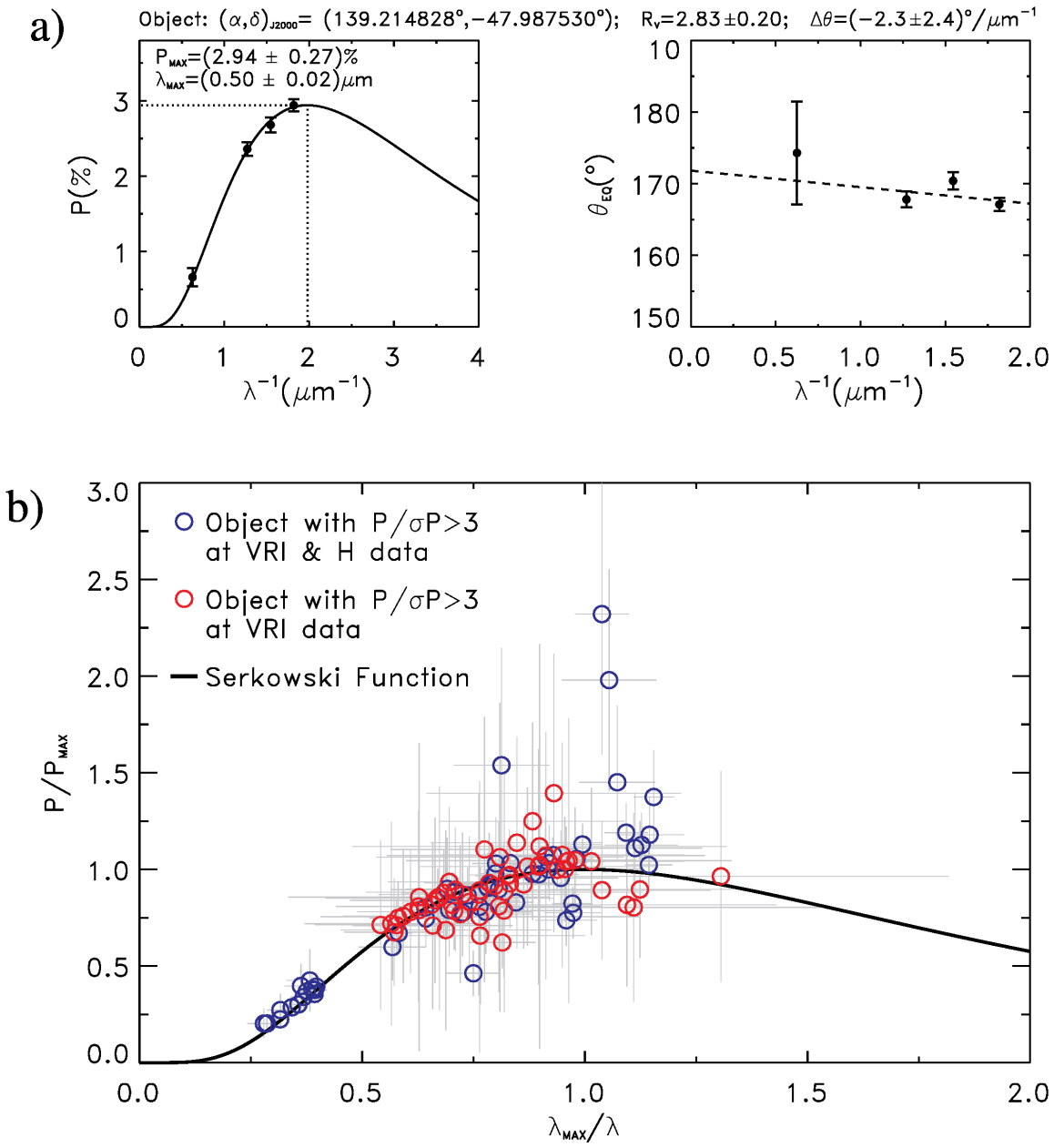


Figura 4.6: (a): Exemplo da relação de Serkowski ajustada ($P \times \lambda^{-1}$) e da dependência do ângulo de polarização ($\theta \times \lambda^{-1}$) para um objeto em particular apresentando dados nas bandas V, R, I e H. Os valores de P_{max}, λ_{max}, R_V, e $\Delta\theta$ para este caso específico são indicados no topo dos diagramas. (b): Diagrama de $(P/P_{max}) \times (\lambda_{max}/\lambda)$, assim como a curva de Serkowski, usando pontos de todas as bandas disponíveis, para cada um dos 34 objetos ajustados. As estrelas com dados em VRIH ou apenas VRI são diferenciadas respectivamente por círculos abertos azuis ou vermelhos.

A Figura 4.6b mostra um diagrama de $(P/P_{max}) \times (\lambda_{max}/\lambda)$, onde os valores individuais ajustados de P_{max} e λ_{max} foram usados juntamente com os dados polarimétricos das bandas disponíveis. Círculos vermelhos indicam dados polarimétricos para os quais o ajuste foi feito apenas com as bandas VRI, enquanto círculos azuis incluem também a banda H. Note que comparando-se os pontos com a posição da curva de Serkowski, há

uma maior dispersão na direção de menores valores de λ (isto é, na direção da banda V). Este é um efeito esperado, já que a razão sinal-ruído da medida polarimétrica para um objeto embebido em particular é supostamente menor na direção de cores espectrais mais azuis. No entanto, no geral notamos que os pontos ajustados formam uma banda ao redor da curva de Serkowski, e portanto representam um ajuste adequado.

Estimamos a razão entre a extinção total e a extinção seletiva, R_V, aplicando-se a seguinte relação, como previamente discutido na Seção 1.4.3:

$$R_V = (5{,}6 \pm 0{,}3)\lambda_{max} \tag{4.1}$$

A Figura 4.7a mostra um histograma dos valores obtidos de R_V, indicando que a maioria deles estão concentrados entre $\sim 2{,}5$ e $\sim 3{,}5$. Ajustando-se uma curva Gaussiana à esta distribuição, o valor máximo sugere um valor médio da razão entre a extinção total e seletiva de $\overline{R} = 2{,}96 \pm 0{,}42$, que mostra uma concordância com o valor padrão de 3,09 para grãos interestelares típicos. Esta evidência dá suporte à distância de $1{,}3 \pm 0{,}2$ kpc para o aglomerado estelar embebido, obtida através de técnicas espectroscópicas (Roman-Lopes et al. 2009). Além disso, este resultado também corrobora a posição das isócronas PSP e da posição da sequência principal nos diagramas cor-magnitude da análise fotométrica (Seções 3.7 e 3.8), já que a lei de extinção interestelar padrão foi suposta nestes casos.

A Figura 4.7b mostra uma imagem composta de RCW 41 nas bandas R(DSS), J, e Ks(2MASS), juntamente com a distribuição local de vetores de polarização na banda R, e símbolos coloridos indicando os objetos da análise em múltiplas bandas espectrais. As diferentes cores para os símbolos são relacionadas com as diferentes faixas de valores de R_V (divididas em intervalos de 0,5, como especificado na legenda acima da imagem), e os símbolos indicam diferentes intervalos de rotação do ângulo de polarização ($\Delta\theta$, onde $\square$ representa uma pequena rotação – entre -5 e $5°/\mu\mathrm{m}^{-1}$ – enquanto $\times$ e $\diamond$ denotam altos níveis de rotação, respectivamente de $-40 < \Delta\theta(°/\mu\mathrm{m}^{-1}) < -20$ e $20 < \Delta\theta(°/\mu\mathrm{m}^{-1}) < 40$).

Note que não há concentração espacial de valores específicos de R_V ou $\Delta\theta$ sobre a área observada. Apesar da maioria dos valores de $\Delta\theta$ mostrarem baixos índices de rotação, uma grande dispersão de $\Delta\theta$ é encontrada, com valores extremos de alta rotação de -31 e $37°/\mu\mathrm{m}^{-1}$. Ao longo destas direções, a luz estelar provavelmente atravessou mais de uma camada interestelar com diferentes condições de alinhamento de grãos. A dispersão em $\Delta\theta$ é provavelmente uma consequência do meio turbulento e fragmentado associado à região HII, com filamentos em superposição dependendo da linha-de-visada escolhida.

A Figura 4.7c mostra que não existem tendências particulares de valores ajustados de R_V para nenhum índice de cor no IVP. Se estrelas com excesso de cor devido à presença de discos circunstelares também exibissem níveis de polarização intrínseca, isso deveria interferir com os ajustes da relação de Serkowski, e portanto com os valores obtidos de R_V. No entanto, estes diagramas não mostram nenhuma concentração dos valores de R_V na direção de maiores valores dos índices de cor.

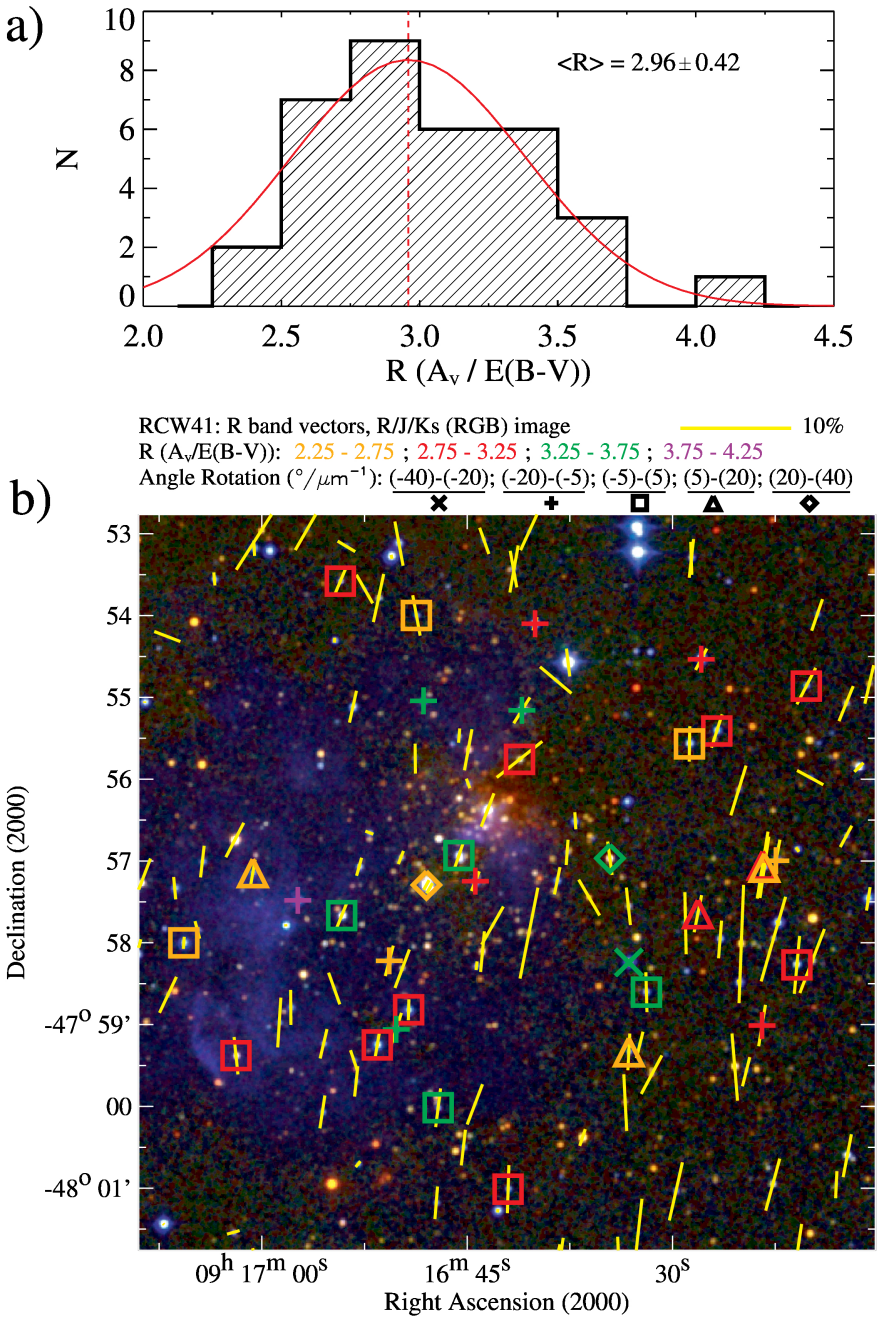


Figura 4.7: (*a*): Distribuição dos valores ajustados da razão entre a extinção total e seletiva (R), assim como um ajuste Gaussiano indicando um valor médio de R_V de $\overline{R} = 2{,}96 \pm 0{,}42$. (*b*): Distribuição espacial das estrelas estudadas com dados de polarização em múltiplas bandas (representadas pelos símbolos coloridos), assim como vetores de polarização na banda R, ambos superpostos a uma imagem combinada das bandas R/J/Ks de RCW 41. Os símbolos denotam diferentes faixas de ângulos de rotação ($\Delta\theta$), enquanto as diferentes cores representam diferentes intervalos de valores de R, como especificado pela legenda acima da imagem. (*c*): Diagrama dos valores de R como função das cores no IVP, não exibindo nenhuma tendência ou concentração na direção de valores maiores ou menores do índice de cor.

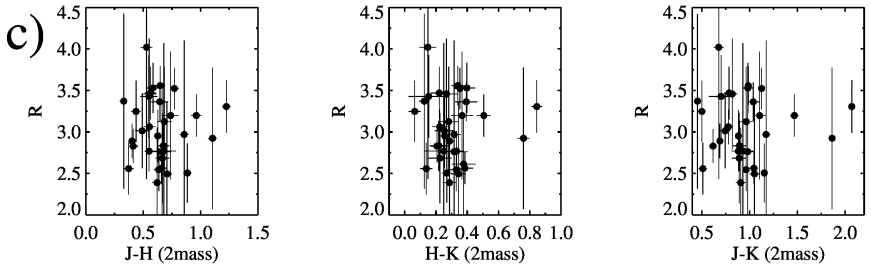


Figura 4.7: Continuação.

4.6 A distribuição em menor escala dos vetores de polarização na banda H

As observações polarimétricas na banda H são focadas no aglomerado de RCW 41 (Figura 4.1), e como a maioria dos objetos nesta área são bastante obscurecidos na faixa do visível, os dados no IVP fornecem um número bem maior de vetores de polarização, pelo menos em uma região de poucos parsecs ao redor da região de formação estelar.

A Figura 4.8 mostra a distribuição de vetores de polarização na banda H ao redor do aglomerado estelar, superposta em uma imagem RGB combinada das bandas H e Ks (respectivamente azul e verde, sendo as imagens do conjunto B do SofI), e da faixa em 5,8 μm (vermelho), do IRAC/*Spitzer*. A morfologia da emissão estendida no IV médio é dominada por diversos filamentos nítidos, emanando quase radialmente a partir do aglomerado. Estas estruturas se assemelham ao padrão previamente observado, associado à imagem do MSX em 8,2 μm (Figura 4.2), mas obviamente agora com uma resolução bem maior, permitindo a distinção de filamentos individuais próximo ao aglomerado.

Os vetores de polarização são representados com cores diferentes, de acordo com a qualidade dos dados (vetores azuis têm $P/\sigma_P > 3$, enquanto vetores amarelos representam dados com $1 < P/\sigma_P < 3$), e círculos verdes denotam medidas de polarização de menor qualidade (também incluindo valores de polarização defeituosos). Também adotamos nesta análise, um critério para separar aproximadamente as estrelas contaminadoras do campo dos membros intrínsecos da região HII, baseado no fato de que as observações polarimétricas na banda H atingem um limite de completeza fotométrico aproximadamente em $H = 16$. Encontramos esta informação através da correlação dos dados polarimétricos com os dados fotométricos do conjunto B, e analisando-se a distribuição de magnitudes H para a amostra polarimétrica. Portanto, estudando-se o diagrama cor-magnitude da Figura 3.10c, notamos que até $H < 16$, as estrelas contaminadoras são dominantes se $H - Ks < 0{,}5$ e $H > 13{,}5$. As estrelas com tais características fotométricas são marcadas com um quadrado de cor roxa na Figura 4.8, indicando que estas são possivelmente estrelas de campo. Uma tendência consistente neste diagrama é que o número de estrelas de campo dentro do aglomerado é pequeno, comparado às regiões mais externas da imagem, onde o número aumenta.

A primeira evidência marcante encontrada nesta distribuição de vetores polarimétricos é que a dispersão dos ângulos de polarização é bem maior que aquela encontrada nas observações em grande escala da banda R. De fato, se analisamos o histograma de ângulos de polarização para a amostra inteira na banda H (Figura 4.9, acima), notamos que todas as faixas de ângulos possíveis são cobertas. No entanto, um pico é atingido em ângulos

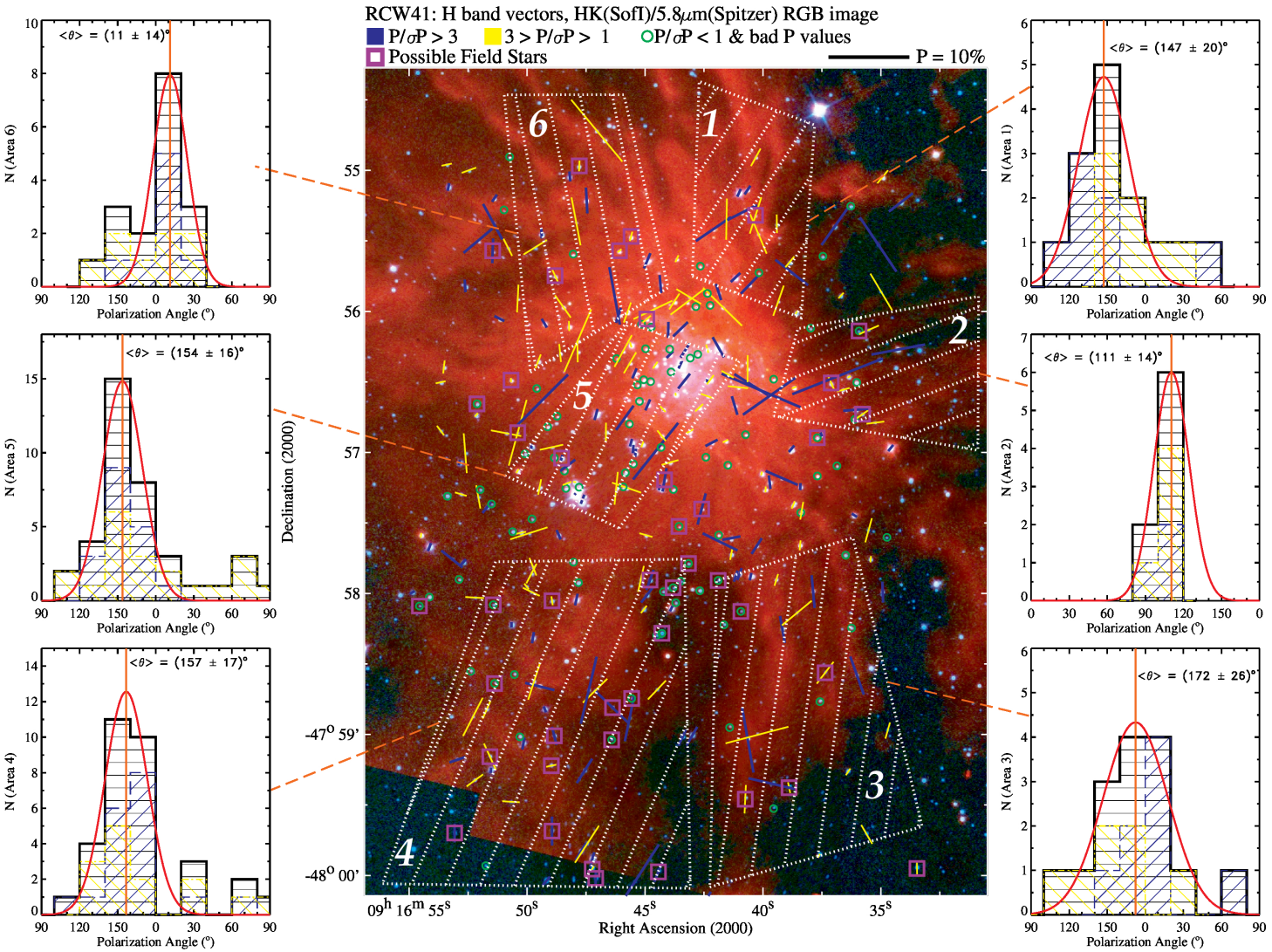


Figura 4.8: Mapa dos vetores de polarização na banda H em uma área de aproximadamente $3{,}5' \times 7{,}0'$ englobando o aglomerado estelar de RCW 41. Esta imagem é uma combinação RGB das imagens no IVP H e Ks do conjunto B do SofI (respectivamente azul e verde), assim como da emissão em 5,8 μm do IRAC/*Spitzer* (vermelho). Os histogramas denotam as distribuições dos ângulos de polarização para objetos no interior de cada uma das áreas delimitadas pelas linhas pontilhadas brancas (1-6). As retas paralelas dentro de cada região representam a orientação local média da polarização (obtida a partir dos ajustes Gaussianos), ao longo daquela linha-de-visada.

similares àqueles da distribuição em grande escala, i.e., em $\theta \sim 160°$, sugerindo que mesmo em menores escalas, existe uma tendência aos vetores de seguirem o padrão de orientação global. Além disso, nenhuma grande diferença é observada entre as distribuições dos dados de boa qualidade ($P/\sigma_P > 3$, azul) e menor qualidade ($1 < P/\sigma_P < 3$, amarelo). A distribuição de graus de polarização (Figura 4.9, abaixo), mostra que a maioria dos objetos estelares apresentam valores de P_H na faixa de $1 - 4\%$.

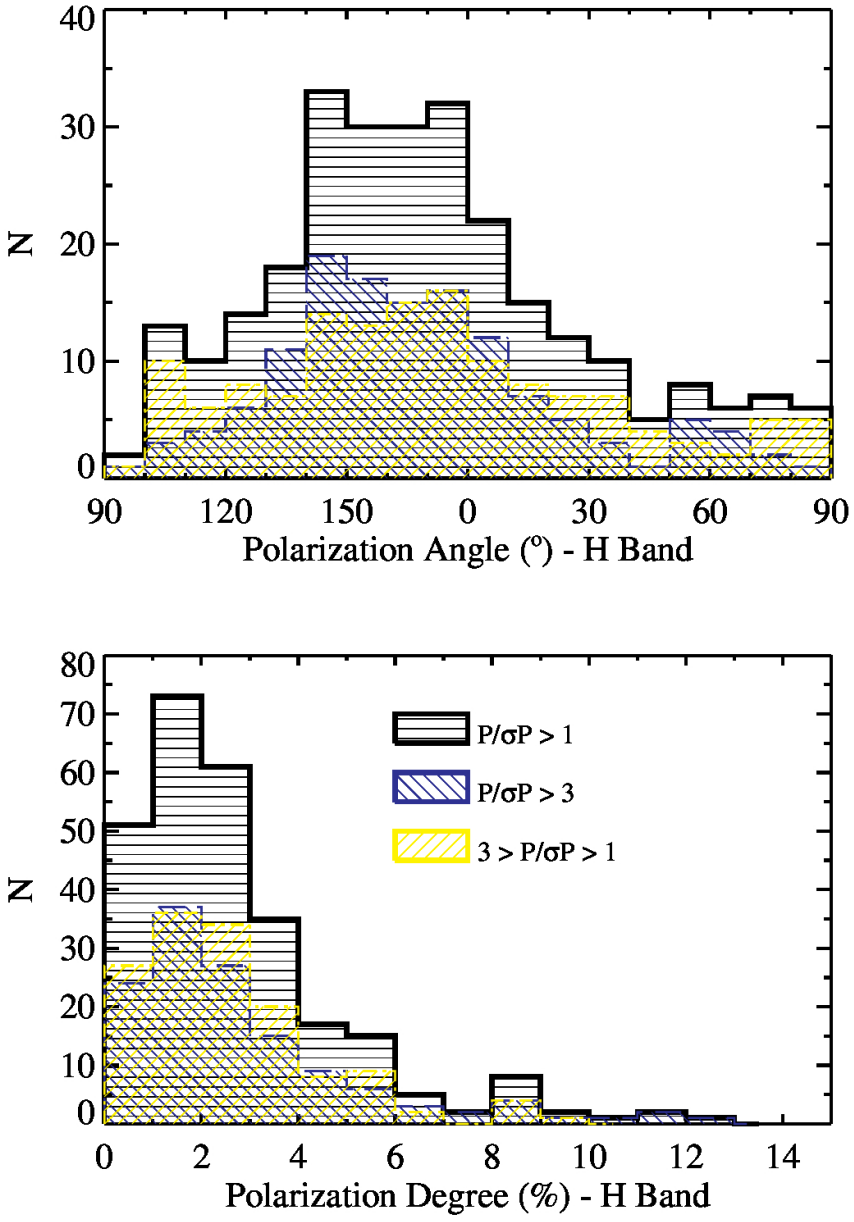


Figura 4.9: Distribuições de ângulo de polarização (*acima*) e grau de polarização (*abaixo*) para as observações polarimétricas na banda H. Linhas azuis estão relacionadas a dados com $P/\sigma_P > 3$, e linhas amarelas representam dados com $1 < P/\sigma_P < 3$.

Mesmo considerando-se a grande dispersão dos ângulos, notamos que em sub-regiões dentro da área da Figura 4.8, algumas tendências locais de orientações podem ser reveladas, especialmente na direção dos filamentos vistos na emissão estendida em 5,8 μm. Para se revelar tais propriedades subjacentes, selecionamos seis sub-áreas, englobando principalmente os filamentos mais proeminentes, como indicado pelos quadriláteros pontilhados em branco, e marcados com os números de 1 a 6. Considerando os vetores de polarização dentro de cada uma destas áreas, construímos os respectivos histogramas de ângulo de polarização, sendo que objetos marcados como possíveis estrelas contaminadoras de campo foram removidas desta análise. Estas distribuições são mostradas na Figura 4.8, ligadas às respectivas áreas, e a divisão entre dados de boa qualidade ($P/\sigma_P > 3$) e menor qualidade ($1 < P/\sigma_P < 3$) é indicada respectivamente pelos histogramas azuis e amarelos. Ajustes Gaussianos foram aplicados para cada uma das distribuições, e o pico da função ajustada corresponde à tendência principal dos ângulos de polarização dentro daquela área. Usando este valor principal, um conjunto de retas paralelas (também pontilhadas em branco) foi desenhada dentro de cada área, portanto correspondendo à orientação polarimétrica predominante local.

Notamos que ao longo da maioria das áreas escolhidas, a direção de polarização predominante parece ser consistente com a direção do filamento associado. Esta tendência é especialmente evidente na direção das áreas 2, 3 e 4. Especificamente para a área 2, apesar de apenas oito vetores contribuírem para o histograma, todos estão orientados paralelamente ao filamento, apresentando ângulos de polarização ao redor de $\approx 110°$. Tal orientação é quase perpendicular à tendência global associada ao padrão em grande escala, indicando uma clara correlação com a estrutura filamentar local. Na direção das áreas 1 e 6, uma pequena diferença parece existir entre o ângulo principal de polarização e a direção do filamento, apesar de ser evidente que esta orientação predominante aponta em direção ao aglomerado. A existência de sub-estruturas ou filamentos superpostos ao longo da linha-de-visada, assim como efeitos de projeção, podem contribuir para esta diferença. Sobre a área 5, que engloba ambos o sub-aglomerado e uma parte da porção principal do aglomerado, uma orientação apontando na direção do aglomerado também é evidente.

Concluímos que apesar da grande dispersão nos ângulos, as linhas de campo magnético em pequena escala parecem estar defletidas para dentro, apontando em direção ao aglomerado e provavelmente conectadas às direções dos grandes filamentos vistos na emissão de 5,8 μm do *Spitzer*. A dispersão nos ângulos de polarização é de fato esperada em um ambiente de formação estelar dinâmico, onde os fortes ventos estelares de objetos massivos e possivelmente jatos de estrelas menos massivas, deveriam ter um papel importante como fontes de turbulência ao meio interestelar circundante. Como consequência, a eficiência de alinhamento e as linhas de campo magnético devem ser afetadas, portanto caracterizando-se uma maior dispersão dos ângulos de polarização.

4.7 Comparações entre a estrutura do campo magnético e estudos teóricos relacionados à expansão de regiões HII

No capítulo 1 descrevemos um modelo analítico, elaborado por Spitzer (1978), para a expansão de uma região HII, devido à maior pressão térmica em seu interior. No

entanto, sabemos que na realidade diversos mecanismos físicos, tais como aquecimento e resfriamento, turbulência, efeitos da radiação ultravioleta ionizante e não-ionizante, raios-X, e campos magnéticos, precisam ser levados em conta para se fornecer uma visão realística do processo de expansão.

Como descrito na Seção 1.2.4, Arthur et al. (2011) realizaram simulações deste tipo, considerando um meio previamente magnetizado, mostrando que esta expansão causa um grande impacto na morfologia das linhas de campo magnético. O principal resultado destas simulações revelou que após a expansão da região HII, um comportamento dual da morfologia do campo pode ser observado, quando as regiões dentro e fora do volume ionizado são comparadas: fora da região HII (i.e., na localização do gás neutro, seguindo as suas bordas), as linhas de campo magnético tendem a se organizar ao longo da frente de ionização, se acumulando na forma de um anel ao redor da área ionizada; dentro da região HII (i.e., no meio ionizado), as linhas de campo magnético se alinham perpendicularmente à frente de ionização, portanto apontando radialmente em direção à fonte de ionização.

Estas previsões qualitativas são consistentes com os resultados das observações polarimétricas de RCW 41, em grande escala e em menor escala, como exibido nas seções 4.2, 4.4, e 4.6. As observações na banda R revelaram linhas de campo magnético inclinadas ao longo das bordas da região HII na direção de algumas áreas (Figuras 4.2 e 4.5). Isto é consistente com a interpretação destas linhas de campo terem sido varridas para fora da região, devido à expansão da região HII, e portanto se alinham paralelamente à frente de ionização ao longo da área neutra externa.

Além disso, as observações polarimétricas na banda H mostraram que, apesar de existir uma grande dispersão dos ângulos sobre toda a região, a direção média da polarização se assemelha a um campo radialmente orientado na direção do aglomerado, aproximadamente seguindo a direção dos diversos filamentos da imagem do *Spitzer* no IV médio. Isto é consistente com a previsão teórica de que dentro da área ionizada, espera-se que as linhas de campo se organizem perpendicularmente à frente de ionização. Supondo que as principais fontes de ionização da região são os objetos 1a e 2 (Figura 3.9), como sugerido por Ortiz et al. (2007) e Roman-Lopes et al. (2009), as linhas de campo magnético estariam apontando em direção a estes alvos, o que é de fato obtido a partir da orientação média dos vetores de polarização (que apontam principalmente na direção de Obj1a).

Este padrão radial não é observado a partir do mapeamento em grande escala na banda R, apesar de uma grande porção da área observada englobar o volume ionizado, dentro da região HII. Além disso, um anel perfeito de vetores de polarização obviamente não é formado ao longo das bordas da região ionizada, como previsto pelas simulações das linhas de campo magnético. No entanto é importante ressaltar que as observações polarimétricas não correspondem a uma simples fatia projetada no céu da região HII. Na realidade, estas observações representam o efeito integrado da polarização linear devido a diferentes estruturas interestelares superpostas ao longo da linha-de-visada. Por exemplo, se imaginarmos a região HII aproximadamente como uma esfera em expansão, tal expansão será percebida espacialmente no céu, mas ocorrerá também na mesma direção da linha-de-visada. A expansão das bordas externas será vista como material interestelar se afastando e se aproximando em nossa direção. Portanto, se considerarmos uma estrela de fundo, posicionada atrás desta região, as observações da área ionizada seriam compostas por um efeito de polarização integrado tanto do meio ionizado, quanto das bordas da região, e ainda projetado no plano do céu. Portanto, a análise das observações em grande escala

da região ionizada deve levar em conta este efeito, e a detecção do padrão radial não é necessariamente esperada.

No entanto, mesmo quando consideramos tais efeitos de projeção, uma indicação do comportamento dual da orientação dos vetores de polarização, dentro e fora do volume ionizado, é claramente notada através da análise dos dados de polarização nas bandas R e H. Estas observações dão suporte aos resultados das simulações, que fornecem previsões qualitativas similares, pelo menos quando estudamos especificamente o ambiente da região de RCW 41.

4.8 A origem dos baixos valores de polarização dentro da região HII

Na seção 4.4, vimos que os valores dos graus de polarização na banda R dentro da região HII, são em média menores, especialmente próximo ao aglomerado.

Para se distinguir entre as duas possíveis causas responsáveis por este efeito, como mencionado anteriormente, dois diagramas cor-cor foram construídos usando os dados do 2MASS, mostrando a distribuição das estrelas dentro (Figura 4.10a) e fora (Figura 4.10b) dos limites definidos pelo aumento abrupto no grau de polarização (em $R = 7{,}8 \pm 1{,}0$ minutos de arco), que coincide aproximadamente com os limites da região HII. Um número maior de objetos é encontrado fora da região, o que é óbvio, já que a área externa é maior. No entanto, quando analisamos a distribuição das estrelas ao longo da banda de avermelhamento (que dá uma estimativa da extinção interestelar para cada objeto), notamos que não existem grandes diferenças entre ambos os diagramas. Em ambas as áreas, o espalhamento da maioria das estrelas mostra uma distribuição quase uniforme de valores de extinção, entre $A_V = 0$ e $A_V \approx 12$. Além disso, sabemos que algumas concentrações principalmente próximo ao aglomerado (que define apenas uma pequena área dentro da região HII), podem apresentar maiores valores médios locais de A_V (como discutido na Seção 3.6). Esta análise mostra que não há um decréscimo global da extinção interestelar dentro da área ionizada.

Portanto, parece plausível afirmar que o decréscimo observado nos valores dos graus de polarização dentro da região HII, é provavelmente causado por uma menor eficiência de polarização do meio interestelar local. Isto pode ser explicado por uma perturbação intrínseca do alinhamento dos grãos de poeira com relação às linhas de campo magnético, o que é esperado, dadas as condições turbulentas deste ambiente interestelar.

Além disso, nas simulações realizadas por Arthur et al. (2011), foi mostrado que a intensidade dos campos magnéticos na área foto-ionizada é menor ($B = 0{,}1 - 10$ μG), quando comparada às áreas neutras na borda da região HII ($B = 10 - 30$ μG). Isto é provavelmente explicado devido ao fato que a expansão da área ionizada faz com que as linhas de campo magnético sejam varridas para fora, sendo assim removidas do interior deste volume, e portanto diminuindo a sua intensidade neste local. Se este é o cenário ocorrendo em RCW 41, uma diminuição adicional na eficiência de polarização seria esperada, contribuindo para os valores menores de P detectados próximo ao aglomerado.

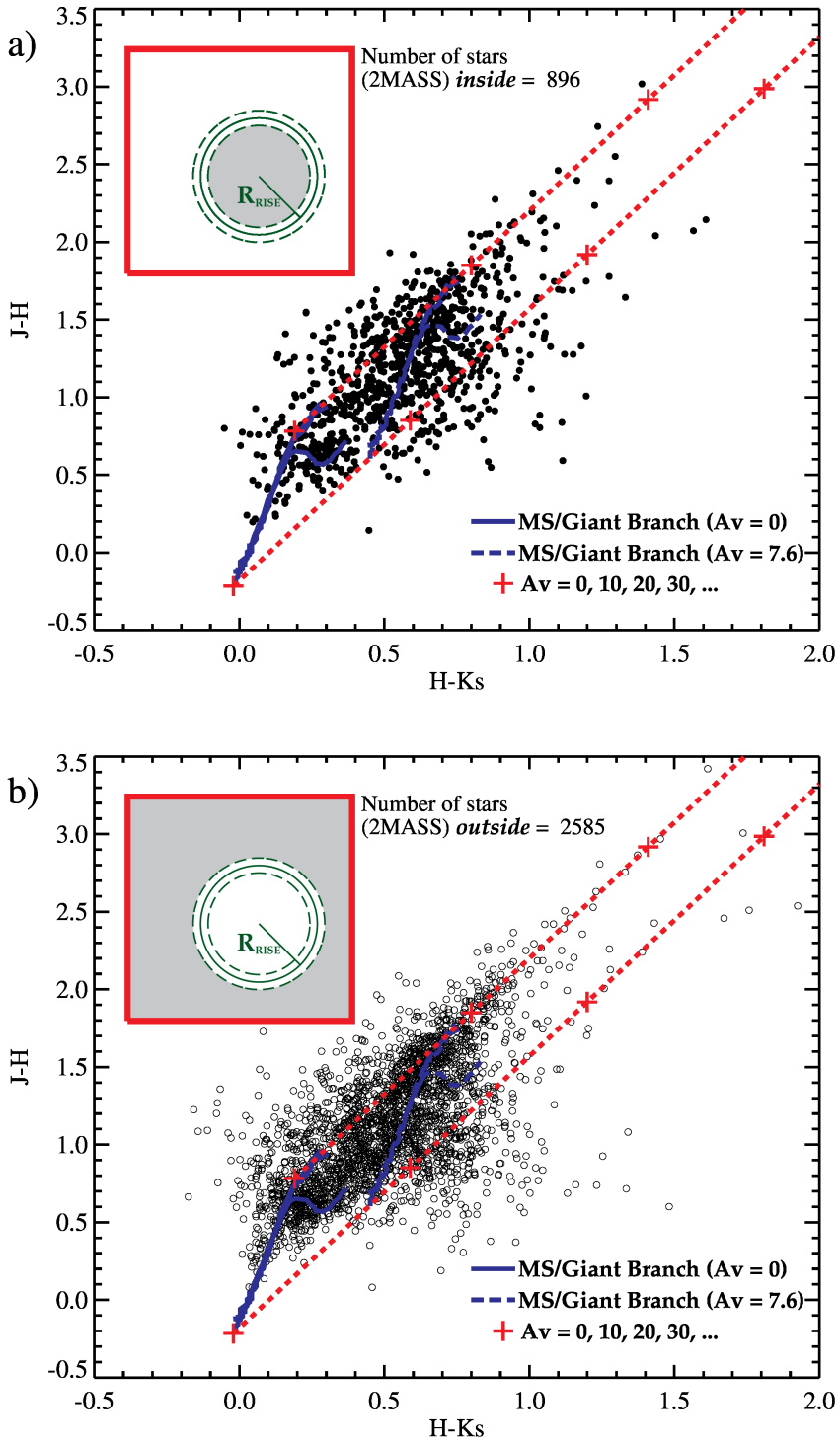


Figura 4.10: Diagramas cor-cor $((J-H)\times(H-Ks))$ usando dados do 2MASS, para duas regiões separadas ao longo de RCW 41 (como indicado pelas caixas): dentro (a) e fora (b) da região HII. Esta área é definida como sendo delimitada por um raio de $R = 7{,}8 \pm 1{,}0$ minutos de arco a partir do centro, marcando a posição onde detectamos um aumento abrupto do valor do grau de polarização na banda R, como previamente mostrado na Figura 4.5.

4.9 A componente turbulenta dos campos magnéticos na direção de RCW 41

O conjunto de dados polarimétricos na direção de RCW 41 é inteiramente adequado para se aplicar o método descrito na Seção 2.2.4, que permite estimar a contribuição da componente turbulenta das linhas de campo magnético, relativo à sua componente uniforme (Hildebrand et al. 2009). Usando os ângulos de polarização nas bandas R e H, construímos as funções de estrutura de segunda ordem (SF), assim como as incertezas médias de medidas $\sigma(l)$. Em seguida, as funções de dispersão do ângulo (ADF), foram construídas para cada caso, como mostrado nas Figuras 4.11a e 4.11b, que são respectivamente relacionadas aos dados polarimétricos nas bandas R e H. Nos diagramas 4.11a e 4.11b, larguras de *bins* de respectivamente 2 e 0,25 minutos de arco foram usados. Apenas os 6 primeiros pontos da função ADF (denotados por círculos azuis) são usados no ajuste linear da equação 2.15, de maneira a garantir a validade da condição $\ell \ll d$, e a função ajustada é representada pela linha tracejada vermelha.

A razão entre a componente turbulenta e uniforme do campo magnético foi calculada através da equação 2.9, resultando nos seguintes valores:

$$\langle B_t^2 \rangle^{1/2} / B_0 = (20{,}2 \pm 0{,}5)\% \quad \text{(p/ a banda R (grande escala))} \tag{4.2}$$

$$\langle B_t^2 \rangle^{1/2} / B_0 = (53 \pm 1)\% \quad \text{(p/ a banda H (menor escala))} \tag{4.3}$$

Este cálculo mostra que a componente turbulenta do campo magnético é proporcionalmente mais intensa no interior da região de menor escala ao redor do aglomerado (i.e., onde os dados polarimétricos na banda H estão distribuídos), quando comparada com a contribuição turbulenta global considerando-se toda a área englobando a região HII (onde os dados na banda R se distribuem). De fato, é esperado existir um ambiente com maior turbulência próximo ao aglomerado, devido à maior interação entre as estrelas jovens e o meio interestelar dentro desta região. Podemos também associar esta evidência com nossa hipótese de que os baixos valores de polarização dentro da região HII (principalmente próximo ao aglomerado, como pode ser visto na Figura 4.5b), de fato ocorrem devido à baixa eficiência de polarização. O maior nível de turbulência provavelmente representa o principal fator inibindo o alinhamento dos grãos com relação às linhas de campo magnético, gerando os baixos valores de polarização.

4.10 Verificação da possível presença de polarização intrínseca

É importante destacar que, como uma fração da amostra polarimétrica é composta por YSO's com excesso de cor no infravermelho, algumas destas fontes podem contribuir com uma componente polarizada devido à presença de um disco circunstelar assimétrico. Nestes casos, a polarização de fato observada seria uma combinação da componente intrínseca com o efeito dicroico do meio interestelar. Portanto, é preciso avaliar, pelo menos de maneira global, qual é o efeito predominante.

Primeiramente, a principal evidência para responder a esta questão se refere à correlação em larga-escala observada para a orientação dos vetores da Figura 4.2. Se o efeito

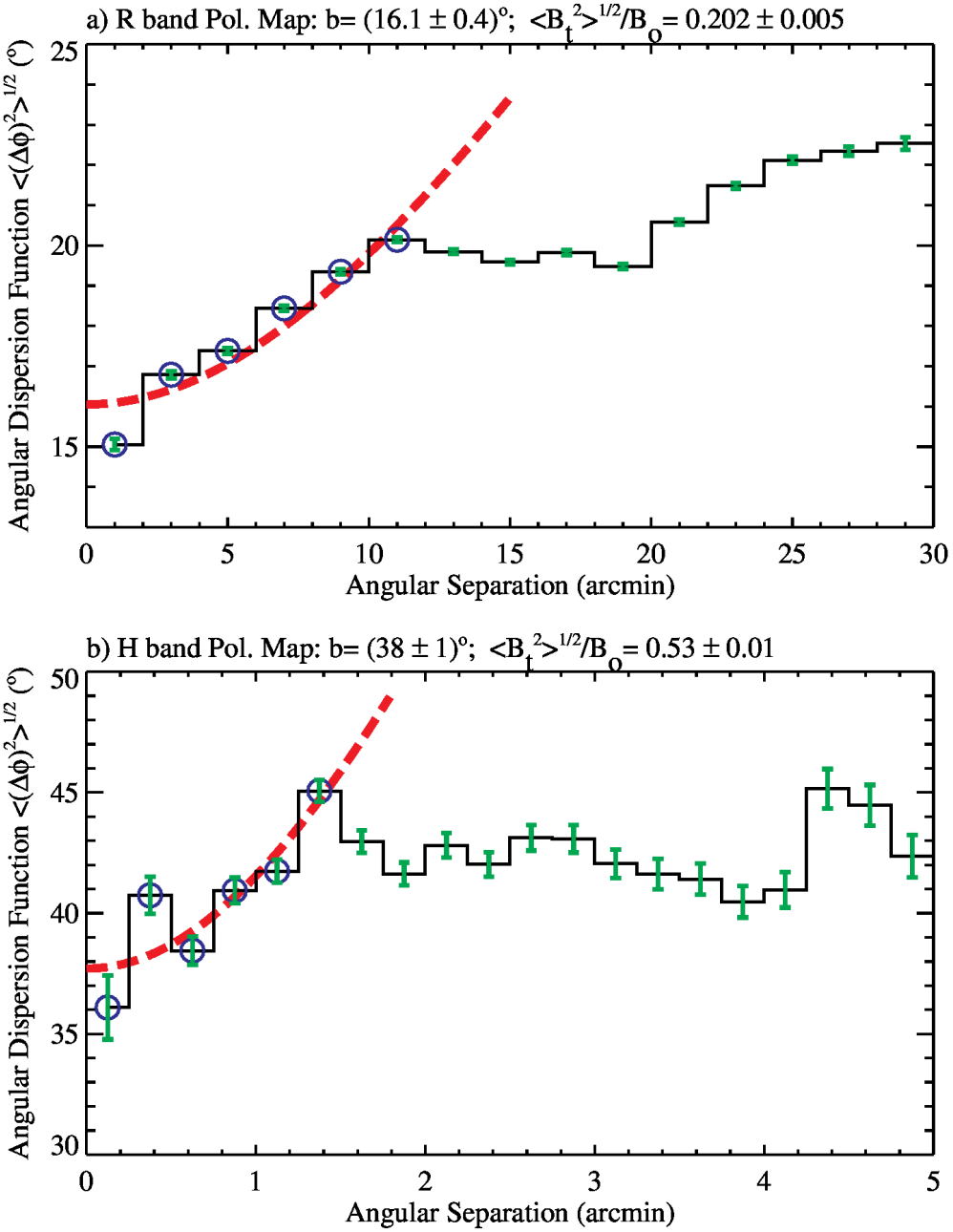


Figura 4.11: Funções de dispersão do ângulo (ADF), construídas a partir dos ângulos de polarização nas bandas R (*a*) e H (*b*). Cada *bin* (com larguras de respectivamente 2 e 0,25 minutos de arco) foi corrigido pela média das incertezas nas medidas. A linha tracejada vermelha representa a curva obtida através do ajuste linear da SF, usando-se os seis primeiros pontos em cada caso (círculos azuis). A contribuição turbulenta b é determinada pela intercepção desta curva em $\ell = 0$, sendo que este fator é utilizado em seguida para se calcular as razões entre a componente turbulenta e uniforme dos campos magnéticos, que são mostradas no topo de cada diagrama.

dominante da polarização fosse devido à componente intrínseca, tal orientação global correlacionada certamente não seria observada. Portanto, tais características gerais são melhor descritas pela absorção dicroica devido ao meio interestelar, o que pode causar tal

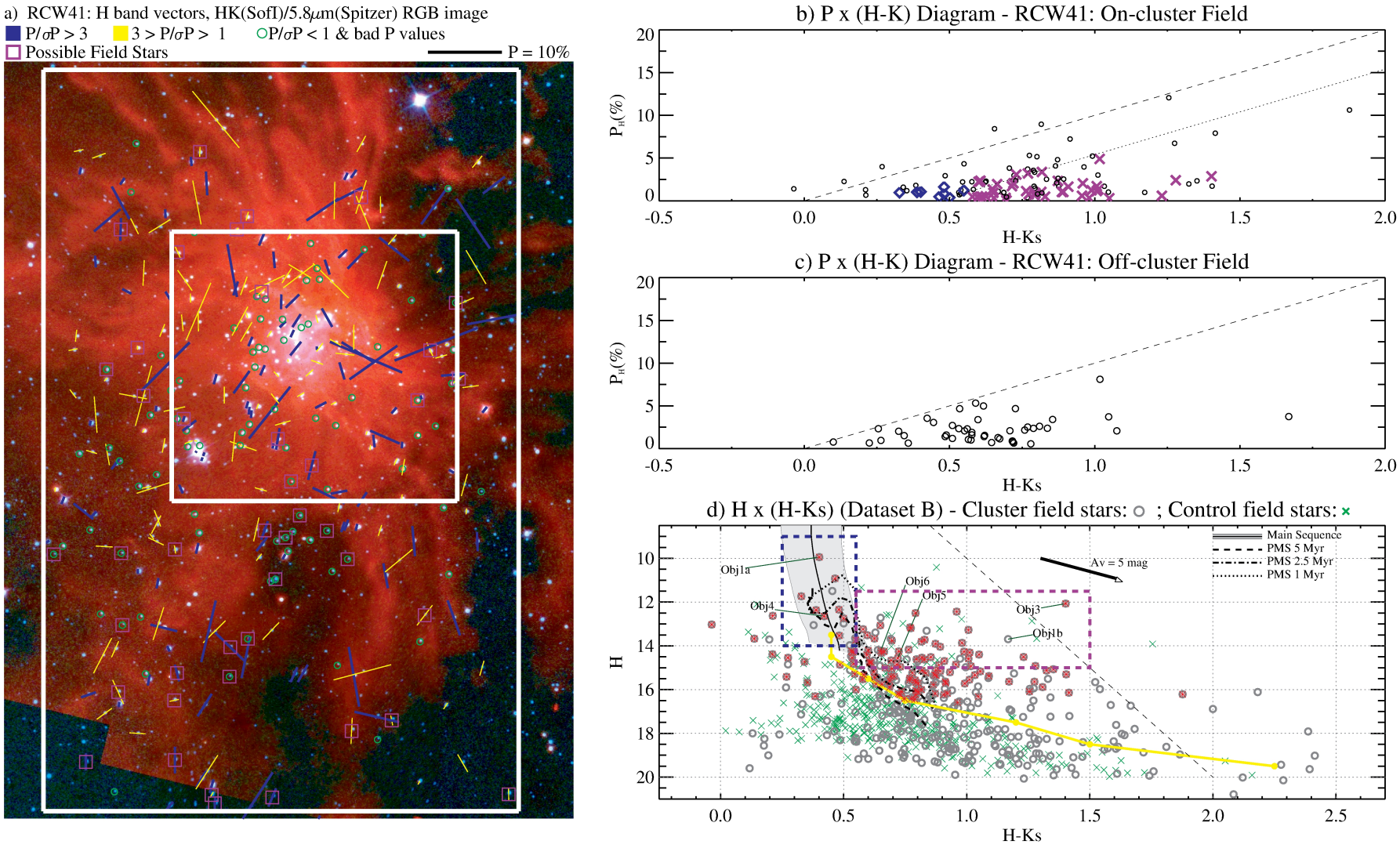


Figura 4.12: (*a*) Esta imagem corresponde ao mesmo diagrama de vetores da banda H da Figura 4.8, mas onde estão mostrados as regiões *on-cluster* (retângulo menor) e *off-cluster* (área entre o retângulo menor e maior). Os diagramas $P_H \times (H - Ks)$ para as regiões *on* e *off-cluster* estão respectivamente exibidos nas Figuras *b* e *c*. A Figura *d* corresponde ao mesmo diagrama cor-magnitude da Figura 3.10c, mas onde estão marcadas (com asteriscos vermelhos) as estrelas correlacionadas com as observações polarimétricas. Também estão indicadas duas caixas, com linhas tracejadas azul e roxa, respectivamente das regiões do *turn-on* e da posição de objetos mais avermelhados. Os objetos dentro destas caixas são indicados por losangos azuis ou cruzes roxas (respectivamente), no diagrama *b*.

orientação em grande-escala. Mesmo assim, isso não exclui a possibilidade de haver algum espalhamento nos ângulos, devido a algumas fontes individuais apresentarem polarização intrínseca pela presença do disco.

Um método que pode ser utilizado para explorar este tema se refere à análise da relação entre a polarização e o excesso de cor, como exibido na Figura 1.7. Se o nível de polarização observado for apenas devido ao meio interestelar, então o valor máximo imposto pela correlação imperfeita com o excesso de cor deve ser respeitado. Isto significa que se houverem valores de polarização muito elevados, quando comparados com o excesso de cor, isto pode ser um indício da existência de polarização intrínseca. Tal método foi empregado, por exemplo, por Kandori et al. (2007). Faremos esta análise de maneira aproximada, já que não possuímos valores exatos dos excessos de cor para cada objeto observado.

Iniciamos através da escolha de duas regiões na direção do aglomerado, como exibido na Figura 4.12a. Esta imagem corresponde ao mesmo diagrama de vetores da banda H da Figura 4.8, onde: o retângulo menor (linha branca), delimita a área denominada *on-cluster*, englobando a principal porção do aglomerado, onde se localizam a maior parte dos objetos do tipo YSO's, apresentando excesso de cor no IVP; a região entre o retângulo menor e o retângulo externo maior, é denominada *off-cluster*, e será usada como comparação.

Correlacionando-se os dados polarimétricos com os dados fotométricos do conjunto B, construímos as Figuras 4.12b e 4.12c, que correspondem a diagramas $P_H \times (H - Ks)$, respectivamente para as áreas *on-cluster* e *off-cluster*. O último gráfico (Figura 4.12d) corresponde ao mesmo diagrama cor-magnitude da Figura 3.10c, mas onde estão marcadas (com um asterisco vermelho) as estrelas correlacionadas com as observações polarimétricas. Também estão indicadas duas caixas, com linhas tracejadas azul e roxa, respectivamente das regiões do *turn-on* e da posição de objetos mais avermelhados. Os objetos dentro destas caixas são indicados por losangos azuis ou cruzes roxas (respectivamente), na Figura 4.12b.

Note que nas Figuras 4.12b e 4.12c, o eixo horizontal corresponde à cor e não ao excesso de cor, por isso, este tipo de diagrama nos permitirá apenas verificar se existem discrepâncias muito elevadas dos valores de polarização. A transformação para o excesso de cor deslocaria os pontos sobre o eixo horizontal. De fato, na Figura 4.12b (*on-cluster*), é evidente que há um grande grupo de pontos deslocados para a direita: isso representa o maior avermelhamento interestelar presente na direção do aglomerado. Mesmo assim, a tendência geral, em que há um valor limite de polarização, para cada valor de excesso de cor (como da Figura 1.7), é claramente notado. Visualmente encontramos uma inclinação de $P_H = 10 \times (H - Ks)$ para este limite superior, como mostrado pelas retas tracejadas nas Figuras 4.12b e 4.12c. Na Figura 4.12b mostramos ainda a mesma reta, mas deslocada para a direita por uma valor de $H - Ks$ relativo a $A_V \approx 7{,}6$ (a extinção visual média para o aglomerado), como mostrado pela reta pontilhada.

Primeiramente notamos que, em termos dos valores de polarização, não há uma diferença muito grande quando os diagramas das Figuras 4.12b e 4.12c são comparadas entre si. Em segundo lugar, para o diagrama *on-cluster*, mesmo quando considerando a reta de limite superior avermelhada (pontilhada), a maior parte dos objetos encontra-se abaixo desta reta, o que indica uma predominância de efeitos de polarização do meio interestelar. Mesmo quando consideramos os objetos mais avermelhados (e possivelmente

incluindo objetos com excesso de cor no IVP – cruzes roxas), a maior parte dos pontos encontra-se abaixo desta reta, e não existem valores de polarização muito discrepantes.

Outro fato importante que contribui para não observarmos a componente intrínseca de polarização, se deve ao limite de completeza fotométrico para os dados polarimétricos, que é de aproximadamente $H = 16$, como pode ser visto pelos asteriscos vermelhos da Figura 4.12d. No entanto, sabemos que a maior parte dos objetos do aglomerado apresentando excesso de cor no IVP possuem $H > 16$ (vide os triângulos de cor laranja da Figura 3.10a). Portanto, as observações polarimétricas estão limitadas em profundidade fotométrica e não são capazes de detectar a maior parte dos alvos que provavelmente apresentam discos circunstelares.

Portanto a conclusão é que pode haver uma componente intrínseca de polarização para alvos individuais, mas esta não é muito intensa, ou não pôde ser detectada devido à limitação da amostra. Certamente o efeito predominante é devido à absorção dicroica promovida pela poeira interestelar, e portanto a presença de componentes intrínsecas individuais não alteram nossa análise anterior relacionada à morfologia das linhas de campo magnético.

Capítulo 5

—

Estudo da polarização interestelar na direção de Sh 2-29[1]

Neste capítulo apresentamos uma análise detalhada da polarização interestelar na direção da região de Sh 2-29. Iniciamos com uma descrição completa da região de formação estelar associada. Em seguida, descrevemos os aspectos específicos da metodologia envolvida (os métodos gerais foram apresentados no Capítulo 2). Por fim, exibimos e discutimos os resultados e as análises.

5.1 O ambiente de formação estelar de Sh 2-29

A região de Sh 2-29 foi inicialmente identificada por Sharpless (1959), e classificada como uma região HII de forma irregular, apresentando estruturas amorfas e irregulares (esta região também é conhecida como NGC 6559 ou IC 4685). Ela está localizada na direção do complexo Galáctico Simeis 188, que é uma região de formação estelar rica em Sagitário (próximo à direção do centro Galáctico: $l \sim 7°, b \sim -2°$), incluindo diversas nebulosas brilhantes, tais como IC 1275 (Sh2-31), IC 1274 (Sh2-32) e IC 4684 (ver Figura 5.1). De acordo com Herbig (1957), Sh 2-29 provavelmente está associada com o mesmo complexo interestelar que define as regiões de M8 (a nebulosa *Lagoon*) e M20 (a nebulosa *Trifid*), que são estruturas próximas muito conhecidas.

A Figura 5.1 é uma combinação da banda R-DSS (azul), da faixa de 5.8 μm do IRAC/*Spitzer* (verde), e da emissão em 24 μm do MIPS/*Spitzer* (vermelho). Também estão sobrepostas na imagem o diagrama de contornos (em cor laranja) representando a extinção visual A_V nesta área (ver Seção 5.2). Esta região exibe diversas propriedades interestelares interessantes, tais como nebulosas de reflexão, nuvens escuras (e.g., a estrutura em forma de serpente Barnard 303), e emissão Hα proveniente do gás ionizado (que pode ser notada, por exemplo, como as emissões estendidas em azul na imagem da banda

[1]O estudo apresentado neste capítulo é baseado em um trabalho a ser submetido para publicação: Santos, Franco, Roman-Lopes, Reis & Román-Zúñiga (2013).

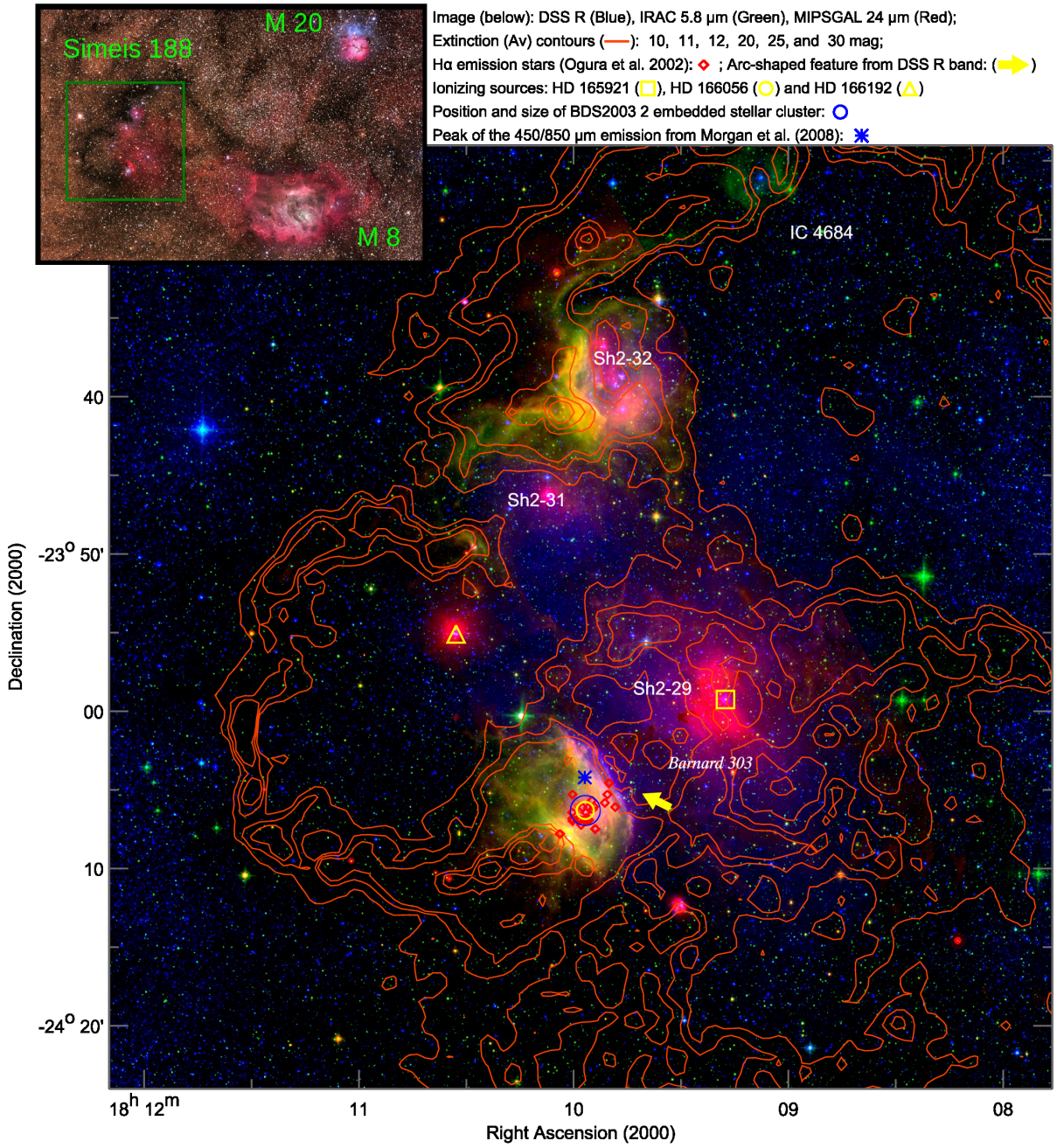


Figura 5.1: Imagem da região de Simeis 188 (que inclui Sh 2-29), representada por uma combinação das seguintes bandas espectrais: R DSS (azul), IRAC 5,8 μm (verde), e MIPS 24 μm. A imagem menor no topo mostra um panorama óptico mais amplo da região, englobando também as nebulosas de M20 e M8 (Fonte: `http://www.nasaimages.org`). Diversas propriedades estelares e interestelares estão marcadas, como especificado pelas indicações no topo, que também estão detalhadas no texto da Seção 5.1. Os contornos de extinção mostrados pelas linhas de cor laranja foram obtidos usando dados do 2MASS, como descrito na Seção 5.2.

R do DSS). Estas propriedades interestelares são notórias, e sua morfologia sugere uma forte interação da dinâmica do gás com a população estelar embebida.

Sharpless (1959) sugeriu que as principais fontes de ionização da região HII são o sis-

tema binário HD165921 (tipos espectrais O7V+O9V), HD166056 (B4I/II), e HD166192 (B2II), que são objetos relativamente luminosos na banda visual (V = 7,4, 9,7, e 8,5, respectivamente). As observações em 24 μm (vermelho, Figura 5.1) mostram uma forte emissão estendida principalmente ao redor de HD165921 e HD166192, provavelmente indicando um aquecimento da poeira interestelar circundante (particularmente próximo de HD165921, uma estrutura em forma de arco é notada).

Emissão térmica do contínuo de rádio (2695 GHz), que é tipicamente relacionada à transição livre-livre do gás ionizado, foi detectada na direção de Sh 2-29 por Altenhoff et al. (1970). Outras observações na faixa de rádio foram conduzidas, com o objetivo de se obter velocidades radiais baseadas em linhas de CO (Blitz et al. 1982). Usando um modelo de rotação da Galáxia (Fich & Blitz 1984), uma distância de $d = 1{,}3 \pm 0{,}5$ kpc foi obtida. Estudos das linhas de CO também foram realizados por Yamaguchi et al. (1999), que interpretaram todo o complexo interestelar de Sh 2-29 como uma região em expansão (*shell*), devido à sua intensa atividade de formação estelar. Utilizando uma velocidade de expansão de 5 kms^{-1} e um raio de $5 - 10$ pc, estes autores determinaram uma idade dinâmica de 1-2 milhões de anos para o complexo. Outros estudos de Sh 2-29 incluem observações na faixa do ultravioleta distante (Carruthers & Page 1984), assim como análises de espectros Hα (Fich et al. 1990).

Apesar de Sh 2-29 aparentemente estar relacionado a outras regiões HII próximas, a presença de diferentes componentes de velocidades de CO sugere distâncias diferentes para as mesmas. De fato, para M8 e M20, estimativas mais recentes de distâncias sugerem respectivamente 1250 e 1670 pc (Arias et al. 2007; Rho et al. 2008), apesar de que variações na lei de extinção na direção da *Trifid* (M20) podem resultar em uma distância bem maior, de $2{,}7 \pm 0{,}5$ kpc (Cambrésy et al. 2011). Para Sh 2-32, que está posicionada a aproximadamente 25 minutos de arco ao Norte de Sh 2-29 (supostamente sendo parte do mesmo complexo interestelar), Dahm et al. (2012) determinaram uma distância de $1{,}8 \pm 0{,}3$ kpc para um aglomerado estelar brilhante associado, valor este consistente com outros indicadores de distância, tanto fotométricos como cinemáticos (Georgelin et al. 1973; Vogt & Moffat 1975; Fich & Blitz 1984; Oka et al. 1999).

Usando-se dados no IVP do 2MASS, Bica et al. (2003b) descobriram um aglomerado estelar embebido ao redor da fonte ionizante HD166056, denominado BDS2003 2 (com dimensão angular de 1,9′). Este aglomerado está no centro de uma cavidade visível apenas nas imagens do infravermelho médio e distante (representadas pela emissão verde/amarela na Figura 5.1). Ao redor desta cavidade, uma grande camada interestelar em forma de arco é vista na imagem da banda R do DSS. Supondo que tal característica estendida observada na banda R é devida principalmente à emissão Hα do gás ionizado, esta camada interestelar provavelmente define uma frente de ionização em expansão. Ogura et al. (2002) observou 23 fontes pontuais com emissão Hα na direção deste aglomerado, uma propriedade que é típica de objetos pré-sequência principal (e.g., estrelas T Tauri ou Herbig Ae/Be).

Morgan et al. (2008) conduziram observações na direção de Sh 2-29 na faixa sub-mm (450 e 850 μm, usando o SCUBA[2]), as quais revelaram uma estrutura estendida de poeira a aproximadamente 2 minutos de arco ao Norte do centro do aglomerado de BDS2003 2, coincidindo com a posição da fonte IRAS 18068-2405. Urquhart et al. (2009) realizaram

[2] *Submillimetre Common User Bolometer Array*, montado no telescópio de 15m *James Clerk Maxwell Telescope* (JCMT, Mauna Kea, Hawaii/EUA)

observações de CO, complementadas por dados do MSX e *Spitzer*, concluindo que nenhuma fonte pontual no IV médio pode ser detectada. Isso indica que a região ainda está em uma fase muito inicial de formação estelar, com a maior parte de sua luminosidade ainda na faixa do sub-mm. Portanto, é possível que a atividade de formação estelar tenha sido induzida devido a algum evento externo. Urquhart et al. (2009) concluíram que seu status evolutivo atual corresponde à fase imediatamente após a exposição à radiação ionizante (que supostamente estaria associada à evacuação do gás e consequente acúmulo de material na direção da emissão do sub-mm), porém, antes do aparecimento dos primeiros objetos proto-estelares com emissão significativa no IV médio.

O único estudo polarimétrico conhecido na direção de regiões próximas a Sh 2-29 foi conduzido por McCall et al. (1990) para a área associada a M8, localizada a cerca de 1,6° desta. Naquele caso, foi encontrado um valor anômalo para a razão entre a extinção total e seletiva, $R = 4{,}6 \pm 0{,}3$, provavelmente devido à evaporação de partículas menores de grãos de poeira interestelar, bem como devido a efeitos de coagulação. Além disso, de acordo com a interpretação de McCall et al. (1990), a morfologia geral da nuvem sugere um colapso ao longo das linhas de campo magnético.

5.2 Polarimetria nas faixas ópticas e do IVP

Como descrito no Capítulo 2, os dados de polarização linear usados neste trabalho são uma combinação de observações conduzidas no CTIO (telescópio de 0,9 m), e no OPD/LNA (com os telescópios de 0,6 e 1,6 m). Os dados ópticos nas bandas V, R e I, foram obtidos com o CTIO-0,9 m e OPD-0,6 m, enquanto que os dados no IVP (banda H) foram coletados com o telescópio OPD-1,6 m. Os procedimentos gerais para a redução dos dados foram descritos no Capítulo 2. Apresentamos em seguida os detalhes relacionados à cobertura espacial, à qualidade dos dados e outras informações.

Na Figura 5.2, mostramos uma imagem na banda R (DSS) de Sh 2-29, usada para indicar a cobertura espacial dos detectores utilizados e os campos mapeados. Próximo do centro desta imagem, localiza-se o aglomerado BDS2003 2, circundado no topo à direita pela frente de ionização em formato de arco. As regiões retangulares com diferentes cores e estilos de linha representam as diferentes bandas espectrais e telescópios usados, como indicado na legenda associada, no topo.

Uma maior cobertura espacial foi obtida com observações no filtro R (linha azul contínua), realizadas com o telescópio OPD-0,6 m, para 11 campos distribuídos em toda a região, englobando tanto as partes mais centrais do aglomerado, quanto os campos mais externos associados à nuvem escura de parte de Simeis 188. Um campo adicional no filtro R foi observado no CTIO-0,9 m, centrado no aglomerado de BDS2003 2 (linha azul tracejada). Os filtros V e I foram usados apenas para um campo centrado no aglomerado central, usando o OPD-0,60 m (representados respectivamente pelas linhas ponto-tracejadas verde e amarela). As dimensões de cada um dos campos estão indicadas na Tabela 2.2.

As observações no IVP (usando a banda H no OPD-1,6 m), são indicadas pelas 5 áreas retangulares de linha vermelha, todas concentradas nas porções mais centrais da região, englobando o aglomerado central e algumas estruturas próximas ao redor. Apesar do campo de visão do conjunto CamIV + OPD-1,6 m originalmente ser de $4' \times 4'$, algumas pequenas imperfeições no procedimento de *jittering* e no acompanhamento do telescópio, fizeram com que partes das bordas das imagens precisassem ser descartadas. Por isso,

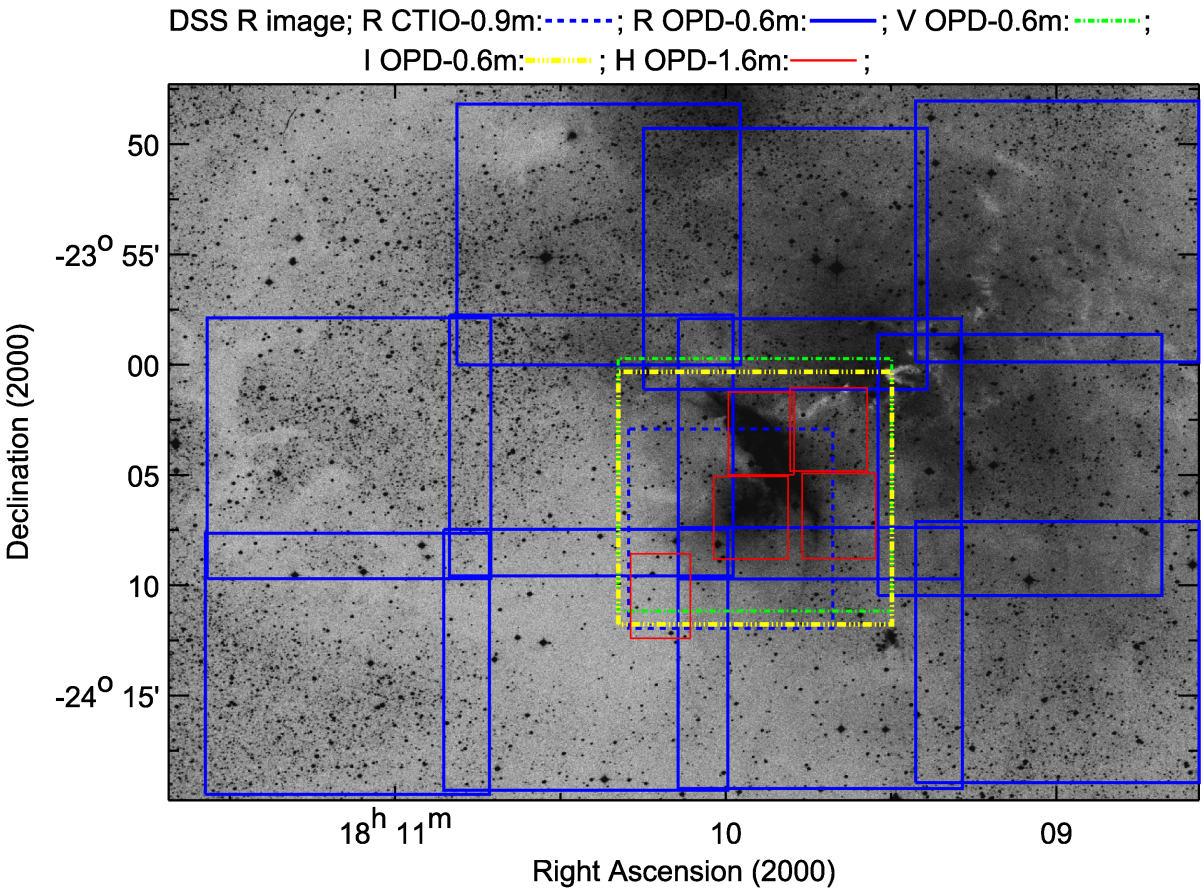


Figura 5.2: Localização dos campos para as observações polarimétricas de Sh 2-29, indicados sobre uma imagem na banda R do DSS. Cada cor e estilo de linha está relacionado à faixas espectrais diferentes, como indicado pela legenda no topo da imagem.

as áreas de cada um dos campos na banda H variam e são ligeiramente menores, como mostrado na Figura 5.2.

No caso das observações nas bandas ópticas (V, R e I), utilizamos tempos de exposição de 300 segundos em cada uma das 8 posições da lâmina retardadora. As estrelas padrão polarizadas usadas nas calibrações dos ângulos foram HD 110984, HD 111579, HD 126593 e HD 210121, cujos parâmetros polarimétricos foram obtidos a partir dos trabalhos de Tapia (1988), Turnshek et al. (1990) e Larson et al. (1996). Para as observações na banda H do IVP, tempos de exposição totais de 600 seg foram usados em cada uma das 8 posições da lâmina de $\lambda/2$. As padrões polarizadas usadas neste caso foram obtidas de Whittet et al. (1992), Wilking et al. (1980), e Wilking et al. (1982), correspondendo a ρ Oph Elias 25, V2246 Oph e HD 150193.

Durante a redução dos dados, objetos afetados por raios cósmicos, pixels ruins, saturação ou superposição de feixes devido a companheiras próximas, foram removidos da amostra. Além disso, apenas objetos com $P/\sigma_P > 2$ foram usados na análise subsequente.

Como exibido na Figura 5.2, existem muitas regiões onde ocorrem superposições entre campos adjacentes, particularmente para as observações na banda R com o OPD-0,6 m. Tal propriedade foi usada para se testar a reprodutibilidade das medidas polarimétricas, já que nestas áreas de superposição, as mesmas estrelas foram observadas mais de uma

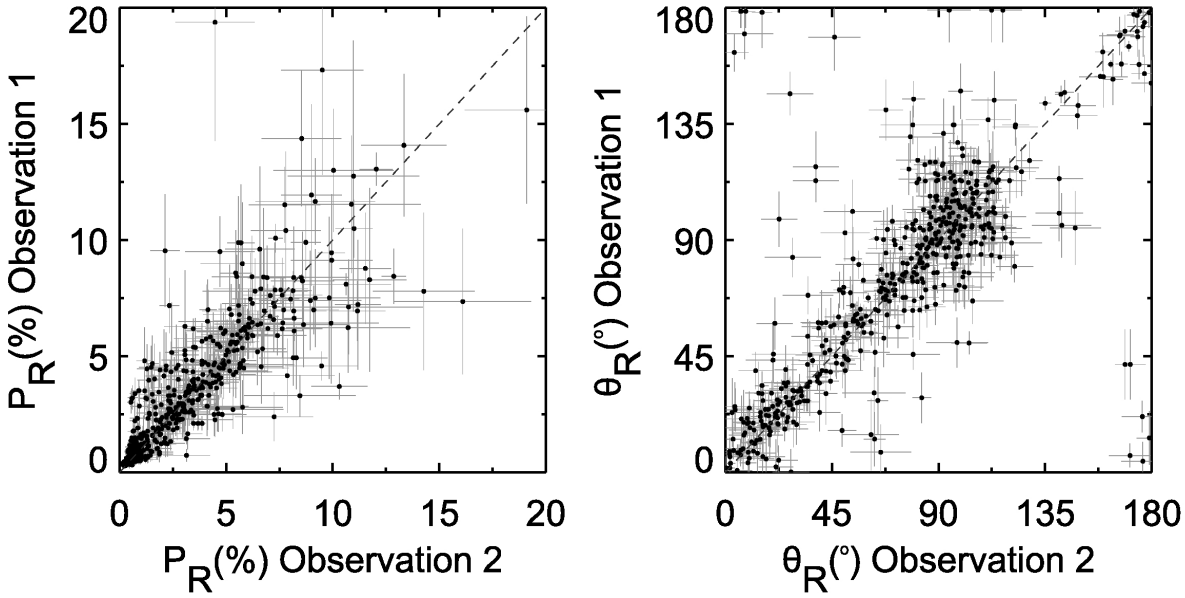


Figura 5.3: Comparações dos graus de polarização (à *esquerda*) e ângulos de polarização (à *direita*) para estrelas com observações repetidas na banda R na direção de Sh 2-29, ou seja, localizadas sobre as regiões de superposição indicadas na Figura 5.2. As linhas tracejadas (que indicam a igualdade) foram incluídas para facilitar a comparação.

vez. Particularmente nas regiões mais centrais, ao redor do aglomerado central, algumas estrelas foram observadas independentemente, em alguns casos, até 5 vezes. Assim, construímos os gráficos de $P_R(1) \times P_R(2)$ e $\theta_R(1) \times \theta_R(2)$, exibidos na Figura 5.3, comparando-se cada um dos pares de observações do mesmo objeto. Levando-se em conta as barras de erros individuais, a comparação mostra uma correlação bastante pronunciada, exibindo uma banda de pontos ao redor da reta de igualdade, em ambos os gráficos. Para alguns pontos do diagrama de θ, há uma disparidade maior, já que estes estão associados a estrelas com um menor grau de polarização (e portanto o ângulo de polarização não é muito bem definido). Em cada um dos casos em que haviam observações repetidas de um mesmo objeto, escolhemos utilizar na análise polarimétrica os dados com maior valor de P/σ_P. Apesar de não haverem evidências da presença de polarização intrínseca (como será discutido mais adiante), algumas diferenças não podem ser explicadas através da análise das barras de erro, o que pode sugerir que existe alguma variabilidade intrínseca.

Com o intuito de se demonstrar o conteúdo e organização dos valores polarimétricos, na Tabela 5.1 mostramos uma porção dos dados coletados. No total, foram obtidos dados para 5254 estrelas (contando apenas aquelas com $P/\sigma_P > 2$), em pelo menos uma das quatro bandas espectrais usadas.

Outra informação observacional importante utilizada neste trabalho, é o mapa de extinção visual A_V, que foi gerado especificamente para esta pesquisa e nos foi gentilmente cedido em colaboração com o Dr. Carlos Román-Zúñiga (Instituto de Astronomía – Universidad Nacional Autónoma de México). O mapa foi construído tomando-se como base dados do 2MASS, aplicando-se o algoritmo NICEST (Lombardi 2009). Este algoritmo basicamente utiliza as magnitudes de catálogo para estrelas de fundo, e realiza uma estimativa média do excesso de cor, como uma função da posição espacial. Em seguida, aplicando-se uma lei de extinção padrão, obtém-se os valores da extinção visual como

Tabela 5.1: Conjunto de dados polarimétricos nas bandas V, R, I e H para Sh 2-29 (apenas algumas linhas). As colunas abaixo representam respectivamente, o número identificador (ID) e as coordenadas equatoriais de cada objeto (α,δ), além do o grau e o ângulo de polarização (P e θ) para as bandas espectrais V, R, I e H. Graus e ângulos de polarização marcados com * representam objetos não detectados ou excluídos da amostra. Os valores dentro dos parênteses representam as incertezas associadas em cada caso.

ID	$\alpha_{2000}(^{hms})$	$\delta_{2000}(^{\circ\prime\prime\prime})$	$P_V(\%)$	$\theta_V(^\circ)$	$P_R(\%)$	$\theta_R(^\circ)$	$P_I(\%)$	$\theta_I(^\circ)$	$P_H(\%)$	$\theta_H(^\circ)$
1	18 8 35,44	-24 17 34,4	*	*	8,19(3,27)	14,6(11,4)	*	*	*	*
2	18 8 35,59	-23 52 5,6	*	*	3,87(1,38)	86,5(10,2)	*	*	*	*
3	18 8 35,64	-24 10 42,9	*	*	17,44(4,54)	18,5(7,5)	*	*	*	*
1116	18 9 31,42	-24 2 43,3	5,78(0,40)	29,6(3,2)	4,81(0,23)	22,0(1,5)	3,83(0,59)	38,5(4,8)	*	*
1188	18 9 33,54	-24 7 18,5	*	*	*	*	*	*	2,31(0,34)	175,0(7,3)
1295	18 9 35,73	-24 8 7,2	5,72(1,21)	3,6(6,6)	3,22(0,69)	177,9(6,2)	3,35(0,42)	173,4(4,0)	1,38(0,29)	178,1(8,5)
1399	18 9 37,56	-24 8 15,0	3,67(0,48)	172,1(4,5)	3,83(0,21)	173,9(1,7)	3,54(0,13)	169,8(2,0)	0,96(0,07)	163,0(6,3)
1502	18 9 39,04	-24 2 16,2	4,88(1,35)	47,9(8,3)	4,51(0,92)	35,8(5,9)	4,31(0,71)	31,9(5,1)	1,42(0,50)	35,1(11,7)
1751	18 9 42,67	-24 10 41,5	1,63(0,59)	101,5(10,7)	0,69(0,32)	120,5(13,4)	0,92(0,31)	90,5(9,9)	*	*

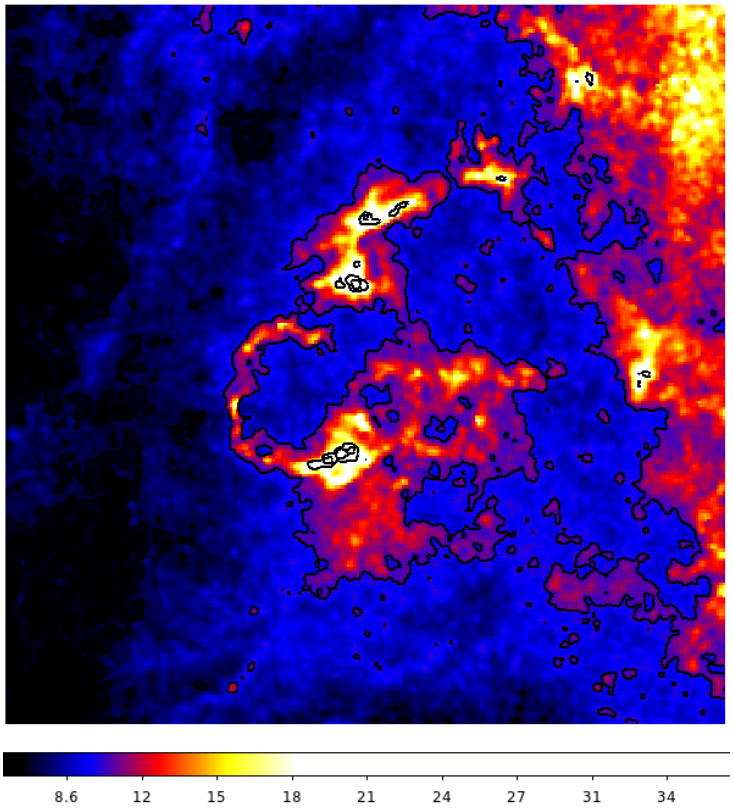


Figura 5.4: Mapa de extinção visual A_V para a região de Simeis 188, que inclui a região de Sh 2-29, obtido a partir de dados do 2MASS. A barra de cores indica os valores de A_V associados no mapa.

uma função da posição. Os contornos desenhados em cor laranja na Figura 5.1 foram construídos a partir deste mapa, o qual está exibido na Figura 5.4.

5.3 Mapeamento polarimétrico em larga escala na banda R

Na Figura 5.5, estão representados os vetores de polarização linear em uma imagem combinada do tipo R (azul) / 5.8 μm (verde) / 24 μm (vermelho). Esta imagem exibe as principais características interestelares da região, como discutido na Seção 5.1. A orientação θ de um vetor representa a direção predominante de oscilação do campo elétrico associado ao feixe luminoso, ao passo que o tamanho é proporcional ao grau de polarização P (um vetor representando $P = 10\%$ é posicionado no topo da imagem, para referência).

Considerando os mecanismos típicos de alinhamentos dos grãos de poeira interestelar (Davis & Greenstein 1951), então a direção de polarização acompanha a orientação da componente projetada no céu das linhas de campo magnético que permeiam o ambiente. No entanto, é preciso lembrar que se a estrela está localizada atrás da região de formação estelar, a polarização linear observada é na realidade uma combinação do efeito devido ao meio interestelar associado à Sh 2-29, e também devido à componente da frente, mais próxima do Sol. Esta propriedade será explorada em detalhes na Seção 5.4.

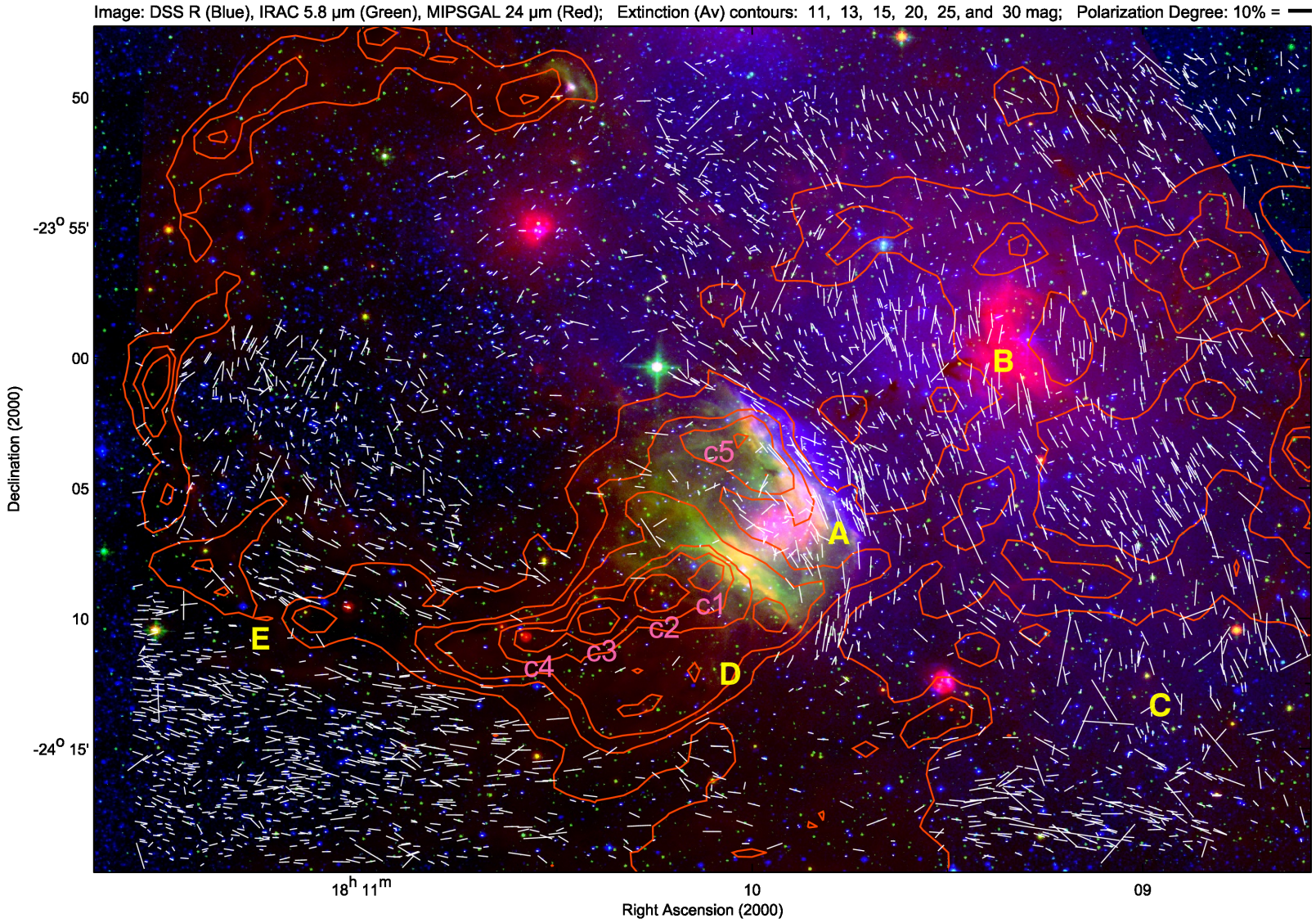


Figura 5.5: Mapeamento polarimétrico de Sh 2-29 na banda R. A imagem corresponde a uma combinação da banda R do DSS (azul), com as bandas em 5.8 μm (verde) e 24 μm (vermelho), do *Spitzer*. O tamanho de cada um dos vetores é diretamente proporcional ao grau de polarização, e um vetor correspondendo a $P = 10\%$ está exibido no topo à direita do diagrama, para servir de referência. As marcas de **A** a **E** são usadas para se indicar algumas das principais características inferidas a partir deste mapa, como discutido no texto. Os indicadores c1 a c5 mostram a posição de alguns núcleos densos localizados ao redor da cavidade central, apresentando picos de extinção entre $A_V = 20$ e $A_V > 35$.

Além disso, é possível existir uma componente intrínseca de polarização linear para estrelas jovens apresentando discos circunstelares. Este efeito deve ser mais proeminente próximo das regiões com maior atividade de formação estelar, como por exemplo no interior da cavidade interestelar central, onde localiza-se o aglomerado BDS2003 2. Nesta mesma região existem diversas estrelas jovens apresentando emissão Hα (Ogura et al. 2002) (como representado pelos losangos vermelhos na Figura 5.1). Como estes objetos estão normalmente muito embebidos, poucos foram detectados nas observações ópticas. Portanto, a influência de uma possível componente de polarização intrínseca proveniente destes, não deve ser estatisticamente significativa nesta análise (mas pode ser importante nas análises em menor escala, na banda H, como será discutido na Seção 5.6). Além disso, a exemplo do que já foi discutido no Capítulo 4 para RCW 41, a orientação global dos vetores de polarização, quando analisados em conjunto, exibe uma grande correlação local (ou seja, dentro de áreas específicas, grandes grupos de vetores estão orientados na mesma direção geral). Este é um efeito que só pode ser explicado pela predominância do efeito de polarização devido ao meio interestelar, não podendo ser devido à existência de componentes intrínsecas de polarização linear.

Com relação à morfologia das linhas de campo, apresentamos na Figura 5.5 letras de **A** a **E** para se indicar suas características mais proeminentes, que serão discutidas em detalhes abaixo. Primeiramente, a propriedade mais notável, indicada por **A**, corresponde à curvatura dos vetores de polarização ao redor da cavidade central, acompanhando a forma da forte emissão Hα estendida vista na imagem da banda R (azul)[3]. Este tipo de emissão está provavelmente associada à presença do gás ionizado, e a forma de arco desta estrutura interestelar (assim como das linhas de campo magnético), sugere uma expansão do volume ionizado, afetando as características do meio circundante.

Podemos inferir algumas propriedades desta expansão a partir das características morfológicas da cavidade, que é evidenciada principalmente pela emissão do IV médio em 5.8 μm (indicada pela cor verde). Tomando-se como referência a posição do aglomerado na parte central da cavidade, esta é formada por duas camadas interestelares aproximadamente paralelas envolvendo o aglomerado, estando uma a Nordeste (acima e à direita) e outra a Sudoeste (abaixo e à esquerda). Uma análise dos contornos de A_V mostra que sobre estas duas camadas, a extinção interestelar é maior (e portanto há maior densidade de gás e poeira), quando comparada ao ambiente ao redor. Tais evidências em conjunto indicam que a expansão do gás ionizado no interior pode ter varrido o material interestelar do centro (onde A_V é menor), em direção às suas bordas, acumulando o material nesta região. Como o campo magnético está provavelmente acoplado ao material interestelar, as linhas de campo também foram afetadas neste processo. Isso possivelmente levou a um acúmulo e empilhamento destas linhas ao longo das bordas da cavidade. Este efeito será melhor analisado no estudo da polarização em menor escala (apresentado nas Seções 5.6 e 5.7).

Ao redor da região denominada **B** – circundando a estrela massiva HD165921, juntamente com a emissão em 24 μm vista em vermelho – notamos que também há uma ligeira deformação das linhas de campo, embora não tão pronunciada quanto na região **A**. A presença deste objeto (o sistema mais massivo da região HII) provavelmente deve

[3]É importante reafirmar que ao analisar a imagem do DSS na banda R, supomos que a maior parte da emissão estendida observada se deve à contribuição da emissão Hα. Isso poderia ser comprovado, por exemplo, através de imagens de Hα, em comparação com imagens do contínuo.

estar causando um impacto no meio circundante, ionizando, varrendo e aquecendo o material, além de deformar as linhas de campo. De maneira geral, a orientação dos vetores na região entre **A** e **B** parece mostrar um fluxo de linhas de campo comprimidas em dois lados opostos (devido à expansão ao redor do aglomerado BDS2003 2 e ao redor de HD165921). Além disso, notamos que em toda a região ao redor de **B**, os vetores estão bastante ordenados e bem orientados. Se interpretarmos a expansão da região HII como um todo ao redor de HD165921, de fato espera-se um padrão mais ordenado das linhas de campo nas bordas da região, como mostrado por exemplo, nas simulações de Arthur et al. (2011). Como descrito na Seção 5.1, Yamaguchi et al. (1999), já haviam interpretado toda a região de Sh 2-29 como uma *shell* em expansão, e estas características polarimétricas possivelmente dão suporte a essa ideia.

Na região marcada como **C**, notamos que há uma mudança brusca na orientação dos vetores à Norte (direcionados verticalmente) e ao Sul (direcionados horizontalmente). Esta região coincide com uma diminuição da emissão Hα do gás ionizado (em azul na imagem), e portanto delimita o fim da região HII ao Sul. Portanto, a orientação horizontal dos vetores ao Sul de **C** deve estar relacionada à direção do campo magnético fora da região HII. Por outro lado, a tendência mais vertical dos vetores ao Norte de **C** está provavelmente associada ao padrão ordenado estabelecido pela expansão da região, como discutido acima. Ao redor da região **D**, encontramos uma porção da nuvem escura de Simeis 188, sendo que a análise dos contornos de A_V indica uma maior extinção nesta área. Notamos também um número menor de vetores de polarização, já que o maior obscurecimento resultou em menos detecções ópticas.

Na região ao redor de **E** a nuvem escura de Simeis 188 se estende para Oeste na forma de um grande arco que se curva para o Norte, marcando a extremidade esquerda da região HII. De maneira geral, acima de **E**, os vetores acompanham a forma da nuvem, curvando-se para o Norte ao encontrar este limite. No entanto, existe uma grande dispersão da orientação dos vetores de polarização nesta região, sugerindo que não há um ordenamento das linhas de campo muito pronunciado, como parece ocorrer ao redor de **A** e **B**. Mesmo assim, o fato das linhas de campo acompanharem a forma da nuvem, desviando-se da tendência mais horizontal externa à região HII (vista ao Sul de **E**), sugere que a formação desta nuvem de alguma forma influenciou na morfologia do campo magnético, arrastando suas linhas durante o processo.

5.4 Análise da componente de polarização linear em primeiro plano

Antes de prosseguir com as análises descritas na Seção 5.3, é preciso estimar a componente em primeiro plano (*foreground*) da polarização linear, que é naturalmente adicionada a todos os vetores associados aos objetos de fundo. Esta componente pode influenciar nas orientações dos vetores, e portanto, para se aplicar métodos quantitativos do estudo dos vetores de polarização, como será efetuado na Seção 5.5, é importante se remover esta contribuição.

Para se realizar esta estimativa, um procedimento adequado é estudar as características de extinção das estrelas observadas, correlacionando este parâmetro com os valores polarimétricos. Iniciamos a análise construindo um diagrama cor-cor do tipo $(J - H) \times$

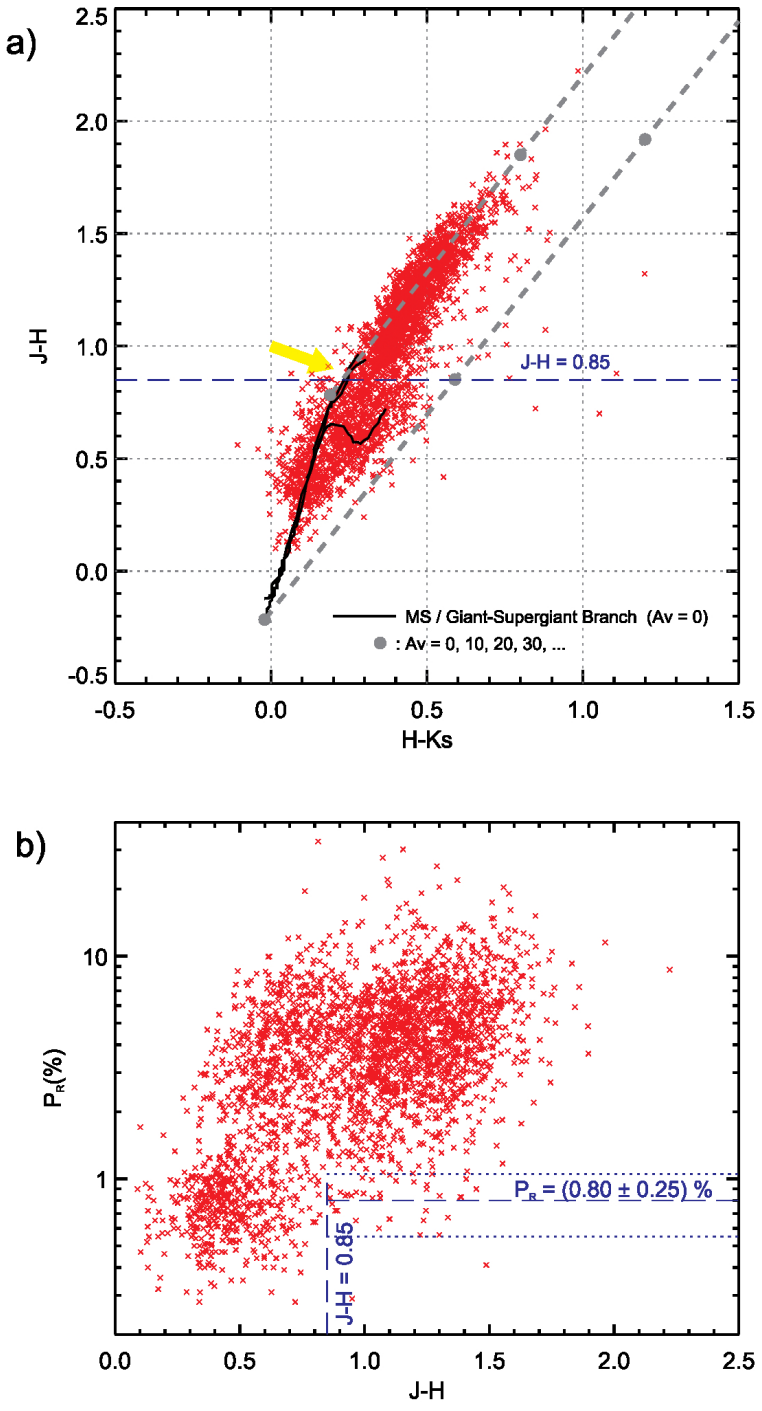


Figura 5.6: Correlação entre P_R e dados fotométricos do 2MASS para Sh 2-29. O gráfico (a) mostra um diagrama cor-cor ($J-H \times H-Ks$) usando as estrelas para as quais existe detecção polarimétrica na banda R. O gráfico (b) mostra um diagrama $P_R \times (J-H)$, usando o mesmo conjunto de dados. Note que para $J-H > 0{,}85$, há um nível mínimo de polarização ($P_R = 0{,}80 \pm 0{,}25\%$), que supostamente corresponde à componente de polarização em primeiro plano.

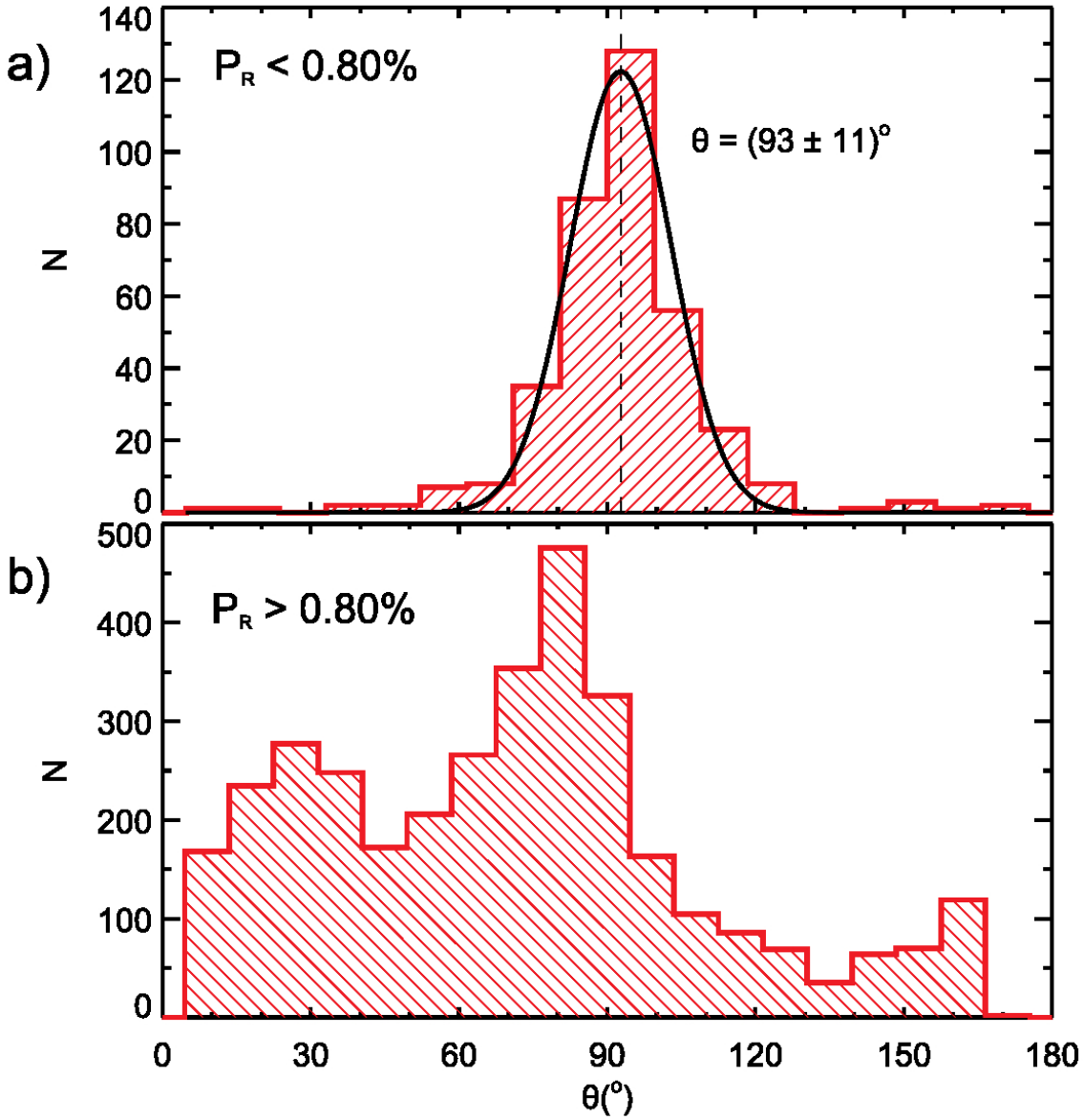


Figura 5.7: Distribuições dos ângulos de polarização na banda R, para $P_R < 0{,}80\%$ (a) e $P_R > 0{,}80\%$ (b). No primeiro caso, a distribuição é bastante concentrada ao redor do ângulo que corresponde à componente de polarização de primeiro plano (dada por $\theta_R = 93 \pm 11°$, de acordo com o ajuste gaussiano). No segundo caso, as estrelas com maior polarização são incluídas (e portanto em média mais avermelhadas, e provavelmente localizadas atrás da nuvem molecular), resultando em uma grande dispersão dos ângulos.

$(H - Ks)$, usando dados do 2MASS, e incluindo apenas as estrelas detectadas nas observações polarimétricas do filtro R. Este diagrama é mostrado na Figura 5.6a: as linhas escuras correspondem às posições não avermelhadas da sequência principal, das gigantes e supergigantes, usando as cores indicadas em Koornneef (1983), e corrigidas pelas transformações sugeridas em Carpenter (2001); as linhas tracejadas de cor cinza correspondem à banda de avermelhamento (Rieke & Lebofsky 1985), e os pontos circulares sobre esta linha indicam as posições no diagrama cor-cor onde $A_V = 10, 20, 30$, etc.

Note que a maioria das estrelas localiza-se ao redor da região indicada pelas sequências

principal e gigantes, não avermelhadas. Mais acima, ao longo da banda de avermelhamento, encontramos uma posição (indicada pela seta amarela), onde a distribuição dos pontos se estreita no interior desta banda. Esta posição corresponde aproximadamente a $J - H = 0{,}85$. As estrelas acima deste limite possuem valores maiores de extinção (já que se encontram mais acima na banda de avermelhamento), e portanto tem uma maior possibilidade de estarem localizadas no interior ou atrás da nuvem molecular associada à região estudada.

Em seguida, construímos um diagrama $P_R \times (J - H)$ (Figura 5.6b), usando o mesmo conjunto usado na Figura 5.6a. Notamos que há um maior valor de polarização para maiores valores de $(J - H)$, já que existe uma correlação imperfeita entre a polarização e o avermelhamento (Serkowski et al. 1975). Portanto esta é uma tendência esperada, já que neste caso um valor grande para a cor da estrela está provavelmente associado a uma maior extinção visual. Notamos ainda que para $J - H > 0{,}85$, existe um valor mínimo de polarização ($P_R \approx 0{,}8\%$), uma tendência seguida pela grande maioria dos pontos do conjunto. Isto significa que para objetos mais avermelhados (e portanto provavelmente localizados no interior ou atrás da nuvem molecular), existe um nível mínimo de polarização. Assim se conclui que este nível mínimo deve ser devido ao material interestelar existente em primeiro plano. Baseado no espalhamento dos pontos próximo deste valor mínimo, estimamos um grau de polarização em primeiro plano de $P_R = 0{,}80 \pm 0{,}25\%$.

Para obtermos uma estimativa do ângulo de polarização da componente em primeiro plano, analisamos a distribuição de todos os ângulos, considerando os objetos com $P_R < 0{,}80\%$, como mostrado na Figura 5.7a. Esta distribuição mostra valores bastante concentrados ao redor de $\theta_R \approx 93°$: esta é uma tendência esperada, já que não deve haver grande variação espacial de θ_R, quando consideramos a componente de polarização em primeiro plano – mais próxima do Sol – sobre uma área de aproximadamente $35' \times 45'$ (onde estão distribuídos os dados). Note que no caso da distribuição de valores de θ_R para objetos com $P_R > 0{,}80\%$, uma grande dispersão é observada, o que de fato pode ser constatado ao analisarmos as orientações dos vetores sobre o mapa da Figura 5.5. Portanto há uma clara diferença apresentada pela distribuição de ângulos para a componente de polarização em primeiro plano e para a componente afetada por estruturas interestelares mais distantes. Um ajuste gaussiano sobre a distribuição mostrada na Figura 5.7a resulta em um ângulo de polarização em primeiro plano de $\theta_R = (93 \pm 11)°$.

Os valores obtidos de P_R e θ_R, para a componente de polarização em primeiro plano na direção de Sh 2-29, podem ser comparados com uma estimativa feita por McCall et al. (1990), na direção da nebulosa de *Lagoon* (M8, vide Figura 5.1), que está localizada a apenas 1,6° de Sh 2-29. Foram calculados valores de $P = 0{,}81 \pm 0{,}15\%$ e $\theta = 79 \pm 9°$ nesta direção, os quais são consistentes com nossas estimativas.

Convertendo nosso valor de ângulo de polarização em primeiro plano, para coordenadas galácticas, encontramos $\theta_{gal} = 154°$. Analisando mapeamentos polarimétricos da Galáxia em grande escala (Mathewson & Ford 1970; Heiles 2000; Santos et al. 2011), notamos que ao redor de $(l,b) \approx (7°, -2°)$ existe uma mistura de vários alinhamentos, inclusive uma orientação consistente com $\theta_{gal} = 154°$ (vide por exemplo a Figura 1.5). Ao longo desta linha-de-visada, sabe-se da existência de diversas sub-estruturas do meio interestelar local, mais próximas do Sol (particularmente aquelas associadas à superbolha de Loop I), que poderiam ser responsáveis por esta orientação da componente de primeiro plano (vide por exemplo, Santos et al. 2011).

5.5 Análise da turbulência associada às linhas de campo magnético a partir do mapeamento polarimétrico na banda R

Na Seção 5.3, uma análise qualitativa do mapeamento polarimétrico de Sh 2-29 foi realizada, sendo que um conjunto de hipóteses foram formuladas, relacionadas à descrição da morfologia das linhas de campo magnético, e sua relação com a dinâmica do meio interestelar na região HII. Muitas destas hipóteses podem ser testadas, através da análise da turbulência relacionada às linhas de campo magnético, e sua variação espacial ao longo da região. Para isso, podemos aplicar o método estatístico proposto por Hildebrand et al. (2009), que consiste no cálculo da razão entre a componente turbulenta (B_t) e uniforme (B_0) do campo magnético, como descrito na Seção 2.2.4.

Para dar uma maior precisão aos nossos resultados, iremos inicialmente fazer a remoção da componente de polarização em primeiro plano. Como no mapa polarimétrico há uma grande dispersão na orientação dos vetores, a presença desta componente causa um aumento do grau de polarização para algumas orientações (reforço da polarização) e uma diminuição do grau de polarização para outras direções (depolarização).

Apesar do efeito de polarização linear não ser aditivo (quando o feixe luminoso atravessa mais de uma camada interestelar), os parâmetros de Stokes Q e U são. Portanto, consideramos que os parâmetros de Stokes (Q, U) observados para cada estrela, correspondem a uma composição de uma componente em primeiro plano (Q_{pp}, U_{pp}), somado a uma componente que traça as linhas de campo ao longo da nuvem de Sh 2-29 $(Q_{\mathrm{Sh2-29}}, U_{\mathrm{Sh2-29}})$:

$$Q = Q_{pp} + Q_{\mathrm{Sh2-29}} \qquad \text{e} \qquad U = U_{pp} + U_{\mathrm{Sh2-29}} \tag{5.1}$$

O parâmetros associados às componentes em primeiro plano foram calculados através de $Q_{pp} = P\cos 2\theta$ e $U_{pp} = P\sin 2\theta$, onde foram utilizados os valores estimados na Seção 5.4. Assim, subtraímos estes valores de cada par (Q, U), fornecendo $(Q_{\mathrm{Sh2-29}}, U_{\mathrm{Sh2-29}})$. Estes, por sua vez, foram usados para se re-calcular P e θ para cada objeto detectado. Mantivemos as mesmas incertezas instrumentais dos valores originais de P e θ. O mapa de polarização com os valores corrigidos é exibido na Figura 5.8a, onde os vetores são sobrepostos a uma imagem combinada das bandas R (azul) e 5,8 μm (verde). O efeito visual é pequeno em relação ao mapa da Figura 5.5, já que o grau de polarização da componente em primeiro plano é pequeno (0,8%), quando comparado aos valores típicos para o campo ($\sim 2 - 10\%$). No entanto, este efeito modifica ligeiramente os ângulos de polarização individuais, podendo interferir com os resultados na análise estatística que será apresentada em seguida.

Para o estudo da variação espacial da componente turbulenta do campo B ao longo da região, selecionamos várias áreas retangulares, marcadas por números de 1 a 10 na Figura 5.8a. Considerando os vetores no interior de cada uma das áreas, o método consiste em calcular as funções de estrutura de segunda ordem (SF), assim como as incertezas médias de medidas $\sigma(l)$. A partir daí, as funções de dispersão do ângulo (ADF) foram construídas para cada área, como mostrado nas Figuras de 5.8b a 5.8k. O identificador da área, assim como os valores calculados para o parâmetro b e para a razão $\langle B_t^2\rangle^{1/2}/B_0$, são exibidos no interior de cada diagrama. Em cada caso, foram utilizados bins de tamanho 0,5 minutos de arco, e para o ajuste linear da função 2.15 (linha tracejada vermelha),

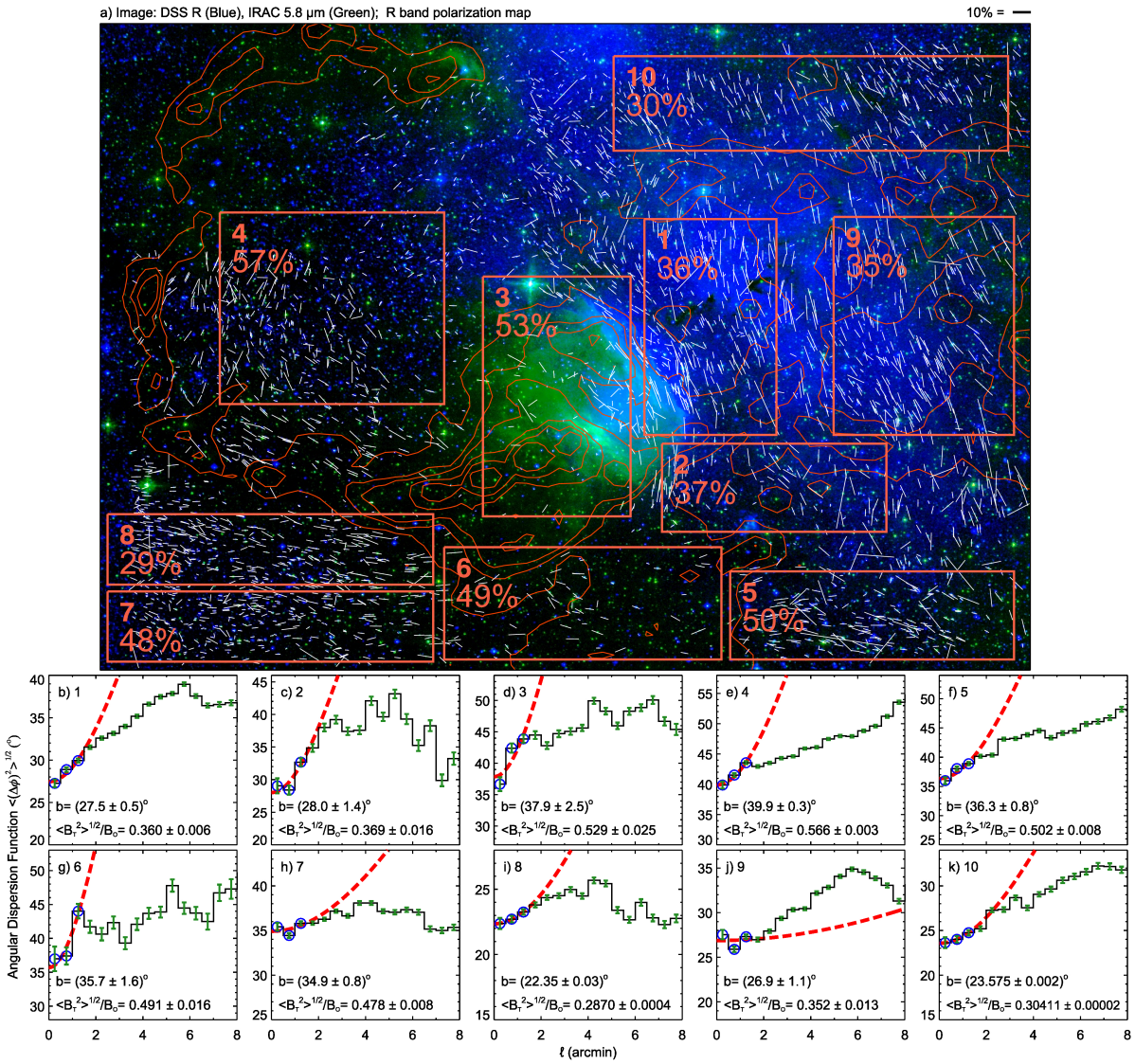


Figura 5.8: Análise estatística da função de dispersão do ângulo (ADF) para diferentes áreas na direção da região Sh 2-29. Em (a) mostramos o mapa polarimétrico, com vetores corrigidos da componente de polarização em primeiro plano. Diferentes áreas retangulares de 1 a 10 são mostradas sobre a imagem. Os diagramas de (b) a (k) estão respectivamente relacionados às áreas de 1 a 10, e representam as funções ADF em cada caso. Os valores de $\langle B_t^2 \rangle^{1/2}/B_0$ calculados para cada área estão mostrados no interior de cada diagrama ADF, e também dentro de cada área retangular do mapa exibido em (a).

apenas os 3 primeiros pontos foram usados, para se garantir a validade da condição $\ell \ll d$. Verificamos que alterando a largura dos bins, os tamanhos das barras de erro são modificados, porém, os valores de b são praticamente invariantes. Os valores calculados para $\langle B_t^2 \rangle^{1/2}/B_0$ também estão indicados no interior de cada uma das respectivas áreas da Figura 5.8a.

As regiões indicadas por 1, 2, 9 e 10, marcam a área supostamente afetada pela expansão da região HII, e onde também observa-se uma maior intensidade da emissão Hα estendida (em azul na imagem). Particularmente, a região 1 corresponde à área localizada entre as duas frentes possivelmente em expansão (uma devido ao aglomerado e à

cavidade central, e outra devido ao objeto massivo HD165921), como discutido na Seção 5.3. Comparando-se os valores de $\langle B_t^2 \rangle^{1/2}/B_0$ nestas áreas, com os valores encontrados nas áreas mais externas à região HII (indicadas por 5, 6 e 7), encontramos níveis relativos de turbulência bem menores, da ordem de 30 a 37%. Interpretamos esta tendência como sendo devido à uniformização e compressão das linhas de campo, ocasionadas pela expansão da envoltória associada à região HII de Sh 2-29, dando suporte à hipótese detalhada anteriormente.

As áreas 5, 6 e 7 denotam a porção externa à região HII, abaixo de sua fronteira Sul. Ao longo destas direções um padrão de orientações mais horizontal é seguido pelos vetores, diferindo bastante do padrão observado no interior do volume ionizado. Da mesma forma, os valores de $\langle B_t^2 \rangle^{1/2}/B_0$ também diferem significativamente, apresentando valores mais elevados (entre 48 e 50%), sugerindo que estas regiões não foram afetados por qualquer efeito de ordenamento das linhas de campo.

Uma tendência particularmente interessante é notada quando comparamos as regiões 7 e 8: em 8 (mais próxima da extensão arqueada da nuvem escura), há uma turbulência relativa bem menor (29%) quando comparado à região 7 (48%) imediatamente ao Sul (e portanto mais afastada da nuvem escura). Esta evidência indica que mais próximo da nuvem, o padrão de orientação das linhas de campo é mais uniforme. Além disso, na análise da região **E** na Figura 5.5, discutimos a hipótese de que a forma arqueada da nuvem pode ter induzido a orientação das linhas de campo magnético paralela à este arco, durante o processo que gerou a nuvem (vide Seção 5.3). A correlação entre este cenário, e a comparação da razão turbulenta entre 7 e 8, sugere que o processo que possivelmente causou a deformação da nuvem, arrastou as linhas de campo para fora de região, uniformizando-as na área externa mais próxima da nuvem. Portanto, tais evidências sugerem que o avanço da nuvem escura pode ter causado uma compressão das linhas de campo, gerando um padrão mais ordenado próximo à nuvem, ou seja, ao longo da área 8.

Não é possível afirmar se a expansão que possivelmente deformou a nuvem e as linhas de campo ainda continua, já que para regiões HII mais evoluídas, o balanço interno e externo de pressão do meio interestelar deve levar a um estado de equilíbrio. Se esta porção da região HII for mais evoluída, isto pode explicar o fato de que na área 4 nota-se uma alta turbulência relativa de 57% (e portanto vetores menos uniformes): a evolução temporal do sistema, e a turbulência inerente ao gás interestelar pode ter sido responsável por rearranjar e desordenar as linhas de campo nesta área, gerando a alta turbulência relativa observada.

Outra explicação possível para a alta turbulência relativa na área 4 pode estar correlacionado ao fato de que a emissão Hα estendida é relativamente menos intensa nesta região: a estrela massiva mais próxima, que seria capaz de ionizar o meio é a HD166192, de tipo espectral B2II. Portanto, certamente seu fluxo de fótons ionizantes UV possui um raio de alcance bem menor do que por exemplo, comparado à estrela HD165921 (de tipo espectral O7V+O9V), que deve ionizar os volumes associados às áreas 1, 2, 9 e 10. Assim, é possível que o efeito de expansão não seja tão marcante nesta porção interna da nuvem, não havendo assim um grande ordenamento das linhas de campo.

Ao longo da direção da cavidade central (na área indicada por 3) notamos, também, uma razão turbulenta do campo magnético mais elevada (53%). Como existem muitas sub-estruturas e camadas filamentares nesta região, este efeito deve ser devido às variações da orientação das linhas de campo em menor escala.

5.6 Mapeamento polarimétrico em menor escala na banda H do IVP

A Figura 5.9 mostra o mapeamento polarimétrico na banda H, que abrange uma área menor, próxima ao aglomerado e basicamente envolvendo algumas sub-estruturas ao redor da cavidade central. A imagem exibida corresponde a uma combinação da banda R-DSS (azul), da faixa de 8 μm do IRAC/*Spitzer* (verde), e da emissão em 24 μm do MIPS/*Spitzer* (vermelho).

É evidente que um número bem maior de objetos foram detectados nas observações da banda H, quando comparado às observações da banda óptica, já que a extinção interestelar

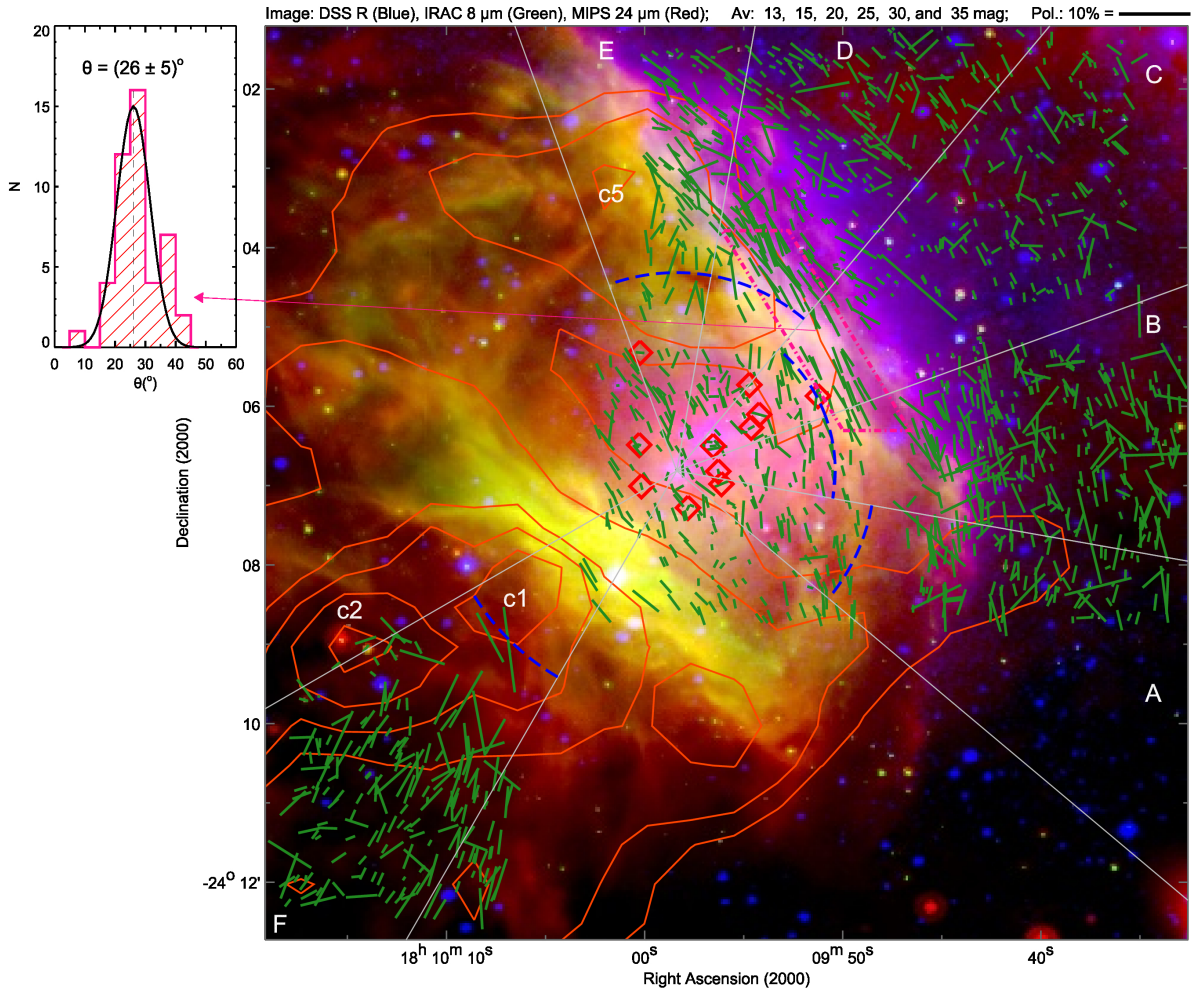


Figura 5.9: Mapeamento polarimétrico na banda H para Sh 2-29. A imagem corresponde a uma imagem combinada das bandas R-DSS (azul), 8 μm (verde) e 24 μm (vermelho). As faixas indicadas na forma de cunhas, e marcadas por A a F, são usadas para o estudo radial do grau de polarização (Seção 5.7). Nas posições indicadas por linhas tracejadas em azul, ocorre um salto na polarização, que coincide com a borda da cavidade central. Os losangos vermelhos indicam as estrelas que apresentam emissão Hα, de acordo com Ogura et al. (2002). O polígono ponto-tracejado de cor rosa indica a área usada para a aplicação do método de Chandrasekhar-Fermi (ver Seção 5.9). O histograma de θ indicado à esquerda é usado para o cálculo da dispersão dos ângulos relacionados aos vetores no interior deste polígono.

é bem menor nas faixas do IVP. Nota-se também uma grande dispersão da orientação dos vetores de polarização, que já havia sido observada no mapeamento óptico (vide por exemplo, a área indicada por 3 na Figura 5.8). A relação entre os vetores de polarização e a imagem da cavidade interestelar, sugere que tal dispersão se deve à existência de sub-estruturas e características filamentares nesta região, que provavelmente afetam a forma das linhas de campo magnético.

Na Seção 5.3 discutimos a existência de uma característica bastante proeminente no mapeamento óptico, referente à uma grande curvatura dos vetores de polarização ao redor da cavidade central, próximo à sua borda Nordeste (acima e à direita). Esta mesma característica é observada no mapeamento na banda H, com um grande número de vetores acompanhando a forma da fronteira nesta posição. Além disso, os tamanhos dos vetores de polarização que estão localizados sobre a borda da cavidade, parecem ser em média maiores, quando comparados com os vetores posicionados no interior desta estrutura (ou seja, onde está o aglomerado embebido). Isso parece indicar uma tendência espacial quanto ao grau de polarização, quando analisamos a região de dentro para fora. Tal característica será melhor explorada na Seção 5.7. Outra característica interessante é que na direção da nuvem escura localizada à Sudoeste da cavidade (abaixo e à esquerda), os vetores estão majoritariamente perpendiculares à borda em expansão desta estrutura. Tal propriedade será discutida na Seção 5.8.

Como as observações no IVP estão mais concentradas ao redor do aglomerado jovem, e além disso foram capazes de detectar muitos dos objetos embebidos, neste caso é maior a probabilidade de haverem estrelas com algum nível de polarização intrínseca. Esta característica possivelmente é mais pronunciada em objetos com características de acresção, e que portanto apresentam um disco circunstelar. Sendo assim, marcamos na Figura 5.9 as estrelas com características de emissão em Hα (losangos vermelhos), como listado em Ogura et al. (2002). De maneira geral, notamos que os valores de grau de polarização para os objetos com emissão Hα (tipicamente entre 0,5 e 2,3% na banda H), não diferem muito das estrelas próximas no interior da cavidade. As orientações dos vetores para este objetos também não mostram uma tendência muito divergente. Por isso, não é possível inferir quaisquer componentes intrínsecas de polarização baseando-se apenas nestas observações. Como será mostrado na Seção 5.10, uma análise polarimétrica em múltiplas bandas pode fornecer evidências adicionais relacionadas à existência ou não de polarização intrínseca.

5.7 Acúmulo de linhas de campo magnético ao redor da cavidade central

Na Figura 5.9, escolhemos um conjunto de áreas em formas de cunhas, nomeadas de A a F, centradas na estrela HD166056 do aglomerado de BDS2003 2. Para estudarmos o grau de polarização como uma função do raio r, construímos diagramas $P_H \times r$ para cada uma destas áreas, como mostrado na Figura 5.10. Nestes diagramas o eixo das abscissas inferior fornece a distância radial angular (em minutos de arco), enquanto o eixo das abscissas superior indica a distância linear (em parsecs, onde realizamos a conversão adotando uma distância de $d = 1{,}3$ kpc até a região HII).

Tipicamente, no interior da cavidade, são encontrados valores de P_H entre 0,5 e 3%. A análise dos diagramas mostra que em todas as direções, a partir de um certo raio (indicado pela linha tracejada azul), ocorre um aumento da polarização típica. Este aumento é

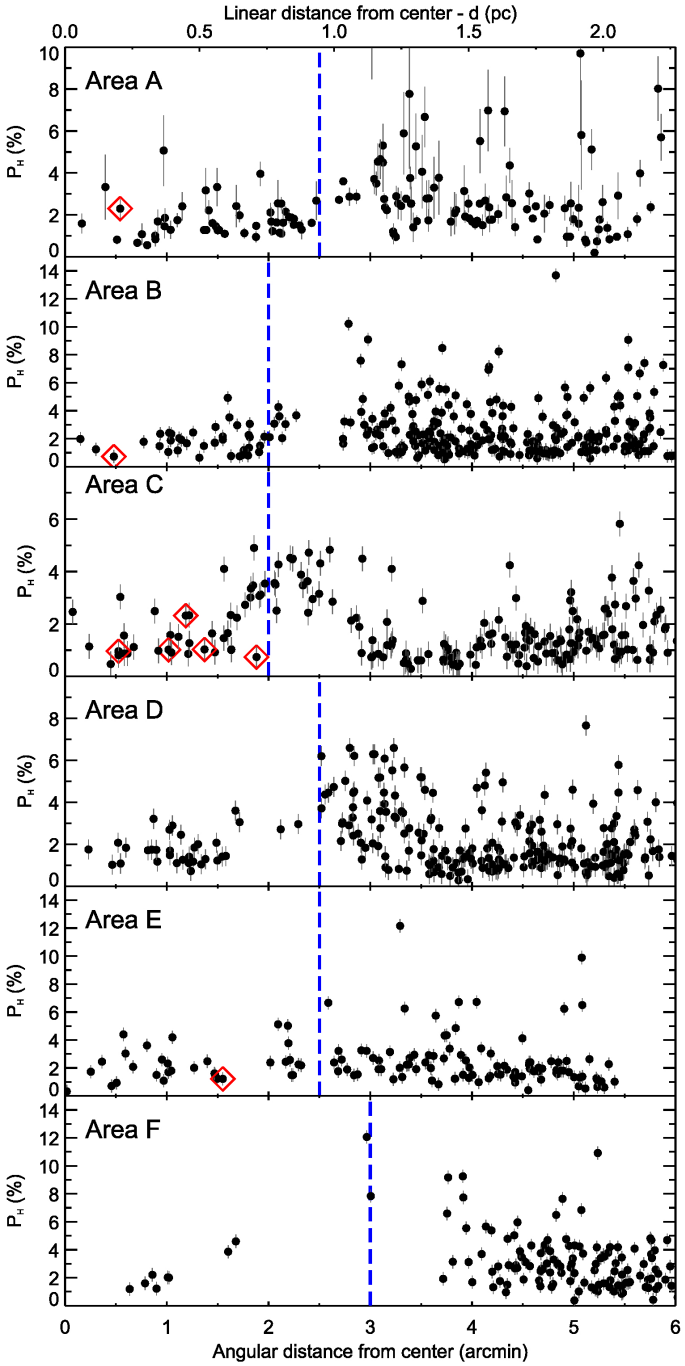


Figura 5.10: Diagramas de P_H como uma função da distância a partir do centro da cavidade interestelar em Sh 2-29. Cada diagrama está correlacionado a uma das áreas marcadas por letras de A a F na Figura 5.9. O eixo das abscissas inferior corresponde a uma distância radial angular (em minutos de arco), ao passo que o eixo das abscissas superior representa a distância linear (em parsecs, supondo uma distância de $d = 1{,}3$ kpc). As linhas tracejadas azuis representam as posições onde ocorrem um aumento do grau de polarização médio (ou pelo menos para alguns objetos), quando comparado aos valores mais próximos do centro. Losangos vermelhos indicam estrelas com emissão Hα.

mais ou menos proeminente, dependendo da área analisada. Por exemplo, para as regiões C e D, ocorre um aumento generalizado de P_H (que assume valores entre $\approx$ 2 e 7%), aproximadamente em $R = 2 - 2{,}5$ minutos de arco. Por outro lado, nas regiões A, B, E e F, notamos que o aumento é menos marcante, sendo que apenas alguns pontos assumem valores de polarização mais elevados, quando comparado com o interior da cavidade.

Na Figura 5.9, mostramos para cada uma das áreas escolhidas, as linhas tracejadas que indicam a posição aproximada onde ocorre o aumento no grau de polarização. De maneira geral, existe uma grande coincidência destas posições com as bordas da cavidade, vistas principalmente na emissão do IV médio-distante em 8 e 24 μm. Podemos interpretar este efeito com base no acúmulo de linhas de campo magnético nas bordas da cavidade, gerado pela expansão da região devido à influência dos objetos jovens e do gás ionizado em seu interior. O empilhamento destas linhas resulta em uma maior intensidade do campo magnético, que influencia diretamente na eficiência do mecanismo de alinhamento atuante. Portanto, um aumento no valor do campo magnético promove um melhor alinhamento dos grãos de poeira interestelar: a consequência é o surgimento de maiores valores de polarização linear.

5.8 Núcleos interestelares e fragmentações densas ao redor da cavidade central

Analisando o mapa de extinção para Sh 2-29, notamos algumas posições apresentando altos valores de A_V, localizados ao redor da cavidade que envolve o aglomerado central. Os indicadores c1 a c5 na Figura 5.5 mostram a posição de alguns destes núcleos densos, apresentando picos de extinção entre $A_V = 20$ e $A_V > 35$. Os núcleos de c1 a c4 (que apresentam $A_V > 30$) estão aproximadamente alinhados no interior da nuvem escura, à esquerda e abaixo da cavidade central, enquanto o núcleo c5 ($A_V \approx 20$) se localiza ao Norte do aglomerado, sobre a borda da cavidade (vide a Figura 5.9).

As dimensões espaciais de tais estruturas são da ordem de 1 minutos de arco, que correspondem a tamanhos de $\approx 0{,}38$ pc (considerando-se uma distância de $d = 1{,}3$ kpc). Para estimar a densidade de hidrogênio molecular ($n_{\mathrm{H_2}}$) na direção de tais núcleos, supomos que a razão gás-poeira entre a densidade de coluna total de H (isto é, neutro e molecular, $N_{\mathrm{H(total)}} = N_{\mathrm{HI+H_2}}$) e o excesso de cor $E(B-V)$ é de $5{,}8 \times 10^{21}$ partículas cm^{-2} mag^{-1} (Jenkins & Savage 1974; Bohlin et al. 1978; Pineda et al. 2010). Supondo ainda que todo o hidrogênio se encontra na forma molecular, então $N_{\mathrm{H(total)}} = 2N_{\mathrm{H_2}}$, e portanto, $N_{\mathrm{H_2}}/E(B-V) = 2{,}9 \times 10^{21}$ cm^{-2} mag^{-1}. O valor típico da razão entre a extinção total e seletiva é de $\approx 3{,}1$, ou seja $A_V = 3{,}1E(B-V)$. Portanto, a razão entre o gás molecular e a extinção é de $N_{\mathrm{H_2}}/A_V = 9{,}4 \times 10^{20}$ cm^{-2} mag^{-1}. Se a extinção típica para os núcleos densos indicados por c1 a c4 é da ordem de $A_V = 30$ mag, então isso corresponde a uma densidade de coluna de $N_{\mathrm{H_2}} \approx 2{,}8 \times 10^{22}$ cm^{-2}. Supondo uma dimensão ao longo da linha-de-visada de $\approx 0{,}38$ pc (ou seja, considerando núcleos aproximadamente esféricos), então a densidade de hidrogênio molecular média é de $n_{\mathrm{H_2}} = 2{,}4 \times 10^4$ partículas cm^{-3}.

Tais estimativas para as dimensões e densidades associadas aos núcleos interestelares representam valores típicos para sítios que abrigam, ou que originarão objetos pré-estelares e proto-estelares. Nota-se, no entanto, que variações da razão entre a extinção total e seletiva influenciam diretamente no cálculo da densidade de hidrogênio molecular. Tais variações são comuns, principalmente no interior de nuvens moleculares e em regiões HII,

podendo apresentar valores tipicamente entre $R = 2{,}5$ e $R = 5{,}0$ (vide, por exemplo, a Seção 5.11). Portanto, é preciso levar em conta que podem existir variações de até $\approx 50\%$ nesta estimativa de $n_{\mathrm{H_2}}$. Além disso, o mapa de extinção é limitado em resolução, sendo necessárias outras observações (na faixa de sub-mm ou rádio) para se caracterizar melhor tais núcleos.

É notável, porém, que ao compararmos as posições de alguns destes núcleos com a emissão do IV distante em 24 μm (do *Spitzer*, em vermelho), percebemos a existência de algumas fontes pontuais, com uma emissão considerável nesta faixa espectral. Tais fontes estão presentes particularmente próximas aos centros dos núcleos c2 e c4 (vide Figuras 5.5 e 5.9), respectivamente nas posições $(\alpha,\delta)_{J2000} = (18^{\mathrm{h}}10^{\mathrm{m}}15{,}4^{\mathrm{s}}, -24°08'55{,}7'')$ e $(\alpha,\delta)_{J2000} = (18^{\mathrm{h}}10^{\mathrm{m}}34{,}8^{\mathrm{s}}, -24°10'43{,}1'')$. Outras fontes pontuais do IV distante existem nas proximidades dos núcleos c1-c4. Tal característica de emissão nesta faixa espectral é tipicamente encontrada em objetos jovens, apresentando emissão térmica devido à poeira presente no disco circunstelar. Portanto, este cenário é consistente com a presença de objetos proto-estelares em formação no interior dos núcleos interestelares densos. No entanto, não é possível estabelecer de forma definitiva uma relação entre os núcleos interestelares e os possíveis objetos proto-estelares, sem antes uma caracterização completa de ambos.

A relação entre os núcleos interestelares, e as linhas de campo magnético (como reveladas pelo mapeamento polarimétrico da Figura 5.9) também leva a resultados interessantes. Dentre os núcleos densos que indicamos, c5 é aquele que apresenta menor extinção visual em suas partes mais centrais ($A_V \approx 20$). Ao mesmo tempo este núcleo se encontra sobre a borda da cavidade ao Norte, onde as linhas de campo parecem se acumular paralelamente à fronteira, e portanto perpendicularmente ao movimento de expansão do material interestelar. Além disso, este núcleo coincide com a estrutura estendida detectada nas faixas de 450 e 850 μm por Morgan et al. (2008) (coincidente também com a fonte IRAS 18068-2405). Como descrito na Seção 5.1, esta estrutura foi estudada por Urquhart et al. (2009), tendo concluído que ainda não existem fontes pontuais na faixa do IV médio nesta região, e que o acúmulo de material deve ter sido induzido devido a algum evento externo.

Este cenário é bastante consistente com nossa interpretação de que a cavidade interestelar central está em expansão, e parece gerar um acúmulo de material em suas bordas, possivelmente tendo sido responsável pelo surgimento de c5 neste processo. Além disso, é possível que a expansão do material na direção perpendicular às linhas de campo tenha dificultado e impedido um acúmulo muito grande de material nesta região (como ocorre por exemplo, em c1-c4), devido à pressão magnética fornecida pelo campo. Outra possibilidade, no entanto, é que as diferenças de densidade entre os núcleos sejam simplesmente devido a não uniformidades presentes inicialmente no meio interestelar circundante, antes do efeito de contração promovido pela expansão da cavidade central.

Em contraste, na direção dos núcleos c1 a c4, as linhas de campo parecem assumir uma configuração perpendicular à borda da cavidade, e portanto paralela ao fluxo que deve ser estabelecido pela expansão desta. Sendo assim, podemos inferir que esta relação entre o movimento do material com a direção das linhas de campo, possivelmente facilita a expansão da porção Sudoeste da cavidade, na direção da parte mais densa da nuvem escura (onde estão c1-c4). Esta expansão pode ainda ter sido responsável por gerar instabilidades e fragmentações que levaram à compactação do material e o surgimento de núcleos com $A_V > 30$, além de possíveis objetos proto-estelares.

Em síntese, o cenário geral parece indicar que a presença do aglomerado central, em especial as estrelas massivas, promovem um grande impacto sobre o meio circundante. O principal efeito é o surgimento da cavidade ao redor, que mostra diversos indícios de expansão. Esta expansão, por sua vez, parece causar um acúmulo de material e linhas de campo ao longo de suas bordas. Além disso, a existência de núcleos densos ao redor da cavidade possivelmente está relacionada a este mesmo acúmulo, e também a fragmentações do meio induzidas pela expansão. Finalmente, a possível presença de objetos com forte emissão no IV médio, próximo ao centro dos núcleos mais densos, sugere que novas gerações de estrelas estão sendo formadas nestas regiões.

5.9 Estimativa do campo magnético na região de compressão de linhas

Se a hipótese formulada na Seção 5.7, de que o aumento da polarização linear nas bordas da cavidade se deve a uma maior intensidade do campo magnético, então um cálculo do campo B nesta região deveria fornecer valores maiores que o típico para o meio interestelar difuso. É possível estimar o valor de B através de um procedimento clássico proposto por Chandrasekhar & Fermi (1953), conhecido simplesmente como método CF. A teoria é baseada na ideia de que as irregularidades observadas nas linhas de campo magnético são uma consequência dos movimentos turbulentos do meio interestelar, já que os campos estão normalmente acoplados ao gás do meio. Ao mesmo tempo, esta irregularidade se refletirá como uma maior dispersão dos vetores de polarização. No entanto, se a intensidade de B for maior, a forma de suas linhas será menos suscetível às turbulências do meio. Portanto, uma menor dispersão dos ângulos de polarização resulta em um maior valor de B, e vice-versa. A partir do cálculo desta dispersão de ângulos, pode-se então estimar a intensidade do campo magnético, projetado no plano do céu (Crutcher et al. 2004; Heiles & Crutcher 2005):

$$B = Q\sqrt{4\pi\rho}\,\frac{\delta V}{\delta\theta} \;\approx\; 9{,}3\left(\frac{n_{\mathrm{H_2}}}{\mathrm{cm^{-3}}}\right)^{1/2}\left(\frac{\Delta V}{\mathrm{kms^{-1}}}\right)\left(\frac{\delta\theta}{1^\circ}\right)^{-1}\,\mu\mathrm{G}, \tag{5.2}$$

onde δV é a dispersão de velocidades ($\Delta V = \sqrt{8\ln 2}\;\delta V$ é a largura à meia altura correspondente à linha espectral usada neste cálculo), ρ é a densidade (supondo novamente que temos apenas hidrogênio molecular), e $\delta\theta$ é a dispersão nos ângulos de polarização. O parâmetro Q, que é de aproximadamente 0,5 (de acordo com simulações de nuvens interestelares, Ostriker et al. 2001), representa uma correção e calibração da relação acima, devido a vários fatores, tais como flutuações do campo ao longo da linha-de-visada, anisotropias nas perturbações de velocidade, inomogeneidades do meio, etc (Zweibel 1990; Myers & Goodman 1991). Contudo, simulações mostraram que este método é válido apenas para pequenas dispersões na distribuição de ângulos de polarização (no máximo 25°).

Para aplicar o método CF sobre a fronteira da cavidade, selecionamos uma área sobre a borda ao Norte e à direita do centro (vide o polígono ponto-tracejado de cor rosa na Figura 5.9). Nesta região, os diagramas da Figura 5.10 (áreas C e D) mostram um aumento de P bastante pronunciado. O histograma de ângulos de polarização (Figura 5.9, no topo à esquerda), considerando os vetores no interior deste polígono, mostra uma

distribuição bastante concentrada ao redor de $\theta = 26°$, com uma dispersão de apenas $\delta\theta = 5°$ (obtida pelo ajuste Gaussiano). É importante levar em conta que parte desta dispersão ocorre devido aos erros intrínsecos das medidas dos ângulos de polarização. Tomando a média destes erros, para os objetos dentro do polígono, temos $\langle\sigma_\theta\rangle = 4{,}1°$. Assim, a dispersão $\delta\theta'$, corrigida desta contribuição instrumental, pode ser obtida a partir da relação $\delta\theta = \sqrt{(\delta\theta')^2 + \langle\sigma_\theta\rangle^2}$. Este cálculo resulta em $\delta\theta' = 2{,}9°$, sendo que este é o valor correto a ser utilizado na Equação 5.2.

A dispersão de velocidades na direção do núcleo c5 (que é bem próximo do polígono selecionado) foi obtida por Urquhart et al. (2009) através do estudo de linhas de ^{12}CO e ^{13}CO, fornecendo respectivamente os valores de $\Delta V = 2{,}0$ e 1,9 km s^{-1}. Usamos aqui a média entre estes dois valores, ou seja, $\Delta V = 1{,}95$ km s^{-1}.

Para a estimativa da densidade na borda da cavidade, na região do polígono, usamos um valor de $A_V \approx 13$, como sugerido pela análise dos contornos de extinção. Supondo uma predominância de hidrogênio molecular nesta região, usamos a mesma relação discutida na Seção 5.8, encontrando uma densidade de coluna de $N_{\mathrm{H_2}} \approx 1{,}22 \times 10^{22}$ cm^{-2}. O tamanho angular desta porção da borda da cavidade é de cerca de 3 minutos de arco, o que corresponde a ≈ 1 pc. Supondo que a mesma dimensão se aplica ao longo da linha-de-visada, encontramos $n_{\mathrm{H_2}} \approx 4{,}0 \times 10^3$ cm^{-3}.

O uso destas quantidades na equação 5.2 fornece $B \approx 400$ μG, um valor bastante superior às estimativas para o campo magnético no meio interestelar difuso (~ 6 μG, Beck 2001; Heiles & Crutcher 2005). Este cálculo corrobora nossa interpretação de que um maior valor de B deve surgir nesta região, possivelmente devido ao acúmulo de linhas de campo resultante da expansão das camadas externas da cavidade. Estimativas do campo magnético em regiões de formação estelar, utilizando o método CF, assim como o efeito Zeeman em linhas espectrais, mostram que valores mais elevados são comuns em tais ambientes. Valores desde 80 μG (por exemplo, no núcleo pré-estelar L 183, Crutcher et al. 2004) até cerca de $50000 - 80000$ μG (vide o estudo das regiões de W 3, Orion KL, W49N, e S140, conduzido por Fiebig & Guesten 1989) já foram encontrados.

É importante salientar que este cálculo de B é apenas uma estimativa, que tem o intuito de avaliar sua ordem de grandeza. A baixa precisão se deve principalmente à incerteza associada à densidade, já que esta envolve um conjunto de suposições, tais como: o valor padrão de $R = 3{,}09$ para a razão entre a extinção total e seletiva; a presença de gás atômico e ionizado na região selecionada, além de hidrogênio molecular; a estimativa da profundidade da nuvem ao longo da linha-de-visada, etc. Outras incertezas estão relacionadas também, à estimativa do erro instrumental médio, que afetam o cálculo da quantidade $\delta\theta'$.

5.10 Dependência espectral da polarização e ajustes da relação de Serkowski

Para o estudo dos grãos de poeira interestelar ao longo da região HII, particularmente na direção do aglomerado central e arredores, podemos realizar uma análise polarimétrica em múltiplas bandas espectrais, através de ajustes da função de Serkowski (Serkowski et al. 1975). Utilizamos aqui o método de ajuste previamente discutido na Seção 2.2.5 (Coyne 1974).

Combinando os dados de polarização linear em todas as bandas espectrais disponíveis (V, R, I e H), escolhemos todas as estrelas que apresentavam observações em pelo menos três destas bandas, restringindo a amostra apenas àqueles objetos com $P/\sigma_P > 3$ em todas as bandas. Encontramos 91 objetos satisfazendo estas condições. Três exemplos de ajustes da função de Serkowski são mostrados na Figura 5.11a, através de diagramas $P(\%) \times \lambda^{-1}(\mu\mathrm{m}^{-1})$. Para cada objeto, foram calculados os valores de $P_{\max}$ e $\lambda_{\max}$ (pelo ajuste), e o valor da razão entre a extinção total e seletiva (R), através da equação 1.10.

Na Figura 5.11b, mostramos um diagrama $P/P_{\max} \times \lambda_{\max}/\lambda$, onde são incluídos todos os dados de polarização disponíveis (em cada banda espectral) para cada um dos 91 objetos. Além disso, para cada objeto, foram usados os valores de $P_{\max}$ e $\lambda_{\max}$ encontrados. Cada tipo de símbolo e cor indica as bandas espectrais que foram usadas no ajuste (como detalhado pelas legendas no interior do diagrama). Dentre os 91 objetos, 3 apresentam emissão Hα (Ogura et al. 2002), como indicado pelos pontos marcados com losangos vermelhos.

Note que de maneira geral, os pontos definem uma banda ao redor da curva de Serkowski. Apesar de existir algum espalhamento ao redor desta curva, este ocorre provavelmente como uma consequência das incertezas inerentes aos dados observacionais, como podemos inferir pela análise das barras de erro. Além disso, notamos também que um maior espalhamento ocorre para maiores valores de $\lambda_{\max}/\lambda$, ou seja, menores valores de λ (relacionado assim principalmente às bandas espectrais V e R). É natural haver um maior espalhamento nesta faixa espectral, já que muitos destes objetos estão embebidos, e assim, estão mais obscurecidos nas bandas ópticas, quando comparado às bandas do IVP.

Analisando a distribuição dos pontos relativos às 3 estrelas com emissão Hα, notamos que dentre os 9 pontos, 5 estão muito bem localizados sobre a curva de Serkowski, e 4 apresentam algum desvio significativo. No entanto, este desvio é similar ao que ocorre para muitos dos outros pontos, não apresentando nenhuma tendência particular. Isto é, o espalhamento também ocorre para menores valores de λ, e pode ser explicado por incertezas de medida (analisando as barras de erro). Concluímos que apesar de poder existir algum nível de polarização intrínseca para os objetos apresentando indícios da presença de discos circunstelares, este nível deve ser pequeno, quando comparado ao efeito predominante da polarização devido ao grãos interestelares.

5.11 A distribuição de valores da razão entre a extinção total e seletiva

É importante estudar a distribuição de valores de R, para se investigar algumas características da poeira interestelar, já que este parâmetro é altamente influenciado pela distribuição de tamanhos dos grãos. O tamanho típico dos grãos no meio interestelar difuso corresponde a $\langle a \rangle \approx 0{,}15$ μm, que por sua vez resulta em um valor padrão para R correspondente a $\approx 3{,}09$. Considerando-se uma certa região do meio interestelar os grãos se apresentam com uma grande distribuição de tamanhos diferentes, sendo que tipicamente, o valor médio é aquele mencionado acima. Assim, considerando-se a razão entre o número de grãos de tamanhos maiores e o número de grãos com tamanhos menores, valores de R maiores que o típico, são normalmente resultantes de algum efeito que provocou um aumento desta razão (ou seja, aumentando o número de grãos maiores, relativo ao

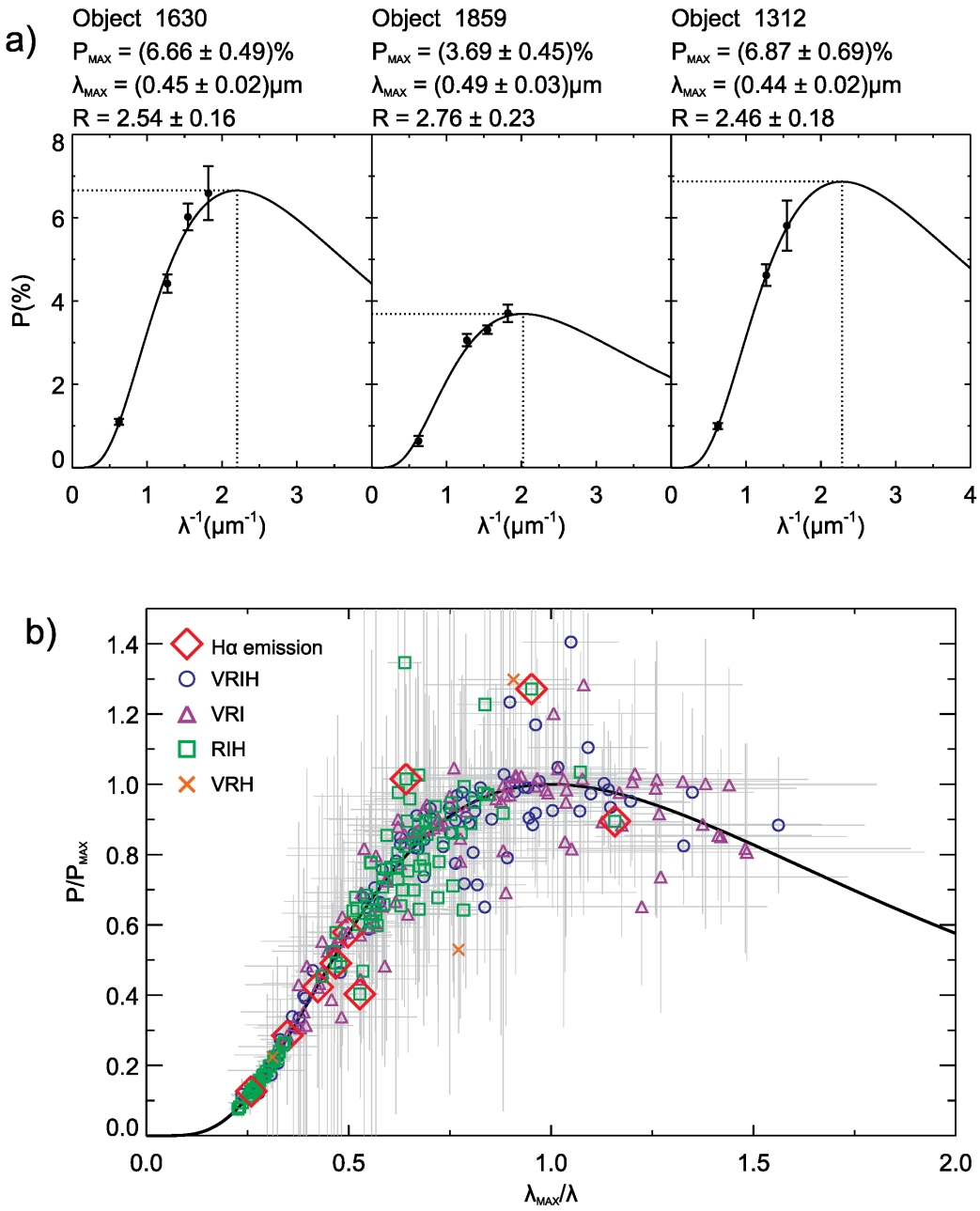


Figura 5.11: Ajustes da relação de Serkowski para diversos objetos em Sh 2-29. Em (*a*), mostramos os diagramas $P(\%) \times \lambda^{-1}(\mu\mathrm{m}^{-1})$, para 3 dos objetos da amostra, usados para exemplificar o ajustes de Serkowski, indicados pelas curvas contínuas. No topo de cada diagrama mostramos o número identificador do objeto, assim como os valores de $P_{\max}$, $\lambda_{\max}$ e R calculados em cada caso. Em (*b*), mostramos o diagrama $P/P_{\max} \times \lambda_{\max}/\lambda$, considerando-se todos os 91 objetos usados, estando representados para estas estrelas os valores de polarização para cada banda espectral. A linha escura contínua representa a curva de Serkowski. Os diferentes símbolos e cores indicam as bandas espectrais usadas para o ajuste de Serkowski de cada objeto, como especificado pela legenda no topo à esquerda. Pontos marcadas por losangos vermelhos mostram os valores de polarização para 3 estrelas que apresentam emissão Hα (Ogura et al. 2002).

número de grãos menores). O raciocínio inverso é válido no caso de valores de R menores que o típico.

Alguns dos processos que causam alterações em R são: evaporação devido à fótons energéticos, coagulação ou fragmentação devido a choques com outros grãos, pulverização em regiões afetadas por ondas de choques, entre outros (Chokshi et al. 1993; Jones et al. 1996; Jones 2004; Mazzei & Barbaro 2008). Estes processos podem ocorrer em uma grande variedade de ambientes astrofísicos, e variam dependendo das condições locais.

Existem relatos de observações de regiões apresentando valores anômalos de R, maiores (Vrba & Rydgren 1985; Whittet et al. 2001) e menores que o típico (Larson et al. 1996; Szomoru & Guhathakurta 1999; Larson & Whittet 2005). Normalmente, uma predominância de grãos maiores (que resulta em $R > 3{,}09$), é encontrada em nuvens densas, onde efeitos de coagulação por colisões entre os grãos são mais comuns. No entanto este efeito apenas será eficiente em baixas velocidades de colisão (entre 0,001 e 0,02 km s^{-1}), o que implica em ambientes pouco afetados por turbulência ou ondas de choque (Chokshi et al. 1993; Jones et al. 1996; Hirashita 2012; Köhler et al. 2012). Outro efeito que explica o aumento da razão entre grãos maiores e menores é a evaporação (ou sublimação) devido à incidência de fótons muito energéticos (UV extremo e raios-γ). Grãos pequenos são particularmente sensíveis a este tipo de processo físico (Guhathakurta & Draine 1989).

Por outro lado, valores de R menores que o típico são mais comuns em ambientes afetados por ondas de choques, onde efeitos de pulverização podem ocorrer devido à colisão de átomos e íons com os grãos, favorecendo uma destruição dos grãos maiores (Mathis et al. 1977; Jones et al. 1996). Outra possibilidade é que as mesmas ondas de choque, ou mesmo outros efeitos que aumentem a turbulência do meio, façam com que a velocidade média dos grãos também aumente: neste caso (para velocidades maiores que ≈ 1 km s^{-1}), os efeitos de colisão entre os grãos podem levar a uma fragmentação, gerando um método bastante eficiente de se converter grãos maiores em grãos menores (Borkowski & Dwek 1995; Jones et al. 1996).

McCall et al. (1990) realizaram um cálculo de R para a região de *Lagoon*, que se localiza próxima de Sh 2-29, encontrando um valor anômalo de $R = 4{,}6 \pm 0{,}3$. As estrelas de sua amostra estão provavelmente associadas ao gás neutro, e portanto localizadas nas bordas da região HII. Sendo assim, os autores propuseram que o valor anômalo se deve a uma combinação dos efeitos de coagulação e também destruição de grãos menores, devido a fótons energéticos que atravessam as camadas densas e neutras da nuvem. No caso da hipótese de coagulação, a anomalia deve ser uma relíquia do efeito de crescimento de grãos que ocorria na nuvem antes do surgimento do sítio de formação estelar.

Para se obter uma estimativa para a distribuição dos valores de R na direção central de Sh 2-29, construímos o histograma exibido na Figura 5.12a. Este histograma mostra de forma bastante clara que existem duas tendências opostas relacionadas aos valores de R, ambas divergindo nitidamente do valor padrão. Para o meio interestelar difuso, se esperaria uma distribuição gaussiana mais concentrada, ao redor de $R = 3{,}09$ (Larson & Whittet 2005, Fig. 7). A distribuição encontrada para as regiões centrais de Sh 2-29 mostra uma predominância de valores menores que 3,09, apresentando um pico bastante pronunciado próximo de 2,6. Ajustando uma gaussiana apenas sobre estes valores mais baixos de R (a curva contínua azul da Figura 5.12a), encontramos um valor médio de $R_{low} = 2{,}62 \pm 0{,}46$. Destacando-se deste padrão, notamos ainda que na direção de algumas estrelas, existe uma tendência a valores mais elevados de R, exibindo um pico pouco

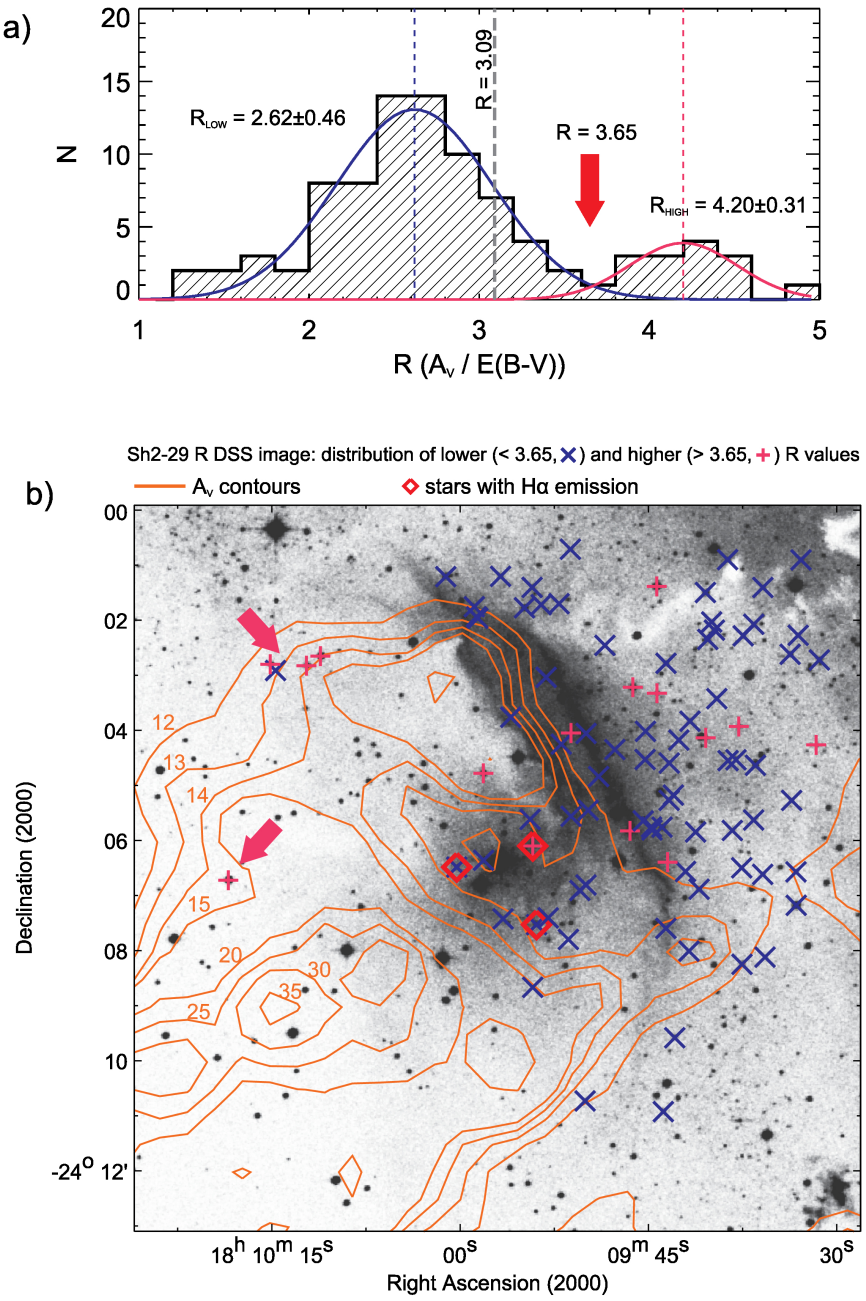


Figura 5.12: O diagrama (*a*) mostra a distribuição dos valores de R calculados para todos os objetos de Sh 2-29 para os quais realizamos o ajuste de relação de Serkowski. As linhas contínuas azul e rosada representam os ajustes gaussianos associados às tendências de valores de R respectivamente mais baixos e mais altos. Os centros e desvios padrões calculados para cada gaussiana fornecem valores de R de $2{,}62 \pm 0{,}46$ e $4{,}20 \pm 0{,}31$. Marcamos com uma seta vermelha o valor de $R = 3{,}65$, que representa uma separação clara entre ambos os perfis de distribuição. O diagrama (*b*) mostra a distribuição espacial de objetos com $R < 3{,}65$ (símbolos $\times$, cor azul) e $R > 3{,}65$ (símbolos $+$, cor rosada). Losangos vermelhos mostram a posição das 3 estrelas com emissão Hα. Setas mostram a posição de objetos localizados na periferia à esquerda da cavidade, mais próximos da posição onde a nuvem escura passa a predominar.

pronunciado, embora evidente, próximo de $R = 4{,}2$. O ajuste gaussiano indicado pela linha contínua de cor rosa revela um valor médio de $R_{high} = 4{,}20 \pm 0{,}31$ nestas direções.

Ambas as tendências observadas na Figura 5.12a são bastante distintas, não havendo muita superposição entre as duas componentes. Estabelecemos o valor de $R = 3{,}65$ como uma separação aproximada entre os dois perfis, como indicado pela seta vermelha. Este valor limite será usado na análise seguinte para se estudar as características de distribuição espacial, assim como as propriedades fotométricas das estrelas com $R < 3{,}65$ e $R > 3{,}65$.

Na Figura 5.12b mostramos uma imagem da parte central de Sh 2-29 (banda R, DSS), onde os símbolos $\times$ (cor azul) e $+$ (cor rosa) respectivamente representam as posições das estrelas com $R < 3{,}65$ e $R > 3{,}65$. A maior parte das estrelas se distribuem na direção do aglomerado central, e também ao redor da camada interestelar arqueada que delimita a cavidade circundante. Nesta região há uma mistura de direções com $R < 3{,}65$ e $R > 3{,}65$. No entanto, é preciso lembrar que não conhecemos a posição de cada objeto ao longo da linha-de-visada, podendo haver estrelas localizadas no exterior da região HII (à frente desta), e portanto, mapeando uma componente mais neutra do meio interestelar, não relacionada ao material ionizado e turbulento no interior da região.

Analisando as regiões localizadas mais à esquerda da cavidade central, nas periferias da nuvem escura (indicadas por setas de cor rosa), é notável que dos 5 objetos com medidas de R nestas direções, 4 apresentam valores mais elevados. Para a única estrela com $R < 3{,}65$ nesta área (abaixo da seta superior), o valor calculado para R é de 3,2, isto é, abaixo de nosso limite definido como sendo 3,65, mas ainda assim, acima do valor padrão de 3,09. Portanto, há uma fraca evidência de que algumas regiões com valores de R mais elevados, estão associadas a posições menos influenciadas pelas estrelas massivas, possivelmente blindadas das ondas de choque pela presença de núcleos interestelares mais densos.

Uma análise mais criteriosa pode ser realizada através do estudo das características fotométricas para os objetos com medidas de R. Combinando com os dados do 2MASS, mostramos na Figura 5.13a o diagrama cor-cor $J - H \times H - Ks$, usando as estrelas com medidas de R (encontramos dados fotométricos para 86 dos 91 objetos). Usamos o mesmo critério de símbolos e cores usado na Figura 5.12b. Os indicadores das posições da sequência principal, dos ramos de gigantes e supergigantes, e da banda de avermelhamento, são idênticos àqueles usados na Figura 5.6a.

Notamos que os objetos com $R < 3{,}65$ estão majoritariamente distribuídos sobre a banda de avermelhamento, e apresentam uma grande variedade de níveis de extinção (entre 0 e ≈ 15). Por outro lado, a maioria dos objetos com $R > 3{,}65$ se distribuem mais próximos da posição da sequência principal não avermelhada, com exceção de apenas dois objetos, que apresentam excesso de cor no IVP (se localizando à direita da banda de avermelhamento). Esta tendência é ainda mais pronunciada no diagrama da Figura 5.13b, que mostra a dependência de R com $J - H$. Note que todos os objetos com $R > 3{,}65$ possuem valores menores de $J-H$, de no máximo 0,9. A análise conjunta com o diagrama cor-cor mostra que isso é um reflexo de um menor avermelhamento nestas direções.

A análise do conjunto de efeitos que podem causar alterações nas distribuições de tamanho dos grãos, interpretados no contexto da região de Sh 2-29, permite-nos afirmar que regiões com valores maiores de R, parecem estar relacionados a direções onde existem remanescentes da nuvem escura, ainda pouco influenciados pelos efeitos da formação estelar, tais como ondas de choque e radiação intensa. Assim, os efeitos de coagulação que possivelmente prevaleceram no ambiente de alta densidade anterior, ainda podem ser

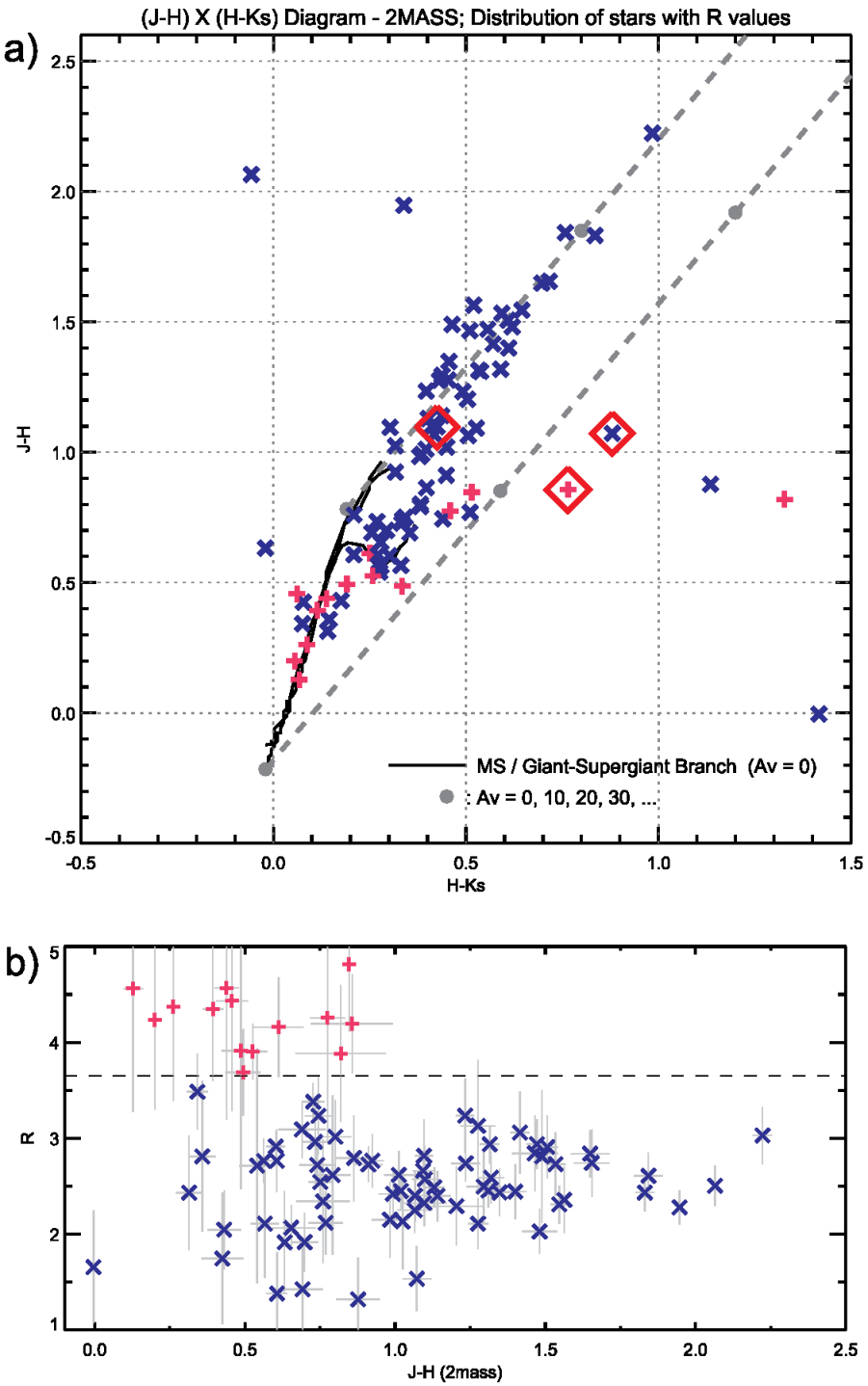


Figura 5.13: Análise da dependência dos valores de R com as cores do 2MASS para Sh 2-29. O diagrama (a) mostra um diagrama cor-cor ($J-H \times H-Ks$), usando as estrelas para as quais os valores de R foram determinados. Os símbolos e cores seguem o mesmo critério usado na Figura 5.12b: símbolos $\times$ de cor azul, e símbolos $+$ de cor rosa respectivamente representam as estrelas com $R < 3{,}65$ e $R > 3{,}65$. Losangos vermelhos identificam objetos com emissão Hα (Ogura et al. 2002). O gráfico (b) mostra um diagrama $R \times J-H$, para as mesmas estrelas. A linha tracejada representa $R = 3{,}65$.

detectados na direção de algumas poucas linhas-de-visada. Os valores em média mais baixos de extinção podem ser explicados por suas posições mais periféricas, nas bordas da nuvem, sendo assim possivelmente blindadas das ondas de choques, preservando os grãos de tamanhos mais elevados. Esta componente interestelar com tamanhos relativos de grãos mais elevados, é similar àquela encontrada em *Lagoon*. A proximidade espacial desta região com Sh 2-29, além da correlação entre os valores de R encontrados ($4{,}6 \pm 0{,}3$ para *Lagoon* e $4{,}20 \pm 0{,}31$ para Sh 2-29), dá maior suporte à nossa interpretação.

Por outro lado, as regiões com valores menores de R predominam na área ao redor da cavidade central e no aglomerado embebido, onde certamente há uma grande influência das estrelas jovens, devido a efeitos tais como frentes de ionização em expansão, ventos estelares, e possivelmente jatos bipolares (que são comuns de serem encontrados neste tipo de ambiente). Portanto, a diminuição relativa da razão entre grãos grandes e pequenos nesta zona, é consistente com a fragmentação dos grãos maiores devido a choques em alta velocidade com outros grãos e também com átomos da frente de choque. O resultado é a conversão de grãos maiores em grãos menores.

A observação de diferentes populações de grãos em uma mesma região do meio interestelar é bastante notável, revelando processos de evolução das partículas de poeira. Neste caso, as evidências sugerem uma transformação gradual de uma componente onde prevalecem grãos maiores, para uma população onde os grãos menores passarão a predominar. O processamento dos grãos, observado durante a ação do mecanismo de transformação das partículas, raramente foi detectado anteriormente em uma região específica da Galáxia.

Capítulo 6

—

Conclusões

Neste trabalho estudamos em detalhes duas regiões de formação estelar da Via Láctea, selecionadas a partir de um extenso conjunto de observações polarimétricas realizadas entre 2010 e 2012, além de dados fotométricos e imagens de faixas espectrais variadas, obtidas de bases de dados diversas. As principais conclusões resultantes de nossas análises são sumarizadas a seguir.

6.1 Conclusões do estudo de RCW 41

Usando dois conjuntos de dados fotométricos no IVP, coletados usando a câmera SofI no telescópio NTT, de 3,58m, caracterizamos a população estelar de um aglomerado embebido, relacionado à esta região HII. Além disso, através de observações polarimétricas nas bandas ópticas (V, R e I) e do IVP (H), realizadas com módulos polarimétricos similares nos telescópios de 0,9m do CTIO/Chile e de 1,6m do OPD/Brasil, construímos mapas de polarização linear associados à região de formação estelar. Nossos principais resultados, provenientes de ambas as técnicas, estão listados abaixo:

(i) A análise das cores fotométricas das estrelas do aglomerado, em comparação com as estrelas do campo controle, mostra que diversos objetos do aglomerado apresentam excesso de cor no IVP, uma característica que é tipicamente associada a discos circunstelares de estrelas pré-sequência principal. O aglomerado também apresenta vários objetos altamente obscurecidos ($A_V > 20$ mag);

(ii) Uma extinção visual média de $A_V = 7{,}6 \pm 2{,}0$ mag foi estimada para os objetos do aglomerado, baseado na localização da maioria das estrelas no diagrama cor-cor, que aproximadamente definem uma faixa de pontos paralelos à localização esperada para estrelas do tipo T Tauri Clássico. Esse valor é corroborado por uma estimativa independente de A_V usando estrelas do aglomerado que já atingiram a sequência principal;

(iii) A morfologia do aglomerado estelar é dividida entre uma porção principal e um sub-aglomerado. Parece existir uma correlação entre a localização dos objetos altamente obscurecidos com os contornos de HNCO, cuja emissão é mais concentrada ao Norte da porção principal do aglomerado. Portanto, estes são provavelmente objetos altamente embebidos, e um gradiente de aumento local da extinção na direção Sul-Norte está provavelmente presente próximo ao aglomerado. Esta evidência dá suporte à ideia de que o material interestelar ao redor do Objeto 2 (uma estrela do tipo O9V no sub-aglomerado, supostamente o objeto mais massivo do campo), já foi evacuado, enquanto na porção principal, o gás e poeira estão apenas começando a serem afetados, de acordo com os contornos de HNCO;

(iv) Diagramas cor-magnitude para as estrelas do aglomerado mostram que a maioria dos objetos estão deslocados no sentido de cores maiores, indicando que estas estrelas são principalmente objetos jovens, apresentando excesso de cor no IVP e extinção interestelar não uniforme. Comparações com isócronas PSP fornecem uma idade média do aglomerado entre 2,5 and 5,0 M-anos. As estrelas da região de *turn-on* (mais massivas) estão mais concentradas próximo do sub-aglomerado. Unindo esta evidência com o fato de que a extinção nesta área é menor em comparação com a porção principal do aglomerado (item (iii)), sugerimos um possível cenário de formação sequencial: as estrelas do sub-aglomerado teriam varrido o material circundante, causando uma maior concentração de gás e poeira na região do aglomerado principal, e consequentemente induzindo a formação estelar nesta região;

(v) A natureza de alguns objetos previamente observados através de espectroscopia no IVP foi revisada. A estrela Obj1b, que é a companheira próxima da estrela massiva central (B0V), é altamente avermelhada e apresenta características espectroscópicas similares a T Tau Sb, sendo então provavelmente uma estrela T Tauri muito jovem. Os objetos 3, 5 e 6 foram previamente classificados como estrelas de campo de tipo tardio, apesar de suas posição nos diagramas cor-magnitude serem consistentes com a classificação de T Tauri. Foram encontrados exemplos de objetos jovens com propriedades espectroscópicas similares. Especificamente, o objeto 3 é altamente avermelhado ($A_V > 20$), e muito luminoso, com características espectroscópicas que podem ser consistentes com um objeto estelar jovem de massa intermediária. Suas linhas de CO em absorção mais fracas podem ser explicadas pelo velamento devido à emissão da poeira presente no disco circunstelar;

(vi) Usando distribuições de densidade estelar no campo, o centro do aglomerado foi determinado como estando em $(\alpha_c,\delta_c)_{2000}$=($9^h16^m43{,}5^s$,$-47°56'24{,}2''$). Uma função de King de dois parâmetros foi ajustada ao perfil de densidade radial, considerando a área inteira ao redor do aglomerado e um segundo ajuste, onde a porção englobando o sub-aglomerado foi removida, fornecendo um perfil bem mais concentrado. A morfologia geral mostra que apesar de haver algum espalhamento de estrelas principalmente ao Sul, o aglomerado principal é provavelmente do tipo centralmente condensado. Esta forma é correlacionada com um núcleo restante da nuvem progenitora (observado na emissão do contínuo da poeira em 1,2mm), de forma esférica e tamanho similar, no qual o aglomerado está embebido;

(vii) Observações polarimétricas na banda R, cobrindo uma grande área englobando toda a região HII, foram usadas para construir imagens médias de grau e ângulo

de polarização. Uma análise radial a partir do centro da área ionizada revelou um aumento abrupto no grau de polarização, coincidindo aproximadamente com uma bolha interestelar bastante proeminente, detectada na emissão do MSX em 8,2 μm, que delimita a área ionizada. Esta evidência reflete um decréscimo global no grau de polarização no interior da região HII, principalmente próximo ao aglomerado, que é provavelmente devido à baixa eficiência de alinhamento dos grãos, causada pelo meio turbulento e baixos campos magnéticos nesta área;

(viii) A imagem do ângulo de polarização médio exibe grandes áreas, principalmente na direção Sudoeste de RCW 41, onde os ângulos de polarização estão inclinados para fora, acompanhando as bordas da área ionizada. Esta inclinação coincide com os limites da região HII indicados pela emissão em 8,2 μm do MSX, e assim é corroborada pelos resultados anteriores de simulações da expansão de regiões HII, que preveem que as linhas de campo magnético no gás neutro fora dos limites da região, tendem a se organizarem paralelamente à frente de ionização;

(ix) Observações polarimétricas na banda H, concentradas em uma área menor na direção do aglomerado, mostram que apesar de existir uma grande dispersão de ângulos de polarização, um padrão ordenado pode ser detectado: os vetores de polarização seguem aproximadamente a direção de diversos filamentos interestelares, que emanam radialmente a partir do aglomerado, como revelado pela imagem do *Spitzer* em 5,8 μm. Portanto, a orientação média é aproximadamente perpendicular à frente de ionização, um resultado que também está em acordo com a morfologia prevista para as linhas de campo magnético no interior da zona ionizada, a partir de simulações de regiões HII em expansão;

(x) Combinando os dados polarimétricos nas bandas ópticas (V, R e I) com a banda H do IVP, a função de Serkowski foi ajustada para diversas estrelas próximas ao aglomerado. Uma grande rotação dos ângulos de polarização é notada na direção de algumas estrelas, revelando que o feixe luminoso provavelmente atravessou diferentes camadas interestelares ao longo da linha-de-visada. A razão entre a extinção total e seletiva foi calculada para cada um dos objetos ajustados, e um valor médio de $\overline{R} = 2{,}96 \pm 0{,}42$ foi obtido, concordando com o valor típico de 3,09 para a lei de extinção interestelar padrão;

(xi) Através de análises de correlação estatística (construindo a função ADF usando os conjuntos polarimétricos na banda R e H), mostramos que a razão entre as componentes turbulenta e uniforme dos campos magnéticos é de $(20{,}2 \pm 0{,}5)\%$ quando toda a região ao redor da região HII é considerada, e de $(53 \pm 1)\%$ se apenas a área próxima ao aglomerado é levada em conta. O maior nível de turbulência no interior da área do aglomerado reforça a hipótese de que os baixos valores de polarização nesta região ocorrem devido à baixa eficiência de alinhamento de grãos.

6.2 Conclusões do estudo de Sh 2-29

Nosso objetivo neste estudo foi investigar as propriedades do campo magnético interestelar, e sua relação com as características gerais do sítio de formação estelar de Sh 2-29, além de determinar propriedades dos grãos de poeira neste ambiente. Para isso,

utilizamos um conjunto de dados polarimétricos nas bandas ópticas e no IVP (V, R, I e H), aliado a imagens ópticas do DSS (banda R) e imagens no IV médio e distante do *Spitzer*. Adicionalmente, dados do 2MASS foram usados para construir um mapa de extinção, e também para revelar algumas propriedades fotométricas das estrelas com detecções polarimétricas. Os principais resultados desta análise são:

(i) Tanto os mapas polarimétricos na banda R quanto na banda H exibem uma curvatura bastante proeminente dos vetores de polarização ao redor da cavidade central, no interior da qual há um aglomerado embebido. Este efeito ocorre provavelmente devido à distorção das linhas de campo magnético ao redor deste volume em expansão. Mesmo considerando a parte imediatamente externa à cavidade central (ao redor do objeto massivo HD165921), existem características que sugerem uma expansão da região HII como um todo: nesta área há um padrão ordenado dos vetores com características nitidamente distintas dos vetores na parte não ionizada. A forma arqueada da nuvem escura de Simeis 188, que se estende a Oeste da cavidade central, parece também ter influenciado a morfologia das linhas de campo, que a acompanham paralelamente;

(ii) Correlacionando-se os dados polarimétricos com dados do 2MASS, estimamos uma componente de polarização em primeiro plano de $P_R = (0{,}80 \pm 0{,}25)\%$, com orientação de $\theta = (93 \pm 11)^\circ$, na direção de Sh 2-29. Estes valores são consistentes com estimativas anteriores realizadas na direção da região vizinha de *Lagoon*;

(iii) Usando o mapa de polarização na banda R, após corrigir os vetores da componente em primeiro plano, fizemos um estudo das variações espaciais da razão entre a componente turbulenta e uniforme dos campos magnéticos, através da construção de diversas funções ADF. De maneira geral, notamos que nas regiões onde existem indícios de expansão do volume ionizado (por exemplo ao redor de HD165921), o grau de turbulência é menor $(30-37\%)$, sugerindo que estes dados estão mapeando as linhas de campo que estão sendo comprimidas pela expansão, e portanto onde um maior ordenamento das linhas é induzido. A turbulência associada às linhas é maior $(48-50\%)$ quando consideramos as regiões externas, pouco afetadas pela expansão. O mesmo efeito de ordenamento das linhas parece ocorrer na parte externa, próxima à estrutura arqueada da nuvem de Simeis 188, sugerindo um efeito de expansão desta estrutura (possivelmente o mesmo efeito que gerou a forma da nuvem);

(iv) Através dos dados polarimétricos na banda H, concentrados ao redor do aglomerado, estudamos a dependência radial do grau de polarização, ao longo de diversas direções a partir do centro da cavidade interestelar. Um aumento abrupto do grau de polarização ocorre ao longo de algumas direções, coincidindo com as bordas da cavidade. Isso sugere um empilhamento e acúmulo das linhas de campo magnético nestas regiões, devido à expansão desta cavidade central. Realizamos uma estimativa do campo magnético na borda da cavidade, sobre a região onde o aumento de P é mais proeminente, usando o método de Chadrasekhar-Fermi, resultando em $B \approx 400$ μG. Tal valor elevado dá suporte à interpretação do acúmulo de linhas de campo, causando um aumento da intensidade de B neste local;

(v) Externamente à cavidade central, próximo de suas bordas, existem núcleos interestelares mais densos. O núcleo c5 apresenta $A_V \approx 20$, e se localiza em uma região

onde as linhas de campo são paralelas à borda da cavidade (e portanto aproximadamente perpendiculares à direção de expansão): esta relação, e o fato de não existirem objetos proto-estelares com emissão significativa no IV distante, sugere que a pressão magnética contrária à expansão possa ter dificultado o acúmulo de material interestelar nesta região. Os núcleos c1-c4 apresentam $A_V \approx 30$, com formas aproximadamente esféricas, diâmetros de $\approx 0{,}38$pc e densidades de $n_{\mathrm{H}_2} \approx 2{,}4 \times 10^4$ cm^{-3}. As posições próximas à borda da cavidade central, indicam que a expansão desta última pode ter gerado instabilidades na nuvem escura que culminaram no colapso de tais núcleos. As altas densidades e formas compactas, além da presença de objetos com emissão significativa em 24 μm, sugerem a possibilidade de que objetos estelares jovens podem estar sendo formados como resultado deste colapso;

(vi) A análise polarimétrica em múltiplas bandas espectrais permitiu um estudo dos valores da razão entre a extinção total e seletiva (R) próximo à parte central da região. A distribuição exibe um aspecto dual, com a maior parte das direções apresentando valores menores que o típico ($R_{low} = 2{,}62 \pm 0{,}46$) e algumas regiões apresentando valores maiores ($R_{high} = 4{,}20 \pm 0{,}31$). Esta evidência sugere que neste campo podemos observar ambos os efeitos remanescentes da coagulação de grãos, resultante das altas densidades e baixas velocidades encontradas na nuvem molecular anteriormente à influência da formação estelar, como também os efeitos da fragmentação de grãos, que predominam na região influenciada pelas ondas de choque e expansão de frentes de ionização;

6.3 Conclusões finais e perspectivas gerais

Neste projeto realizamos uma combinação de dados polarimétricos em múltiplas bandas espectrais, com dados fotométricos no IVP e imagens provenientes de diversas bases de dados, buscando entender a influência subjacente de campos magnéticos nos processos de formação estelar, e vice-versa, ou seja, os efeitos da formação estelar sobre o meio circundante e sobre as características das linhas de campo. Este tipo de análise foi raramente efetuada dentro do estudo da formação estelar, apesar de sua importância fundamental.

A investigação de tais questões é crucial para se elucidar os mecanismos intrínsecos que controlam o processo de formação estelar. Infelizmente, quando consideramos as condições físicas amplamente diversificadas entre regiões de formação estelar da Galáxia, poucas observações de linhas de campos magnéticos estão disponíveis. Portanto, para se avaliar a sua importância geral, é fundamental realizar-se estudos desta propriedade desde escalas estelares até escalas galácticas. A análise destas questões irá promover um maior entendimento dos processos de formação estelar.

Além das duas regiões estudadas neste trabalho, existem resultados preliminares para outras regiões, que também mostram aspectos interessantes da interação entre a população estelar recém-nascida e as linhas de campo magnético do meio interestelar associado. Tal interação parece ser bastante comum, reforçando a necessidade de entender a influência dos campos em cada ambiente individual. Muitos dados polarimétricos e fotométricos ainda precisam ser analisados, como descrito no Capítulo 2. Certamente, novos resultados interessantes surgirão a partir de tais análises.

Obviamente, existem limitações nas técnicas adotadas neste trabalho, no que se refere principalmente à análise polarimétrica devido à absorção dicroica: esta metodologia não

é eficiente, por exemplo, para regiões mais distantes, onde a componente da polarização em primeiro plano pode predominar sobre a componente que mapeia os campos na região em si; além disso, a técnica depende da existência de um número considerável de fontes de fundo, limitando a resolução espacial do mapeamento das linhas de campo. Nestes casos, talvez o ideal seja considerar a análise polarimétrica em comprimentos de onda maiores (nas faixas sub-milimétricas e de rádio), em que pode-se detectar os efeitos de emissão polarizada a partir dos grãos de poeira alinhados. Estas técnicas permitem ainda um mapeamento de campos magnéticos em regiões mais obscurecidas e em menor escala (por exemplo, na direção de núcleos interestelares e no interior de fragmentações densas). Polarímetros operando na região do sub-mm provavelmente estarão à disposição da comunidade em um futuro próximo, no APEX e ALMA. Instrumentos deste tipo oferecerão ótimas oportunidades para se estudar estas regiões mais absorvidas.

Os resultados desta análise polarimétrica multi-espectral, aliados à caracterização da população estelar jovem, representam um avanço na determinação da influência de campos magnéticos, nestes tipos de ambientes astrofísicos fundamentais. Como a maior parte das questões mais importantes relacionadas a estes temas ainda não foram respondidas, podemos considerá-las um desafio fundamental para a astrofísica como um todo. Tais análises devem servir como testes essenciais e fornecer vínculos adicionais aos modelos de formação estelar.

Apêndice A

Publicação associada à pesquisa de RCW 41

The Astrophysical Journal, 751:138 (25pp), 2012 June 1 doi:10.1088/0004-637X/751/2/138
© 2012. The American Astronomical Society. All rights reserved. Printed in the U.S.A.

A YOUNG STELLAR CLUSTER WITHIN THE RCW41 H II REGION: DEEP NIR PHOTOMETRY AND OPTICAL/NIR POLARIMETRY*

Fábio P. Santos[1], Alexandre Roman-Lopes[2], and Gabriel A. P. Franco[1]
[1] Departamento de Física - ICEx - UFMG, Caixa Postal 702, 30.123-970 Belo Horizote - MG, Brazil; fabiops@fisica.ufmg.br, franco@fisica.ufmg.br
[2] Departamento de Fisica - Universidad de La Serena, Cisternas 1200, La Serena, Chile; roman@dfuls.cl
Received 2012 January 25; accepted 2012 March 28; published 2012 May 16

ABSTRACT

The RCW41 star-forming region is embedded within the Vela Molecular Ridge, hosting a massive stellar cluster surrounded by a conspicuous H II region. Understanding the role of interstellar magnetic fields and studying the newborn stellar population is crucial to building a consistent picture of the physical processes acting on this kind of environment. We carried out a detailed study of the interstellar polarization toward RCW41 with data from an optical and near-infrared polarimetric survey. Additionally, deep near-infrared images from the 3.5 meter New Technology Telescope were used to study the photometric properties of the embedded young stellar cluster, revealing several YSO candidates. By using a set of pre-main-sequence isochrones, a mean cluster age in the range 2.5–5.0 million years was determined, and evidence of sequential star formation was revealed. An abrupt decrease in *R*-band polarization degree was noticed toward the central ionized area, probably due to low grain alignment efficiency caused by the turbulent environment and/or the weak intensity of magnetic fields. The distortion of magnetic field lines exhibits dual behavior, with the mean orientation outside the area approximately following the borders of the star-forming region and directed radially toward the cluster inside the ionized area, in agreement with simulations of expanding H II regions. The spectral dependence of polarization allowed a meaningful determination of the total-to-selective extinction ratio by fittings of the Serkowski relation. Furthermore, a large rotation of polarization angle as a function of wavelength was detected toward several embedded stars.

Key words: ISM: clouds – ISM: magnetic fields – open clusters and associations: individual: RCW41 – stars: formation – techniques: photometric – techniques: polarimetric

Online-only material: color figures, machine-readable tables

1. INTRODUCTION

It is well known that sites of massive star formation are mainly found inside heavily obscured dusty molecular cores, which are commonly associated with giant molecular cloud complexes (e.g., Lada & Lada 2003; Lada 2010). Photometric studies at near-infrared (NIR) wavelengths make it possible to probe deep inside where star formation is taking place, with the very young stars frequently showing large infrared excesses due to the presence of warm dust from the associated circumstellar disks.

On the other hand, the study of the interstellar dust grain's interaction with the local magnetic fields is a powerful tool for understanding some of the physical processes acting in such environments. In this context, magnetic fields might play a key role in star formation. In fact, several physical processes, including the initial cloud collapse by the fragmentation of early stage star-forming cores, the channeling of interstellar material via ambipolar diffusion, the disk and bipolar outflow formation, the angular momentum transport, etc., are possibly strongly affected by the strength and configuration of the local magnetic field components (Mestel & Spitzer 1956; Nakano 1979; Mouschovias & Paleologou 1981; Shu et al. 1987; Lizano & Shu 1989; Heitsch et al. 2004; Girart et al. 2009). However, it is still unknown whether magnetic fields or interstellar turbulence provide the main supporting source against the cloud collapse, ultimately defining the star formation efficiency (Padoan et al. 2004; Crutcher 2005; Heiles & Crutcher 2005; McKee & Ostriker 2007).

The formation of massive stars causes a large impact on the surrounding environment, ionizing the interstellar gas and providing a source of turbulence due to strong stellar winds and outflows from the newborn stellar population. Only recently, theoretical studies have attempted to describe a realistic view of the impact of the expansion of H II regions on the underlying structures of the magnetic field lines (Krumholz et al. 2007; Peters et al. 2010, 2011; Arthur et al. 2011). Unfortunately, mappings of the magnetic field structures along the majority of Galactic H II regions are scarcely available, although these could serve as important tests and provide additional constraints on such models of star formation.

An important method of mapping the sky-projected lines of the magnetic field using optical or NIR spectral bands is from interstellar polarization by aligned dust grains, which serves as a well known tracer. A detailed study of linear polarization toward H II regions and young stellar clusters can provide useful information regarding the structure of the Galactic magnetic field in these regions.

The Vela Molecular Ridge (VMR) is an interesting Galactic complex where star formation is taking place over a wide range of masses (Liseau et al. 1992; Lorenzetti et al. 1993; Massi et al. 1999, 2000, 2003). It is located at the Galactic plane roughly toward $l \sim 265^{\circ}$, where one can see the presence of several large interstellar features, such as the Vela supernova remnant, the Gum Nebula, and other structures. Beyond this "local" structure, at the 1–2 kpc range, several young star clusters are found, as

* Based on observations collected at the European Southern Observatory (La Silla, Chile), National Optical Astronomy Observatory (CTIO, Chile), and Observatório do Pico dos Dias, operated by Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA/MCT, Brazil).

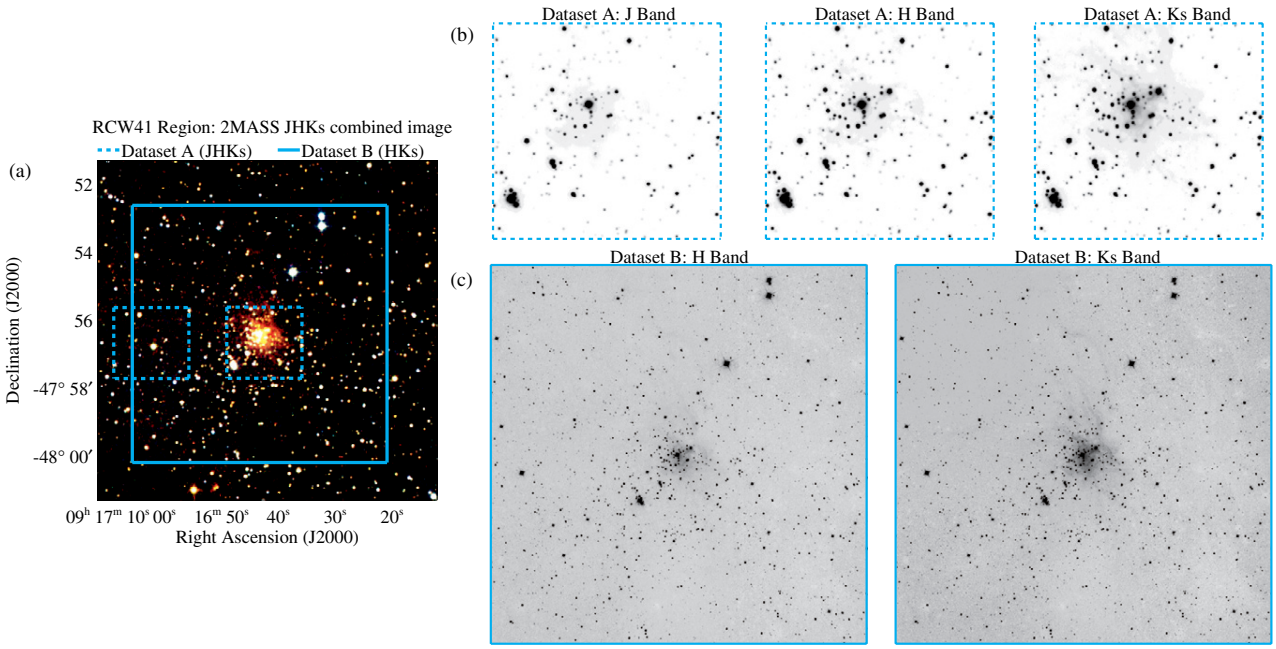


Figure 1. (a) Composite *JHKs* image (RGB) from the 2MASS survey showing the cluster in the direction of the IRAS 09149-4743 source, as well as the regions associated with our NIR photometry data sets: the dashed-line cyan rectangles indicate the regions related to Dataset A (*J*, *H*, and *Ks* filters), and the solid-line cyan rectangle is related to Dataset B (*H* and *Ks* filters). (b) Images of the cluster region from Dataset A, at filters *J* (left), *H* (middle), and *Ks* (right). (c) Mosaics of the entire region of RCW41 covered by Dataset B at *H* (left) and *Ks* (right) filters.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

well as numerous optical H II regions with several signposts of embedded star formation such as H_2O masers (Braz & Epchtein 1983; Zinchenko et al. 1995).

Among these structures, a giant molecular complex extends over 20° in the southern sky. This can be identified by its strong CO emission and was first studied by Murphy & May (1991), who divided the main structure into four regions labeled *A*–*D*. Clouds toward these areas are located along a wide range of distances from 700 to ∼2000 pc (Liseau et al. 1992). According to Murphy & May (1991) regions *A*, *C*, and *D* are closer to us (∼1 kpc), with the cloud *B* being slightly more distant (∼2 kpc). Recently, a submillimetric survey carried out by Olmi et al. (2009) detected approximately 140 proto- and pre-stellar cores in the direction of cloud *D*.

The IRAS 09149-4743 source is an example of a young stellar cluster in this region. It is part of the cloud *A* and is located at an estimated distance of 1.3 ± 0.2 kpc (Roman-Lopes et al. 2009). It shows several candidate young stellar objects (YSOs), as well as two massive stars of spectral types O9 v and B0 v, as revealed by previous photometric and spectroscopic infrared surveys (Ortiz et al. 2007; Roman-Lopes et al. 2009). Several radio and infrared observations are available in the direction of IRAS 09149-4743, tracing a number of chemical elements in this region. These elements are mainly related to the existence of the surrounding H II region and the massive star-forming area. Ortiz et al. (2007) compiled a list of all observational data collected from the literature up to that date. Furthermore, Pirogov et al. (2007) reported the detection of CS, N_2H^+, and 1.2 mm dust continuum emissions toward IRAS 09149-4743. Specifically, the dust emissions represent an almost spherical core approximately superposed to the stellar cluster direction. Pirogov (2009) carried out further studies of these data through analysis of the cloud's radial density profile (RDP).

Our main goals in this work are to study the stellar population of the associated massive star cluster and to investigate the structure of the interstellar magnetic field in the direction of the related H II region. These goals were carried out by combining new deep NIR imaging with optical and NIR polarimetric data of the related region. The paper is organized as follows: Section 2 describes the NIR photometric data and reduction techniques and the polarimetric observational sample. Results and analysis obtained from the photometric and polarimetric data are separately presented in Sections 3 and 4, respectively. Discussion of these results is introduced in Section 5, and the final conclusions are listed in Section 6.

2. OBSERVATIONAL DATA

2.1. Near-infrared Photometry

The raw imaging data for the IRAS 09149-4743 region were retrieved from the ESO archive. The observations comprise two separate programs with the following identifiers: 073.D-0102 (PI: Dr. Sergio Ortolani) and 080.D-0470 (PI: Dr. Ben Davies). The observing missions were conducted during the nights of 2004 May 5 and 2008 February 10 using the SofI (Son of Isaac) NIR camera (Moorwood et al. 1998) mounted on the 3.58 meter New Technology Telescope (NTT) from La Silla/Chile.

In Figure 1(a) we use a combined Two Micron All Sky Survey (2MASS; Skrutskie et al. 2006) image of the studied region to show the surveyed area. The 2004 survey corresponds to the two small squares shown in this figure (delimited by cyan dashed lines): one centered on the stellar cluster and the other on a nearby control field. This survey, hereafter denoted "Dataset A," corresponds to *J*, *H*, and *Ks* band observations using a $0\farcs144$ pixel^{-1} plate scale, which allows a $2\farcm1 \times 2\farcm1$ field of view. The observational strategy included 24 expositions at each of the three filters, corresponding to 12 observations of the cluster field intercalated with 12 observations of the control field. Moreover, successive observations of the same field were made by jittering the telescope by a small displacement (≈$9\farcs5$,

Table 1
NIR Photometric Data of RCW41 from Dataset A

$\alpha_{2000}(^{h\,m\,s})$	$\delta_{2000}(^{\circ\,\prime\,\prime\prime})$	J	ΔJ	H	ΔH	Ks	ΔKs
9 16 47.94	−47 57 17.8	9.712	0.022	8.962	0.015	8.653	0.026
9 17 1.91	−47 56 44.7	10.999	0.020	9.456	0.018	8.786	0.016
9 16 43.49	−47 56 22.9	10.684	0.021	9.865	0.015	9.492	0.026
9 17 4.34	−47 55 49.5	12.801	0.020	10.852	0.018	9.959	0.016
9 16 47.67	−47 57 21.2	12.037	0.022	10.910	0.015	10.486	0.026
9 16 41.89	−47 56 15.4	14.555	0.038	12.041	0.015	10.627	0.026
9 16 47.05	−47 56 44.0	12.636	0.021	11.481	0.015	11.039	0.026
9 17 8.72	−47 57 16.1	12.982	0.020	11.764	0.019	11.183	0.016
9 16 45.57	−47 56 56.0	12.387	0.021	11.707	0.015	11.391	0.026
9 16 44.89	−47 55 38.6	13.740	0.021	12.407	0.015	11.483	0.026

Notes. The columns above respectively represent each of the objects' equatorial coordinates (α, δ), as well the J, H, and Ks magnitudes, together with each uncertainty (ΔJ, ΔH, and ΔKs). Values marked with * represent undetected stars (in each specific band) or saturated objects.

(This table is available in its entirety in a machine-readable form in the online journal. A portion is shown here for guidance regarding its form and content.)

Table 2
NIR Photometric Data of RCW41 from Dataset B

$\alpha_{2000}(^{h\,m\,s})$	$\delta_{2000}(^{\circ\,\prime\,\prime\prime})$	H	ΔH	Ks	ΔKs
9 16 47.95	−47 57 17.8	*	*	8.621	0.036
9 17 4.88	−47 54 4.8	10.411	0.016	9.534	0.028
9 16 43.49	−47 56 22.8	9.944	0.024	9.543	0.028
9 17 4.34	−47 55 49.4	10.870	0.024	9.995	0.026
9 16 47.68	−47 57 21.2	10.920	0.016	10.455	0.021
9 16 56.95	−47 58 23.5	11.194	0.015	10.500	0.016
9 16 41.88	−47 56 15.4	12.068	0.022	10.666	0.024
9 16 25.46	−47 59 30.9	11.337	0.014	10.765	0.011
9 16 34.57	−47 56 58.3	11.650	0.015	10.814	0.015
9 16 50.51	−47 53 16.6	11.093	0.035	10.924	0.029

Notes. The columns above respectively represent each of the objects' equatorial coordinates (α, δ), as well the H and Ks magnitudes, together with each uncertainty (ΔH and ΔKs). Values marked with * represent undetected stars (in each specific band) or saturated objects.

(This table is available in its entirety in a machine-readable form in the online journal. A portion is shown here for guidance regarding its form and content.)

roughly in the NE–SW direction) between each exposition. The FWHM values of point-like sources at this observational run are of $\approx 1''$.

The observational data from the 2008 survey (which we hereafter denote "Dataset B") were obtained using the H and Ks bands, with a plate scale of $0''.288$ pixel^{-1}, allowing a field of view of about $4'.9 \times 4'.9$. Four jittering positions were used, moving the telescope in the N–E–S–W directions while positioning the cluster in each of the four quarters of the frame. Using this method, a larger field could be mapped covering an area of $7'.4 \times 7'.4$ on the sky, centered on the stellar cluster. In Figure 1(a) the region associated with Dataset B corresponds to the larger square delimited by a solid line. Atmospheric conditions during this observational run allowed mean FWHM values of $\approx 0''.7$.

Images from both data sets were treated using IRAF[3] (Tody 1986) tasks from the NOAO package to perform the following reduction steps: division by a flat-field frame and illumination pattern, correction of bad pixels from the frame using a bad pixel mask, correction of the "crosstalk effect," combination of jittered images in order to create sky fields, subtraction of the sky images, combination of the sky-subtracted images, and alignment of images from different filters. The reduced images of Datasets A and B are respectively displayed in Figures 1(b) and (c). MONTAGE[4] was used to create the $7'.4 \times 7'.4$ field mosaic of Dataset B (Figure 1(c)).

DAOFIND (from the DAOPHOT package) was used to locate stars peaked with 3σ above the background, and objects missed by this routine were further inserted by visual inspection. Astrometric configuration of the objects' world coordinate system was done by using a sample of 2MASS isolated objects from the same field. Correction of the coordinates was achieved with an rms uncertainty of ≈ 0.05 arcsec in right ascension (α) and declination (δ) for both data sets.

Point-spread function (PSF) photometry was further performed using the algorithms from the DAOPHOT package (Stetson 1987), with the following photometric parameters for each data set: PSF radius of $2''.30$ and fitting radius of $1''.30$ for Dataset A; PSF radius of $2''.59$ and fitting radius of $0''.86$ for Dataset B. Several runs of PSF fitting and stellar subtraction were performed in order to reveal and obtain magnitudes for the very close faint companions from the most crowded areas.

Photometric calibration was achieved by comparing the instrumental magnitudes with a sample of isolated, good quality photometry stars (flag "A") at the same field from the 2MASS survey. Such comparison is shown in Figure 2 for both data sets. These diagrams show a quite good correlation, with zero point uncertainties of 0.02 mag in all photometric bands for both data sets. Individual magnitude uncertainties were computed using a quadratic sum of the instrumental errors from the PSF photometry and the calibration uncertainty.

Furthermore, approximate completeness limits were derived from the analysis of the histograms, also shown in Figure 2. These are defined as the points where the histograms deviate from the straight lines, which represent a linear fit to the logarithm of the number of objects per magnitude bin. The values obtained for Datasets A and B are $(J, H, Ks)_{\rm limit} = (18.6, 17.4, 16.8)$ and $(H, Ks)_{\rm limit} = (18.4, 17.8)$, respectively. Considering the above photometric limits of both data sets, an improvement of 1.6, 2.1, and 2.8 mag have been obtained in the J, H, and Ks bands, respectively, as compared to the earlier survey by Ortiz et al. (2007), allowing us to probe more deeply into the lower-mass stellar population.

In order to check the existence of color dependence terms to be applied to the SofI photometry, we constructed diagrams of magnitude difference (between the SofI and 2MASS systems) as a function of the $(J - H)$ and $(H - Ks)$ colors, as can be seen in Figures 3(a) (Dataset A) and (b) (Dataset B, the $H - Ks$ color only). As can be noticed, there is no need to apply color correction terms to the derived SofI photometry.

The photometric results are shown in Tables 1 and 2, respectively corresponding to 530 and 2608 stars in Datasets A and B.

2.2. Optical/Near-infrared Polarimetry

The optical and NIR polarimetric data used in this work have been separately obtained with different telescopes and instrumental configurations. The optical data were collected using the 0.9 m telescope of the CTIO (Cerro Tololo, Chile, operated by

[3] IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

[4] Eletronic address: http://montage.ipac.caltech.edu/

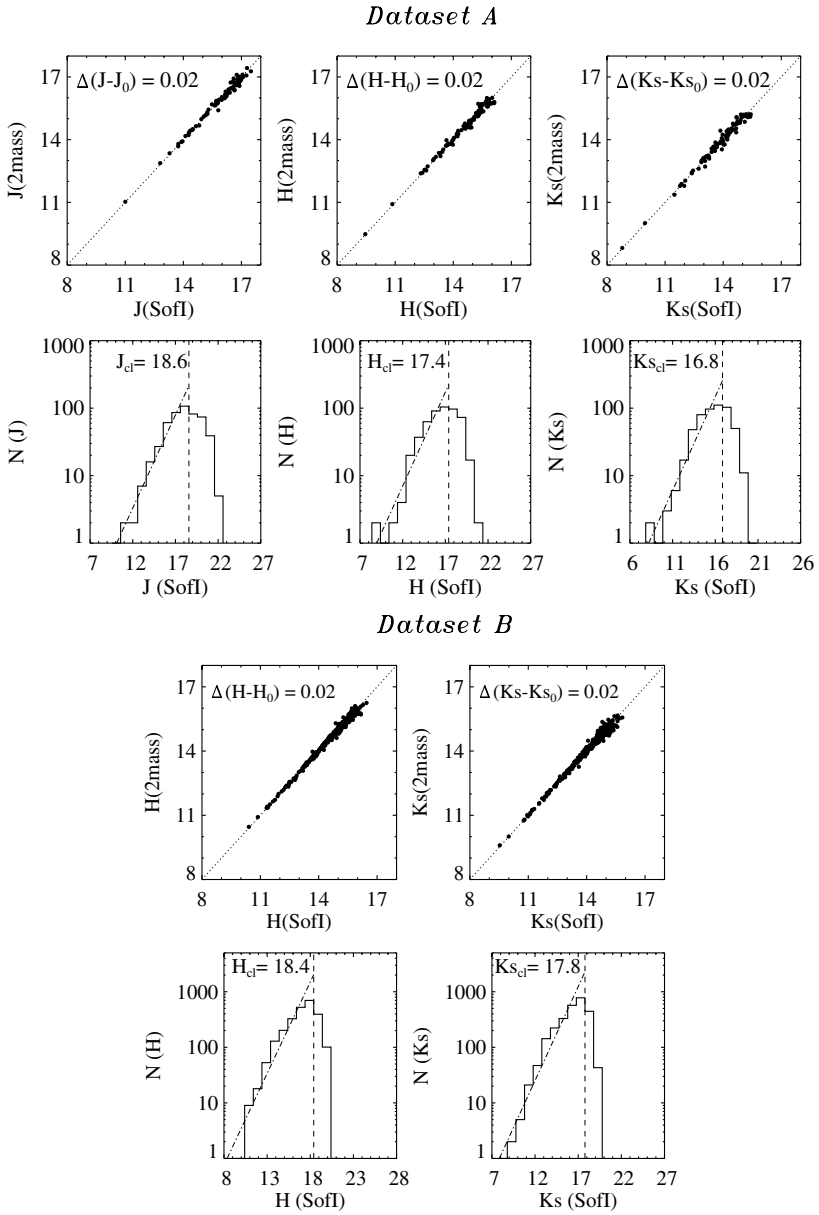


Figure 2. Comparison between SofI and 2MASS magnitudes as well as magnitude histograms used to derive the completeness limits, shown *above* for Dataset A (*J*, *H*, and *Ks* filters) and *below* for Dataset B (*H* and *Ks* filters). The comparison diagrams were used to determine the zero point corrections for each filter, and the respective zero point uncertainties are indicated inside each diagram. The dashed lines represent the ideal correspondence between the two systems and were inserted in order to clarify the comparison. Only isolated and good quality photometry stars (flag "A") from the 2MASS catalog were used. The magnitude histograms were used to calculate the completeness limits (cl) for each filter from Datasets A and B and are indicated by the vertical dashed lines.

the National Optical Astronomy Observatory—NOAO) observatory, during 2010 February and April and 2011 March. The NIR data were obtained using the 1.6 m telescope of the OPD (Observatório Pico do Dias, Brazil, operated by Laboratório Nacional de Astrofísica—LNA/MCT) during 2011 April.

The polarimetric modules used in both telescopes are similar and consist basically of a rotatable achromatic half-wave retarder followed by a calcite Savart plate and a filter wheel (for a complete description of this instrument, see Magalhaes et al. 1996). The half-wave retarder can be rotated in steps of 22◦.5, and one polarization modulation cycle is covered for every 90◦ rotation of this wave-plate. This arrangement provides two images of each object on the detector, which correspond to the perpendicular polarization beams f_o (ordinary) and f_e (extraordinary). Rotating the half-wave plate by 45◦ yields a rotation of 90◦of the polarization direction. Thus, at the detector area where f_o was first detected, f_e is now imaged and vice versa. Combining all four intensities reduces flat-field irregularities. In addition, the simultaneous imaging of the two beams allows observation under non-photometric conditions and at the same time virtually suppresses the sky polarization component. If extended interstellar emission from the field contributes to some polarization level, this component is also automatically eliminated. Finally, each set of a polarimetric observation was performed using blocks of 8 steps of the half-wave retarder, which corresponds to a 180◦ rotation of the plate.

Reductions were performed in the standard manner using IRAF's routines for both the optical and NIR data. Point-like sources were selected from the images using DAOFIND for stars peaked 5σ above the local background level, with the

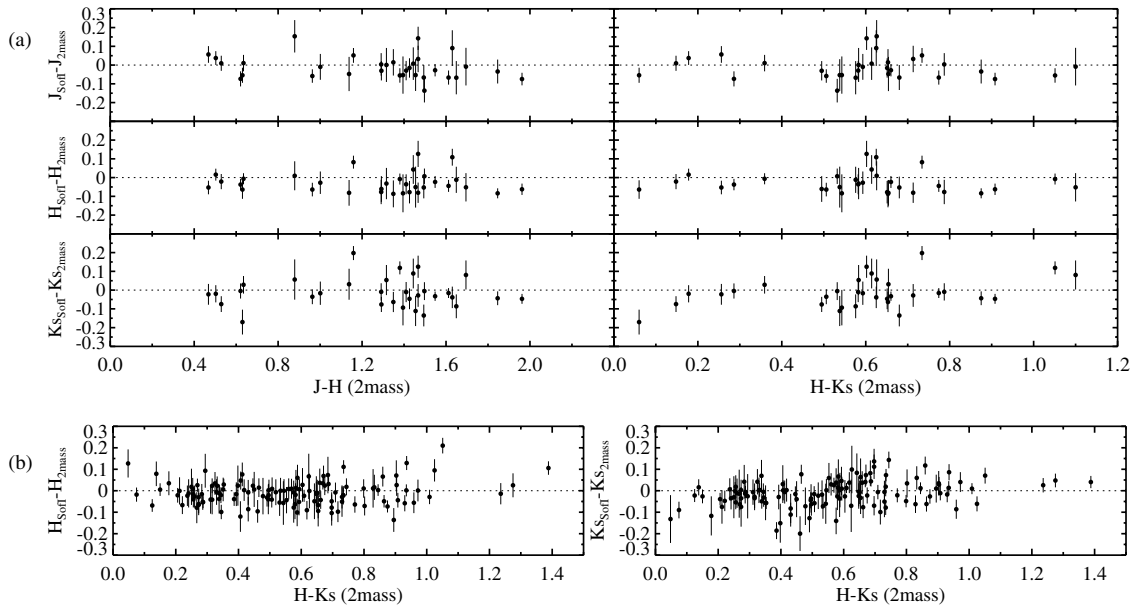


Figure 3. Diagrams related to Datasets A (a) and B (b) used to verify a possible color dependence associated with the photometric calibration of the SofI magnitudes based on the 2MASS magnitudes. The horizontal dashed lines were inserted for clarity. The dispersion shows that no presence of color dependences are evident within our instrumental uncertainties.

saturated objects removed from the sample. The total counts for each source were computed by applying aperture photometry using the PHOT routine for several ring sizes around each star. Objects affected by cosmic rays, bad pixels, or superposition of light beams from close companions were classified as bad polarization values and were not used in our analysis.

From the difference in the measured flux for each beam, we derived the polarimetric parameters using a set of IRAF tasks specifically designed for this purpose (PCCDPACK package, Pereyra 2000). This set includes a FORTRAN routine that reads the data files and calculates the normalized linear polarization from a least-squares fit solution, which yields the degree of linear polarization (P), the polarization position angle (θ, measured from north to east), and the Stokes parameters Q and U, as well as the theoretical (i.e., the photon noise) and measured errors. The latter were obtained from the residuals of the observations at each wave plate position angle (ψ_i) with respect to the expected $\cos 4\psi_i$ curve. In further analysis of the polarimetric data, we adopted the greater value between both estimated errors.

Finally, in order to determine the reference direction of the polarizer, and to check for any possible intrinsic instrumental polarization, a set of polarimetric standard stars were observed each night. The obtained polarizations degree for the observed unpolarized standard stars proved that the instrumental polarization is negligible for both telescopes and instrumentation.

In the case of the optical survey, V, R, and I Johnson–Cousins' filters (covering different areas over the studied region) were used. Figure 4 shows a false-color image measuring about $30' \times 30'$ that corresponds to a combination of the R (DSS = blue), J (2MASS = green), and Ks (2MASS = red) images of the RCW41 region. The extended emission seen in blue is probably mostly due to the Hα emission of the associated H II region; the cluster objects are mainly seen in red and near the center. The polarimetric R-band survey (yellow box—$28' \times 28'$) covers almost the whole area, while the V and I bands cover about $8' \times 8'$ of the region centered on the cluster (green dashed line). Each field was observed using exposures of 300 s per half-wave plate position, and in order to cover the entire area of the

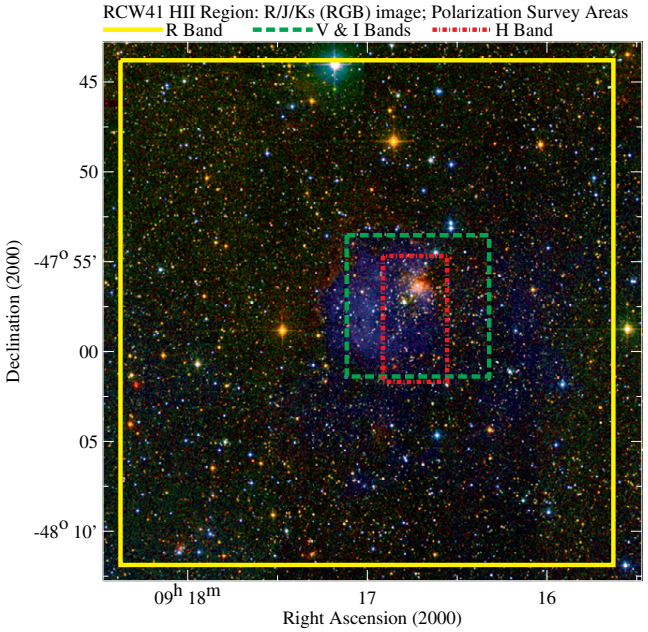


Figure 4. An RGB combination of the R (DSS), J, and Ks (2MASS) bands, showing both the Hα extended emission related to the H II Region (blue) and the position of the embedded stellar cluster. The areas mapped by the polarization survey are indicated by the boxes related to different spectral bands. The R optical band (yellow solid line) has been used to cover a large area ($28' \times 28'$) encompassing both the cluster and the H II region, while the V and I optical bands (green dashed box) cover a $8' \times 8'$ area more focused on the cluster. The NIR observations with the H band (red dash-dotted box) cover a $3\farcm5 \times 7\farcm0$ area toward the cluster and extended along the south.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

R-band survey, a 3×3 frame mosaic mapping was conducted at the CTIO's 0.9 m telescope. The polarized standard stars for the optical survey were selected from the catalogs compiled by Clemens & Tapia (1990) and Turnshek et al. (1990), corresponding to HD 298383, HD 111579, HD 126593, and HD 110984.

Table 3
The *V*, *R*, *I*, and *H* Polarimetric Data Set

$\alpha_{2000}(^{h\,m\,s})$	$\delta_{2000}(^{\circ}\,'\,'')$	Band	$P(\%)$	$\sigma_P(\%)$	$\theta(^{\circ})$	$\sigma\theta(^{\circ})$
9 15 37.95	−48 1 24.9	*R*	2.70	0.44	144.6	4.7
9 15 41.72	−47 53 10.7	*R*	5.33	1.26	3.3	6.8
9 15 43.66	−47 47 39.1	*R*	10.62	1.86	1.8	5.0
9 16 22.63	−47 57 57.1	*V*	10.47	3.34	171.1	9.1
		R	7.97	1.44	163.9	5.2
		I	6.12	0.99	162.1	4.6
9 16 25.00	−47 58 1.0	*R*	10.72	1.76	177.8	4.7
		I	7.32	0.75	0.1	3.0
9 16 36.83	−47 56 27.8	*H*	12.06	1.59	111.5	6.3
9 16 38.41	−47 57 14.9	*V*	3.16	0.31	167.7	2.9
		R	2.51	0.28	168.5	3.2
		I	2.86	0.35	174.1	3.5
		H	0.87	0.07	177.8	5.5
9 16 40.99	−47 55 9.9	*V*	3.60	0.61	138.7	4.9
		R	2.76	0.16	148.0	1.7
		I	2.35	0.09	150.8	1.1
		H	1.03	0.07	155.4	5.3
9 16 42.57	−47 57 24.4	*V*	4.67	5.42	159.6	33.2
		R	**	**	**	**
		I	2.66	2.53	139.4	27.2
		H	3.99	1.09	165.4	9.3
9 16 44.28	−47 58 17.1	*V*	0.85	0.38	178.0	12.7
		R	0.78	0.37	173.6	13.7
		I	0.44	0.34	170.7	22.4
		H	**	**	**	**
9 16 45.47	−48 0 3.4	*H*	11.43	1.73	147.2	6.6

Notes. The columns above respectively represent each of the objects' equatorial coordinates (α, δ), the spectral band of the polarization measurement (*V*, *R*, *I*, or *H*), the polarization degree and its uncertainty (P and σ_P), and the polarization angle with its uncertainty (θ and $\sigma\theta$). Polarization and angle values marked with ** represent objects that were detected in the indicated band but present bad polarization values, as defined in Section 2.2.

(This table is available in its entirety in a machine-readable form in the online journal. A portion is shown here for guidance regarding its form and content.)

The NIR observations gathered at the 1.6 m telescope of the OPD observatory were performed using the *H* band of the NIR camera CamIV, which has a $4' \times 4'$ field of view when mounted at this telescope. At each position of the half-wave plate, sixty 10 s images were obtained (in order to avoid the detector's nonlinearity limit for the brighter sources), jittering the pointing by 12 arcsec between each image in a cross-pattern, resulting in 600 s of total exposure time. Two fields were mapped in this manner, one centered on the cluster and a second one shifted toward the south, therefore covering a $3\farcm5 \times 7\farcm0$ area as shown in Figure 4 by the red dash-dotted box. The NIR polarimetric standards Elias 14, Elias 25 (ρ Oph), and HD164740 were selected from Whittet et al. (1992) and Wilking et al. (1980, 1982).

The complete polarimetric survey is presented in Table 3.

3. RESULTS AND ANALYSIS FROM DEEP NIR PHOTOMETRY

3.1. Color–Color Diagrams

Valuable information regarding the nature of the cluster's stellar population may be inferred from $(J - H) \times (H - Ks)$ diagrams, which are shown in Figure 5 . They were constructed from Dataset A for objects in the cluster and control areas detected in all three bands. Represented are the unreddened

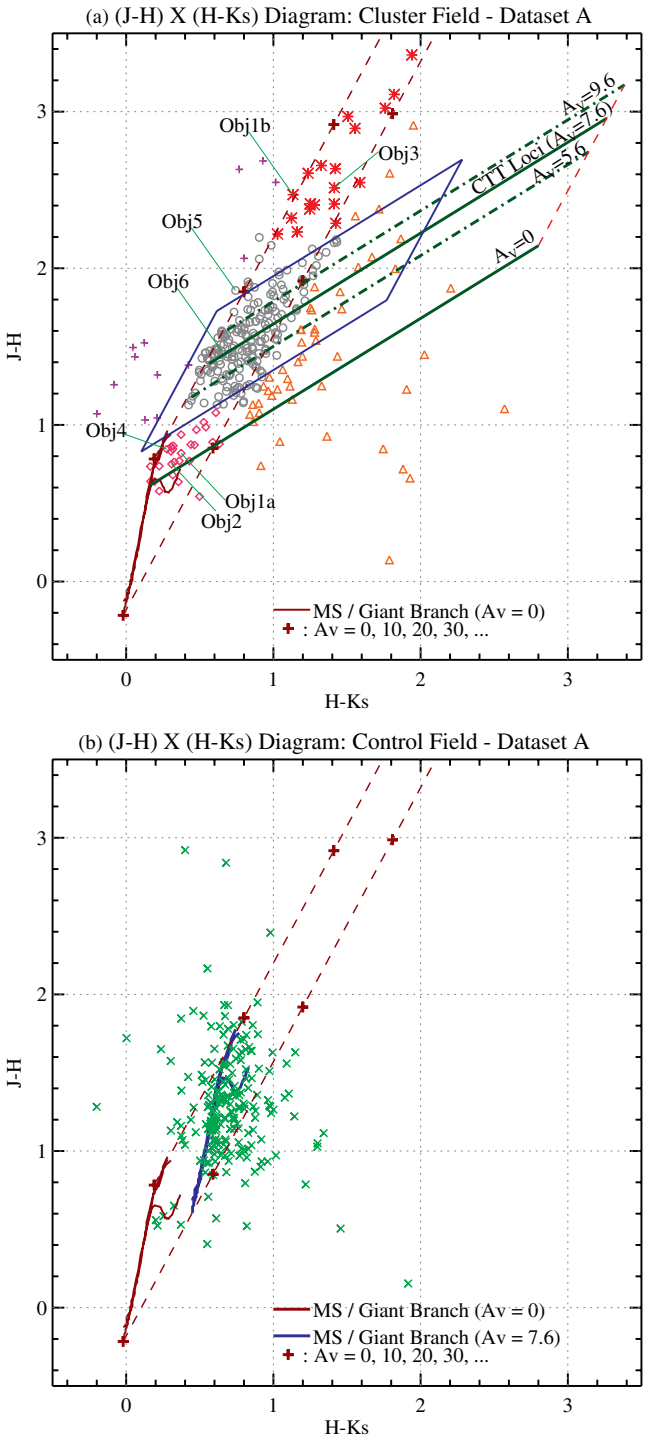


Figure 5. Color–color diagrams for the cluster (a) and control (b) areas from Dataset A. Stars marked with Obj1-6 labels are objects previously studied through spectroscopic techniques (Roman-Lopes et al. 2009). The red dashed lines represent the reddening band from the standard reddening law, and the dark green lines denote the locus of CTT Stars. Different symbols and colors designate different sections from the diagram (a): the bulk of cluster's stars are represented by gray open circles, with $1.1 < J - H < 2.2$, within the reddening band; also within the reddening band are stars presenting higher (red asterisks, $J - H > 2.2$) and lower (pink diamonds, $J - H < 1.1$) extinction values; purple plus signs and orange triangles respectively designate objects toward the left and right (therefore with color excess) of the reddening band. A small dispersion of $H - Ks = 0.1$ beyond the limits of the reddening band is allowed to account for photometric uncertainties. All objects from the control area (b) are marked with green crosses.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

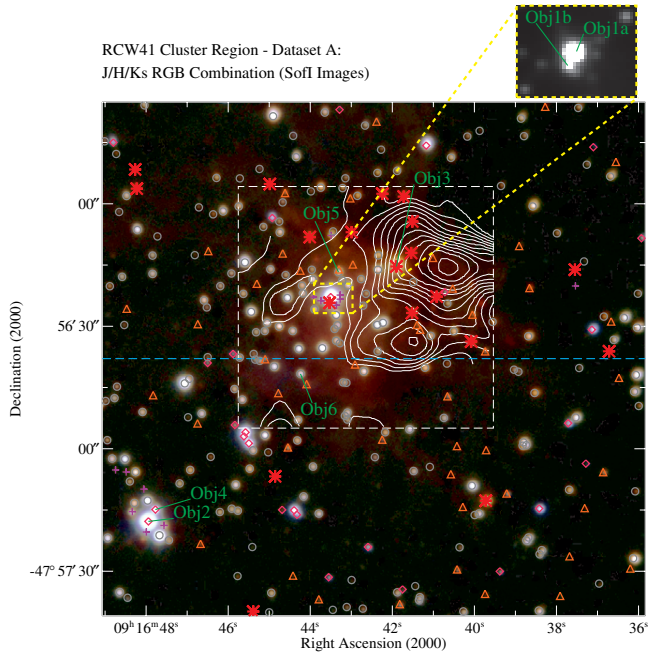


Figure 6. Combined RGB image of the cluster region using *J* (blue), *H* (green), and *Ks* (red) images from SofI's Dataset A. Contrast has been enhanced in order to reveal the bright extended emission surrounding the embedded stellar cluster. Stars are marked with colors and symbols related to their locations on the color–color diagram (see Figure 5(a)), and objects indicated as Obj1-6 were previously studied through spectroscopic techniques (Roman-Lopes et al. 2009). The white contours are from the HNCO survey by Zinchenko et al. (2000), representing the $10_{0,10}$–$9_{0,9}$ transition with intensity levels starting from 15% of the peak intensity (1.5 K· km s^{-1}), increasing in steps of 7.5%.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

main sequence (MS) and the giant/supergiant branch locus (shown at the bottom left by the red solid line), as obtained from Koornneef (1983) and corrected to the 2MASS photometric system using the transformation proposed by Carpenter (2001). Also, the locus of the Classical T Tauri (CTT) stars (Meyer et al. 1997) is indicated in the cluster's diagram by the solid dark green line, with the standard reddening law (Rieke & Lebofsky 1985) represented (in both the cluster and control diagrams) by the red dashed lines. Different colors and symbols are used to represent objects from different parts of the diagram.

By comparing the distribution of sources in both diagrams, we note that despite the majority of control field stars showing extinction levels similar to the cluster field stars, the objects from the cluster region present a much higher number of highly reddened objects and stars with color excess (respectively, red asterisks and orange triangles). Furthermore, by analyzing the distribution of the majority of points from the cluster's diagram (mainly the gray open circles), we note that they are approximately distributed along a strip (indicated by the solid blue line polygon) that is roughly parallel to the CTT locus (the dark green line). On the other hand, stars from the control field are more "vertically" distributed in the diagram, resembling the reddened MS locus. This may indicate that most of the stars from the cluster region are probably pre-main-sequence (PMS) stars.

3.2. Mean Visual Extinction

It is possible to take advantage of the fact that the bulk of stellar objects from the cluster field lay in a distribution that is roughly parallel to the CTT line locus (blue polygon in Figure 5(a)) to estimate the mean visual extinction in the direction of the cluster. We initially assumed that the objects located inside the polygon area are CTT stars. Therefore, assuming the standard interstellar reddening law of Rieke & Lebofsky (1985), we applied the dereddening vector computing the visual extinction for each star inside the polygon. The average of these values yielded a mean visual extinction of $A_V = 7.6 \pm 2.0$. We represent in Figure 5(a) the reddened CTT locus ($A_V = 7.6$) as well as the uncertainty from this computation, i.e., the $A_V = 9.6/5.6$ CTT loci (dark green dot-dashed lines). Although a large scattering of the CTT band is seen, we estimate that about 30% of all stars from the cluster field are located within these limits. Besides, the interstellar extinction is probably spatially non-uniform along the cluster's region, and contamination from foreground objects is inevitable, which contributes to increasing the observed scattering.

An independent computation of A_V may be inferred from spectroscopically confirmed O/B stars. According to the survey by Roman-Lopes et al. (2009), stars labeled as Obj1a, Obj2, and Obj4 in Figure 5(a) probably belong to the group of the cluster's most massive objects (respectively, B0 V, O9 V and B7 V). Assuming that they have already reached the MS, we can obtain another value for the cluster's mean visual extinction by dereddening their observed $(J - H)$ and $(H - Ks)$ colors, using the intrinsic colors given by Koornneef (1983) and the interstellar extinction law taken from Rieke & Lebofsky (1985). Adopting this method, we have found the following A_V values, respectively, for Obj1a, Obj2, and Obj4: 7.8 ± 1.4, 7.0 ± 1.8, and 6.4 ± 2.3. All values are in the range 6–8 mag, which is consistent with the computation obtained from the CTT candidates method.

3.3. Spatial Distribution of the Cluster's Stellar Population

Considering that the photometric properties of the cluster's area indicate that it is composed of stellar populations with different characteristics (embedded PMS stars, foreground and background objects, stars with high extinction, etc.), it is important to study their spatial distribution relative to the cluster's location. Figure 6 shows a false-color image of the region obtained by combining the $J/H/Ks$ images of Dataset A. Each detected star is marked with colors and symbols according to its location on the color–color diagram, as defined in Figure 5(a), with the stars designated as Obj1-6 indicated by the green labels. Some very faint stars from the field are not marked because they were not detected in all three bands and therefore were not assigned locations in the color–color diagram.

The cluster's region is composed of two distinct structures: the main portion, which is associated with an extended emission visible mainly in the *Ks* band and is formed by a number of objects concentrated around the Obj1a/b stars (these two central objects present an angular separation of only 1.3 arcsec and are displayed in a close-up view at the top of Figure 6); and the small subcluster region that is located 1.1 arcmin toward the SE of the main cluster's center and hosts Obj2, which is a O9 V star (Roman-Lopes et al. 2009), presumably the most massive object in the field. According to Ortiz et al. (2007), Obj1a and Obj2 are the best candidates for ionization sources of the associated H II region.

The contours shown in the map (colored in white) are from the HNCO survey of massive Galactic dense cores by Zinchenko et al. (2000), which covers mainly the central parts of the cluster. The HNCO molecule is most easily excited radiatively (rather then collisionally) inside the molecular clouds' densest

regions ($n > 10^6\,\mathrm{cm}^{-3}$). It is particularly sensitive to the far-infrared radiation field from warm dust and therefore is a suitable tracer of regions at the vicinity of massive star-forming sites. As previously pointed out by Ortiz et al. (2007), the HNCO survey revealed an area supposedly swept out by stellar radiation around Obj1a/b, as well as the presence of a high-density region 30–50 arcsec NW of the central stars (Obj1a/b).

We may correlate this information with the location of stars with high extinction (marked with red asterisks). These highly obscured objects present A_V values in the range 15–35 and are most commonly found toward the north of the field shown in Figure 6. From a total of 19 high extinction objects, 16 (i.e., 84%) are located above the cyan-colored dashed line that divides Figure 6 into northern and southern halves, suggesting an extinction rising gradient in the south–north direction. Furthermore, 9 (i.e., 47%) of these stars are located within the HNCO contours, indicating the expected correlation between the high density medium and the presence of highly obscured stars. Therefore, although background stars may be present, some of these are most probably highly embedded young cluster sources and therefore deserve special attention.

There is no clear trending for objects marked with gray open circles or orange triangles, as they are scattered along the entire area. However, for pink diamonds (i.e., lower extinction stars or massive members of the cluster), there is weak evidence that an anti-correlation exists relative to the positions of high extinction stars (red asterisks): 63% of the pink diamonds (17 out of 27 stars) are located within the southern area of the image. Although it is not possible to assert this unequivocally, this fact corroborates the idea that a rising extinction gradient occurs in the south–north direction. This evidence may support the idea that interstellar material surrounding Obj1a is only beginning to be swept out (according to the structure of HNCO contours), while the area around the subcluster (which hosts the O9 v star) have already been cleaned due to the action of its strong winds.

3.4. Color–Magnitude Diagrams

In Figure 7 we show three color–magnitude diagrams for both the cluster and control areas. While the control field is probably composed by foreground and background MS and giant stars, the cluster's field also contains members of the cluster itself. In order to locate the overlap region, stars from the control area (denoted by green crosses) were plotted in all diagrams. This is useful in identifying stars from the cluster area presenting photometric characteristics of contaminating objects.

Figures 7(a) ($H \times [H - Ks]$ diagram) and (b) ($Ks \times [J - Ks]$ diagram) were both created with colors and magnitudes from Dataset A, using the cluster and control areas as did in Section 3.1 (the inset in Figure 7(a) shows the cluster and control areas overplotted in a small 2MASS *Ks*-band image). Points from these two diagrams are plotted using the same color/symbol scheme used in Figure 5, therefore allowing us to identify the positions of the different groups previously defined in the color–color diagram. The zero-age main sequence (ZAMS; for solar metallicity) is represented by a 2MASS *JHKs* Padova isochrone (Bonatto et al. 2004), which is denoted by the black solid line surrounded by a gray band that accounts for the ± 2.0 mag uncertainty in A_V. As a complement, we also plotted three PMS isochrones ($t = 1$, 2.5, and 5 Myr, for solar metallicity) taken from young stellar evolution models by Siess et al. (2000). We used the cluster's distance ($d = 1.3 \pm 0.2$ kpc) and the interstellar extinction as in Section 3.2. Furthermore, an arrow corresponding to an amount of 5 mag in visual extinction was also included in each diagram.

Figure 7(c) is a $H \times (H - Ks)$ diagram built with the *H* and *Ks* data from Dataset B, which provides a larger area around the cluster (see Figure 1). As shown by the inset, we have kept the same cluster's area used in Dataset A (Figures 7(a) and (b)) and have chosen a different control region, encompassing a wide area at the external borders of the region covered by Dataset B (defined by the green cross-hatched area). This should allow a more complete probe of the field stellar population. Since *J*-band data are not available from Dataset B, a position in the color–color diagram was not assigned; therefore, we have simply used gray open circles to represent cluster stars and green crosses for objects from the control area.

By analyzing the distribution of the cluster and control stars in all three diagrams, we note some striking common features. Initially, the majority of the point sources from the cluster region appear shifted from the MS locus, being displaced to its right with higher color values, i.e., over the region where the PMS isochrones are present. This indicates that the majority of the cluster sources are probably very young stars that still have not reached the hydrogen burning phase. However, as would be expected, some objects from the cluster area are located toward the left part of the diagram, occupying the same area as the control field stars; therefore, they are probably members of the Galactic field stellar population. Also, from Figures 7(a) and (b), we can see that objects positioned toward the left side of the ZAMS are mainly those represented by pink diamonds and purple plus signs, i.e., lower extinction stars and objects with anomalous colors, indicating that such objects are likely foreground stars. On the other hand, it is evident that some of the pink diamond brighter stars (for example, Objects 1a, 2, and 4), are in fact cluster members that have already reached the MS phase.

Although the bulk of the cluster stars (represented by the circles), are located among the PMS isochrones, a certain number of objects appear distributed to the right in the diagrams, therefore presenting large $J - Ks$ and $H - Ks$ values. This is probably a combined effect of intrinsic infrared excess from PMS stars, non-uniform interstellar extinction along the cluster's area, and photometric uncertainties. We specifically note those stars represented by the orange triangles, which are well displaced toward the right showing high color indexes, which is an indication of emission from circumstellar disks. Furthermore, these objects are relatively faint with $H > 16$; therefore, they probably correspond to the very low mass component of the YSO candidate sample.

Finally, the objects represented by red asterisks (identified as objects within the reddening band, but showing high extinction levels) present some of the highest $J - Ks$ and $H - Ks$ values. Although some of these stars may be background sources, considering the non-uniform and clumped nature of the interstellar environment around the cluster (see, for example, the HNCO emission contours in Figure 6 and the discussion in Section 3.3), it is possible that some of them are actually highly embedded cluster PMS stars. For example, it is highly probable that Obj1b (the close companion to the central star Obj1a, marked with a red asterisk) is actually a massive YSO. This subject will be further discussed in Section 3.6.

3.5. The Cluster's Evolutionary Status

The PMS isochrones from Siess et al. (2000) shown in Figure 7 may be correlated with the stellar distribution in

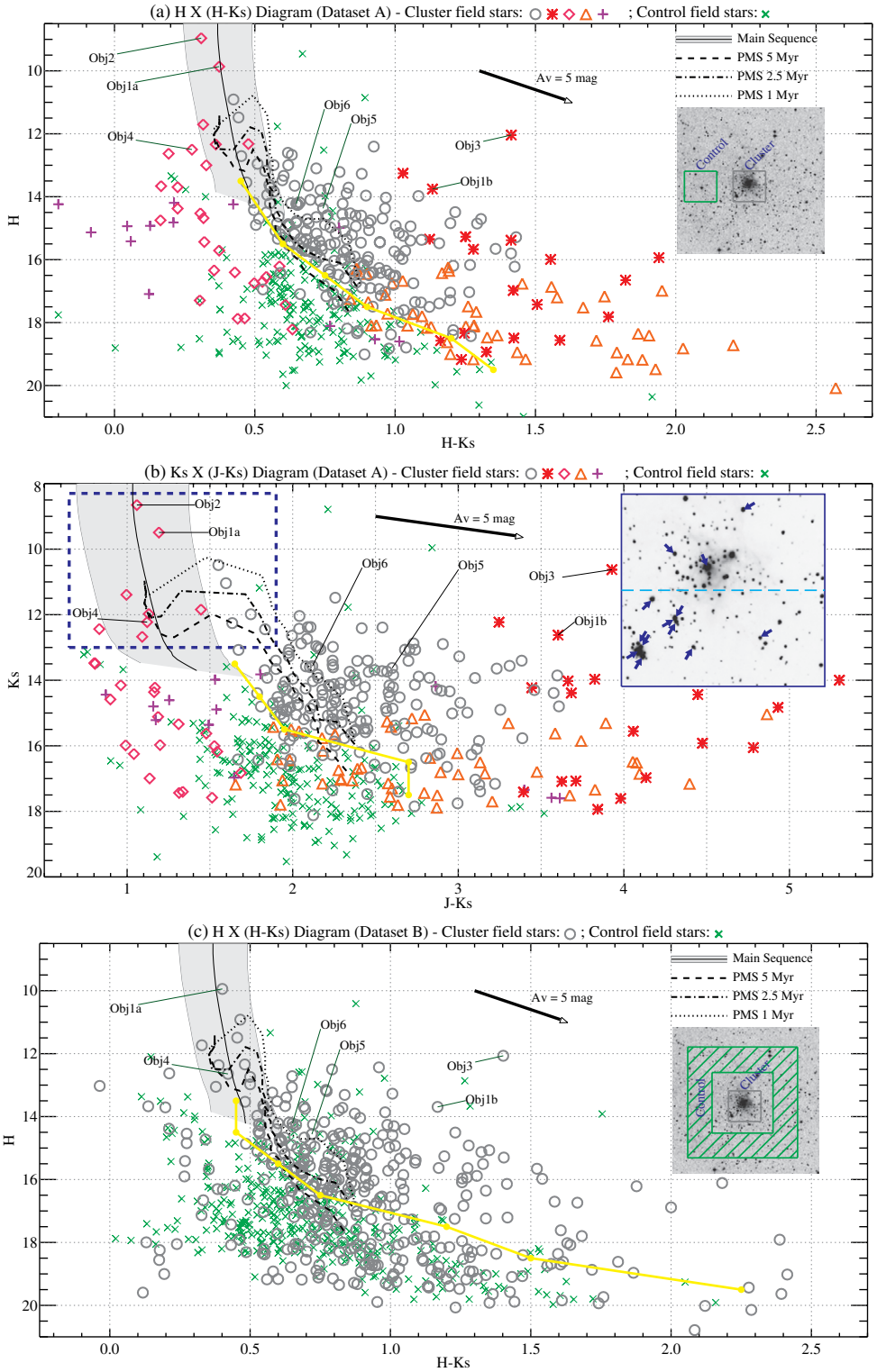


Figure 7. Color–magnitude diagrams using Dataset A (a: $H \times [H - Ks]$; and b: $Ks \times [J - Ks]$) and Dataset B (c: $H \times [H - Ks]$). The small 2MASS images inside diagrams (a) and (c) show the cluster and control areas used for each data set. Stars from the control areas are marked with green crosses, while cluster stars in diagrams (a) and (b) are marked with colors and symbols according to their locations on the color–color diagram (Figure 5). All stars from the cluster area in diagram (c) are denoted by gray open circles. The MS and several PMS isochrones are indicated, and the yellow line provides a statistical separation between the contaminating field stars and objects from the cluster, as shown in Figure 8. In diagram (b), the inset image shows the location of the cluster objects from the turn-on area (blue arrows), i.e., located within the blue dashed rectangle. Obj2 was saturated in Dataset B and therefore is not shown in diagram (c).

(A color version of this figure is available in the online journal.)

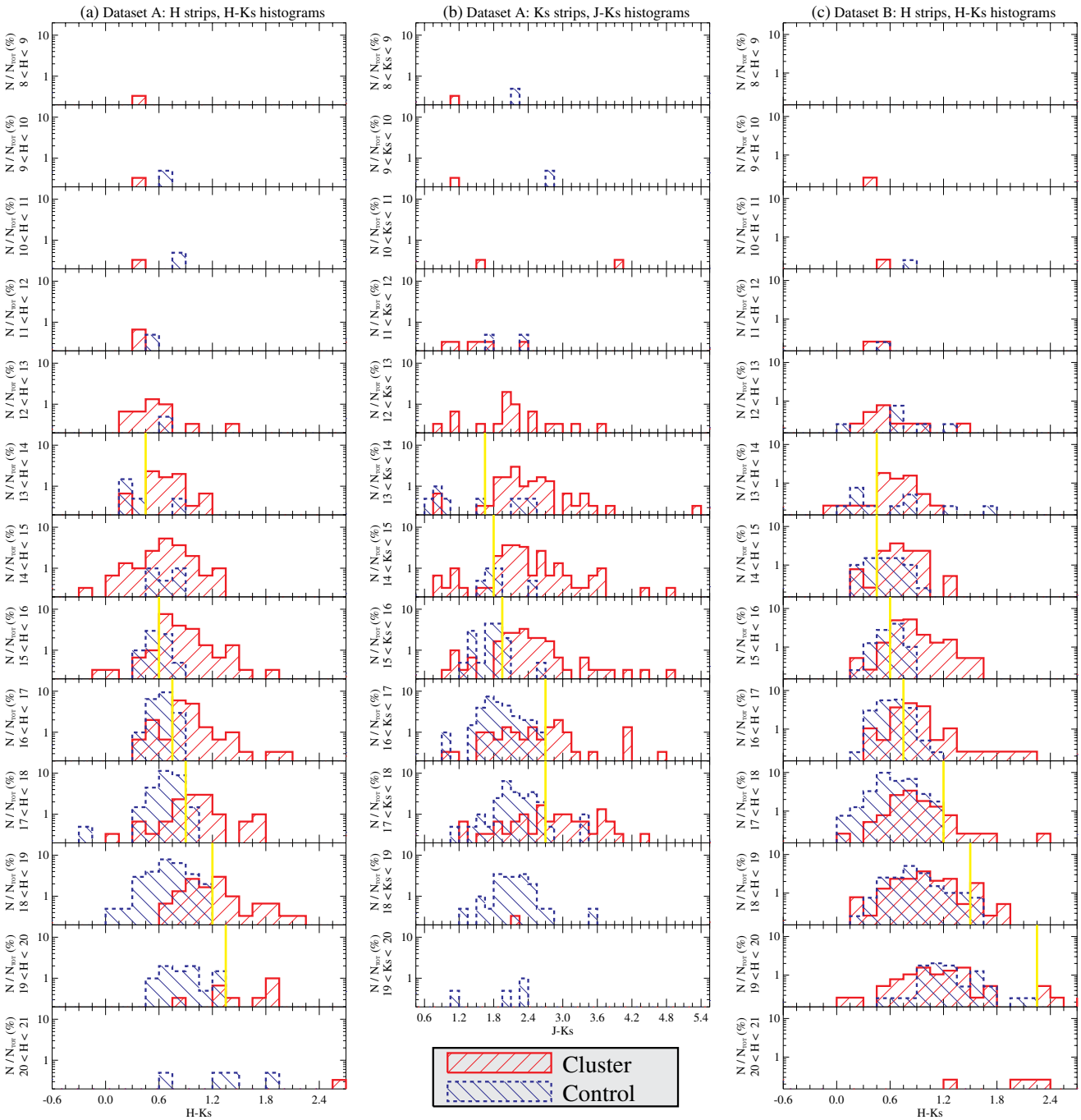


Figure 8. Histograms of color indexes for cluster (red solid lines) and control areas (blue dashed lines), separated by successive strips 1 mag wide. Histograms from parts (a), (b), and (c) are directly related to the distribution of the stellar population in the color–magnitude diagrams from Figures 7(a), (b), and (c), respectively. Therefore, parts (a) and (b) are both from Dataset A, representing histograms of $H - Ks$ and $J - Ks$ in magnitude divisions of H and Ks, respectively. Histograms from part (c) are from Dataset B, where the $H - Ks$ color is used in bands of H magnitude. Each value in the histograms was normalized by the total number of stars used in each field. Vertical yellow lines are used in several histograms to help identify contaminating stars from the cluster region by separating the overlapping areas between control and cluster populations (at the left of the yellow line) from the population that is mainly composed by cluster stars (at the right).

(A color version of this figure is available in the online journal.)

the color–magnitude diagrams to provide a mean estimate of the cluster's age. However, contaminating field stars from the cluster's area should be previously identified, at least in a statistical manner. Such identification is based on the overlap areas on the color–magnitude diagrams between the cluster and control populations.

In order to provide more quantitative recognition of the contaminating objects, the following method have been adopted: the three color–magnitude diagrams from Figure 7 were divided in bands of 1 mag, and to every strip a histogram was constructed using the color index of each respective diagram. The results are shown in Figure 8, where histograms from parts (a), (b), and (c) are respectively related to the color–magnitude diagrams from Figures 7(a), (b), and (c). Each histogram is divided between the cluster (red solid lines) and control (blue dashed lines) populations, and bins of 0.15 mag were used. The histograms

were normalized by the total number of stars used in the color–magnitude diagrams of each area, namely: $N_{\rm tot}$(Dataset A, cluster) = 302, $N_{\rm tot}$(Dataset A, control) = 202, $N_{\rm tot}$(Dataset B, cluster) = 384, and $N_{\rm tot}$(Dataset B, control) = 396. Therefore, these diagrams represent the percentage fraction of stars within each magnitude strip and color bin.

A rough separation between the intrinsic cluster stars (mainly displaced toward the right of the histograms) and the field stellar population may be defined by the color index value where the cluster's fractional number of stars becomes predominant relative to the control. In every histogram presenting a sufficient number of points, this value has been marked with a yellow vertical line. Therefore, it represents a separation criterion between the field stars (objects from the left of the yellow line) and the intrinsic cluster population (stars from the right of the yellow line). These values were also indicated in Figure 7 by the yellow connected dots and lines. This provides an appropriate scheme to roughly decontaminate the color magnitude diagrams, therefore allowing a clearer analysis of the isochrones' positions relative to the distribution of possible intrinsic points from the cluster.

When analyzing Figures 7(a) and (c) (the $H \times [H - Ks]$ diagrams), we note that the yellow separation lines passes exactly between the locus related to $t = 2.5$ Myr and $t = 5.0$ Myr. Moreover, in these two diagrams, the bulk of the cluster's points (gray open circles), which are toward the right of the yellow line, seem to roughly define a band around the $t = 2.5$ Myr isochrone.

On the other hand, the turn-on point is better defined in the $Ks \times (J - Ks)$ diagram (Figure 7(b)), as indicated by the blue dashed rectangle, which encompasses both objects that have already reached the MS and those that are currently leaving the PMS stage. Note that over the MS region, below the turn-on point for the $t = 5.0$ Myr isochrone, there is a small gap for cluster sources with magnitudes in the range from $Ks = 13$ up to $Ks \approx 14$ (where contaminating objects seem to dominate), suggesting that there are no stars from the cluster with $t > 5.0$ Myr. Furthermore, the Obj4 star, whose distance is consistent with being an intrinsic cluster source (Roman-Lopes et al. 2009), is located over the MS, at the midway between the $t = 2.5$ and $t = 5.0$ Myr isochrones.

This evidence suggests that the cluster's mean age is between 2.5 and 5.0 Myr. Moreover, this analysis reveals that a sequential star formation scenario may have occurred within this region. The spatial location of objects from the turn-on area in Figure 7(b) (within the blue dashed rectangle) is indicated by blue arrows at the inset image in the same diagram. It is evident that most of these objects (10 out of a total of 13) are positioned closer to (or within) the subcluster, instead of on the central main cluster area (as would be expected if mass segregation processes had already taken place). Therefore, a plausible explanation for this evidence may be that the most massive objects (located at the subcluster) were formed earlier, subsequently inducing star formation at the main cluster area.

This evolutionary view is supported by the fact that the interstellar material near the subcluster seems to have already been swept out, while at the cluster area denser clumps are still present (see Section 3.3). If the multi-epoch formation hypothesis is in fact true, the large spread of cluster points on the color–magnitude diagrams toward higher color values could also be explained by an intrinsic age spread of the studied stellar population.

3.6. Analysis of Individual Objects with Known Spectroscopic Properties

The spectroscopic features of several specific objects previously studied by Roman-Lopes et al. (2009), may now be correlated with the objects' positions on the color–color and color–magnitude diagrams. The same stars from that survey were renamed as Obj1-6 and are indicated in Figures 5–7.

Three of the more massive objects from the cluster—Obj1a, 2, and 4—were respectively classified as B0 v, O9 v, and B7 v-B8 v stars. Their locations on the color–magnitude diagrams (Figure 7) are consistent with stars that have already reached the MS.

Obj1b shows spectral lines characteristic of YSOs, and according to Ortiz et al. (2007), the set Obj1a+b also indicates features of warm dust, such as infrared emission beyond 5 μm (probably coming from Obj1b). In fact, this object is located within the high-extinction region of the color–color diagram, an indication of its embedded nature. Furthermore, we note that its K-band spectrum (see Figure 6 from Roman-Lopes et al. 2009) presents features that are very similar to the spectrum of T Tau Sb, the third member from the T Tau system (Duchêne et al. 2002): both sources show a large Brγ emission (which is a strong accretion signature) as well as several absorption CO overtones. This evidence suggests that Obj1b, the close companion to the massive B0 v central object (Obj1a), is a very young T Tauri star. The presence of this young object near the center of the main cluster region provides additional support for the idea that star formation within this area has been triggered by the earlier star formation activity at the subcluster, as discussed in Section 3.5.

Although the sources labeled as Obj5 and Obj6 were previously classified as late-type field stars, their positions on the color–magnitude diagrams (Figures 7(a), (b), and (c)) are consistent with a classification as T Tauri stars. Even though their spectroscopic features may be interpreted as being from typical low mass late-type stars, there have been reported observations of Class I stars with few spectroscopic signs of youth. Two examples are the IRAS 03220+3035(S) and IRAS F03258+3105 sources, from the NIR spectroscopic survey by Connelley & Greene (2010), which were classified as young YSOs, despite presenting K-band spectra only with some CO overtones in absorption and almost no Brγ emission, hence being very similar to Obj5 and Obj6. Therefore, if we also take into account their positions at the very crowded area near the cluster's center (see Figure 6), these sources are most likely T Tauri stars and members of the cluster.

Other interesting properties are related to Obj3, which is a highly reddened source that has NIR colors corresponding to a visual extinction of $A_V > 20$, which is consistent with its spatial location among the HNCO contours (Figure 6). Although the previous analysis of its K-band spectrum showed that it could be a typical late-type background star, its position in the color–magnitude diagram suggests that it may also be interpreted as a highly reddened medium mass YSO. Careful analysis of its spectrum shows a weak set of CO absorption lines, which is usually a feature of low-mass YSOs. However, its high NIR luminosity rather suggests a more massive nature. Therefore, a valid explanation for the weakness of these lines could be due to veiling of the photosphere and CO bands by the circumstellar dust emission, as suggested by Casali & Eiroa (1995). In this case, an anti-correlation of these lines'

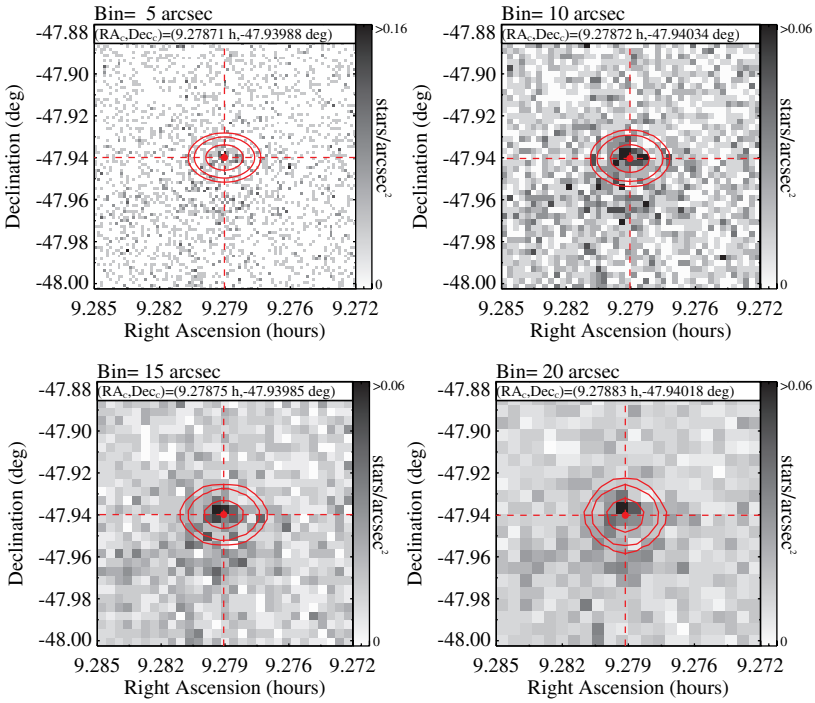


Figure 9. Stellar density distributions to different bin sizes, created using the photometric positions of Dataset B. The gray scale is related to the stellar density, where darker tones represent a higher density, as can be inferred by the scale bars. Bi-dimensional Gaussian fits applied to each distribution are represented the red contour lines, which are related to the following levels: 0.013, 0.015, and 0.030 stars arcsec^{-2}. The center positions computed from the Gaussian fits are specified at the top of each diagram and are indicated as a red bullet.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

intensity with the NIR color excess is expected. Although more observations are necessary to fully characterize this source, this evidence indicates that Obj3 is likely a medium mass YSO from the cluster.

3.7. Cluster Center Determination and Radial Density Profile

In order to perform a rigorous analysis of the cluster's RDP, it is important to determine its mean center. Therefore, we have used the *Ks* image from Dataset B, divided the region into bins of specific widths (5, 10, 15, and 20 arcsec), and computed the stellar density distribution. The result is shown in Figure 9, where the gray scale represents the number of stars per bin area.

The cluster's center position for each bin width was determined through bi-dimensional Gaussian fits to the stellar density distributions, represented by the red contour maps superposed to each diagram in Figure 9. A mean value has been computed, resulting in $(\alpha_c, \delta_c) = (9^h16^m43\overset{s}{.}5, -47°56'24\overset{''}{.}2)$, with an uncertainty of $(0\overset{s}{.}2, 0\overset{''}{.}9)$. Although the cluster's stars appear slightly scattered toward the south and southeast (near the subcluster), a highly peaked concentration appears around α_c, δ_c, the cluster's center.

The morphology of the RCW41 cluster's RDP may be studied by fittings of a two-parameter King function (King 1962, 1966), which may be approximately described in terms of the central density (σ_0) and the core radius (R_{core}). This was achieved by positioning several circumcentric rings around the computed center, with widths of 10 arcsec each, and computing the stellar density as a function of the distance from the center ($\sigma(r)$). The obtained density profile was fitted by the following equation:

$$\sigma(r) = \sigma_{field} + \frac{\sigma_0}{1 + (r/R_{core})^2}. \quad (1)$$

The results are expressed in Figure 10(a), where the points indicate the stellar densities at each ring, and the King function fitting is denoted by the solid line together with the uncertainty curves (dashed lines) obtained from the uncertainties of the fitted parameters. Starting from the center, the stellar density decreases toward larger radii, and the point where the cluster's density completely merges with the field density is visually identified as R_{lim}, i.e., an approximate value for the cluster's limiting radius.

Note that a bump extending from $r \approx 65''$ to $110''$ appears in this radial profile, which is due to the stellar scattering toward the southeast area (which includes the subcluster—the small blue box in Figure 10(a)). In Figure 10(b), we have removed this area from the RDP analysis (blue cross-hatched region), in order to provide a cleaner fitting only of the cluster's main concentration, i.e., the stellar densities were computed from increasing half-rings at the northwest area of the field. The new King function is more sharply concentrated toward the center in this case, showing large decreases of 44% in R_{core} and 38% in R_{lim}. The estimated value of R_{lim} indicates that the control areas used in the photometric analysis from the previous sections are sufficiently distant from the cluster's main structure, therefore avoiding significant contamination.

Lada & Lada (2003) pointed out that embedded stellar clusters may be morphologically classified as hierarchical-type (with multiple peaks at the density profile, frequently found scattered over a large spatial scale) or centrally condensed-type (highly concentrated distributions, with relatively smooth RDPs). Although the density distributions show that the cluster does present some isolated stellar concentrations, the relatively smooth fit of the King function indicates that it is probably of the centrally condensed type. This structural type is a common

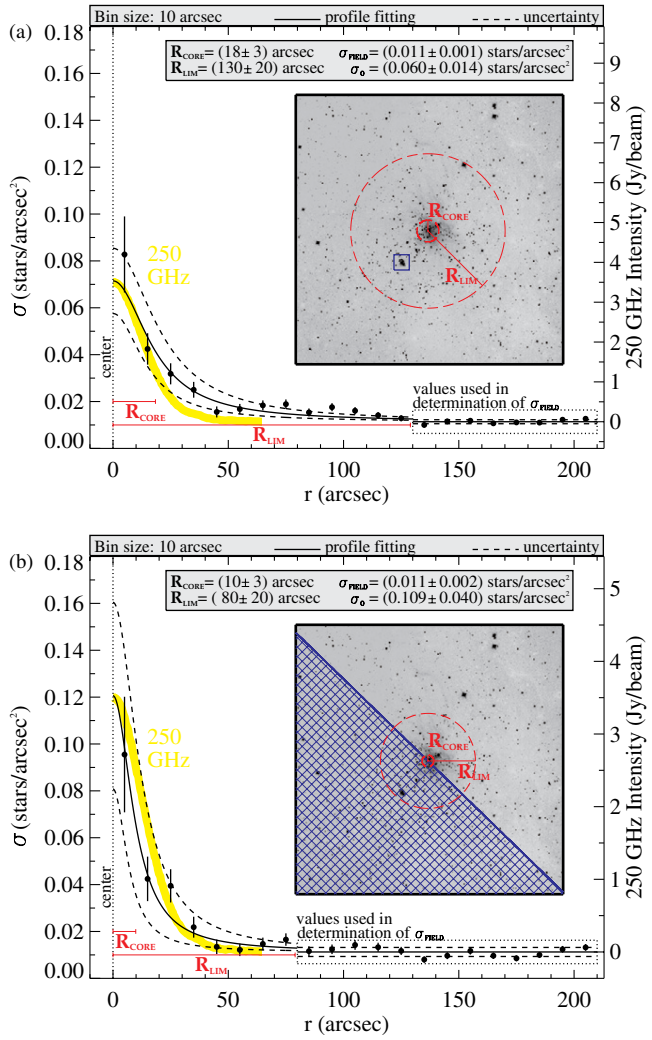


Figure 10. (a) King profile fitting using concentric rings around the cluster's center position. The values obtained for σ_0, $R_{\rm core}$, $\sigma_{\rm field}$, and $R_{\rm lim}$ are expressed at the top of the diagram, and the spatial sizes of $R_{\rm core}$ and $R_{\rm lim}$ are indicated as dashed red circles in the *Ks* image from Dataset B (inset). The error bars represent the Poisson uncertainties. The $\sigma_{\rm field}$ parameter, which represents the uniform stellar density from the field, is separately computed by taking the mean value (and the standard deviation) of points with $r > R_{\rm lim}$. (b) The same King profile fitting, ignoring the blue cross-hatched area, which contaminates the RDP due to a stellar density scattering toward the southeast. Note the sharper format of the curve fitting in this case. In both diagrams (a) and (b), the thick yellow line represents the radial density profile of the 1.2 mm dust continuum emission (250 GHz) originated from the cluster's direction, defining an almost spherical projected core as described by Pirogov et al. (2007) and Pirogov (2009). The scale at the right represents the 250 GHz intensity, and the peak of this radial density profile is adjusted to match the peak of the stellar density from the King function for comparison purposes.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

feature of very young stellar clusters, since most of the stars have not yet dispersed throughout the field and are still heavily concentrated around the center.

Such morphology may be correlated with 250 GHz observations of the 1.2 mm dust continuum emission toward this region (Pirogov et al. 2007), which defines an almost spherical core in which the cluster is probably immersed. Based on these observations, Pirogov (2009) computed a power-law RDP of the dust emission, which is shown in Figures 10(a) and (b) by the thick yellow line (the peak emission was adjusted to match the maximum value of the King function). Note that both distributions (from the dust emission and from the stellar density) are similar in size, suggesting that the stellar system is still embedded within part of the original cloud in which star formation was initially ignited. The presence of such dense interstellar material increases the gravitational potential and therefore the physical bounding of the system, aiding in keeping the stars spatially concentrated. The centrally condensed-type stellar cluster occurs because of the interstellar gas and dust from the parental molecular cloud, which are still present in the cluster's region and are probably beginning to be swept away due to the action of the new-born massive stars.

It is important to point out that in the above mentioned comparison, the centers of both the dust emission radial profile and the King function are not exactly the same, being separated by about ∼11 arcsec. Furthermore, Pirogov (2009) adopted a much larger distance to this object (2.6 kpc), as compared to the value of 1.3 kpc spectroscopically determined by Roman-Lopes et al. (2009). However, the difference is irrelevant in this case, since we have converted the spatial dimensions to angular sizes in Figure 10.

4. RESULTS AND ANALYSIS FROM OPTICAL/NEAR-INFRARED POLARIMETRY

4.1. The Large-Scale Distribution of R-band Polarization Vectors

The *R*-band polarization survey covers a large area around the RCW41 region, encompassing both the stellar cluster and the ionized area, as previously shown in Figure 4. A polarization degree and angle were assigned to every point-like source detected in the field, and in this manner we have constructed a map of the H II region showing the distribution of polarization vectors superposed to each star, as exposed in Figure 11. The vectors' orientations indicate the predominant direction of the electric field oscillations related to the stellar light beam and, assuming the standard grain alignment mechanisms, the vectors trace the sky-projected component of the interstellar magnetic field lines (Davis & Greenstein 1951).

In this image, the size of each vector is proportional to the polarization degree (a 10% sized vector is indicated at the top-right of the graph as reference), and the vector's colors are related to the quality of the polarization measurement: good quality measurements, with $P/\sigma_P > 3$, are shown in yellow, while lower quality data, with $3 > P/\sigma_P > 1$, are shown in red. Green circles denote objects with $P/\sigma_P < 1$ or stars with bad polarization values (i.e., affected by cosmic rays, bad pixels of the detector, or light beam superposition with close companions). Therefore, all optically detected objects from this survey are marked with either a vector or a green circle according to the above-mentioned criteria.

Since the observations were made by integrating the light of all stars from the field with the same exposure time, the classification of an individual measurement among one of these groups depends on the stellar brightness (which increases the individual signal-to-noise ratio) and also on the intrinsic polarization degree from the source (therefore, unpolarized sources naturally have greater probability to fall on the $P/\sigma_P < 1$ classification).

Considering that many stars are too obscured to be detected by the optical survey, only the brightest sources were visible. These observations are still useful in studying the large-scale properties of the magnetic field structure around the H II region, as will be shown in the following sections. However, it is important to point

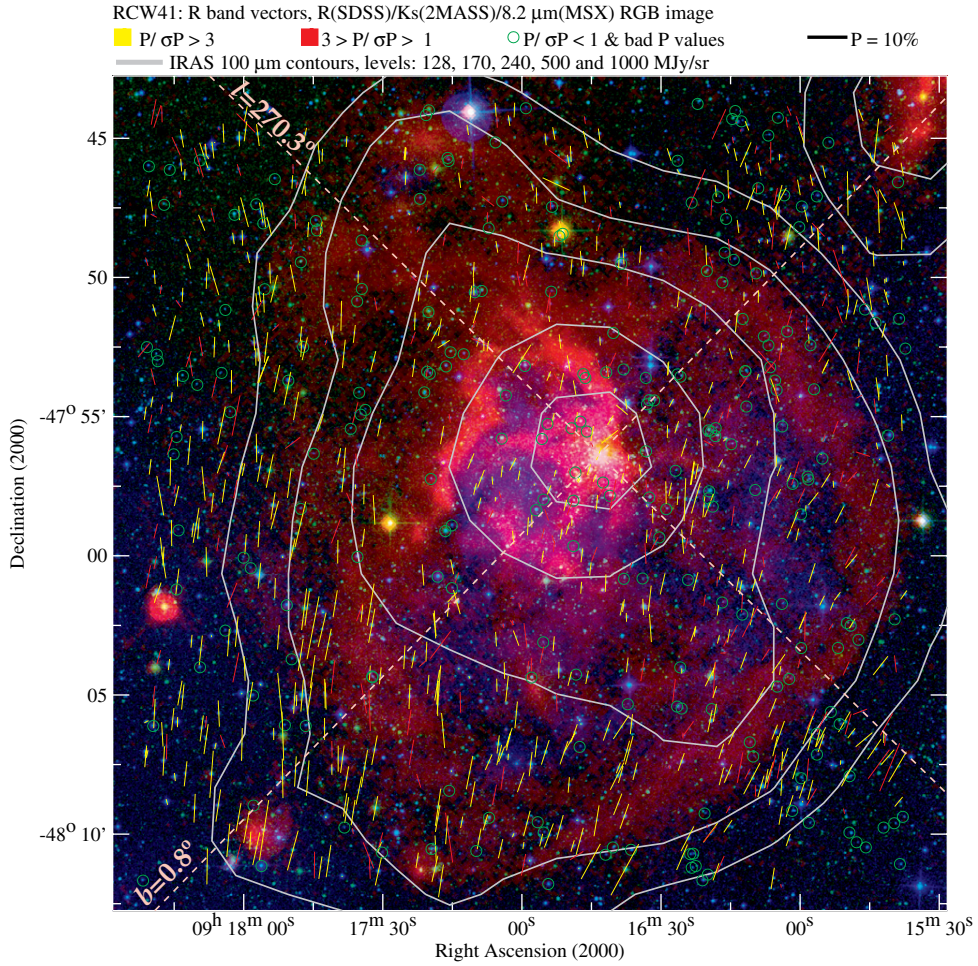


Figure 11. Distribution of *R*-band polarization vectors at the RCW41 region. The image is a 30 × 30 arcmin RGB combination of the DSS *R* band (blue), the 2MASS *Ks* band (green), and MSX 8.2 μm emission (red). Note the large mid-IR ring or bubble (red) surrounding the blue-colored ionized area. The embedded cluster is located nearly at the center of the region. Vector sizes are proportional to the polarization degrees and colors are related the data quality, as specified above the diagram. Green circles denote objects with poor ($P/\sigma_P < 1$) or bad polarization values. Gray lines are the *IRAS* 100 μm contours, showing the 128, 170, 240, 500, and 1000 MJy sr^{-1} emission levels.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

out that, considering the 1.3 kpc distance to the cluster, a fraction of these stars are foreground objects; therefore, their observed polarization levels are possibly mainly caused by interstellar components unrelated to the RCW41 region. These properties will be further analyzed in Section 4.2.

The background image used to produce Figure 11 shows interstellar structures related to the star-forming region extending into a large area around the embedded stellar cluster. The image is an RGB combination of the DSS *R*-band image (blue), showing optically visible stars and the ionized region (the Hα emission is within the spectral region defined by the *R* band); the 2MASS *Ks* image (green), indicating the location of several obscured stars visible only in the NIR, including the associated stellar cluster, nearly at the image's center; and the MSX 8.2 μm mid-infrared emission (red), showing mainly the radiation from the warm dust and polycyclic aromatic hydrocarbons (PAHs).

A striking feature seen in this image is that the mid-infrared emission (red) defines a great ring or bubble of warm dust and PAHs that encompasses the ionized area denoted by the extended emission in blue. This structure suggests that UV radiation from massive stars and high energy photoionized electrons from inside the H II region heats the dust grains and excites the PAHs from the surrounding environment, generating the "envelope" type of emission. It is not uncommon to find mid-infrared emission of PAHs at the outer edges of H II regions, as revealed, for example, by the *Spitzer* GLIMPSE survey of the Galactic plane (Churchwell et al. 2006, 2007).

Some mixture between the *R*-band and mid-infrared emission is seen in the direction of the cluster, where several interstellar filaments extend almost radially from it. Such morphological structure will be further analyzed in Section 4.5.

Additional interesting information is provided by the *IRAS* 100 μm emission, which is attributed to the colder dust component and is represented in Figure 11 by the gray contours. Note that the 100 μm emission shows a peak almost centered on the cluster's area and that the outer contours (especially the 170 MJy sr^{-1} isophote) roughly follow the morphology of the hot dust ring from the mid-infrared radiation, suggesting the existence of a cold dust "cocoon" around the entire area.

Comparing the global distribution of polarization vectors with the direction of the Galactic plane (the $b = 0.^{\circ}8$ line), we note that both directions are not correlated. All-sky optical polarization surveys have shown that, particularly along the

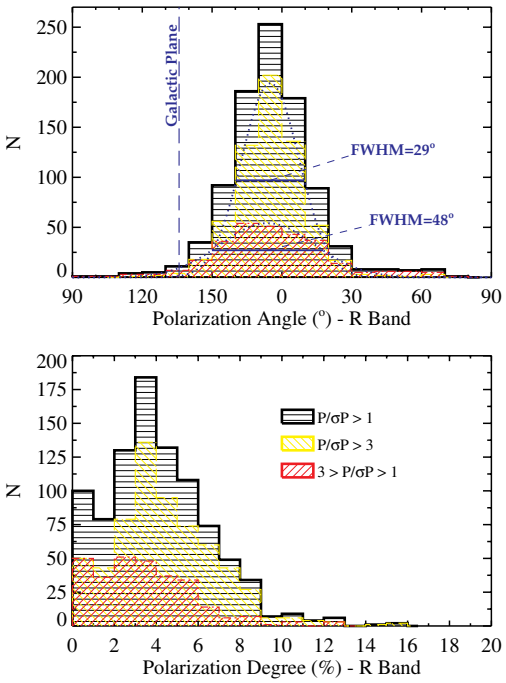


Figure 12. Histograms related to the *R*-band polarimetric data set, representing the polarization angle (top) and polarization degree (bottom) distributions. Yellow and red colors respectively denote the poor and good-quality data, while the black histograms consider the entire sample presenting $P/\sigma_P > 1$.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

Galactic plane, polarization vectors tend to present an overall horizontal orientation, i.e., parallel to the plane (Mathewson & Ford 1970; Axon & Ellis 1976; Heiles & Crutcher 2005). However, as noted by the latter authors, the polarization vectors lose this tendency on the magnetic "poles," located at $l \approx (80°, 260°)$. The VMR is located along one such "pole" (the RCW41 cluster is at $l = 270.^{\circ}3$); therefore, the correlation between polarization vectors and the Galactic plane direction is indeed not expected.

The distribution of polarization vectors presents some characteristics that can be related to the features of the H II emission region. Note that toward the ionized area, and especially near the cluster, the vectors' sizes are small when compared to the outer vectors. This evidence indicates a decrease in polarization degree values toward the center of the region. Furthermore, at the right side of the field, a global bending of the vectors' directions is seen both at the area's bottom-right and top-right portions, roughly following the curvature of the *IRAS* 100 μm emission contours in these regions. Such properties will be further analyzed in Section 4.3.

It is important to point out that, since a fraction of the sample is composed of YSOs with infrared excess, some of these sources may contribute to a contaminating polarized emission from the circumstellar disk. However, the large-scale correlated pattern of polarization angles seen in the map may not be explained by intrinsic polarization. The overall characteristics are best described by interstellar polarization due to dust dichroic absorption, with some possible scatter in polarization angles due to individual disk emission from some sources.

Figure 12 shows histograms of polarization angle and polarization degree divided by different P/σ_P intervals. The Gaussian fits to the angle histograms show that the dispersion (indicated by the FWHM lines) of the $3 > P/\sigma_P > 1$ data (red) is larger than in the $P/\sigma_P > 3$ case (yellow), an expected trend given the lower-quality data. However, both distributions are quite well correlated, showing polarization angles predominantly in the 160°–10° range. Moreover, by comparing the orientations of higher- and lower-quality vectors in Figure 11, note that these are quite well correlated locally, indicating that the lower-quality data may also be included in the analysis. Polarization degrees vary between 0% and ∼16%, with a large number of stars peaking at $P_R \approx 2\%$–6%.

4.2. Correlation with 2MASS Photometry

Since the individual stellar distances for the polarimetric survey are not available, we take advantage of the 2MASS data to approximately infer the foreground, background and intrinsic cluster's populations. Given that the H II region is located at 1.3 kpc from the Sun, it is important to evaluate if the interstellar polarization of objects from such a distance range are significantly affected by the nearby structures along the same line of sight. Therefore, the goal is to identify, at least statistically, foreground objects and analyze their polarization levels in comparison with the typical values from the field.

Figures 13(a) and (b) show respectively the $(J - H) \times (H - Ks)$ color–color and the $P_R \times (J - H)$ diagrams using the *R*-band polarimetric sample and the associated 2MASS data. Figure 13(a) shows that the bulk of the polarimetric points present $(J - H)$ values in the range 0.5–1.1 mag, in contrast with the previous photometric analysis (Figure 5), in which it was shown that stars both from the cluster and control regions are somewhat more reddened. This is probably due to a combination of two factors: (1) the earlier analysis was carried out in a much smaller area, concentrated on the cluster, where the A_V values are statistically higher; and (2) the polarimetric survey is optically limited, and therefore only the brightest sources were detected.

Figure 13(b) shows that, for those objects having $J - H \gtrsim 0.9$, there is almost no star presenting $P_R < 1\%$. This effect is emphasized by the vertical $(J - H = 0.9)$ and horizontal $(P_R = 1\%)$ green dashed lines in this diagram. This is a suggestion that objects obscured by the molecular cloud (and therefore located behind or within it) show a minimum polarization level equal to 1%. As a consequence, stars presenting polarization values below this limit are probably foreground objects. Such points are marked with green crosses and define a thick band around the unreddened MS locus in the color–color diagram (Figure 13(a)), further evidence that they are mainly foreground rather than absorbed stars. Moreover, their spatial location on the field is uniform (Figure 13(c)), as expected for a randomly distributed group of foreground objects along the line of sight.

We conclude that although a small polarization level due to foreground structures is probably included in the stellar light for most of the objects in the observed field, this level is small when compared to the typical polarization levels found for the region (which is mainly between 2% and 6%, as suggested by the polarization distribution given in Figure 12). In fact, Santos et al. (2011) have shown that in the directions near $l \sim 260°$ over the Galactic plane, polarization degrees in the *V* band are smaller than 1% at least up to a distance of 400 pc from the Sun. Therefore, it is expected that a major fraction of the polarization vectors for the observed field indeed map the magnetic field lines within the H II region.

By analyzing Figure 13(a), we note that a group of points (marked with orange asterisks) are located above a small gap (at $J - H \approx 1.1$) within the reddening band of the color–color distribution. The $A_V = 7.6$ MS reddened locus (as calculated

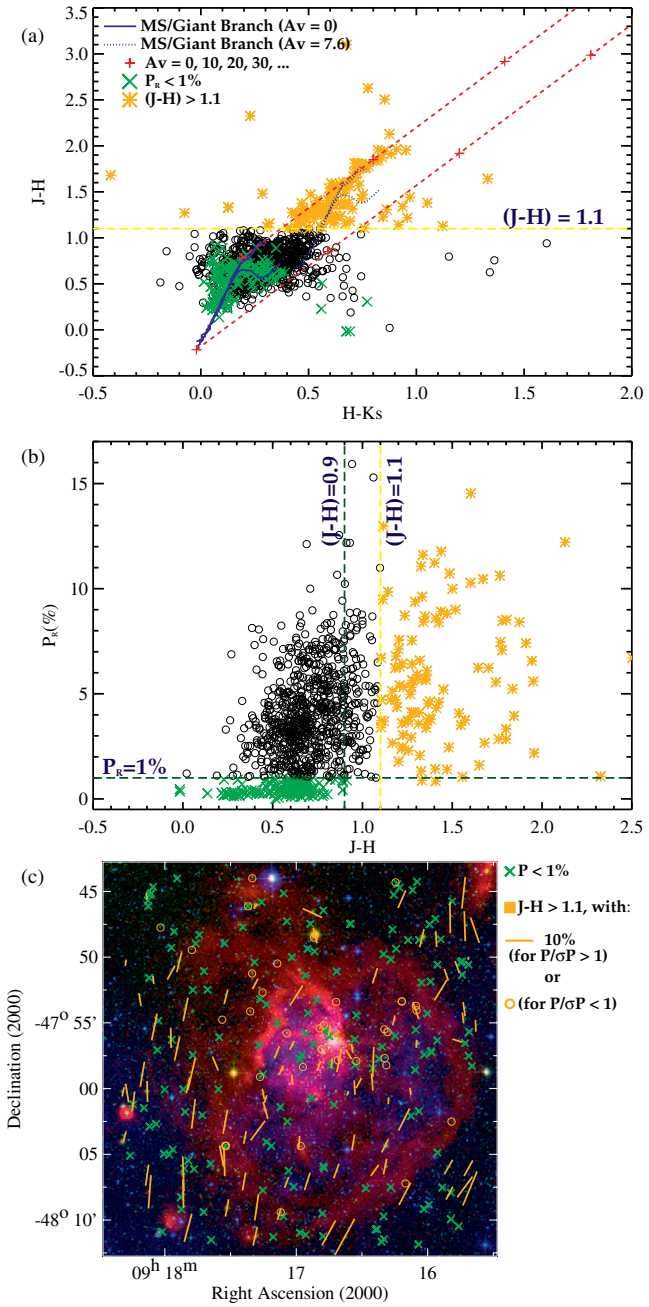


Figure 13. (a) $(J-H)\times(H-Ks)$ color–color diagram using 2MASS data for the *R*-band polarimetric sample; (b) $P_R(\%)\times(J-H)$ diagram constructed from a correlation between the *R*-band polarization data and the 2MASS magnitudes; (c) Spatial distribution of probable foreground (green crosses) and background or embedded stars (orange vectors, represented as asterisks in diagrams (a) and (b)).

(A color version of this figure is available in the online journal.)

for the cluster; Section 3.2) is superposed to these points, showing that these stars are reddened by the molecular cloud and therefore are probably either background or embedded objects. Their spatial distribution is also shown in Figure 13(c). Open circles, which comprise the main group of stars from the field, have typical polarization degrees above the 1% level for foreground objects and typical $J-H$ values below the 1.1 estimated limit for background and embedded stars. Therefore, this group is probably composed by a mixture of foreground, background, and mainly embedded objects in the H II region.

4.3. Large-scale Mean Polarization Degree and Angle Maps

In order to analyze further the evidence that the degree of polarization is lower inside the H II region, we have chosen an approximate center of the ionized area (based on the *R*-band extended emission, represented by the blue color in the image shown in Figure 11), and studied the behavior of the mean polarization as a function of this radial distance from the center. This analysis is displayed in Figure 14(a). Beginning from the selected center position $((\alpha,\delta)_{J2000} = (9\ 16\ 42.9, -47\ 59\ 48))$, several circumcentric rings of increasing radius were built; inside each ring, the Q and U Stokes parameters from individual objects (with $P/\sigma_P > 1$) were averaged, therefore allowing us to compute the mean polarization value associated with that ring and its associated standard deviation. Three different ring widths were used in this analysis (0.75, 1.00, and 1.25 arcmin), and the results are identified with distinct symbols in Figure 14(a). Therefore, each mean polarization value was plotted as a function of the angular distance from the chosen center.

A sharp increase in mean polarization degree (from ≈2.8% to ≈3.9%) was found at a distance of ∼7.8 arcmin from the center of the H II region (corresponding to ∼2.9 pc, assuming that the cluster is located at 1.3 kpc from the Sun). Such distance is denoted by an orange circle in the RCW41 image of Figure 14(a). By comparing the position where the polarization degree increases (with respect to values inside the H II region) with the MSX 8.2 μm mid-infrared emission (red), we find striking evidence that such a position roughly corresponds to the warm dust and PAHs "bubble" that encloses the ionized gas.

Given this evidence, we have attempted to build a "mean polarization image" of the RCW41 region based on the *R*-band survey. To achieve this result, we have divided the spatial region where the polarimetric data are distributed into 50 × 50 intervals of equal width. Considering each observation inside a specific division, a mean polarization value was computed (only objects having $P/\sigma_P > 1$ were used). In order to account for cases where no stars were available inside a particular division, a smoothing routine was applied, returning the same image but averaged locally by using a small box that runs through the entire array.[5] The result is shown in Figure 14(b), where the polarization image is superposed on the actual picture of the RCW41 H II region. Redder colors correspond to lower polarization levels while bluer colors indicate higher polarization levels, as specified by the color bar given at the top of the diagram. The location of the cluster (and the associated subcluster) and the ring where mean polarization is found to sharply increase are also indicated.

Note that nearby the cluster (and slightly toward the northeast of it), we find an area where polarization mean values are lower in comparison with typical values for the field, presenting $P \lesssim 2\%$ (marked in red). Furthermore, toward the left and bottom side of the area (southeast), we find a large region where the polarization degree is higher ($P \sim 6\%$, marked in dark blue). This region marks the transition border between the inner and outer sides of the southeast part of the H II region and is probably responsible for the sharp increase in polarization detected in Figure 14(a).

Two models may be proposed to explain the decrease of polarization toward the ionized region: (1) Given that temperature values of the local interstellar medium and the radiation field from hot stars are probably higher inside the H II region, it is

[5] The SMOOTH function from IDL (Interactive Data Language).

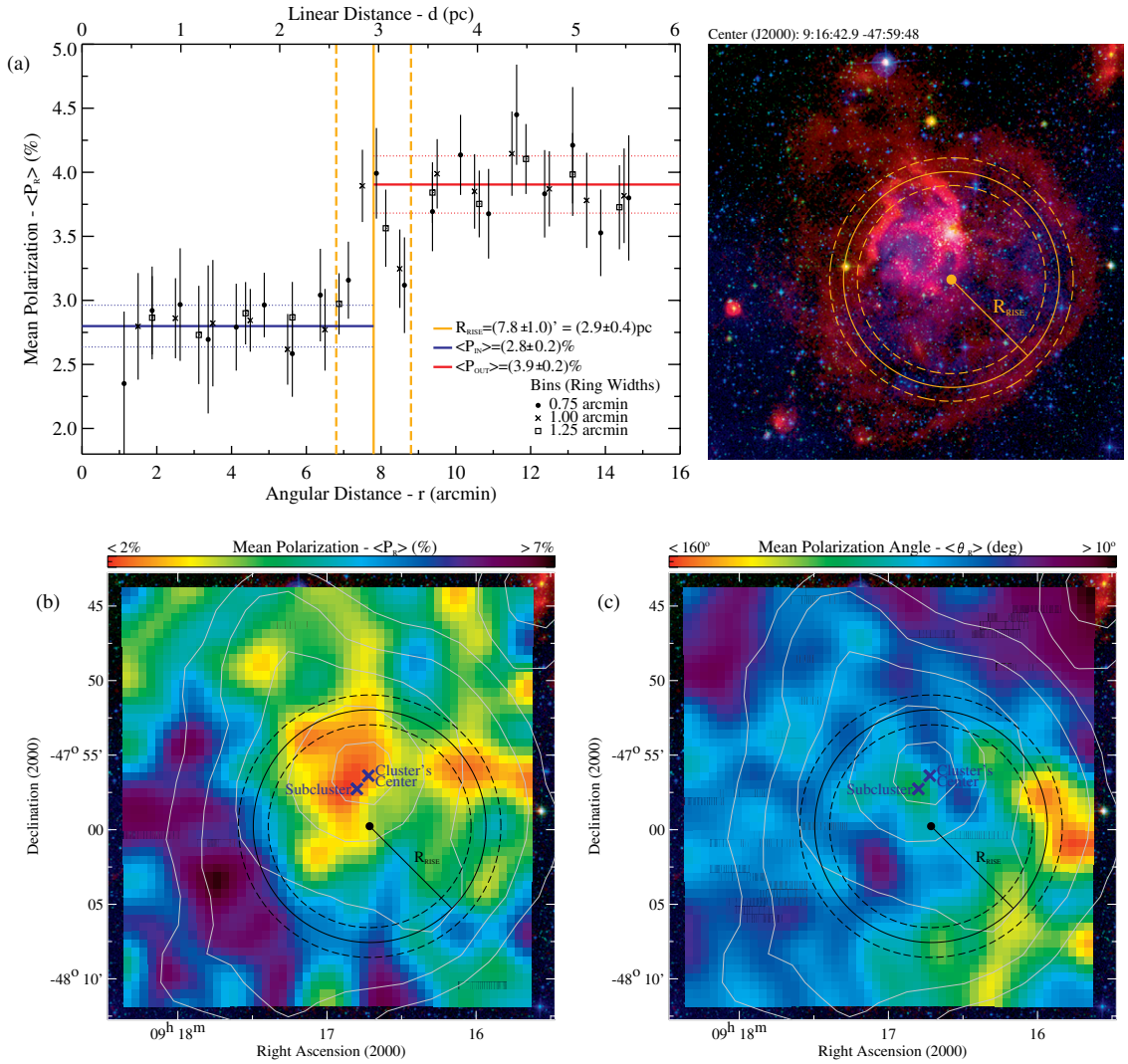


Figure 14. (a) Analysis of the radial dependence of mean polarization degree inside the RCW41 ionized area, where the center has been chosen based on the *R*-band extended emission (as shown by the blue color in the image toward the right). An abrupt rise in polarization degree is found roughly coinciding with the position of the warm dust/PAHs ring seen at the MSX 8.2 μm mid-infrared emission (red). (b) Mean polarization map, built by averaging the polarization values of point-like sources into an image of 50 × 50 equal divisions. Note that mean polarization near the cluster is smaller than the typical values from the field, and a large area at the bottom left following the ridge of the H II region shows an increase in polarization values. (c) Mean polarization angle image, following the same procedure used in part (b). A global bending of the sky-projected magnetic field lines is found at the bottom right of the image, also following the rim of the ionized area.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

expected that mechanisms of grain alignment are disturbed by the turbulent medium, hindering the alignment efficiency and therefore providing lower *P* values. Polarization efficiency may also be affected if the intensity of the magnetic field inside the photoionized area is intrinsically weaker, which may be true if field lines have been pushed aside by the expansion of the H II region. (2) Dust grains have been swept away from inside the H II region due to the action of intense stellar winds from the newborn stars, therefore resulting in a lower dust column density and consequently lower *P* levels. Obviously, if the second model is true, a similar decrease in interstellar extinction as a function of the distance from the center would be expected. Further discussion on the distinction between the two models will be carried out in Section 5.

We also constructed a "mean polarization angle image," using the same procedures described above. The result is shown in Figure 14(c), where yellow and red colors represent vectors slanted to the right and blue colors are regions with mean polarization angles slanted to the left (with respect to the vertical orientation). By this diagram, we are able to highlight global changes in polarization angle with respect to the typical values found in the field. In fact, we note that toward the bottom right of the image (southwest), a large area marked with green/yellow/red colors indicates a global slanting of the polarization vectors toward the right. Furthermore, such regions seem to roughly follow the outer contour of the ionized area, indicated by the circle in Figure 14(a). Such inclination of the polarization vectors may also be seen in Figure 11, as pointed out earlier in Section 4.1.

This structure suggests that the physical processes that generated the H II region, followed by the expansion of the ionized area, caused a global deflection of the original magnetic field lines in the field. Such deflection of the magnetic field lines around the expanding ionization front is most prominent toward

the southwest area surrounding the H II region, as exposed in Figure 14(c). As an example, Matthews et al. (2002) described another region where a similar distortion of magnetic field lines was observed toward NGC 2024, with polarization vectors being swept due to the expansion of the associated H II region. Tang et al. (2009) also described a similar effect toward G5.89, a ∼0.01 pc sized ultra-compact H II region at a much earlier evolutionary stage (∼600 years), already displaying significant distortion of the magnetic field lines as a consequence of the expansion of a shell-like structure.

4.4. Wavelength Dependence of Polarization and Determination of the Total-to-selective Extinction Ratio

It is possible to take advantage of the polarimetric survey in multiple spectral bands to analyze specific properties of the dust particles along this region. For instance, the grain size distribution directly influences the underlying interstellar law, which is generally assumed to follow a standard behavior. Therefore, such analysis will enable us to directly test this hypothesis, at least in the direction of the cluster and nearby surroundings, where *V*, *R*, *I*, and *H* polarization data overlap (see Figure 4).

It is well known that an empirical law known as the Serkowski relation may be used to describe the spectral dependence of the interstellar polarization (Serkowski et al. 1975):

$$P_\lambda = P_{\max} \exp\left[-K \ln^2\left(\frac{\lambda_{\max}}{\lambda}\right)\right], \quad (2)$$

where the typical value of the parameter K is 1.15 and $P_{\max}$ and $\lambda_{\max}$ denote respectively the maximum polarization value and the wavelength where such a maximum point is reached. Furthermore, it is also known that when stellar light trespasses different dust layers with different grain alignment conditions, it is possible that the resulting beam will present a spectral dependence of the polarization angle, usually represented as a rotation of θ with respect to λ^{-1} (Gehrels & Silvester 1965; Coyne 1974; Messinger et al. 1997).

By analyzing the overlap region between the polarimetric surveys in the *V*, *R*, *I*, and *H* bands, we have selected stars with *VRIH* or at least *VRI* observations, where the requirement $P/\sigma_P > 3$ was fulfilled in all observed bands. Our polarimetric sample contains 34 objects meeting these conditions. Values of $P_{\max}$, $\lambda_{\max}$, and a measurement of the rotation of the polarization angle were obtained for each of these stars. As an example, Figure 15(a) illustrates the results obtained for one of them, i.e., the $P \times \lambda^{-1}$ graph (along with the adjusted Serkowski curve) and the $\theta \times \lambda^{-1}$ diagram, also showing the fitted values for this particular case.

Figure 15(b) shows a diagram of $(P/P_{\max}) \times (\lambda_{\max}/\lambda)$, where the individual $P_{\max}$ and $\lambda_{\max}$ fitted values were used together with the polarimetric data for the available bands. Red circles indicate polarimetric data to which the fitting was performed only with the *VRI* bands, while blue circles include the *H* band. Note that, comparing the points with the position of the Serkowski curve, there is a larger dispersion toward lower λ values (i.e., toward the *V* band). This is an expected effect since the signal-to-noise ratio of the polarimetric measurement for a particular embedded object is supposed to be smaller toward bluer colors. However, the overall fitted points form a band around the Serkowski curve, therefore revealing a quite good adjustment.

We estimated the ratio of the total-to-selective extinction, R_V, by applying the well known relation between this parameter and

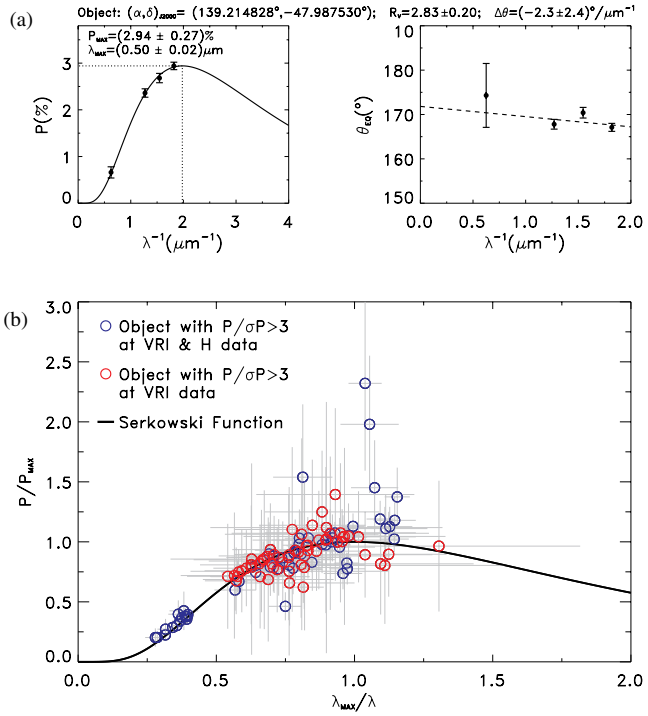


Figure 15. (a) Example of the adjusted Serkowski relation ($P \times \lambda^{-1}$) and the wavelength dependence of polarization angle ($\theta \times \lambda^{-1}$) for a particular object presenting *V*, *R*, *I*, and *H* data. The values of $P_{\max}$, $\lambda_{\max}$, R_V, and $\Delta\theta$ for this specific case are indicated at the top of the diagrams. (b) $(P/P_{\max}) \times (\lambda_{\max}/\lambda)$ diagram along with the Serkowski curve using points of all available bands for each of the 34 fitted objects. Stars with *VRIH* or *VRI* data are distinguished by blue or red open circles, respectively.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

$\lambda_{\max}$ (Serkowski et al. 1975; Whittet & van Breda 1978; Whittet 2003),

$$R_V = (5.6 \pm 0.3)\lambda_{\max}. \quad (3)$$

Figure 16(a) shows a histogram of the obtained R_V values, indicating that most of them are concentrated between ∼2.5 and ∼3.5. By adjusting a Gaussian fit to this distribution, the peak value suggests a mean ratio of the total-to-selective extinction of $\overline{R} = 2.96 \pm 0.42$, which agrees with the standard value of 3.09 for the typical interstellar grains. This finding supports the distance of 1.3 ± 0.2 kpc for the embedded stellar cluster, obtained through spectroscopic techniques (Roman-Lopes et al. 2009). Furthermore, it corroborates the position of the PMS isochrones and MS locus in the color–magnitude diagrams from the photometric analysis (Sections 3.4 and 3.5), since the standard interstellar law was assumed in those cases.

Figure 16(b) shows an *R*(DSS)/*J*/*Ks*(2MASS) composed image of the RCW41 region, with the local *R*-band polarization vectors distribution and colored symbols indicating the objects from the multi-band analysis. Different colors for the symbols are related to different strips of R_V values (divided in intervals of 0.5, as specified above the image), and the symbols indicate different intervals of the polarization angle rotation ($\Delta\theta$, where □ represents a small rotation level—between -5 and $5°/\mu m^{-1}$—and × and ◇ denote high rotation levels of $-40 < \Delta\theta(°/\mu m^{-1}) < -20$ and $20 < \Delta\theta(°/\mu m^{-1}) < 40$), respectively.

Note that there is no spatial concentration of specific R_V or $\Delta\theta$ values over the observed area. Although most of the $\Delta\theta$ values show low rotation levels, a great $\Delta\theta$ dispersion is found,

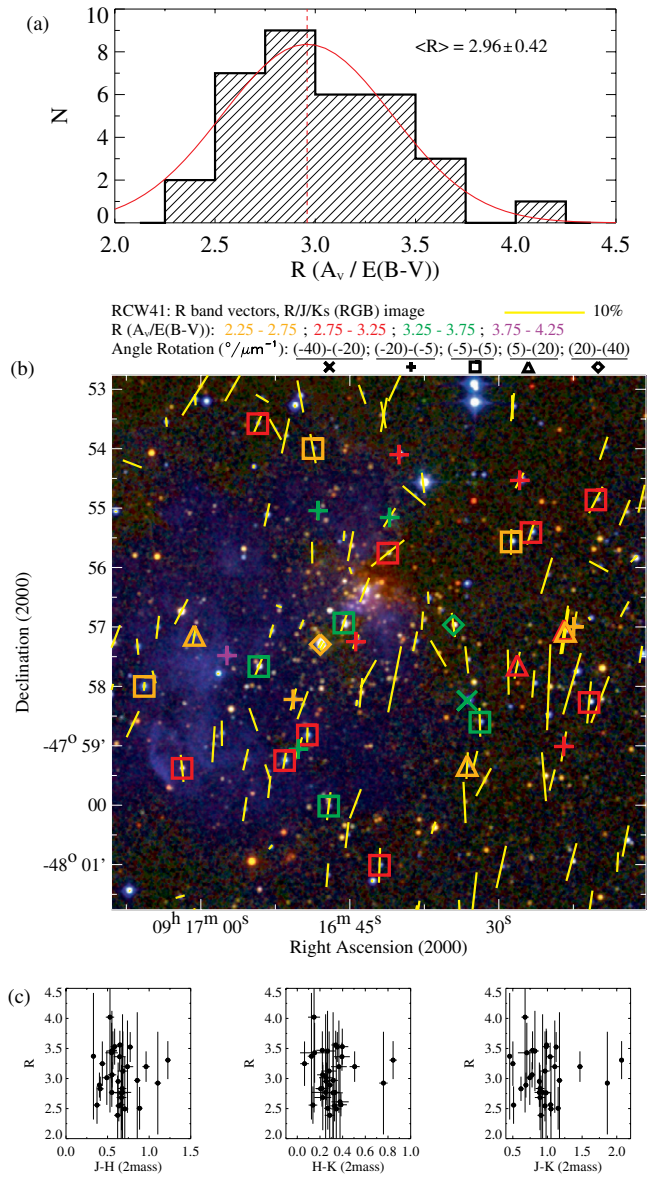


Figure 16. (a) Distribution of the fitted values of the total-to-selective extinction ratio (R), along with a Gaussian fit indicating a mean R value of $\overline{R} = 2.96 \pm 0.42$. (b) Spatial distribution of the stars studied with the multi-band polarization data (represented by the colored symbols), along with the R-band polarization vectors, both overlaid in a $R/J/Ks$ combined image of the RCW41 region. Symbols denote different angle rotation ($\Delta\theta$) intervals, and different colors represent different strips of the R value as specified by the caption above the image. (c) Diagram of the obtained R values as a function of the NIR colors, showing no particular trend or concentration toward lower or higher values.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

with extreme high-rotation values of $-31°$ and $37°/\mu m^{-1}$. Along these directions, stellar light has probably passed through more than one interstellar layer with different grain alignment conditions. The $\Delta\theta$ dispersion is probably a consequence of a turbulent and fragmented medium associated with the H II region, with superposing filaments depending on the chosen line of sight.

Figure 16(c) shows that there are no particular trends of the fitted R_V values to any NIR color index. If stars with color excess due to circumstellar disks also show an intrinsic polarization level, this should interfere with the fits of the Serkowski relation and therefore with the obtained R_V values. However, these diagrams show no bias of the R_V values toward higher color values.

4.5. The Small-scale Distribution of H-band Polarization Vectors

The H-band polarimetric survey is focused on the RCW41 cluster (Figure 4), and since most of the objects in this area are highly obscured in the visual wavelengths, the NIR survey provides a much greater number of polarization vectors at least in a region of a few parsecs around the star-forming locus.

Figure 17 shows the distribution of the H-band polarization vectors surrounding the stellar cluster, superposed on an RGB combination of the H and Ks images (respectively blue and green, from SofI's Dataset B), and the 5.8 μm image (red) collected using the Infrared Array Camera (IRAC)[6] onboard *Spitzer*. The morphology of the mid-infrared extended emission is dominated by several conspicuous filaments emanating almost radially from the cluster. These structures resemble the pattern previously noted in the MSX 8.2 μm emission (Figure 11), but obviously with a much higher resolution, allowing the distinction of individual filaments near the cluster.

Polarization vectors are plotted with different colors according to the data quality (blue vectors have $P/\sigma_P > 3$ while yellow vectors represent data with $3 > P/\sigma_P > 1$), and green circles denote lower-quality polarization measurements. We also adopted in this case criteria to roughly separate contaminating field stars from cluster members, based on the fact that the polarimetric survey in the H band reaches an approximate photometric limit at $H = 16$. We found this information by correlating the polarimetric data with photometric Dataset B and analyzing the H magnitude distribution for the polarimetric sample. Therefore, by studying the color–magnitude diagram of Figure 7(c), we note that up to $H < 16$, the contaminating stars are dominant if $H - Ks \lesssim 0.5$ and $H \gtrsim 13.5$. Stars with such photometric characteristics are marked with a purple square in Figure 17, indicating that these are possibly field stars. A consistent trend in this diagram is that the number of field stars within the cluster is small, compared to the outer regions of the image, where this number increases.

The first striking evidence found in the distribution of polarimetric vectors is that the polarization angle dispersion is much greater than in the R-band large-scale survey. This is probably an indication of the existence of a largely turbulent medium near the cluster. In fact, if we analyze the histogram of polarization angles for the entire H-band sample (Figure 18, top panel), we can see that the entire range of possible angles is covered. However, a peak is reached at angles similar to those in the large-scale distribution, i.e., at $\theta \sim 160°$, suggesting that even in smaller scales there is an underlying trend to follow the global scale pattern. Furthermore, no major differences are noted between the distributions of the good quality ($P/\sigma_P > 3$, blue) and the low-quality data ($3 > P/\sigma_P > 1$, yellow). The polarization degree distribution (Figure 18, bottom panel) shows that the majority of stellar objects present P_H values within 1%–4%.

Even when considering the large angle dispersion, we find that along even smaller regions within the area of Figure 17, some local trends may be unveiled, especially toward the interstellar filaments seen in 5.8 μm extended emission. In order to reveal these underlying features, we have selected six subareas, mainly encompassing the most prominent filaments, as

[6] The data have been retrieved from the NASA/IPAC Infrared Science Archive (IRSA).

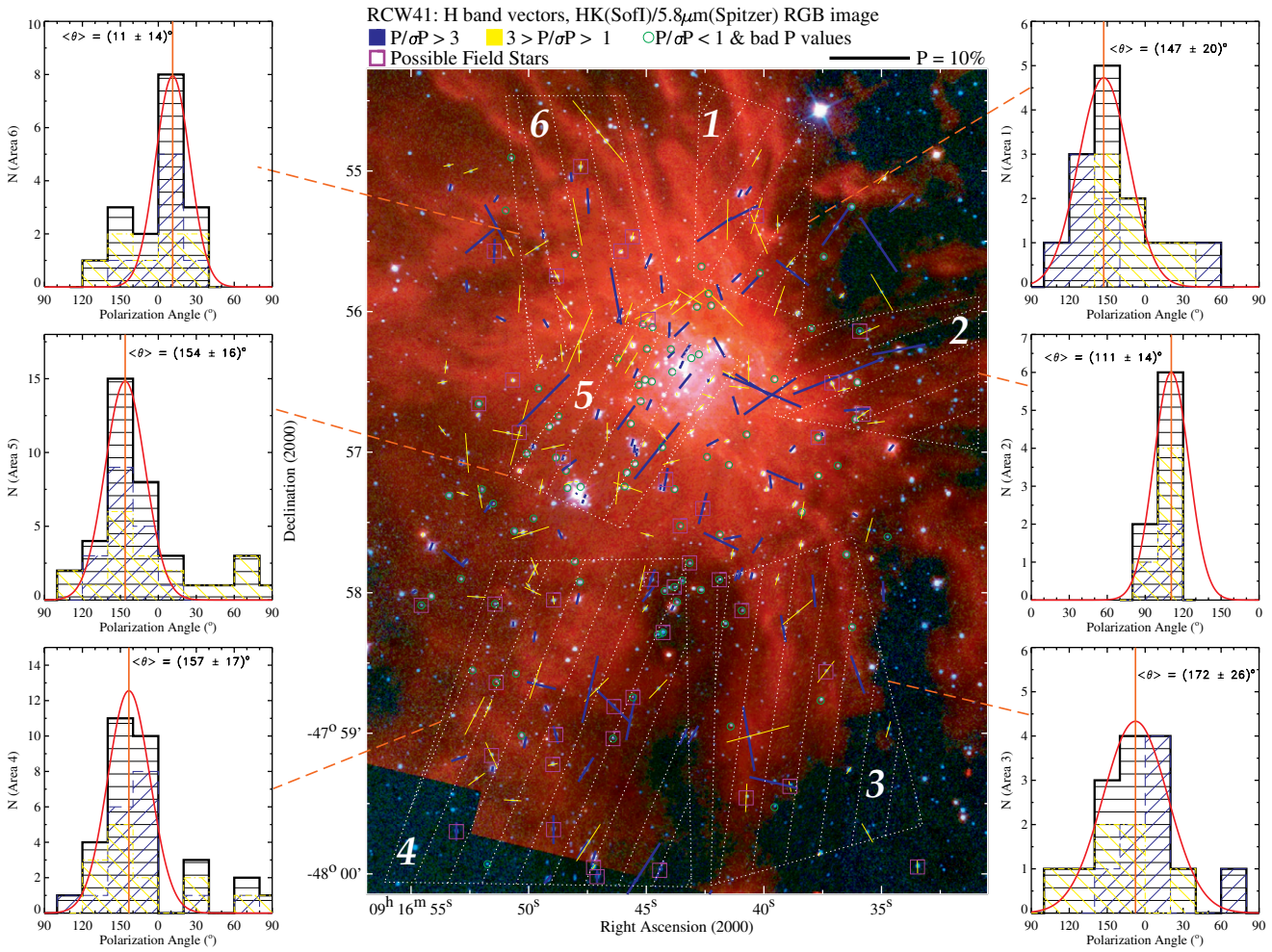


Figure 17. *H*-band polarization vector map of an area of approximately 3.′5 × 7.′0 encompassing the RCW41 stellar cluster. The image is an RGB combination of the *H* and *Ks* images from the SofI's Dataset B NIR survey (respectively, blue and green) and the 5.8 μm image from *Spitzer's* IRAC (red), showing several filaments bent toward the cluster. Blue vectors, yellow vectors, and green open circles respectively represent data with $P/\sigma_P > 3$ (good quality), $3 > P/\sigma_P > 1$ (lower quality), and $P/\sigma_P < 1$ (also indicating bad polarization data). Stars marked with open purple squares are possible contaminating field objects, presenting the following photometric features: $H - Ks < 0.5$ and $H > 13.5$. Histograms denote the distribution of polarization angles for objects within each of the white dotted areas labeled 1–6 (blue and yellow lines from the histograms also denote, respectively, good and lower-quality data). The peak of each Gaussian fit is defined as the mean polarization orientation from that specific field. This mean angle is used to draw a grid inside each selected area, therefore denoting the mean local polarization orientation along that line of sight.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

indicated by the white dotted quadrangles marked with the labels 1–6. Considering the polarization vectors within each of these areas, the associated histograms of polarization angles were built with objects marked as possible contaminating field stars removed from the analysis. The distributions are also shown in Figure 17, linked to each respective area, and the good quality ($P/\sigma_P > 3$) and low-quality data ($3 > P/\sigma_P > 1$) are indicated respectively by the blue and yellow histograms. Gaussian fits were applied to each distribution, and the peak of the adjusted function corresponds to the main trend of the polarization angles within that area. By using this main value, a white dotted grid was drawn within each area, therefore corresponding to the local predominant polarimetric orientation.

We note that along the majority of the chosen areas, the main polarization direction seems to be consistent with the direction of the associated filament. Such a trend is especially evident toward areas 2, 3, and 4. This occurs specifically toward area 2, although only eight vectors contribute to the histogram, and all of them are oriented parallel to the filament, presenting polarization angles around ≈110°. Such orientation is almost perpendicular to the main trend for the large-scale pattern, indicating a clear correlation with the local filament structure. Toward areas 1 and 6, a small difference seems to exist between the main polarization angle and the filament direction, although the orientation pointing in the direction of the cluster is evident. The existence of substructure or superposed filaments with different orientations along the line of sight may contribute to this displacement. Over area 5, which encompasses both the subcluster and a part of the main cluster region, an orientation pointing toward the cluster is also evident.

We conclude that, despite the large angle dispersion, magnetic field lines on a small scale seem to be deflected inward, pointing toward the cluster and probably connected to the direction of the large 5.8 μm filaments from the *Spitzer* survey. The polarization angle dispersion is indeed expected to exist in such a dynamic star-forming region, where strong stellar winds from massive objects and possibly outflows from newborn lower mass stars should play important roles as sources of turbulence in

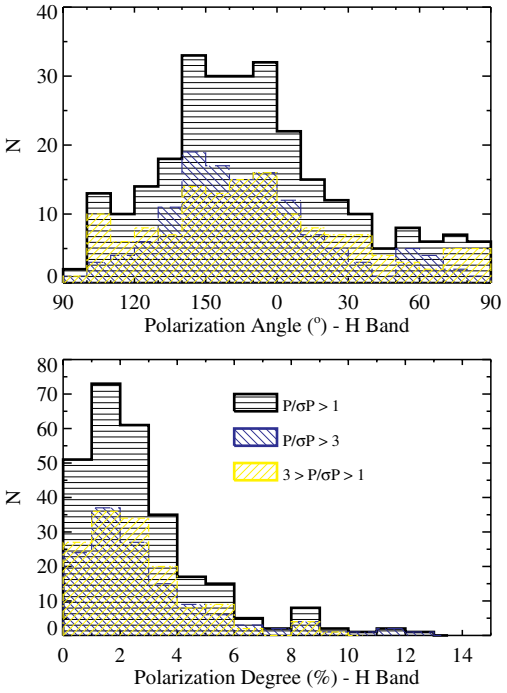


Figure 18. Distributions of polarization angle (top) and polarization degree (bottom) for the NIR polarimetric survey in the *H* band. Blue lines are related to the data with $P/\sigma_P > 3$, and yellow lines represent data with $3 > P/\sigma_P > 1$. (A color version of this figure is available in the online journal.)

the surrounding interstellar medium. As a consequence, grain alignment efficiency and magnetic field lines are supposed to be affected, therefore characterizing a higher dispersion of the polarization orientations.

5. DISCUSSION

5.1. Comparison of the Magnetic Field Structure with Theoretical Studies on the H II Regions' Expansion

Simulations conducted by Peters et al. (2010) describe the collapse of a massive molecular cloud followed by the formation of a small stellar cluster, which ionizes the accretion flow and causes the H II region to expand. Spitzer (1978) first described the evolution of a photoionized region around an ionization source in a uniform medium and provided an analytic solution to the expansion of the H II region. However, several physical mechanisms, such as heating and cooling, turbulence, the effects of ionizing and non-ionizing ultraviolet radiation, X-rays, and magnetic fields, must be considered in order to provide a realistic view of the expansion process.

Arthur et al. (2011) carried out simulations of this type considering the effects of a previously magnetized medium. Comparison of these simulations on non-magnetized and magnetized environments provides similar results in terms of the general morphology of the H II regions, therefore suggesting that the presence of magnetic field lines does not significantly impact resistance to the expansion of the ionized area, although this influence is most evident when considering the morphology of small-scale features, such as globules and interstellar filaments.

On the other hand, such expansion is expected to impact greatly the overall shape of the magnetic field lines. The main results from these simulations have shown that after the expansion of the H II region, a dual behavior of the field's morphology may be noticed when comparing the inside and outside regions of the ionized area: outside the H II region (i.e., in the location of the neutral gas, following its borders), magnetic field lines tend to lie along the ionization front, forming a ring around the ionized area; inside the H II region (i.e., within the ionized area), magnetic field lines are expected to lie perpendicular to the ionization front, therefore pointing toward the ionization source.

These qualitative predictions are consistent with the results of the large and small-scale polarimetric surveys of the RCW41 region introduced in Sections 4.1, 4.3, and 4.5. The *R*-band surveys have revealed that magnetic field lines bend along the borders of the H II region toward some areas (Figures 11 and 14), which is consistent with the interpretation of magnetic field lines being pushed aside due to the expansion of the region, therefore lying along the ionization front on the neutral areas.

Moreover, our *H*-band polarimetric survey showed that, although a large angle dispersion is evident over the entire area, the mean polarization direction resembles a radially oriented field toward the cluster, roughly following the direction of several filaments from the mid-infrared *Spitzer* image. This is consistent with the theoretical prediction that inside the ionized area, field lines are expected to lie perpendicular to the ionizing front. Assuming that the main ionizing sources in the region are Objects 1a and 2 (from Figure 6), as suggested by Ortiz et al. (2007) and Roman-Lopes et al. (2009), magnetic field lines should point toward these targets, which is indeed obtained from the polarization vectors mean orientation (which points mainly toward Obj1a).

Such a radial pattern is not noticed from the large-scale *R*-band map, although a large portion of this survey is composed of the ionized region inside the H II region. Furthermore, a perfect ring of polarimetric vectors is obviously not formed along the borders of the ionized area, as predicted by the simulations of the magnetic field lines. However, it is important to point out that the polarimetric survey is not a simple sky-projected slice of the H II region. Rather, it represents the integrated effect of linear polarization due to different interstellar structures superposed along the line of sight. For example, if we imagine the H II region roughly as an expanding sphere, such an expansion will be noticed spatially in the sky but will also occur in the line-of-sight direction. The expansion of the outer borders will push and pull interstellar material in our direction, causing the observations of the ionized region to be composed by the sky-projected, integrated polarizing effect due to the outer borders and the ionized region (if the observed star is located behind the H II region). Therefore, the large-scale observations of the ionized region should account for this effect, and the radial pattern is not expected to be detected.

However, even when considering such effects, an indication of the dual behavior of the polarimetric vectors' orientations inside and outside the ionized area is certainly noticed when analyzing the *R*-band and *H*-band polarization data. These observations give support to the results from the simulations, which provide similar qualitative predictions, at least when studying the specific environment of the RCW41 region.

5.2. The Origin of the Low Polarization Values within the H II Region

In Section 4.3 we showed that overall lower *R*-band polarization degrees are detected inside the H II region, especially near the cluster.

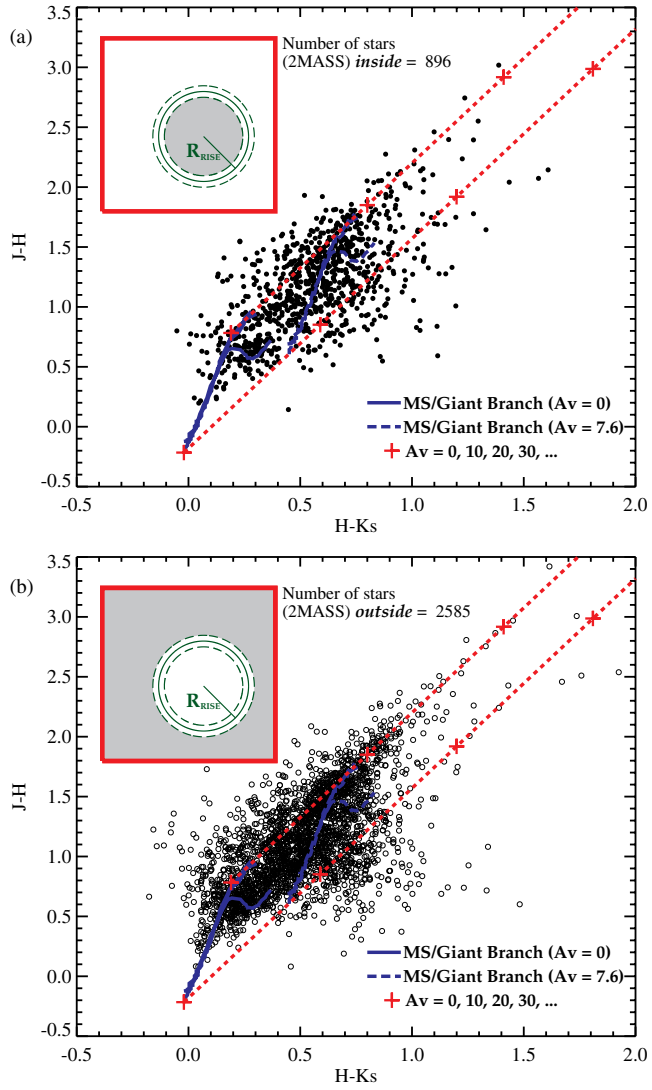


Figure 19. $(J-H)\times(H-Ks)$ (color–color) diagrams using data from 2MASS for two separate regions along RCW41 (as indicated by the red boxes): inside (a) and outside (b) the H II region. This area is defined as being delimited by the radius of $R_{\rm rise} = 7.8 \pm 1.0$ arcmin from the center, where a sharp rise in R-band polarization degree is detected, as previously shown in Figure 14.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

In order to distinguish between the two mentioned possible causes responsible for such an effect, two color–color diagrams have been built using 2MASS data, showing the distribution of stars inside (Figure 19(a)) and outside (Figure 19(b)) the limits defined by the sharp rise in polarization degree ($R_{\rm rise} = 7.8 \pm 1.0$ arcmin), which roughly coincides with the limits of the H II region. A greater number of stars is found outside the region, which is obviously due to the wider chosen area. However, when analyzing the distribution of stars along the reddening band (which gives an estimate of the interstellar extinction for each object), we note that there are no major differences between the two diagrams. In both areas, the majority of stars show a roughly uniform distribution of extinction values between $A_V = 0$ and $A_V \approx 12$. Besides, we know that some concentrations mainly near the cluster (which comprises only a small area within the H II region) may present greater mean local A_V values (as discussed in Section 3.3). This analysis shows that no global decrease in interstellar extinction is detected inside the area.

Therefore, it seems that the observed decrease in polarization degree inside the H II region is probably caused by a lower polarization efficiency of the local interstellar medium. This may be explained by an intrinsic suppression of the alignment of dust grains with respect to the interweaving magnetic field lines, which is expected given the dynamic and turbulent conditions of such an interstellar environment.

Furthermore, in the simulations performed by Arthur et al. (2011), it was shown that the intensity of magnetic fields in the photoionized area is lower ($B = 0.1$–$10\,\mu$G) when compared with the neutral areas from the border of the H II region ($B = 10$–$30\,\mu$G). This is probably explained by the fact that the expansion of the ionized region causes the magnetic field lines to be pushed aside and therefore removed from inside the area, weakening the magnetic field in this location. If this is the scenario occurring in RCW41, a further depletion of polarization efficiency would be expected, contributing to the lower P values detected near the cluster.

5.3. The Turbulent Component of the Magnetic Field Toward RCW41

The polarimetric data set toward RCW41 is entirely suitable to apply a method that aims to estimate the turbulent contribution to the magnetic field lines, relative to its uniform component (Hildebrand et al. 2009). It is based on the assumption that the interstellar magnetic field $\mathbf{B}(\mathbf{x})$ is composed of a large-scale structured field $\mathbf{B_0}(\mathbf{x})$, together with a turbulent component $\mathbf{B_t}(\mathbf{x})$. Initially, the procedure consists basically of computing the second-order structure function of the polarization angles ($\langle\Delta\Phi^2(l)\rangle$, hereafter SF), which is defined as the average value of the squared difference in polarization angles between two points separated by a distance l (see Equation (5) in Falceta-Gonçalves et al. 2008). The square root of this quantity is denominated the angular dispersion function (ADF), and provides information on the dispersion of polarization angles as a function of the length scale toward a specific interstellar area.

Hildebrand et al. (2009) pointed out that within the range $\delta < l \ll d$ (where δ and d are the correlation lengths respectively characterizing $\mathbf{B_t}(\mathbf{x})$ and $\mathbf{B_0}(\mathbf{x})$), the SF is composed by a constant turbulent contribution (denoted by b); a smoothly increasing contribution with respect to the length l, as expected from the uniform field (the slope of this linear behavior is represented by m); and an almost constant contribution due to measurement uncertainties ($\sigma(l)$). Being statistically independent, these factors must be added quadratically, leading to

$$\langle\Delta\Phi^2(l)\rangle \simeq b^2 + m^2 l^2 + \sigma^2(l). \quad (4)$$

The ratio of the turbulent to large-scale magnetic field strength is related to the quantity b through the following expression:

$$\frac{\langle B_t^2\rangle^{1/2}}{B_0} = \frac{b}{\sqrt{2-b^2}}. \quad (5)$$

Therefore, by constructing the SF (and computing the measurement uncertainties $\sigma(l)$) using the polarization angles, it is straightforward to apply a linear fit with Equation (4) and determine the b factor (by the intercept at $l = 0$).

Using the polarization angles from the R and H polarimetric data sets, we have computed the SF, as well as the mean measurement uncertainties $\sigma(l)$. Thereafter, the ADF was built for each case, as shown in Figures 20(a) and (b), which are respectively related to the R- and H-band polarization data. Prior

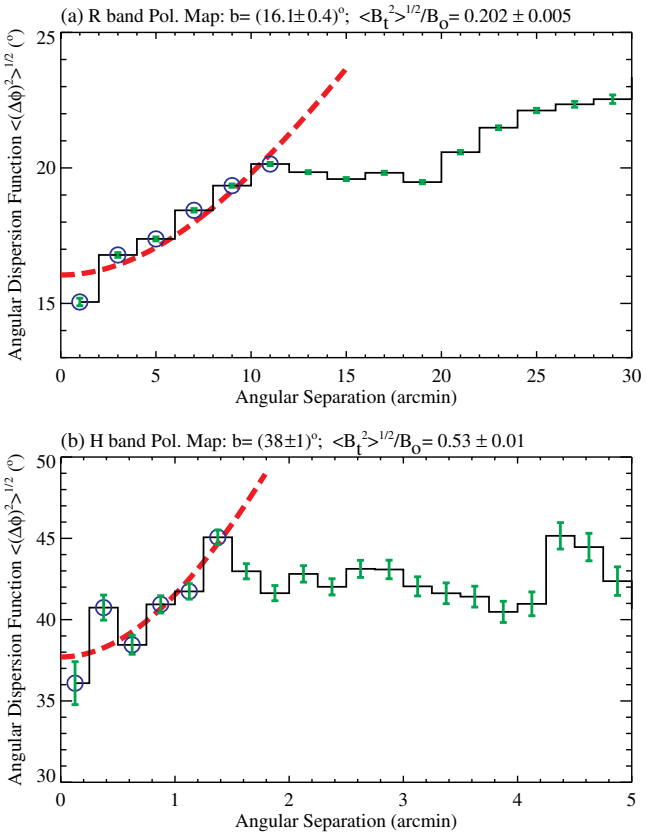


Figure 20. Angular dispersion functions (ADFs) constructed by using the polarization angles from the *R*-band (a) and the *H*-band (b) polarimetric data sets. Each bin (respectively, of widths 2 and 0.25 arcmin) has already been corrected due to the mean measurement uncertainties. The red dashed lines denote the curve obtained through the linear fit of the SF using the first six points on each case (blue circles). The turbulent contribution b is determined by the interception of this curve at $l = 0$, being subsequently used to compute the ratio of the turbulent to the large-scale magnetic field strength, which is shown at the top of each diagram.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

to calculating the ADF, the factor $\sigma^2(l)$ was subtracted within each bin of the SF as suggested in Equation (4) (therefore, the value of each bin in Figure 20 is $\sqrt{\langle \Delta\Phi^2(l)\rangle - \sigma^2(l)}$). In Figures 20(a) and (b), bin widths of 2 and 0.25 arcmin, respectively, have been used. Only the first six points of the ADF (denoted by blue open circles) are used in the linear fit of Equation (4), in order to guarantee the validity of the $l \ll d$ regime, and the fitted function is represented by the red dashed line. The ratio of the turbulent to large-scale magnetic field strength was computed through Equation (5), resulting in $\langle B_t^2\rangle^{1/2}/B_0 = (20.2 \pm 0.5)\%$ and $\langle B_t^2\rangle^{1/2}/B_0 = (53 \pm 1)\%$ for the *R*- and *H*-band data sets, respectively.

The calculation shows that the turbulent component of the magnetic field is much stronger within the small scale area surrounding the cluster (i.e., where the *H*-band data are distributed), when compared with the global turbulent contribution considering the entire area surrounding the H II region (the *R*-band data distribution). In fact, a higher ambient turbulence is expected to exist nearer the cluster due to the higher degree of interaction between the young stars and the interstellar medium within this area. We may also associate this evidence with our hypothesis that the low polarization values inside the H II region (mainly near the cluster, as seen in Figure 14(b)), indeed occur due to low polarization efficiency. The higher turbulence level probably represents the main factor inhibiting the alignment of dust grains with respect to the magnetic field lines, causing the lower polarization values.

6. CONCLUSIONS

Using two sets of NIR photometric data collected using the SofI camera at the NTT 3.5 m telescope, we have characterized the stellar population of a deeply embedded stellar cluster related to the RCW41 H II region. Furthermore, through optical (*V*, *R*, and *I* bands) and NIR polarimetric observations (*H* band) obtained, respectively, with similar polarimetric modules at the 0.9 m telescope on CTIO/Chile and the 1.6 m telescope on OPD/Brazil, we have built linear polarization maps of the star-forming area. Our main results from both techniques are as follows:

1. Analysis of photometric colors of cluster stars in comparison with field stars shows that a number of the cluster objects present color excess, which is typically associated with circumstellar disks of young PMS stars. The cluster also presents several highly reddened objects ($A_V > 20$ mag).
2. A mean visual extinction of $A_V = 7.6 \pm 2.0$ is estimated for the cluster objects based on the location of the majority of the stars on the color–color diagram, which roughly defines a band parallel to the reddened locus of CTT stars. This is corroborated by an independent A_V computation using MS stars from the cluster.
3. The morphology of the cluster is divided between a main portion and a subcluster. There seems to exist a correlation between the locations of the highly obscured objects with the HNCO contours, which are mostly concentrated toward the north of the cluster's main part. Therefore, these are probably highly embedded objects, and a local rising extinction gradient in the south–north direction is probably present near the cluster. This evidence supports the idea that the interstellar material surrounding Obj2 (a O9 V star at the subcluster, presumably the most massive object in the field) has already been swept out, while near the main portion, gas and dust are still beginning to be affected, according to the HNCO contours.
4. The color–magnitude diagrams of the cluster stars show that the majority of the objects are displaced toward higher color values, indicating that these stars are mainly young objects, also presenting color excess and non-uniform interstellar extinction. Comparison with PMS isochrones provide a mean cluster age between 2.5 and 5.0 Myr. Stars from the turn-on region (more massive) are mostly concentrated near the subcluster, suggesting that this area was formed earlier, subsequently triggering star formation at the main portion of the cluster. Results from item (3) corroborate this hypothesis.
5. The nature of some objects previously observed through NIR spectroscopy was reviewed. Obj1b, the close companion to the massive B0 V central object, is highly reddened and presents spectroscopic features similar to T Tau Sb, and is therefore a very young T Tauri star. Objects 3, 5, and 6 were previously identified as late-type field stars, although their positions in the color–magnitude diagrams are consistent with the T Tauri classification. Examples of young objects with similar spectral features have been found. Specifically, Obj3 is highly reddened ($A_V > 20$) and very luminous, with spectral features that may be consistent

with a medium mass YSO. Its weak CO absorption lines may be explained due to veiling from the circumstellar dust emission.

6. Using the density distribution of stars in the field, the cluster's center was determined to be at $(\alpha_c, \delta_c)_{2000} = (9^h16^m43^s.5, -47°56'24''.2)$. A two-parameter King function was adjusted to the RDP, considering both the entire area around the cluster and a second fit where the portion encompassing the subcluster was removed, providing a much sharper profile. The general morphology shows that although some stellar scattering exist toward the south, the main cluster is probably of the centrally condensed type. This shape is correlated to the spherical and similarly sized cloud core in which the cluster is immersed, as observed from the 1.2mm dust continuum emission toward RCW41.
7. The *R*-band polarimetric survey of a large area encompassing the entire H II region, was used to build images of mean polarization degree and position angle. A radial analysis starting from the center of the ionized area revealed a sharp increase in polarization degree roughly coinciding with a conspicuous interstellar ring detected at the MSX 8.2 μm emission, which delimits the ionized area. This evidence reflects a global decrease in polarization degree inside the H II region, mainly near the cluster, which is most probably due to low grain alignment efficiency caused by the turbulent environment and weak magnetic fields in this area.
8. The image of mean polarization angles exhibits large areas, mainly toward the southwest of RCW41, where polarization angles are slanted outward, following the borders of the ionized area. Such slanting coincides with the limits of the region indicated by the MSX 8.2 μm emission and is supported by simulations of the expansion of H II regions, which predicts that the magnetic field lines at the neutral gas outside the limits of the region tend to lie parallel to the ionization front.
9. The *H*-band polarimetric survey, focused on a smaller area toward the cluster, shows that, although a large dispersion of polarization angles is present, a mean pattern may be noticed: polarization vectors roughly follow the direction of several interstellar filaments, emanating radially from the cluster as revealed by the *Spitzer* 5.8 μm image. Therefore, the mean orientation is roughly perpendicular to the ionization front, a result that is also in agreement with the predicted morphology of the magnetic field lines inside the ionized area, from simulations of expanding H II regions.
10. By combining polarimetric optical data (*V*, *R*, and *I*) and the NIR *H* band, the Serkowski function was fitted toward several stars mainly near the cluster. A large rotation of polarization angles was noticed toward some stars, revealing that the light beam has probably trespassed different interstellar layers along the line of sight. The total-to-selective extinction ratio was computed toward each of the fitted objects, and a mean value of $\overline{R} = 2.96 \pm 0.42$ was obtained, in agreement with the standard 3.09 value for the typical interstellar medium extinction law.
11. Through the statistical correlation analysis (computing the ADFs using the *R*- and *H*-band polarimetric data sets), we showed that the ratio of the turbulent to large-scale magnetic field strength is $(20.2 \pm 0.5)\%$ when the entire area surrounding the H II region is considered, and $(53 \pm 1)\%$ if only the area near the cluster is taken into account. The higher turbulence level within the cluster area reinforces the hypothesis that the low polarization values at this region occur due to the lower polarization efficiency.

We thank the staff of the CTIO (Chile) and OPD/LNA (Brazil) for their hospitality and invaluable help during our observing runs. We are also grateful to ESO for providing us with the NIR image data used in this investigation.

A.R.L. is grateful for partial financial support from the ALMA-CONICYT fund, under project number 31060004, "A New Astronomer for the Astrophysics Group–Universidad de La Serena," by the Department of Physics of the Universidad de La Serena, and to the Research Director of the Universidad de La Serena through DIULS program Proyecto Convenio de Desempeño DIULS CDI12141.

This investigation made extensive 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.

We made use of Montage, funded by the National Aeronautics and Space Administration's Earth Science Technology Office, Computation Technologies Project, under cooperative agreement number NCC5-626 between NASA and the California Institute of Technology.

This research is based in part on observations made with the *Spitzer Space Telescope*, which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology under a contract with NASA.

We are grateful to Drs. A. M. Magalhães and A. Pereyra for providing the polarimetric unit and the software used for data reductions. This research was partially supported by the Brazilian agencies FAPEMIG and CNPq.

Facilities: CTIO:0.9m, LNA:1.6m.

REFERENCES

Arthur, S. J., Henney, W. J., Mellema, G., de Colle, F., & Vázquez-Semadeni, E. 2011, MNRAS, 414, 1747
Axon, D. J., & Ellis, R. S. 1976, MNRAS, 177, 499
Bonatto, C., Bica, E., & Girardi, L. 2004, A&A, 415, 571
Braz, M. A., & Epchtein, N. 1983, A&AS, 54, 167
Carpenter, J. M. 2001, AJ, 121, 2851
Casali, M. M., & Eiroa, C. 1995, Ap&SS, 224, 17
Churchwell, E., Povich, M. S., Allen, D., et al. 2006, ApJ, 649, 759
Churchwell, E., Watson, D. F., Povich, M. S., et al. 2007, ApJ, 670, 428
Clemens, D. P., & Tapia, S. 1990, PASP, 102, 179
Connelley, M. S., & Greene, T. P. 2010, AJ, 140, 1214
Coyne, G. V. 1974, AJ, 79, 565
Crutcher, R. 2005, in Proc. Conf., The Magnetized Plasma in Galaxy Evolution, ed. K. T. Chyzy, K. Otmianowska-Mazur, M. Soida, & R.-J. Dettmar (Kraków: Jagiellonian Univ.), 103
Davis, L., Jr., & Greenstein, J. L. 1951, ApJ, 114, 206
Duchêne, G., Ghez, A. M., & McCabe, C. 2002, ApJ, 568, 771
Falceta-Gonçalves, D., Lazarian, A., & Kowal, G. 2008, ApJ, 679, 537
Gehrels, T., & Silvester, A. B. 1965, AJ, 70, 579
Girart, J. M., Beltrán, M. T., Zhang, Q., Rao, R., & Estalella, R. 2009, Science, 324, 1408
Heiles, C., & Crutcher, R. 2005, in Lecture Notes in Physics 664, Cosmic Magnetic Fields, ed. R. Wielebinski & R. Beck (Berlin: Springer), 137
Heitsch, F., Zweibel, E. G., Slyz, A. D., & Devriendt, J. E. G. 2004, ApJ, 603, 165
Hildebrand, R. H., Kirby, L., Dotson, J. L., Houde, M., & Vaillancourt, J. E. 2009, ApJ, 696, 567
King, I. 1962, AJ, 67, 471
King, I. R. 1966, AJ, 71, 276
Koornneef, J. 1983, A&A, 128, 84
Krumholz, M. R., Stone, J. M., & Gardiner, T. A. 2007, ApJ, 671, 518
Lada, C. J. 2010, Phil. Trans. R. Soc. A, 368, 713

Lada, C. J., & Lada, E. A. 2003, ARA&A, 41, 57
Liseau, R., Lorenzetti, D., Nisini, B., Spinoglio, L., & Moneti, A. 1992, A&A, 265, 577
Lizano, S., & Shu, F. H. 1989, ApJ, 342, 834
Lorenzetti, D., Spinoglio, L., & Liseau, R. 1993, A&A, 275, 489
Magalhaes, A. M., Rodrigues, C. V., Margoniner, V. E., Pereyra, A., & Heathcote, S. 1996, in ASP Conf. Ser. 97, Polarimetry of the Interstellar Medium, ed. W. G. Roberge & D. C. B. Whittet (San Francisco, CA: ASP), 118
Massi, F., Giannini, T., Lorenzetti, D., et al. 1999, A&AS, 136, 471
Massi, F., Lorenzetti, D., & Giannini, T. 2003, A&A, 399, 147
Massi, F., Lorenzetti, D., Giannini, T., & Vitali, F. 2000, A&A, 353, 598
Mathewson, D. S., & Ford, V. L. 1970, Mem. R. Astron. Soc., 74, 139
Matthews, B. C., Fiege, J. D., & Moriarty-Schieven, G. 2002, ApJ, 569, 304
McKee, C. F., & Ostriker, E. C. 2007, ARA&A, 45, 565
Messinger, D. W., Whittet, D. C. B., & Roberge, W. G. 1997, ApJ, 487, 314
Mestel, L., & Spitzer, L., Jr. 1956, MNRAS, 116, 503
Meyer, M. R., Calvet, N., & Hillenbrand, L. A. 1997, AJ, 114, 288
Moorwood, A., Cuby, J.-G., & Lidman, C. 1998, The Messenger, 91, 9
Mouschovias, T. C., & Paleologou, E. V. 1981, ApJ, 246, 48
Murphy, D. C., & May, J. 1991, A&A, 247, 202
Nakano, T. 1979, PASJ, 31, 697
Olmi, L., Ade, P. A. R., Anglés-Alcázar, D., et al. 2009, ApJ, 707, 1836
Ortiz, R., Roman-Lopes, A., & Abraham, Z. 2007, A&A, 461, 949
Padoan, P., Jimenez, R., Juvela, M., & Nordlund, Å. 2004, ApJ, 604, L49
Pereyra, A. 2000, PhD thesis, Univ. São Paulo (Brazil)
Peters, T., Banerjee, R., Klessen, R. S., & Mac Low, M.-M. 2011, ApJ, 729, 72
Peters, T., Banerjee, R., Klessen, R. S., et al. 2010, ApJ, 711, 1017
Pirogov, L., Zinchenko, I., Caselli, P., & Johansson, L. E. B. 2007, A&A, 461, 523
Pirogov, L. E. 2009, Astron. Rep., 53, 1127
Rieke, G. H., & Lebofsky, M. J. 1985, ApJ, 288, 618
Roman-Lopes, A., Abraham, Z., Ortiz, R., & Rodriguez-Ardila, A. 2009, MNRAS, 394, 467
Santos, F. P., Corradi, W., & Reis, W. 2011, ApJ, 728, 104
Serkowski, K., Mathewson, D. L., & Ford, V. L. 1975, ApJ, 196, 261
Shu, F. H., Adams, F. C., & Lizano, S. 1987, ARA&A, 25, 23
Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, A&A, 358, 593
Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, AJ, 131, 1163
Spitzer, L. 1978, Physical Processes in the Interstellar Medium (New York: Wiley), 333
Stetson, P. B. 1987, PASP, 99, 191
Tang, Y.-W., Ho, P. T. P., Girart, J. M., et al. 2009, ApJ, 695, 1399
Tody, D. 1986, Proc. SPIE, 627, 733
Turnshek, D. A., Bohlin, R. C., Williamson, R. L., et al. 1990, AJ, 99, 1243
Whittet, D. C. B. 2003, Dust in the Galactic Environment (2nd ed.; Bristol: Institute of Physics)
Whittet, D. C. B., Martin, P. G., Hough, J. H., et al. 1992, ApJ, 386, 562
Whittet, D. C. B., & van Breda, I. G. 1978, A&A, 66, 57
Wilking, B. A., Lebofsky, M. J., Kemp, J. C., Martin, P. G., & Rieke, G. H. 1980, ApJ, 235, 905
Wilking, B. A., Lebofsky, M. J., & Rieke, G. H. 1982, AJ, 87, 695
Zinchenko, I., Henkel, C., & Mao, R. Q. 2000, A&A, 361, 1079
Zinchenko, I., Mattila, K., & Toriseva, M. 1995, A&AS, 111, 95

Referências Bibliográficas

Altenhoff, W. J., Downes, D., Goad, L., Maxwell, A., & Rinehart, R. 1970, A&AS, 1, 319
Arias, J. I., Barbá, R. H., & Morrell, N. I. 2007, MNRAS, 374, 1253
Arthur, S. J., Henney, W. J., Mellema, G., de Colle, F., & Vázquez-Semadeni, E. 2011, MNRAS, 414, 1747
Axon, D. J. & Ellis, R. S. 1976, MNRAS, 177, 499
Bate, M. R. 2000, MNRAS, 314, 33
Beck, R. 2001, Space Sci. Rev., 99, 243
Behr, A. 1959, Veroeffentlichungen der Universitaets-Sternwarte zu Goettingen, 7, 200
Bica, E., Dutra, C. M., & Barbuy, B. 2003a, A&A, 397, 177
Bica, E., Dutra, C. M., Soares, J., & Barbuy, B. 2003b, A&A, 404, 223
Blitz, L., Fich, M., & Stark, A. A. 1982, ApJS, 49, 183
Bohlin, R. C., Savage, B. D., & Drake, J. F. 1978, ApJ, 224, 132
Bonatto, C., Bica, E., & Girardi, L. 2004, A&A, 415, 571
Borkowski, K. J. & Dwek, E. 1995, ApJ, 454, 254
Braz, M. A. & Epchtein, N. 1983, A&AS, 54, 167
Brogan, C. L. & Troland, T. H. 2001, ApJ, 560, 821
Cambrésy, L., Rho, J., Marshall, D. J., & Reach, W. T. 2011, A&A, 527, A141
Carpenter, J. M. 2001, AJ, 121, 2851
Carroll, B. W. & Ostlie, D. A. 2007, An Introduction to Modern Astrophysics, 2nd ed (Pearson Addison Wesley)
Carruthers, G. R. & Page, T. 1984, ApJS, 55, 101
Casali, M. M. & Eiroa, C. 1995, Ap&SS, 224, 17
Chandrasekhar, S. & Fermi, E. 1953, ApJ, 118, 113
Chokshi, A., Tielens, A. G. G. M., & Hollenbach, D. 1993, ApJ, 407, 806
Churchwell, E. 1999, in NATO ASIC Proc. 540: The Origin of Stars and Planetary Systems, ed. C. J. Lada & N. D. Kylafis, 515
Churchwell, E. 2006, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 357, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, ed. L. Armus & W. T. Reach, 116
Churchwell, E., Povich, M. S., Allen, D., et al. 2006, ApJ, 649, 759
Churchwell, E., Watson, D. F., Povich, M. S., et al. 2007, ApJ, 670, 428
Codina-Landaberry, S. & Magalhaes, A. M. 1976, A&A, 49, 407
Connelley, M. S. & Greene, T. P. 2010, AJ, 140, 1214
Coyne, G. V. 1974, AJ, 79, 565
Crutcher, R. 2005, in The Magnetized Plasma in Galaxy Evolution, ed. K. T. Chyzy, K. Otmianowska-Mazur, M. Soida, & R.-J. Dettmar , 103–110
Crutcher, R. M., Nutter, D. J., Ward-Thompson, D., & Kirk, J. M. 2004, ApJ, 600, 279
Dahm, S. E., Herbig, G. H., & Bowler, B. P. 2012, AJ, 143, 3
Dame, T. M., Ungerechts, H., Cohen, R. S., et al. 1987, ApJ, 322, 706
Davies, M. B., Bate, M. R., Bonnell, I. A., Bailey, V. C., & Tout, C. A. 2006, MNRAS, 370, 2038
Davis, Jr., L. & Greenstein, J. L. 1951, ApJ, 114, 206
Dolginov, A. Z. & Silantev, N. A. 1976, Ap&SS, 43, 337
Draine, B. T. & Weingartner, J. C. 1996, ApJ, 470, 551
Draine, B. T. & Weingartner, J. C. 1997, ApJ, 480, 633
Duchêne, G., Ghez, A. M., & McCabe, C. 2002, ApJ, 568, 771
Dutra, C. M., Bica, E., Soares, J., & Barbuy, B. 2003, A&A, 400, 533

Falceta-Gonçalves, D., Lazarian, A., & Kowal, G. 2008, ApJ, 679, 537
Fich, M. & Blitz, L. 1984, ApJ, 279, 125
Fich, M., Dahl, G. P., & Treffers, R. R. 1990, AJ, 99, 622
Fiebig, D. & Guesten, R. 1989, A&A, 214, 333
Fosalba, P., Lazarian, A., Prunet, S., & Tauber, J. A. 2002, ApJ, 564, 762
Franco, G. A. P. 2012, A&A, 543, A39
Gehrels, T. 1960, AJ, 65, 470
Gehrels, T. & Silvester, A. B. 1965, AJ, 70, 579
Georgelin, Y. M., Georgelin, Y. P., & Roux, S. 1973, A&A, 25, 337
Girart, J. M., Beltrán, M. T., Zhang, Q., Rao, R., & Estalella, R. 2009, Science, 324, 1408
Gold, T. 1952, MNRAS, 112, 215
Goodman, A. A. & Heiles, C. 1994, ApJ, 424, 208
Guhathakurta, P. & Draine, B. T. 1989, ApJ, 345, 230
Hall, J. S. 1949, Science, 109, 166
Harwit, M. 1970, Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia, 21, 204
Heiles, C. 2000, AJ, 119, 923
Heiles, C. & Crutcher, R. 2005, in Lecture Notes in Physics, Berlin Springer Verlag, Vol. 664, Cosmic Magnetic Fields, ed. R. Wielebinski & R. Beck, 137
Heiles, C., Goodman, A. A., McKee, C. F., & Zweibel, E. G. 1993, in Protostars and Planets III, ed. E. H. Levy & J. I. Lunine, 279–326
Heitsch, F., Zweibel, E. G., Slyz, A. D., & Devriendt, J. E. G. 2004, ApJ, 603, 165
Herbig, G. H. 1957, ApJ, 125, 654
Hildebrand, R. H., Kirby, L., Dotson, J. L., Houde, M., & Vaillancourt, J. E. 2009, ApJ, 696, 567
Hiltner, W. A. 1949, Science, 109, 165
Hirashita, H. 2012, MNRAS, 422, 1263
Jappsen, A.-K., Klessen, R. S., Larson, R. B., Li, Y., & Mac Low, M.-M. 2005, A&A, 435, 611
Jenkins, E. B. & Savage, B. D. 1974, ApJ, 187, 243
Jiang, Z., Tamura, M., Fukagawa, M., et al. 2005, Nature, 437, 112
Jones, A. P. 2004, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 309, Astrophysics of Dust, ed. A. N. Witt, G. C. Clayton, & B. T. Draine, 347
Jones, A. P., Tielens, A. G. G. M., & Hollenbach, D. J. 1996, ApJ, 469, 740
Jones, R. V. & Spitzer, Jr., L. 1967, ApJ, 147, 943
Kandori, R., Tamura, M., Kusakabe, N., et al. 2007, PASJ, 59, 487
King, I. 1962, AJ, 67, 471
King, I. R. 1966, AJ, 71, 276
Köhler, M., Stepnik, B., Jones, A. P., et al. 2012, A&A, 548, A61
Koornneef, J. 1983, A&A, 128, 84
Krumholz, M. R., Klein, R. I., McKee, C. F., Offner, S. S. R., & Cunningham, A. J. 2009, Science, 323, 754
Krumholz, M. R., Stone, J. M., & Gardiner, T. A. 2007, ApJ, 671, 518
Kurtz, S., Cesaroni, R., Churchwell, E., Hofner, P., & Walmsley, C. M. 2000, Protostars and Planets IV, 299
Kusakabe, N., Tamura, M., Kandori, R., et al. 2008, AJ, 136, 621
Lada, C. J. & Lada, E. A. 2003, ARA&A, 41, 57
Larson, K. A. & Whittet, D. C. B. 2005, ApJ, 623, 897
Larson, K. A., Whittet, D. C. B., & Hough, J. H. 1996, ApJ, 472, 755
Larson, R. B. 1969, MNRAS, 145, 271
Larson, R. B. 2005, MNRAS, 359, 211
Lazarian, A. 2007, J. Quant. Spec. Radiat. Transf., 106, 225
Lazarian, A., Vishniac, E. T., & Cho, J. 2004, ApJ, 603, 180
Leão, M. R. M., de Gouveia Dal Pino, E. M., Santos-Lima, R., & Lazarian, A. 2012, ArXiv e-prints
Leisawitz, D., Bash, F. N., & Thaddeus, P. 1989, ApJS, 70, 731
Li, H.-b. & Houde, M. 2008, ApJ, 677, 1151
Liseau, R., Lorenzetti, D., Nisini, B., Spinoglio, L., & Moneti, A. 1992, A&A, 265, 577
Lizano, S. & Shu, F. H. 1989, ApJ, 342, 834
Lombardi, M. 2009, A&A, 493, 735

Lorenzetti, D., Spinoglio, L., & Liseau, R. 1993, A&A, 275, 489
Magalhaes, A. M., Rodrigues, C. V., Margoniner, V. E., Pereyra, A., & Heathcote, S. 1996, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 97, Polarimetry of the Interstellar Medium, ed. W. G. Roberge & D. C. B. Whittet, 118
Martins, F., Schaerer, D., & Hillier, D. J. 2005, A&A, 436, 1049
Massi, F., Di Carlo, E., Codella, C., et al. 2010, A&A, 516, A52
Massi, F., Giannini, T., Lorenzetti, D., et al. 1999, A&AS, 136, 471
Massi, F., Lorenzetti, D., & Giannini, T. 2003, A&A, 399, 147
Massi, F., Lorenzetti, D., Giannini, T., & Vitali, F. 2000, A&A, 353, 598
Mathews, W. G. 1966, ApJ, 144, 206
Mathews, W. G. 1967, ApJ, 147, 965
Mathewson, D. S. & Ford, V. L. 1970, MmRAS, 74, 139
Mathis, J. S., Rumpl, W., & Nordsieck, K. H. 1977, ApJ, 217, 425
Matthews, B. C., Fiege, J. D., & Moriarty-Schieven, G. 2002, ApJ, 569, 304
Matthews, L. D., Greenhill, L. J., Goddi, C., et al. 2010, ApJ, 708, 80
May, J., Murphy, D. C., & Thaddeus, P. 1988, A&AS, 73, 51
Mazzei, P. & Barbaro, G. 2008, MNRAS, 390, 706
McCall, M. L., Richer, M. G., & Visvanathan, N. 1990, ApJ, 357, 502
McKee, C. F. & Ostriker, E. C. 2007, ARA&A, 45, 565
Messinger, D. W., Whittet, D. C. B., & Roberge, W. G. 1997, ApJ, 487, 314
Mestel, L. & Spitzer, Jr., L. 1956, MNRAS, 116, 503
Meyer, M. R., Calvet, N., & Hillenbrand, L. A. 1997, AJ, 114, 288
Moorwood, A., Cuby, J.-G., & Lidman, C. 1998, The Messenger, 91, 9
Morgan, L. K., Thompson, M. A., Urquhart, J. S., & White, G. J. 2008, A&A, 477, 557
Mouschovias, T. C. & Paleologou, E. V. 1981, ApJ, 246, 48
Murphy, D. C. & May, J. 1991, A&A, 247, 202
Myers, P. C. & Goodman, A. A. 1991, ApJ, 373, 509
Nakano, T. 1979, PASJ, 31, 697
Ogura, K., Sugitani, K., & Pickles, A. 2002, AJ, 123, 2597
Oka, T., Kawai, N., Naito, T., et al. 1999, ApJ, 526, 764
Ortiz, R., Roman-Lopes, A., & Abraham, Z. 2007, A&A, 461, 949
Ostriker, E. C., Stone, J. M., & Gammie, C. F. 2001, ApJ, 546, 980
Padoan, P., Jimenez, R., Juvela, M., & Nordlund, Å. 2004, ApJ, 604, L49
Patel, N. A., Curiel, S., Sridharan, T. K., et al. 2005, Nature, 437, 109
Pavel, M. D. & Clemens, D. P. 2012, ArXiv e-prints
Pereyra, A. 2000, Ph.D. Thesis, Univ. São Paulo (Brazil)
Peters, T., Banerjee, R., Klessen, R. S., & Mac Low, M.-M. 2011, ApJ, 729, 72
Pettersson, B. 2008, Young Stars and Dust Clouds in Puppis and Vela (Astronomical Society of the Pacific, Reipurt, B.), 43
Pettersson, B. & Reipurth, B. 1994, A&AS, 104, 233
Pineda, J. L., Goldsmith, P. F., Chapman, N., et al. 2010, ApJ, 721, 686
Pirogov, L., Zinchenko, I., Caselli, P., & Johansson, L. E. B. 2007, A&A, 461, 523
Pirogov, L. E. 2009, Astronomy Reports, 53, 1127
Povich, M. S. 2012, ArXiv e-prints
Povich, M. S., Churchwell, E., Bieging, J. H., et al. 2009, ApJ, 696, 1278
Purcell, E. M. 1979, ApJ, 231, 404
Rho, J., Lefloch, B., Reach, W. T., & Cernicharo, J. 2008, M20: Star Formation in a Young HII Region (Reipurth, B.), 509
Rieke, G. H. & Lebofsky, M. J. 1985, ApJ, 288, 618
Rodgers, A. W., Campbell, C. T., & Whiteoak, J. B. 1960, MNRAS, 121, 103
Roman-Lopes, A., Abraham, Z., Ortiz, R., & Rodriguez-Ardila, A. 2009, MNRAS, 394, 467
Santos, F. P. 2009, in Master Degree Thesis, ed. UFMG (UFMG), 158
Santos, F. P., Corradi, W., & Reis, W. 2011, ApJ, 728, 104
Santos, F. P., Roman-Lopes, A., & Franco, G. A. P. 2012, ApJ, 751, 138
Serkowski, K. 1974, in Methods Exper. Phys. Vol. 12A, ed. N. Carleton (Academic, New York), 361
Serkowski, K., Mathewson, D. L., & Ford, V. L. 1975, ApJ, 196, 261

Sharpless, S. 1953, ApJ, 118, 362
Sharpless, S. 1959, ApJS, 4, 257
Shu, F. H., Adams, F. C., & Lizano, S. 1987, ARA&A, 25, 23
Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, A&A, 358, 593
Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, AJ, 131, 1163
Spitzer, L. 1978, Physical processes in the interstellar medium (New York Wiley-Interscience, 1978. 333 p.)
Stahler, S. W. & Palla, F. 2004, The formation of stars (Wiley-VCH)
Stetson, P. B. 1987, PASP, 99, 191
Strömgren, B. 1939, ApJ, 89, 526
Szomoru, A. & Guhathakurta, P. 1999, AJ, 117, 2226
Tang, Y.-W., Ho, P. T. P., Girart, J. M., et al. 2009, ApJ, 695, 1399
Tapia, S. 1988, *Preprints of the Steward Observatory*, No. 831
Tody, D. 1986, Proc. SPIE, 627, 733
Treanor, P. J. 1963, AJ, 68, 185
Turnshek, D. A., Bohlin, R. C., Williamson, R. L., et al. 1990, AJ, 99, 1243
Urquhart, J. S., Morgan, L. K., & Thompson, M. A. 2009, A&A, 497, 789
Vogt, N. & Moffat, A. F. J. 1975, A&A, 45, 405
Vrba, F. J. & Rydgren, A. E. 1985, AJ, 90, 1490
Watson, C., Povich, M. S., Churchwell, E. B., et al. 2008, ApJ, 681, 1341
Whittet, D. C. B. 2003, Dust in the galactic environment, 2nd ed (IoP Publishing, Bristol)
Whittet, D. C. B., Gerakines, P. A., Hough, J. H., & Shenoy, S. S. 2001, ApJ, 547, 872
Whittet, D. C. B., Martin, P. G., Hough, J. H., et al. 1992, ApJ, 386, 562
Whittet, D. C. B. & van Breda, I. G. 1978, A&A, 66, 57
Wilking, B. A., Lebofsky, M. J., Kemp, J. C., Martin, P. G., & Rieke, G. H. 1980, ApJ, 235, 905
Wilking, B. A., Lebofsky, M. J., & Rieke, G. H. 1982, AJ, 87, 695
Wouterloot, J. G. A. & Brand, J. 1989, A&AS, 80, 149
Yamaguchi, R., Saito, H., Mizuno, N., et al. 1999, PASJ, 51, 791
Yorke, H. W. & Sonnhalter, C. 2002, ApJ, 569, 846
Zavagno, A., Anderson, L. D., Russeil, D., et al. 2010, A&A, 518, L101
Zinchenko, I., Henkel, C., & Mao, R. Q. 2000, A&A, 361, 1079
Zinchenko, I., Mattila, K., & Toriseva, M. 1995, A&AS, 111, 95
Zinnecker, H. & Bate, M. R. 2002, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 267, Hot Star Workshop III: The Earliest Phases of Massive Star Birth, ed. P. Crowther, 209
Zinnecker, H., McCaughrean, M. J., & Wilking, B. A. 1993, in Protostars and Planets III, ed. E. H. Levy & J. I. Lunine, 429–495
Zinnecker, H. & Yorke, H. W. 2007, ARA&A, 45, 481
Zweibel, E. G. 1990, ApJ, 362, 545