

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

Marcelo S. Rubinho

**A Estrutura do Campo Magnético do Meio
Interestelar a partir de Observações de
Aglomerados Abertos**

São Paulo

2015

Marcelo S. Rubinho

A Estrutura do Campo Magnético do Meio Interestelar a partir de Observações de Aglomerados Abertos

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

Área de Concentração: Astronomia

Orientador: Prof. Dr. Antonio Mário Magalhães

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

São Paulo

2015

à minha bela família

Agradecimentos

Sempre pensei em escrever os agradecimentos por último. Não por ser a melhor parte da dissertação, mas porque a cada segundo surgem pessoas para ajudar no seu trabalho. As vezes até um “Vai dar certo” são vitais no processo de escrita.

Nas próximas linhas tentarei lutar para lembrar de todos que me ajudaram e merecem o devido quinhão de agradecimento e pedido de desculpa pelos tormentos de minha fase maluca. Apesar de pouco, diante do que fizeram, é meu modo de eternizar os nomes de todos. Acho que citações em agradecimentos deveriam valer mais do que as pertencentes a própria dissertação, mas enfim.

Sei que deveria escrever pouco e ser mais simples. Mas isso vai ser impossível (dê um Ctrl+F, leia seu agradecimento e já basta, não ficarei chateado).

Queria começar agradecendo à minha singela família. Pai, obrigado pelo apoio e por me ensinar o que é certo e justo, e desculpe minhas teimosias. Mãe, obrigado pela bondade impassível e amor eterno com abraços e desculpe minha falta de paciência. Marisa, obrigado pela ajuda financeira e afetiva (e por ter me permitido a proximidade do Lucas) e desculpe ser insensível. Rebeca, obrigado pelas confidências e desculpe minha falta de sensatez. Lucas, meu pequeno sobrinho favorito, obrigado (mas muito obrigado mesmo) pelos mais belos momentos de alegria da minha vida e desculpe minha falta de presença nesta fase (prometo jogar bola e videogame com você em breve, pode cobrar). Tom, meu pequeno monstro, obrigado por estar ali nos momentos importantes, e expressar apenas amor incondicional, desculpe minha ausência, você é o melhor companheiro que um ser humano pode querer. Obrigado a todos.

Ingrid, minha companheira nos momentos mais graves, obrigado pelos abraços e carinhos. Adoro ter você ao meu lado (mesmo me fazendo inveja jogando videogame). Adorei

os momentos de pausas para ver um seriado ou comentar sobre uma cena. Seus olhos estarão para sempre neste trabalho (vide figura 1.6). Te amo, índia. Desculpe minha falta de romantismo nesta fase, minha falta de presença, principalmente nos meus 45 do segundo tempo, prometo recompensar... até o doutorado pelo menos (beijos para minha sogrinha querida e a pequenina Felicity).

Obrigado aos familiares que não citei, mas sabem os papéis neste trabalho, meu avós, meus tios e meus primos. Amo vocês.

Preciso agradecer ao grupo *All Star Gang*, que me abrigou e ajudou em seu meio. Nadili, obrigado pelos conselhos e desculpe ajudar em sua insônia. Caio, obrigado pelo seu bom humor absurdo e desculpe mandar milhares de mensagens picotadas (e embrulhar seu carro por vingança). Marcela, obrigado por ter dividido seu incrível intelecto e companhia comigo e desculpe ser hétero-normativo. Aiara, obrigado pela sua espontaneidade e sorrisos e desculpe se brinquei demais. E claro, a Robin (vulgo Daiane), é impossível agradecer tudo o que você me ajudou, obrigado por estar na minha retaguarda, esta luta foi conseguida em equipe, e seu apoio é algo que nunca esquecerei, nossa parceria é infinita (...), e desculpe meu egoísmo e estupidez. E claro, beijos para sua família inteira.

Ao pessoal do *Lady of Chaos*, não há palavras para que eu possa me expressar. Agradecimentos especiais para: João, irmão, obrigado pela irmandade pura e desculpe a falta de tempo para nossos velhos passeios (abraços para o Ashorash). Didjo, meu mano, sua concepção clara das coisas me ajudam muito. Sinto saudades da suas semanas de férias em Suzano. Desculpe ter estado longe e muitas vezes perder contato (*Fallen Angels* e *Titãs para Sempre*). Léo, agradeço sua participação e animação em qualquer evento, e claro, ceder sua casa para os maiores encontros e momentos de minha juventude. Desculpe nunca ter terminado aquela aventura de D&D. Loxa, sei que você não gosta deste apelido mas é assim que te conhecemos. Sentimos saudades, você faz falta em nosso meio, desculpe nossos abusos aos seus tickets.

Obrigado ao resto do meu Ka-tet (que intersecciona o grupo anterior). Tucci, obrigado pelas ajudas nas melhores trollagens e desculpe mas o seu amigo Juan é doido. Andressão, obrigado pela sua ajuda, humor e fofocas, desculpe pelo teclado. Henrique, obrigado pela ajuda nas matérias mais absurdas e desculpe não ter lido seus quadrinhos até agora (espero ter tempo).

Claro que o mérito deste trabalho é da melhor equipe de polarização do ramo as-

tronômico da face da Terra. Agradeço ao meu orientador, Professor Doutor Antonio Mario Magalhães, obrigado pela “guiagem” e desculpe a demora de escrita e a imaturidade em conhecimentos. Edgar, você com certeza se irritou com tantos pedidos de ajuda e com minha inexperiência, e desculpe ter convidado 100 pessoas para seu churrasco. Tibério, obrigado pela cobertura das noites do LNA. Das que passaram em nosso grupo mas infelizmente não ficaram, Toninha, Cássia e Jéssica, sentimos saudades. E Frédérick, no más que dos. Ao meu relator, Walter Maciel, pela visão diferenciada e poderosa sobre este trabalho.

E o resto do pessoal que tanto me ajudou no IAG. Cyril, obrigado pelas micro-aulas de francês e desculpe por achar que pão francês era algo típico França. Nossas vizinhas, Natália e Paty, muito obrigado pelos momentos de desabafo e desculpe pelos sustos. Meu senpai Xuxu, pela facilidade em entender e disponibilidade a nos ajudar, desculpe bagunçar sua sala e acabar lhe expulsando da nossa. Bruno Mota, obrigado pelo apoio e piadas e desculpe não ter participado de suas famosas caravanas. Daniel Berdnaski, obrigado pelo compartilhamento da sala e doces nas horas cruciais, desculpe atrapalhar seu trabalho ou esconder seus carrinhos. Daniel Moser pela incrível mente e apoio, e claro, pela criação do já agraciado C.A.P.I.M. (desculpe ter duvidado). Thiago e Juliana, obrigado pelo carinho e por me chamarem para o casamento (aliás, parabéns) e desculpem eu não ter ido (o motivo está nas suas mãos enquanto estão lendo). Larissa, obrigado por sua amizade, somos do mesmo grupo que entrou no IAG mas é óbvio que você sempre esteve à frente. E o resto da galera toda! Fellipy, Allan, Mirian, Julian, Buda, Felipe (meu vizinho da frente, valeu pelo café), Lu, Leandro Rímulo, Paulo Lago, Jhon e Santucci, obrigado, todas as vezes que vocês passaram em visitas na nossa sala. Vocês foram um alívio aos nossos momentos de stress, e desculpe Elvis pelos sustos da madrugada.

E aos outros amigos da faculdade que além de listas, livros e afins compartilharam os momentos bons. Herman, não houve um momento em que você dissesse que não poderia ajudar, não sei como agradecer, desculpe abusar de sua ajuda no arco. Clevison, seu apoio foi incrível, e ajudar você é o mínimo pela retribuição em matérias do além que tivemos que passar, aliás, desculpe, mas seu time é ruim demais. À incrível casa grega ∇V , obrigado pela irmandade. Fozzy e Kazuo, vocês fazem uma falta absurda, sempre penso em momentos que vocês ajudariam ou conheceriam sobre algum assunto. Teresa e Vitor, acho que devo uns 40 créditos a vocês pela força e papo. Desculpe Teresa, nunca recompensei

sua ajuda e desculpe Vitor, eu era um péssimo parceiro de laboratório. Ao grupo *arc tg*, grupo mais divertido de todos os laboratórios da física. Eliel, Boob, Menininho, Fabião (mestre no combate desarmado), os bandejões são tristonhos sem vocês. Michele, obrigado pelas suas aparições repentinas. Léo Arruda, fizemos a melhor dupla de professores daquele hospital.

Obrigado, meninas da secretaria! Marina, “Ceidão”, Regina e Cida. Sem vocês o IAG não existiria, desculpem esquecer de pagar o *coffee-break* às vezes... E ao pessoal mágico da informática, Marcos e Luís, desculpem perturbá-los a cada 10min.

Ao pessoal do LNA, Luíza, Rodrigo, Pica-Pau, Mauro, Marcos, Barbosa e outros. A companhia e préstimos não podem ser cotados aqui. Desculpem atazanar vocês com falta de conhecimento tecnológico.

Ao meus amigos e mestres Marildo, Chicão e Leonardo, nunca esquecerei a amizade ao degredo que vocês nos dispuseram. Os atos de carinho foram extremos.

Ao pessoal do C.O.U.V.E., vocês são o *happy hour* mais fantástico que qualquer nerd precisa. Obrigado por conhecer tantos amigos incríveis e desculpem meu sumiço por quase um ano. Eu realmente sinto falta.

Ao melhor podcast nerd e maiores procrastinadores do universo, o *Provollonecast*, que me trouxe alegrias e discussões absurdas com os maiores quadrinistas da Terra (Daniel HDR, Buchemi e Mike Deodato, obrigado pelo prazer em conhecê-los). Vocês são incríveis, e saudades, Toninho!

À CNPq, Fapesp e Proex, pelo apoio financeiro e a Sociedade Astronômica Brasileira que é para mim, um grupo das maiores mentes brasileiras.

E por último, agradeço aos gênios como Bob Kane, Stan Lee, Jerry Siegel, Joe Shuster, Alan Moore, Neil Gaiman, Frank Miller, Grant Morrison e Garth Ennis. Desde que era alfabetizado leio quadrinhos. Batman, Superman e Homem-Aranha foram meus primeiros amigos. A satisfação de retornar para casa e ler e reler a arte sequencial esteve em minha mente durante todos os dias desta dissertação. Agradeço por ter encontrado amigos fora das páginas, mas agradeço as viagens fantásticas que elas me proporcionaram.

Obrigado à todos, até logo e obrigado pelos peixes.

*“Pois então tu mataste o Jaguadarte!
Vem aos meus braços, homenino meu!
Oh dia fremular! Bravooh! Bravarte!”*

Ele se ria jubileu.

Era briluz.

As lesmolisas touvas roldavam e relviam nos gramilvos.

Estavam mimsicais as pintalouvas,

E os momirratos davam grilvos.”

Lewis Carroll

*“Quando ouvi o astrônomo erudito,
Quando as provas, os números foram enfileirados diante de mim,
Quando me foram mostrados os mapas e diagramas a somar, dividir e medir,
Quando, sentado, ouvia o astrônomo muito aplaudido, na sala de conferências,
Senti-me logo inexplicavelmente cansado e enfermo,
Até que me levantei e saí, parecendo sem rumo
No ar úmido e místico da noite, e repetidas vezes
Olhei em perfeito silêncio para as estrelas.”*

Walt Whitman

“The beginning of wisdom, is “I do not know.””

Resumo

Este trabalho tem por objetivo o estudo do campo magnético do Meio Interestelar (MI) difuso da Galáxia utilizando os dados de Aglomerados Abertos obtidos no Survey de Polarização Interestelar, presentemente no Observatório Pico dos Dias (OPD). A polarização interestelar na direção de membros desses aglomerados mostra o alinhamento dos grãos do MI. O estudo da nossa amostra permitiu a caracterização polarimétrica de 7 aglomerados abertos com o objetivo de se discutir e compreender a estrutura do MI da linha de visada.

Os ângulos de polarizações médias dos campos mostraram, na maioria dos casos, paralelidade com o Plano Galáctico. Os vetores polarimétricos se diferenciam com o eixo do Plano Galáctico por $\approx 9\%$ do mais próximo e $\approx 54,11\%$ para o de maior latitude. Também foram calculados os valores do campo magnético, que variaram entre $B \sim 28\mu G$ e $B \sim 12\mu G$. Os dados foram cruzados com o catálogo de Dias et al. (2002) e comparados com sua polarimetria. Mostramos que a polarização é um fator de contribuição para a determinação de probabilidade de pertinência do aglomerado.

Abstract

This work aims to study the magnetic field of the Galactic diffuse interstellar medium (ISM), using the data obtained for Open Clusters in the Interstellar Polarization Survey, currently being carried out at the Observatório do Pico dos Dias (OPD). The interstellar polarization in the direction of clusters members probes the alignment of IM dust grains. The study of this sample allowed the polarimetric characterization of 7 open clusters, in order to discuss and understand the ISM structure in the line of sight.

Their average polarimetric vectors appeared, in most cases, parallelism with the Galactic Plane. The derived polarimetric vector orientation deviates from the Galactic plane axis by $\approx 9\%$ for the cluster at the galactic lowest latitude, and by $\approx 54\%$ for the cluster of highest galactic latitude. Also, the values of the magnetic field were calculated and ranging between $B \sim 28\mu G$ and $B \sim 12\mu G$. The data were compared with the catalog Dias et al. (2002) and compared to your polarimetry. We show that polarization is a contributing factor for the determination of the cluster membership probability.

Lista de Figuras

1.1	Região do Aglomerado Aberto C0704-100 do DSS2 obtida com o programa <i>Aladin</i> , ferramenta disponibilizada pelo <i>Simbad</i>	27
1.2	Mapa de Polarização obtido por Hiltner (1951).	29
1.3	Encurvamento das linhas de campo devido ao movimento de turbulência do gás.	30
1.4	Rotação das componentes do campo elétrico, x e y por um ângulo ξ para coincidirem com os eixos principais da polarização elíptica.	34
1.5	Parâmetros de Stokes, para o caso de 100% de polarização em diferentes medidas.	37
1.6	Polarização da Luz pelo grão de poeira.	38
1.7	Uma nuvem de poeira no MI pode causar extinção e polarização da luz de estrelas de um aglomerado estelar.	38
1.8	Os 12 Aglomerados Abertos selecionados em suas localizações no plano galáctico (adaptado de Mathewson e Ford (1970)).	40
2.1	Gaveta Polarimétrica acoplada ao telescópio IAG (Observatório Pico dos Dias). Em primeiro plano, os módulos de controle e potência. O polarímetro, IAGPOL, em si está montado onde o cabo branco termina no alto.	41
2.2	Imagem C1622-405 utilizando-se a calcita.	42
2.3	Desenho esquemático do Sistema Óptico da Gaveta Polarimétrica IAG.	43
3.1	Esquema de imagem com seu overscan (figura adaptada de Massey et al. (2012)).	46

3.2	Comparação do Campo 1115-624, na esquerda a imagem bruta e na direita a imagem após redução de <i>biassec</i> , <i>trimssec</i> , <i>overscan</i> , bias e flat field.	46
3.3	Campo 0700-082 com estrelas extraordinárias mascaradas.	48
3.4	Campo da estrela padrão polarizada HD111613.	50
3.5	Campo da estrela padrão não-polarizada Padrão HD94851.	50
4.1	Visão geral dos campos observados.	52
4.2	Visão geral da posição dos aglomerados com sua distâncias.	52
4.3	Imagem dos campos com a representação de seu avermelhamento.	53
4.4	a)Histograma de polarização do Campo C0700-082, a reta vertical indica a mediana dos dados em verde. b)Histograma de valores de θ do campo c) Gráfico de Polarização vs Magnitude, a reta horizontal indica a mediana da polarização d) Gráfico de vetores do campo.	55
4.5	Gráfico de vetores do campo sem escala de tamanho, a linha preta pontilhada indica a indica a inclinação da galáxia.	56
4.6	Gráfico de Polarização pelo ângulo dos vetores do Campo C0700-082, as retas em preto representam as medianas dos eixos.	57
4.7	Diagrama de magnitude por excesso de cor do Campo C0700-082.	58
4.8	Gráficos de Polarização e θ das estrelas da sequência principal do campo C0700-082.	58
4.9	Diagrama Q vs U, a caixa em linha preta representa a margem de 1σ dos valores médios de P e θ do Campo C0700-082.	60
4.10	Função de estrutura do Campo C0700-082.	61
4.11	a)Histograma de polarização do Campo C0842-411, a reta vertical indica a mediana dos dados em verde. b)Histograma de valores de θ do campo c) Gráfico de Polarização vs Magnitude, a reta horizontal indica a medianados dados em verde.d) Gráfico de vetores do campo.	62
4.12	Imagem obtida pelo DSS.	63
4.13	Histograma da polarização para as 3 regiões selecionadas.	63
4.14	Histograma dos ângulos dos vetores de polarização para as 3 regiões selecionadas.	64
4.15	Gráfico de Polarização vs Magnitude para as 3 regiões selecionadas.	65

4.16	Gráfico de Polarização vs θ	66
4.17	Diagrama de Magnitude por Excesso de cor do Campo 0842-411.	66
4.18	Diagrama Q vs U, a caixa em linha preta representa a margem de 1σ dos valores médios de P e θ do Campo 0842-411.	67
4.19	Função de Estrutura do Campo 0842-411.	67
4.20	a)Histograma de polarização do Campo C1115-624, a reta vertical indica a mediana dos dados em verde. b)Histograma de valores de θ do campo c) Gráfico de Polarização vs Magnitude, a reta horizontal indica a mediana dos dados em verde d) Gráfico de vetores do campo.	69
4.21	Gráfico de Polarização pelo ângulo dos vetores do Campo C1115-624, as retas em preto representam as medianas dos eixos.	70
4.22	Diagrama de magnitude pos excesso de cor do Campo C1115-624.	71
4.23	Gráfico de polarização e θ das estrelas da sequência principal do Campo C1115-624.	72
4.24	Gráfico de polarização e θ das estrelas fora da sequência principal do Campo C1115-624.	72
4.25	Diagrama de Q vs U, a caixa em linha preta representa a margem de 1σ dos valores médios de P e θ do Campo C1115-624.	73
4.26	Função de Estrutura do Campo C1115-624.	74
4.27	a)Histograma de polarização do Campo C1426-605, a reta vertical indica a mediana dos dados em verde. b)Histograma de valores de θ do campo c) Gráfico de Polarização vs Magnitude, a reta horizontal indica a mediana dos dados em verde d) Gráfico de vetores do campo.	75
4.28	Gráfico de Polarização pelo ângulo dos vetores do Campo C1426-605, as retas em preto representam as medianas dos eixos.	76
4.29	Diagrama de Q vs U, a caixa em linha preta representa a margem de 1σ dos valores médios de P e θ do Campo C1426-605.	77
4.30	Função de Estrutura do Campo C1426-605.	78
4.31	a)Histograma de polarização do Campo C1622-605, a reta vertical indica a mediana dos dados em verde. b)Histograma de valores de θ do campo c) Gráfico de Polarização vs Magnitude, a reta horizontal indica a mediana dos dados em verde d) Gráfico de vetores do campo.	79

4.32	Gráfico de Polarização pelo ângulo dos vetores do Campo C1622-405, as retas em preto representam as medianas dos eixos.	80
4.33	Gráfico de Magnitude pelo ângulo dos vetores do Campo C1622-405, a reta em preto representa a mediana de θ	81
4.34	Diagrama de Polarização vs Magnitude vs ângulo dos vetores do Campo C1622-405.	82
4.35	Gráfico de vetores do campo. Esquerda: Dados com magnitude menor que 12mag. Direita: Dados com magnitude maior que 12 mag.	82
4.36	Diagrama de magnitude por excesso de cor do Campo C1622-405.	83
4.37	Gráfico de polarização e θ das estrelas da sequência principal do Campo C1622-405.	83
4.38	Diagrama de Q vs U, a caixa em linha preta representa a margem de 1σ dos valores médios de P e θ do Campo C1622-405.	84
4.39	Função de Estrutura do Campo C1622-405.	85
4.40	a)Histograma de polarização do Campo C1828-192, a reta vertical indica a mediana dos dados em verde. b)Histograma de valores de θ do campo c) Gráfico de Polarização vs Magnitude, a reta horizontal indica a mediana dos dados em verde d) Gráfico de vetores do campo.	86
4.41	Gráfico de Polarização pelo ângulo dos vetores do Campo C1828-192, as retas em preto representam as medianas dos eixos.	87
4.42	Diagrama de magnitude por excesso de cor do Campo C1828-192.	88
4.43	Gráfico de polarização e θ das estrelas da sequência principal do Campo C1828-192.	89
4.44	Diagrama de Q vs U, a caixa em linha preta representa a margem de 1σ dos valores médios de P e θ do Campo C1828-192.	89
4.45	Função de Estrutura do Campo C1828-192.	90
4.46	a)Histograma de polarização de Kappa Crucis, a reta vertical indica a mediana dos dados em verde. b)Histograma de valores de theta do campo c) Gráfico de Polarização vs Magnitude, a reta horizontal indica a mediana dos dados em verde d) Gráfico de vetores do campo.	91
4.47	Gráfico de Polarização pelo ângulo dos vetores de Kappa Crucis, as retas em preto representam as medianas dos eixos	92

4.48	Diagrama de magnitude pos excesso de cor de Kappa Crucis	93
4.49	Gráfico de polarização e θ das estrelas da sequência principal de Kappa Crucis	93
4.50	Diagrama de Q vs U, a caixa em linha preta representa a margem de 1σ dos valores médios de P e θ de Kappa Crucis.	94
4.51	Função de Estrutura de Kappa Crucis.	95

Lista de Tabelas

3.1	Polarizadas Padrões utilizadas na análise	49
4.1	Tabela de Aglomerados Abertos observados (short $\approx 5s$, inter $\approx 10s$, long $\approx 15s$)	51
4.2	Tabela com dados das estrelas do campo C0700-082 numeradas na figura 4.9.	59
4.3	Tabela de Resultados da Dispersão de Turbulência do Campo 0700-082. . .	61
4.4	Tabela de Resultados da Dispersão de Turbulência do Campo 0842-411. . .	68
4.5	Tabela com dados da estrela 4342 do campo C1115-624 numeradas na figura 4.25.	70
4.6	Tabela de Resultados da Dispersão de Turbulência do Campo 1115-624. . .	74
4.7	Tabela com dados das estrelas do campo C1426-605 numeradas na figura 4.29.	76
4.8	Tabela de Resultados da Dispersão de Turbulência do Campo 1426-605 . .	78
4.9	Estrelas Pós-Sequência Principal.	81
4.10	Tabela de Resultados da Dispersão de Turbulência do Campo 1622-405. . .	85
4.11	Tabela com dados das estrelas do campo C1828-192 numeradas nas figuras 4.41, 4.42, e 4.44.	87
4.12	Tabela de Resultados da Dispersão de Turbulência do Campo 1828-192. . .	90
4.13	Tabela com dados das estrelas do Kappa Crucis numeradas nas figuras 4.47, e 4.50.	94
4.14	Tabela com dados de todos os campos para seus ângulos de polarização médios (θ) e seus valores de escala angular de correlação (d).	96
4.15	Tabela com dados calculados do campo magnético pelos métodos de Falceta-Goncalves et al. (2008) e Hildebrand (2009).	96

Sumário

1. <i>Introdução</i>	25
1.1 Meio Interestelar	25
1.1.1 Poeira Interestelar	26
1.2 Aglomerados Abertos	26
1.3 Campo Magnético	28
1.3.1 Método de Chandrasekhar & Fermi (CF)	28
1.3.2 Método de Chandrasekhar & Fermi modificado	30
1.3.3 Dispersões de Turbulência Angular	32
1.4 Polarização da Luz	33
1.4.1 Parâmetros de Stokes	33
1.5 Mecanismos de Polarização	38
1.6 Survey de Polarização	40
2. <i>Equipamento e Ferramentas Polarimétricas</i>	41
3. <i>Metodologia</i>	45
3.1 Tratamento das Imagens	45
3.2 Redução dos Dados	47
3.3 Polarizadas Padrões e Não Polarizadas	49
4. <i>Análise</i>	51
4.1 Separação por Pertinência ao Aglomerado	53
4.2 Função de Estrutura	54
4.3 C0700-082	54

4.4	C0842-411	61
4.5	C1115-624	68
4.6	C1426-605	74
4.7	C1622-405	78
4.8	C1828-192	85
4.9	Kappa Crucis	90
4.10	Resultados Finais	95
5.	<i>Conclusões</i>	97
	<i>Referências</i>	99

Introdução

1.1 Meio Interestelar

O gás e poeira que existem entre as estrelas é conhecido como *Meio Interestelar* (MI). A ideia de um MI surgiu da observação de contrastes entre áreas do céu. Com uma simples observação notaremos áreas mais escuras do que regiões vizinhas. A evidência de gás preenchendo este meio foi primeiramente comprovada no trabalho de Hartmann (1904). Ele observou linhas estacionárias em espectroscopia para sistemas binários. Em seu trabalho, propôs que estas linhas não provêm do movimento do sistema, mas sim, do meio os quais elas estavam imersas. Plaskett (1921) apresentou uma correlação entre a intensidade das linhas interestelares e a distância da estrela. Posteriormente, Young (1922) propôs que estas linhas poderiam emanar de um envelope nas vizinhanças do sistema binário. Atualmente, observações dão suporte para a proposta de Hartmann (1904), como a linha de $21cm$ do hidrogênio neutro, emissão das linhas de Balmer, etc.

Uma das características mais importantes do MI é sua densidade. A densidade do MI é incrivelmente baixa comparada com outros objetos astronômicos. Seu valor é em torno de um átomo de gás por centímetro cúbico e 100 partículas de poeira por quilômetro cúbico (Maciel, 2002). Contudo, a influência do MI sobre a luz de fundo estelar se mostra significativa.

O MI pode ser dividido em várias componentes. Discutiremos apenas as partes relevantes para este trabalho.

1.1.1 Poeira Interestelar

Grãos e gás são os principais componentes do MI. As partículas de poeira (ou grãos de poeira) se encontram geralmente em nuvens, criando mudanças nas medidas da luz que as atravessam, como extinção, avermelhamento e polarização. Trumpler (1930) realizou um trabalho sobre aglomerados abertos no qual mostra que o MI se encontra permeado por um material que causa extinção da luz.

Como já foi dito anteriormente, a poeira possui uma densidade muito menor em comparação com o gás. As características físicas desta poeira são variáveis de acordo com o local da galáxia onde ela é observada. Geralmente é observado carbono e silicatos. É possível estimarmos as composições através de curvas de extinção (Meyer e Savage, 1981).

1.2 Aglomerados Abertos

Aglomerados abertos são grupos de estrelas formados a partir de colapso gravitacional de nuvens moleculares. A gravidade mantém a estrutura do próprio aglomerado. O número de estrelas formado é variável, podendo chegar aos milhares.

As estrelas possuem idades e composições químicas similares. É possível também inferir uma distância média do grupo, o que se torna interessante para este trabalho.

Diferentemente dos *Aglomerados Globulares*, as estrelas dos Aglomerados Abertos pertencem a *População de Tipo I*, ou seja, se encontram principalmente no disco da Via Láctea e são consideradas “jovens” (da ordem de 10^8 anos). Possuem também maior metalicidade, e, ao contrário dos Aglomerados Globulares, que apresentam uma simetria esférica, os Aglomerados Abertos não dispõem grande simetria. Um exemplo disto pode ser visto na figura 1.1.

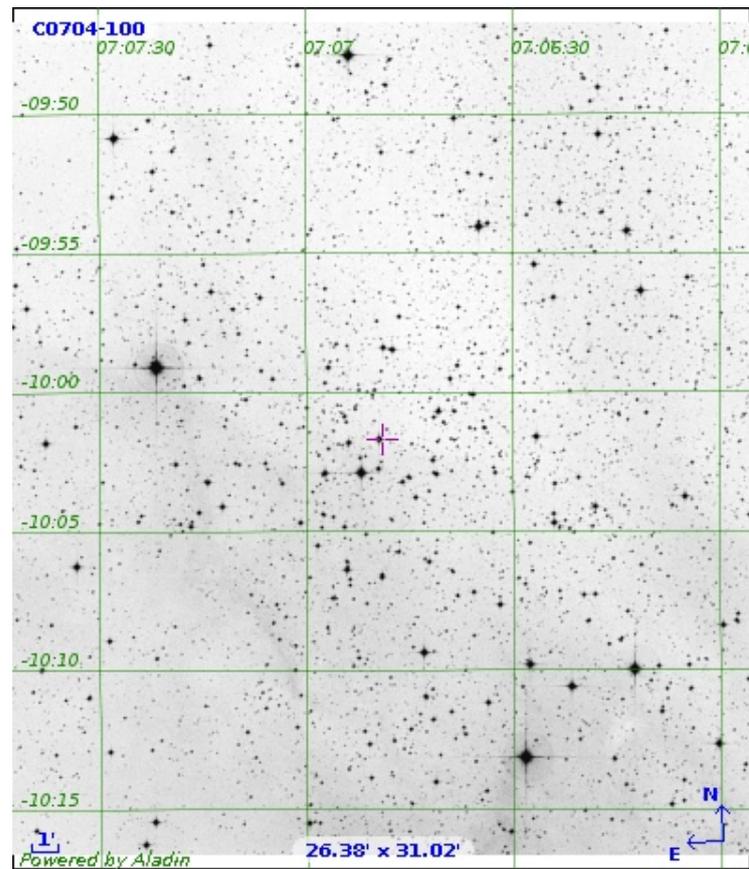


Figura 1.1: Região do Aglomerado Aberto C0704-100 do DSS2 obtida com o programa *Aladin*, ferramenta disponibilizada pelo *Simbad*.

1.3 Campo Magnético

O estudo da estrutura dos campos magnéticos é importante para compreensão da dinâmica do Meio Interestelar (MI). Os métodos de determinação do campo magnético utilizados atualmente são (Crutcher et al., 2010):

Efeito Zeeman: Observação do desdobramento das linhas espectrais devido a um campo magnético fraco.

Rotação Faraday: Rotação do ângulo de polarização linear (rádio) ao atravessar plasma interestelar.

Emissão Polarizada no Infravermelho: Originada da poeira alinhada ao campo magnético.

Absorção da Luz pela Poeira: Polarização linear causada pela absorção da luz das estrelas de fundo pela poeira na faixa do óptico e infravermelho próximo.

A análise da estrutura do campo magnético do MI em escala Galáctica é um assunto pouco estudado. Em trabalhos como Heiles (1996b), sua intensidade foi obtida através de observações síncrotron em pulsares. Mas a publicação mais completa é de Heiles (1996a), o qual utiliza dados de Mathewson e Ford (1970). Em trabalho posterior, Heiles (1997) compilou os dados em um catálogo de polarização junto com outras informações como distância e extinção. Os trabalhos atuais ainda apresentam poucos dados sobre o assunto. À vista disso, é necessário um estudo melhor para um avanço nesta área.

1.3.1 Método de Chandrasekhar & Fermi (CF)

Chandrasekhar e Fermi (1953) propuseram um método simples de estimar a intensidade do campo magnético do MI projetado no céu, utilizando para isso a dispersão dos ângulos de polarização de uma dada região. Hiltner (1951) indica uma polarização na mesma direção, mas com algumas flutuações irregulares (figura 1.2). Isto mostra que o campo magnético não é uniforme mas segue um padrão de “linhas onduladas”.

Para um campo magnético com uma intensidade alta, estas ondulações se tornam mínimas (≈ 0). Em campos magnéticos de baixa intensidade, temos seus vetores arrastados pela turbulência do gás.

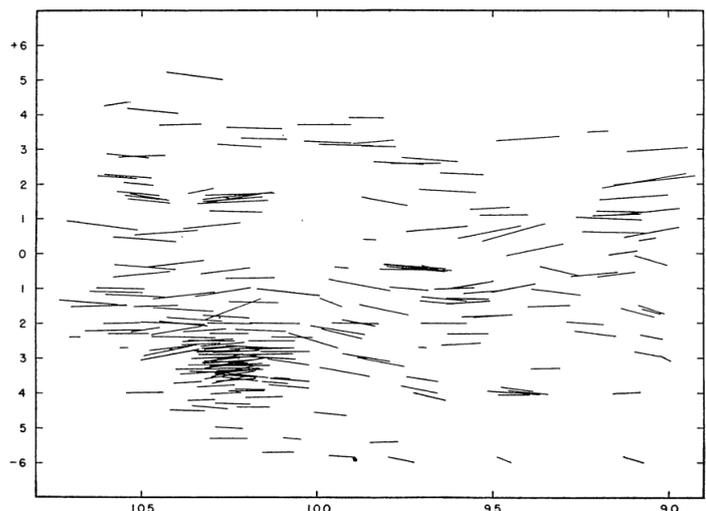


Figura 1.2: Mapa de Polarização obtido por Hiltner (1951).

Alfvén (1942) mostrou que podem aparecer ondas em fluidos submetidos a perturbações. Posteriormente, estes modos, no casos de fluidos magnetizados, ficariam conhecidos como ondas de Alfvén. A velocidade de fase de uma onda magneto-hidrodinâmica transversal é dada por:

$$v = \frac{B}{\sqrt{4\pi\rho}}, \quad (1.1)$$

onde B é o campo magnético e ρ , a densidade de matéria difusa.

No caso, uma oscilação transversal de uma linha de campo particular pode ser descrita como:

$$y = A\cos[k(x - vt)], \quad (1.2)$$

onde y é o deslocamento lateral, A é a amplitude da oscilação, k é o número de onda e x é a componente longitudinal.

Podemos calcular as derivadas parciais da equação 1.2 em x e em t :

$$\frac{\partial y}{\partial x} = y' = -Ak\text{sen}[k(x - vt)] \quad (1.3)$$

$$\frac{\partial y}{\partial t} = \dot{y} = Akv\text{sen}[k(x - vt)] \quad (1.4)$$

Tomando a média quadrática das duas equações e dividindo a segunda pela primeira, temos:

$$\bar{\dot{y}} = v^2 \bar{y}'^2 \quad (1.5)$$

A dispersão dos vetores de polarização ($\delta\theta$) pode ser relacionada com a variação média do

deslocamento lateral das linhas de campo ao longo dele:

$$\frac{\overline{\partial y}}{\partial x} = \delta\theta^2 \quad (1.6)$$

Também é possível relacionar a velocidade de turbulência do gás na linha de visada (V_t) com a velocidade lateral média:

$$\frac{\overline{\partial y}}{\partial t} = \delta V_t^2 \quad (1.7)$$

Assim, através das equações 1.1, 1.6 e 1.7, podemos reescrever a equação 1.5:

$$B = \sqrt{4\pi\rho} \frac{V_t}{\delta\theta}, \quad (1.8)$$

sendo B a medida do campo magnético projetada no céu.

1.3.2 Método de Chandrasekhar & Fermi modificado

Quando fazemos a suposição de $\partial y/\partial x = \delta\theta$, estamos pressupondo um valor de $\delta\theta$ pequeno. Temos que $\tan\theta \approx \theta$ (figura 1.3). A equação, portanto, é válida apenas para valores de $\delta\theta$ pequenos. Heitsch et al. (2001) concluíram fazendo a substituição de $\delta\theta$ por $\delta(\tan\theta)$, que para campos muito turbulentos, a intensidade do campo estaria superestimada.

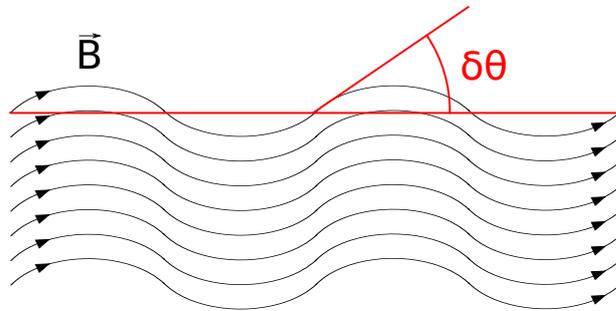


Figura 1.3: Encurvamento das linhas de campo devido ao movimento de turbulência do gás.

Crutcher et al. (2004) mostraram, através de simulações, que a fórmula CF se mostra superestimada em relação à intensidade do campo, sendo necessário correções. Dentre as diversas correções propostas, a que mostrou melhores resultados para intensidade do campo para diversos tipos de fluídos foi a proposta por Falceta-Goncalves et al. (2008). Partindo do princípio da equipartição da densidade de energia cinética e a densidade de energia magnética turbulenta:

$$\frac{1}{2}\rho\delta V^2 \approx \frac{1}{8\pi}\delta B^2, \quad (1.9)$$

onde δV é velocidade quadrática ao longo da linha de visada, e δB é a componente turbulenta do campo magnético.

Assim, para pequenos ângulos podemos aproximar $\delta\theta \sim \delta B/B_{ceu}$, onde B_{ceu} é a componente projetada no campo do céu. A equação 1.9 se reduz a:

$$B_{ceu} = \xi \sqrt{4\pi\rho} \frac{\delta V}{\delta\theta}, \quad (1.10)$$

sendo que θ é medido em radiano e ξ é um fator de correção o qual depende do meio.

Esta técnica é funcional para valores de ângulos pequenos ($\delta\theta < 25^\circ$), ou seja, quando a componente uniforme do campo magnético for superior a componente aleatória. Desta forma, no trabalho de Falceta-Goncalves et al. (2008) foram criadas algumas correções para quando temos as componentes (aleatória e turbulenta) comparáveis.

Primeiramente devemos assumir o campo magnético projetado no céu como:

$$B_{ceu}^T = B_{ceu} + \delta\theta \quad (1.11)$$

Observe que nesta expressão temos uma componente regular e uma turbulenta isotrópica.

Outra modificação é considerarmos $\tan(\delta\theta) \sim \delta B/B_{ceu}^T$ criando assim uma correção para ângulos pequenos. Realizando essas correções na equação de Chandrasekhar e Fermi (1953), Falceta-Goncalves et al. (2008) obteve uma equação mais completa:

$$B_{ceu}^T + \delta B \simeq \sqrt{4\pi\rho} \frac{\delta V}{\tan(\delta\theta)}, \quad (1.12)$$

onde ρ foi obtido pela fórmula $\rho = m_H n_H$, onde m_H é a massa molar, $n_H = N(HI)/d$. Sendo $N(HI)$ a densidade colunar Maciel (2002)

$$N_H \simeq 6 \times 10^{21} E_{B-V} \text{ mag}^{-1} \text{ cm}^{-2}, \quad (1.13)$$

onde d é a distância do aglomerado.

Para calcular o valor de $\delta\theta$ foi obtido, para cada campo, o erro médio de seus ângulos de polarização através da fórmula:

$$\langle \sigma_\theta \rangle = \frac{\sum \sigma_{\theta_i}}{N}, \quad (1.14)$$

onde σ_{θ_i} é o erro de cada um dos dados obtidos pelo pipeline *quickpol.pro* (descrito na seção 3.2). N é o número de dados do campo.

Para cada campo foi realizado um histograma com seus valores dos ângulos de polarização (vide ??) e sobre o mesmo foi ajustado uma gaussiana. O valor de σ_{Gauss} é a dispersão gaussiana para ângulos de polarização. Utilizamos então, a fórmula (Pereyra e Magalhães, 2007):

$$\delta\theta = \sqrt{\sigma_{Gauss}^2 - \langle \sigma_\theta^2 \rangle} \quad (1.15)$$

1.3.3 Dispersões de Turbulência Angular

A função de estrutura (seção 4.2) nos fornece um método de estimativa da contribuição turbulenta da dispersão angular. As primeiras aplicações deste método e resultados foram obtidos por Hildebrand (2009), e também posteriormente por Poidevin et al. (2010) e Franco et al. (2010). A função de estrutura da polarização pode nos fornecer, em pequena escala angular, a escala de turbulência do campo magnético ($\sim mpc$ Hildebrand (2009), Franco et al. (2010)). Em escalas angulares maiores, podemos obter a escala espacial de variabilidade do campo magnético geral (Serkowski, 1965; Kobulnicky et al., 1994; Magalhães et al., 2005; Falceta-Goncalves et al., 2008; Poidevin et al., 2010).

Foram realizados os gráficos de função de estrutura dos campos e ajustes de seu valor de correlação. Também estimamos o parâmetro de dispersão angular (b) fitando nos dados iniciais uma parábola e constatando o ponto no qual a distância é zero e a reta cruza o eixo y . Este valor será o parâmetro b .

O raio da turbulência do campo magnético de larga escala é estimado usando a equação 1.16 (equação (7) do trabalho de Hildebrand et al. (2009)).

$$\frac{\langle B_t^2 \rangle^{1/2}}{B_0} = \frac{b}{\sqrt{2 - b^2}} \quad (1.16)$$

Nos casos onde a componente turbulenta é bem menor se comparada com a componente não-turbulenta ($B_t \ll B_0$), Hildebrand et al. (2009) mostraram que a componente uniforme do campo pode ser aproximada por:

$$B_0 \simeq \sqrt{8\pi\rho} \frac{\sigma_v}{b} \quad (1.17)$$

Os resultados destas análises serão mostradas no capítulo 4.

1.4 Polarização da Luz

Para estudar a polarização da luz, vamos considerar inicialmente as equações de Maxwell no vácuo:

$$\begin{aligned}\nabla \cdot E &= 0 & \nabla \cdot B &= 0 \\ \nabla \times E &= -\frac{1}{c} \frac{\partial B}{\partial t} & \nabla \times B &= \frac{1}{c} \frac{\partial E}{\partial t},\end{aligned}$$

onde E é o campo elétrico e B o campo magnético.

Aplicando o divergente na terceira equação e combinando com a quarta temos (Rybicki e Lightman, 2004):

$$\nabla \times (\nabla \times E) = -\frac{1}{c} \frac{\partial^2 E}{\partial t^2}$$

Usando a identidade vetorial:

$$\nabla \times (\nabla \times E) = \nabla(\nabla \cdot E) - \nabla^2 E$$

Assim, temos a equação de onda para E

$$\nabla^2 - \frac{1}{c} \frac{\partial^2 E}{\partial t^2} = 0 \quad (1.18)$$

Temos uma equação análoga para B . Destarte, a solução mais simples para E e B pode ser escrita (Hetch, 2002):

$$\vec{E} = \hat{a}_1 E_0 e^{i(k \cdot z - \omega t)} \quad (1.19)$$

$$\vec{B} = \hat{a}_2 B_0 e^{i(k \cdot z - \omega t)} \quad (1.20)$$

1.4.1 Parâmetros de Stokes

As ondas descritas pelas equações 1.19 e 1.20 são ondas planas polarizadas linearmente, pois vemos claramente que oscilam na direção a_n . Substituindo as equações 1.19 e 1.20 nas equações de Maxwell vemos que a onda elétrica (E) e a onda magnética (B) se mostram perpendiculares. Vamos observar o vetor de onda elétrica em uma posição arbitrária ($z = 0$ por exemplo, para facilitarmos). Esta onda magnética estará perpendicular a posição de E . Podemos obter uma solução geral para E , que é a superposição da equação 1.19. Com isso podemos reescrever a equação do campo elétrico como:

$$E = (\hat{x}E_1 + \hat{y}E_2)e^{-i\omega t} \equiv E_0 e^{i\omega t} \quad (1.21)$$

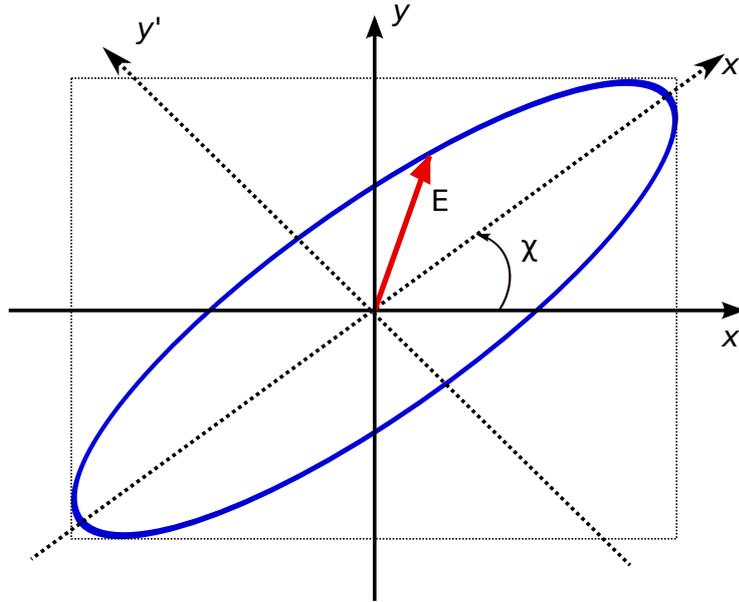


Figura 1.4: Rotação das componentes do campo elétrico, x e y por um ângulo ξ para coincidirem com os eixos principais da polarização elíptica.

Foram escolhidos eixos x e y que correspondem aos vetores unitários \hat{x} e \hat{y} . Podemos observar melhor esta representação na figura 1.4.

Com isso vamos expressar as amplitudes complexas E_1 e E_2 deste modo:

$$E_1 = \varepsilon_1 e^{i\phi_1}, \quad E_2 = \varepsilon_2 e^{i\phi_2} \quad (1.22)$$

Agora utilizamos apenas a parte real da equação:

$$E_x = \varepsilon_1 \cos(\omega t - \phi_1), \quad E_y = \varepsilon_2 \cos(\omega t - \phi_2) \quad (1.23)$$

Nota-se que temos uma equação de posição do vetor elétrico com o tempo descrevendo uma elipse (polarização elíptica). Adotando os eixos x' e y' como eixos principais rotacionados com um ângulo de χ (vide figura 1.4) para os eixos x e y temos:

$$E'_x = \varepsilon_0 \cos \beta \cos \omega t, \quad E'_y = -\varepsilon_0 \sin \beta \sin \omega t \quad (1.24)$$

onde $-\pi/2 \leq \beta \leq \pi/2$ e $\varepsilon_0 |\cos \beta|$ e $\varepsilon_0 |\sin \beta|$ são as magnitudes dos eixos da elipse.

A elipse será no sentido horário para $0 < \beta < \pi/2$ e anti-horário para $-\pi/2 < \beta < 0$, ou em outros termos, teremos, respectivamente, helicidade negativa e positiva.

Dois casos degenerados podem ocorrer, para $\beta = \pm\pi/4$ (onde a elipse se torna um círculo) e para $\beta = 0$ ou $\pm\pi/2$ (onde a elipse se torna uma linha e a onda é conhecida como *linearmente polarizada*).

Relacionando as equações 1.23 com as equações 1.24 através da rotação do ângulo χ (visto na figura 1.4) temos:

$$E_x = \varepsilon_0(\cos \beta \cos \chi \cos \omega t + \sin \beta \sin \chi \sin \omega t)$$

$$E_y = \varepsilon_0(\cos \beta \cos \chi \cos \omega t - \sin \beta \sin \chi \sin \omega t)$$

O que, igualando com as equações 1.23 teremos:

$$\varepsilon_1 \cos \phi_1 = \varepsilon_0 \cos \beta \cos \chi \quad (1.25)$$

$$\varepsilon_1 \cos \phi_1 = \varepsilon_0 \sin \beta \sin \chi \quad (1.26)$$

$$\varepsilon_2 \cos \phi_2 = \varepsilon_0 \cos \beta \sin \chi \quad (1.27)$$

$$\varepsilon_1 \cos \phi_1 = \varepsilon_0 \cos \beta \cos \chi \quad (1.28)$$

$$\varepsilon_2 \cos \phi_2 = -\varepsilon_0 \sin \beta \cos \chi \quad (1.29)$$

Ou seja, tendo ε_1 , ϕ_1 , ε_2 , ϕ_2 estas equações podem ser resolvidas para ε_0 , β e χ . Esta polarização pode ser descrita convenientemente por quatro parâmetros I , Q , U e V , que foram introduzidos em 1852 por *Sir* George Stokes, os quais são definidos pelas equações:

$$I \equiv \varepsilon_1^2 + \varepsilon_2^2 = \varepsilon_0^2 \quad (1.30)$$

$$Q \equiv \varepsilon_1^2 - \varepsilon_2^2 = \varepsilon_0^2 \cos 2\beta \cos 2\chi \quad (1.31)$$

$$U \equiv 2\varepsilon_1 \varepsilon_2 \cos(\phi_1 - \phi_2) = \varepsilon_0^2 \cos 2\beta \sin 2\chi \quad (1.32)$$

$$V \equiv 2\varepsilon_1 \varepsilon_2 \sin(\phi_1 - \phi_2) = \varepsilon_0^2 \sin 2\beta \quad (1.33)$$

E finalmente com manipulações algébricas das equações 1.25-1.29 temos:

$$\varepsilon_0 = \sqrt{I} \quad (1.34)$$

$$\sin 2\beta = \frac{V}{I} \quad (1.35)$$

$$\tan 2\chi = \frac{U}{Q} \quad (1.36)$$

Contudo há uma relação existente entre os quatro parâmetros de Stokes:

$$I^2 = Q^2 + U^2 + V^2 \quad (1.37)$$

Esta é uma solução geral das equações de Maxwell para uma composição de duas ondas ortogonais e com uma diferença de fase. Supondo uma solução 100% polarizada. Na prática medimos um feixe de luz em um intervalo de frequência. É necessário fazer uma média no

tempo das fases e amplitudes. Posto isto, medimos as médias no tempo das equações 1.31 a 1.33, ou seja (apostila Curso de Processos Radiativos de 2013 ¹):

$$I = \langle E_1^2 \rangle + \langle E_2^2 \rangle \quad (1.38)$$

$$Q = \langle E_1^2 \rangle - \langle E_2^2 \rangle \quad (1.39)$$

$$U = 2 \langle E_1^2 E_2^2 \cos \delta \rangle \quad (1.40)$$

$$V = 2 \langle E_1^2 E_2^2 \sin \delta \rangle \quad (1.41)$$

Para um feixe de luz usual, podemos separar as componentes dos fluxos polarizado e não polarizado, desta forma:

$$\begin{bmatrix} I \\ Q \\ U \\ V \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} pI \\ Q \\ U \\ V \end{bmatrix} + \begin{bmatrix} (1-p)I \\ 0 \\ 0 \\ 0 \end{bmatrix} \quad (1.42)$$

onde p é a polarização. Pois então:

$$I^2 \geq Q^2 + U^2 + V^2 \quad (1.43)$$

Considerando os “filtros” que medem os diferentes estados de polarização, ou seja, permite a passagem da componente da radiação total na direção específica dos mesmos (figura 1.5). O parâmetro I representa a intensidade total do feixe polarizado. Podemos resumir os parâmetros na seguinte definição operacional.

$$S = I_0 \quad (1.44)$$

$$Q = I_1 - I_4 \quad (1.45)$$

$$U = I_2 - I_5 \quad (1.46)$$

$$V = I_3 - I_6 \quad (1.47)$$

Sendo portanto para que para cada filtro temos:

I₁ - Filtro com $Q > 0$, $U = 0$ e $V = 0$

I₂ - Filtro com $Q = 0$, $U > 0$ e $V = 0$

¹ <ftp://astroweb.iag.usp.br/pub/mario/Talks/aga5731>

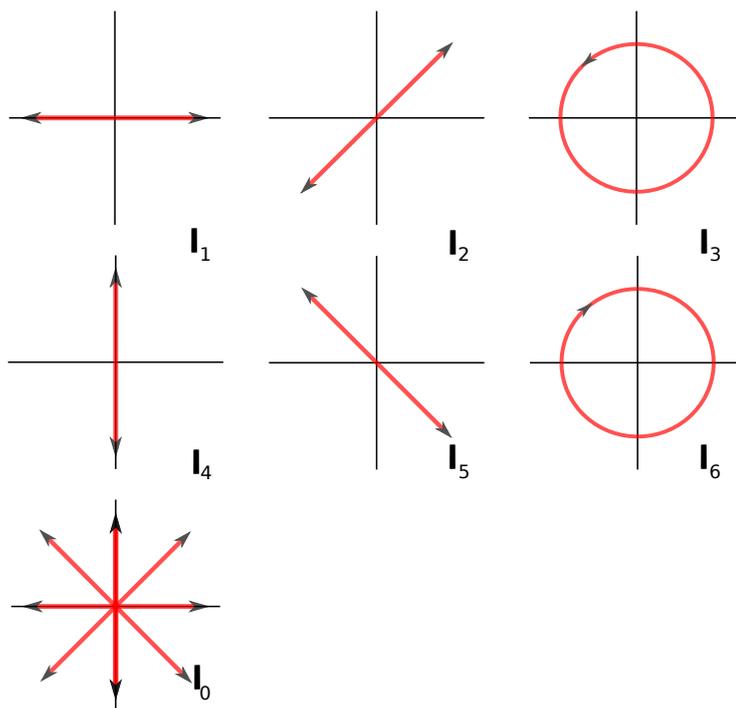


Figura 1.5: Parâmetros de Stokes, para o caso de 100% de polarização em diferentes medidas.

I_3 - Filtro com $Q = 0$, $U = 0$ e $V > 0$

I_4 - Filtro com $Q < 0$, $U = 0$ e $V = 0$

I_5 - Filtro com $Q = 0$, $U < 0$ e $V = 0$

I_6 - Filtro com $Q = 0$, $U = 0$ e $V > 0$

I_0 - Intensidade total da luz I

Isto é, para I_1 (visto na figura 1.5) temos a incidência de luz 100% polarizada na horizontal. Para este caso, teremos Q positivo enquanto U e V serão zero. No caso da luz polarizada na vertical (I_4) o parâmetro Q será negativo, e os valores de U e V continuarão nulos. Para as polarizações a 45° e 135° (I_2 e I_5 respectivamente) temos um valor positivo e negativo de U , respectivamente, enquanto os parâmetros de Q e V são nulos. Já as polarizações 100% circulares (I_3 e I_6) nos dá valores positivos (sentido anti-horário) e negativo (sentido horário), mantendo os parâmetros Q e U nulos.

Como o parâmetro I está relacionado com a intensidade total de luz recebida, e os parâmetros Q , U e V representam o quanto esta luz emite em cada estado de polarização, podemos considerar I dado pela equação 1.37

1.5 Mecanismos de Polarização

Ao observarmos uma estrela, não vemos especificamente como sua radiação foi emitida. A radiação estelar percorre um determinado caminho até nós, e quando esta radiação atravessa grãos de poeira de formatos alongados (vide figura 1.7) os mesmos absorverão parte da emissão. Isto pode causar uma polarização da luz. Observando a figura 1.6 vemos que este grão se encontra com seu eixo de rotação alinhado perpendicularmente ao campo magnético local da nuvem. Este alinhamento dos grãos foi proposto inicialmente por Hall (1949) e Hiltner (1949).

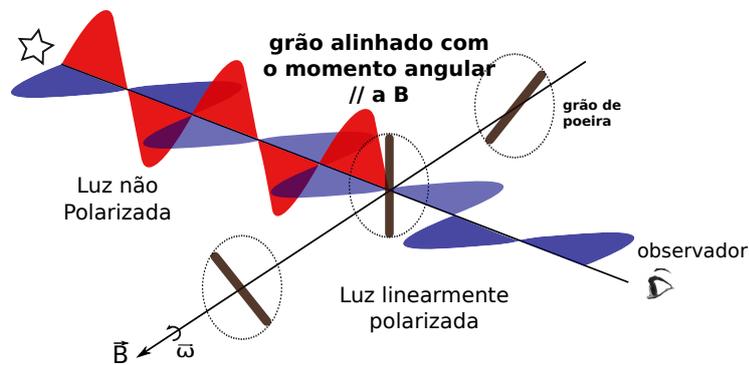


Figura 1.6: Polarização da Luz pelo grão de poeira.

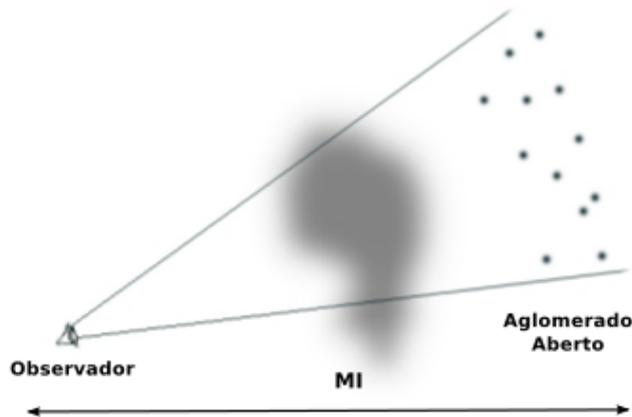


Figura 1.7: Uma nuvem de poeira no MI pode causar extinção e polarização da luz de estrelas de um aglomerado estelar.

A teoria que os grãos paramagnéticos sofrem uma indução de um momento magnético por um campo externo foi explicado pelo trabalho de Davis e Greenstein (1951). Um grão imerso em um meio gasoso é submetido a colisões aleatórias com átomos e moléculas do gás. Quando temos equilíbrio colisional, o *momento* angular será maior ao longo do maior eixo

de inércia, ou seja, os grãos alongados tenderão a rodar ao redor do seu eixo menor. Para esta partícula girando, temos um torque dissipativo com respeito ao eixo perpendicular a B . Colisões entre o grão e o gás podem tentar alterar o alinhamento em direção a uma orientação aleatória. E este alinhamento só ocorrerá caso a taxa de relaxação magnética (t_r) seja menor que a taxa colisional (t_c). Portanto, a condição ($t_c/t_r \geq 1$) implica num limite inferior para o fluxo magnético (Whittet (1992)):

$$B \geq 3 \times 10^{-5} \text{gauss} \quad (1.48)$$

Contudo, o tempo de relaxação magnética é muito alto, o que não explicaria o alinhamento dos grãos. Apesar deste modelo não apresentar uma resposta satisfatória, ele serviu de base para desenvolvimento de melhores modelos de mecanismos magnéticos.

Existem outros trabalho que realizaram revisões desta teoria, como o caso de Purcell (1975), que propõe que o grão, sendo irregular, facilita colisões inelásticas com átomos de hidrogênio (H). Combinando-se assim com outros átomos de H , formando H_2 e liberando energia, aumentando a velocidade de *spin* do grão. Isso diminuiria a escala de tempo para o alinhamento diante do tempo colisional. Contudo, em nuvens moleculares densas, o hidrogênio já está em forma molecular e os grãos possuem uma cobertura de H_2O , os quais não serão ejetados facilmente. À vista disso, este modelo não se apresenta adequado para nuvens moleculares mais densas.

O modelo de Mathis (1986) propõe que grãos de silicatos alinhados, no caso em que apresentam inclusões ferromagnéticas, podem incrementar o alinhamento do grão aumentando a sua susceptibilidade magnética. Aumentando então a sua eficiência e conseqüentemente gerando um $t_r \ll t_c$, este é o caso do *alinhamento superparamagnético*.

Hoang e Lazarian (2009) mostraram que o torque radiativo em grãos helicoidais faz com que o eixo menor se alinhe com o mesmo e então com o campo magnético, desde que a energia térmica seja menor que a energia de rotação, o que foi demonstrado possível para casos de grãos superparamagnéticos (Lazarian e Hoang, 2008). Apesar destes inúmeros modelos e teorias, o estudo sobre os mecanismos de polarização necessitam de maior empreendimento para sua compreensão em definitivo.

Contudo, apesar de não haver um modelo absoluto, é sabido que o momento angular (que é perpendicular ao grão) é alinhado com campo magnético. Sendo portanto cabível as análises realizadas neste trabalho.

1.6 Survey de Polarização

Foram selecionadas 12 campos do céu austral para levantamento dos dados de polarização. Destes, 7 foram escolhidos para este trabalho. Estes dados foram reduzidos e analisados (vide figura 1.8).

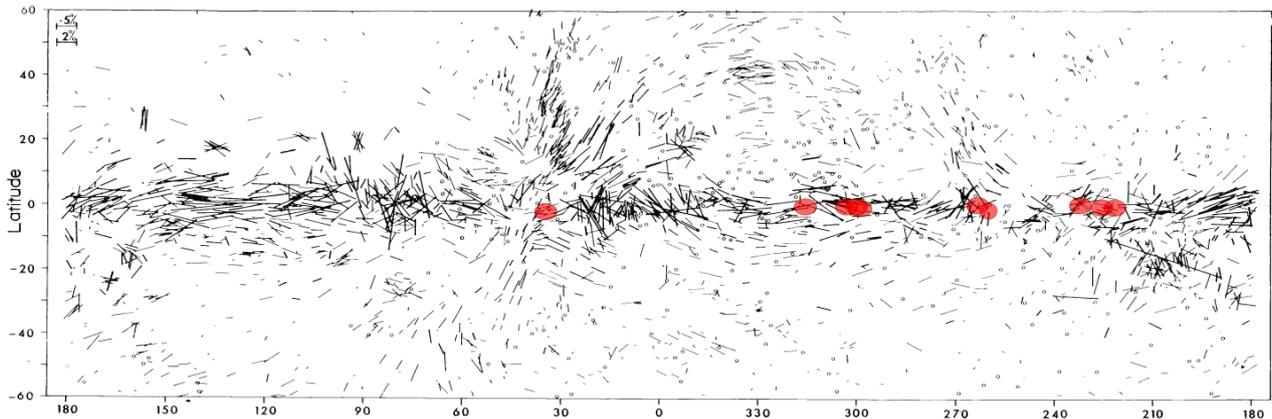


Figura 1.8: Os 12 Aglomerados Abertos selecionados em suas localizações no plano galáctico (adaptado de Mathewson e Ford (1970)).

Os campos observados são mostrados na tabela 4.1. Suas distâncias foram obtidas pelo catálogo DAML02 ², que se trata de um catálogo de compilações de dados do aglomerados abertos e candidatos opticamente visíveis.

² www.astro.iag.usp.br/~wilton

Equipamento e Ferramentas Polarimétricas

Para obtenção destes dados foi utilizada a Gaveta Polarimétrica projetada e construída pelo grupo de polarimetria do IAG-USP e operada no LNA desde 1996 (figura 2.1).

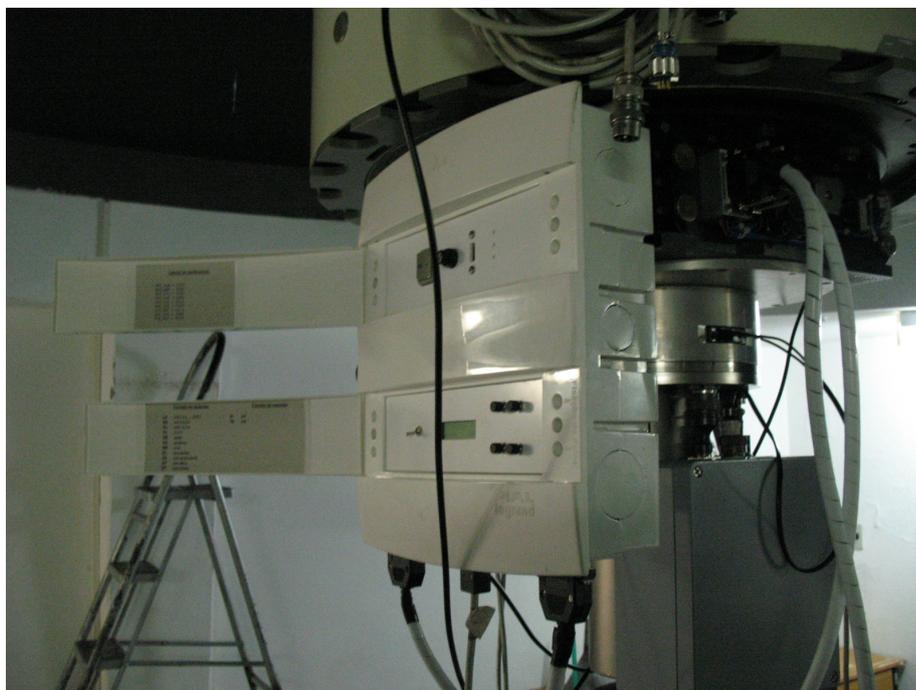


Figura 2.1: Gaveta Polarimétrica acoplada ao telescópio IAG (Observatório Pico dos Dias). Em primeiro plano, os módulos de controle e potência. O polarímetro, IAGPOL, em si está montado onde o cabo branco termina no alto.

O Departamento de Mecânica e a Seção Técnica de Eletrônica do IAG-USP detalharam e construíram a Gaveta Polarimétrica sob supervisão do Dr. Antônio Mário Magalhães (Magalhães et al., 1996). Esta gaveta (vista na figura 2.1) consiste de até quatro elementos a um dado instante: prisma de Glan, lâmina retardadora, analisador e filtro.

A gaveta possui dois tipos de lâmina retardadora: uma lâmina de $\lambda/2$ para observações de polarização linear, e lâmina de $\lambda/4$ para observações para polarização circular. Para

este projeto usamos a lâmina de meia onda.

O analisador pode ser escolhido entre um polaróide para objetos extensos, ou um prisma Savart de calcita, usado neste trabalho para objetos puntiformes (figura 2.2). Este prisma é formado por cristais de calcita ($CaCO_3$) distintos ortogonalmente polarizados entre si. Devido à sua estrutura, é capaz de separar as componentes de polarização em feixes distintos perpendiculares entre si. Assim podemos analisar as duas componentes (extraordinária e ordinária) separadamente.

Este método possui uma vantagem sobre o polaróide pois podemos clarificar os dados e a polarização do céu. Ao dividirmos a radiação teremos partes iguais das suas contribuições, mas ao compararmos as duas imagens usaremos a diferença de intensidade entre elas (usando os parâmetros de Stokes).



Figura 2.2: Imagem C1622-405 utilizando-se a calcita.

A gaveta polarimétrica rotaciona a lâmina de meia onda por posições separadas de 22.5° e assim obtemos 16 imagens para análise. A roda de filtros possui 4 posições para um número igual de filtros, o filtro usado neste trabalho foi o V ($4000 - 7000\text{\AA}$).

Podemos ver um esquema da gaveta na figura 2.3.

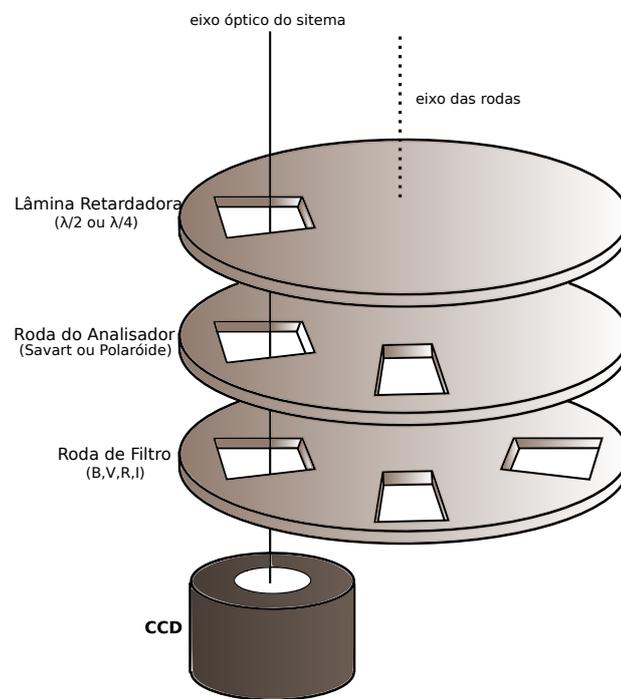


Figura 2.3: Desenho esquemático do Sistema Óptico da Gaveta Polarimétrica IAG.

Metodologia

O processo de redução e obtenção dos valores polarimétricos das imagens foi feito através do rotina de polarimetria desenvolvida por E. Ramirez, J. Davidson, A. Pereyra e A. M. Magalhães (Ramirez et al. 2015, in prep). Neste capítulo serão descritos os processos, pacotes e *tasks* utilizados no trabalho de redução de dados.

3.1 Tratamento das Imagens

Inicialmente foi necessário determinar a região da imagem que será analisada, já que nas bordas há uma diminuição de contagens. As correções foram:

biassec: Tamanho útil da imagem de bias, assim é cortado o excedente.

trimsec: Tamanho útil das imagens, o qual será a mesma do *biassec*.

overscan: Basicamente o pedestal inicial das imagens. Observado para retirarmos efeitos aditivos (podemos observar uma representação de imagem na figura 3.1).

Uma vez determinados estes valores, foi possível realizar correções por bias e flat field. Cada noite observada possui em torno de 100 imagens de bias que foram combinadas. O bias médio é usado para corrigir todas as imagens de flat field.

São feitas em torno de 100 imagens de flat field que, após sua correção por *trimssec*, *overscan* e *bias*, são combinadas também em uma imagem média.

A combinação das imagens de bias e flat field foi executada pela rotina *imcombine* do IRAF. Feito isso a imagem de flat field é normalizada utilizando-se a rotina *imarith* do IRAF. As correções de *biassec*, *trimssec*, *overscan*, *bias* e *flat* foram feitas automaticamente pela rotina *ccdproc* do IRAF.

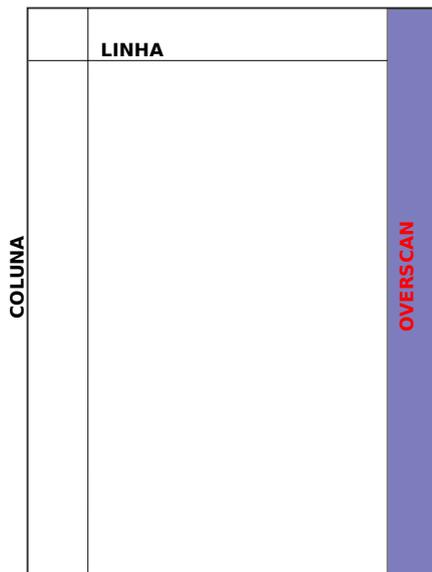


Figura 3.1: Esquema de imagem com seu overscan (figura adaptada de Massey et al. (2012)).

Finalmente são corrigidas as imagens dos alvos (ainda com a rotina *ccdproc*). Podemos sumarizar o processo de redução na seguinte equação:

$$imagem_c = \frac{imagem_b - bias_m}{flat_m}, \quad (3.1)$$

sendo $imagem_c$ a imagem corrigida, $imagem_b$ a imagem bruta, $bias_m$ o bias médio e $flat_m$ o flat médio já corrigido por bias. Além disso, a imagem, o bias e os flats foram subtraídos pelo *overscan*

Na figura 3.2 vemos a imagem de um campo antes e após a redução.

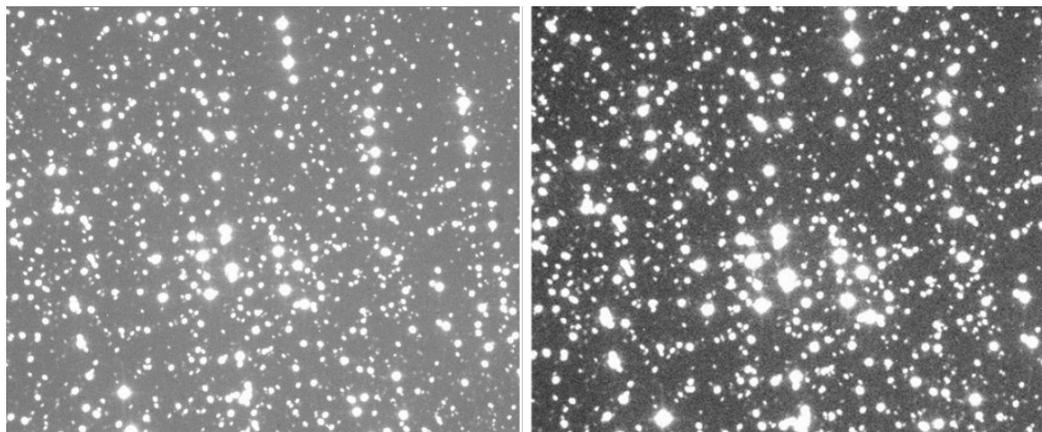


Figura 3.2: Comparação do Campo 1115-624, na esquerda a imagem bruta e na direita a imagem após redução de *biassec*, *trimssec*, *overscan*, bias e flat field.

3.2 Redução dos Dados

Após a correção das imagens, inicia-se o processo de análise fotométrica. Foi desenvolvido um pipeline de redução em Interactive Data Language (IDL). Este novo pipeline (*quickpol.pro*) é baseado nas rotinas existentes em *Fortran* e IRAF desenvolvidas pelo grupo de polarimetria do departamento de Astronomia (IAG-USP) (Ramirez E. et al, 2015).

Inicialmente, a rotina procura a melhor abertura fotométrica. Para isso, ele ajusta 10 aberturas fotométricas concêntricas (de 1 à 10 *pixels* de raio) e é escolhida a abertura com melhor valor de sinal-ruído. Onde se extrai os valores de fluxo das estrelas ordinárias (F_o) e extraordinárias (F_e) para cada posição da lâmina.

Com cada valor de fluxo, é possível calcular a intensidade do objeto (z_i) com a fórmula:

$$z_i = \frac{F_{e,i} - F_{o,i}(F_e^T/F_o^T)}{F_{e,i} + F_{o,i}(F_e^T/F_o^T)}, \quad (3.2)$$

onde i é o número de posição da lâmina e F_e^T e F_o^T são os valores totais de fluxo extraordinário e ordinário, respectivamente. O cálculo dos parâmetros Q e U foram feitos seguindo a fórmula:

$$Q = \frac{i}{2} \sum_i (z_i \cos(4\psi_i)), \quad (3.3)$$

$$U = \frac{i}{2} \sum_i (z_i \sin(4\psi_i)), \quad (3.4)$$

onde ψ_i corresponde a 0° , 22.5° , 45° , etc. Assim, o cálculo do valor de polarização e seu ângulo segue:

$$P = \sqrt{Q^2 + U^2} \quad (3.5)$$

$$\theta = \frac{1}{2} \tan^{-1} \frac{U}{Q} \quad (3.6)$$

O passo seguinte foi o cálculo do sistema de coordenadas globais (wcs) e a calibração da magnitude. Em princípio o pipeline cria uma máscara nas estrelas extraordinárias da figura da primeira lâmina (figura 3.3), simulando uma imagem “normal” do céu (sem a calcita).

Esta máscara é construída com uma média do céu e assim processada no software *Astronomy.net*. Este software é um projeto desenvolvido para calibrar astrometricamente uma imagem, colocando com acurácia as coordenadas celestiais das estrelas. Obtendo em

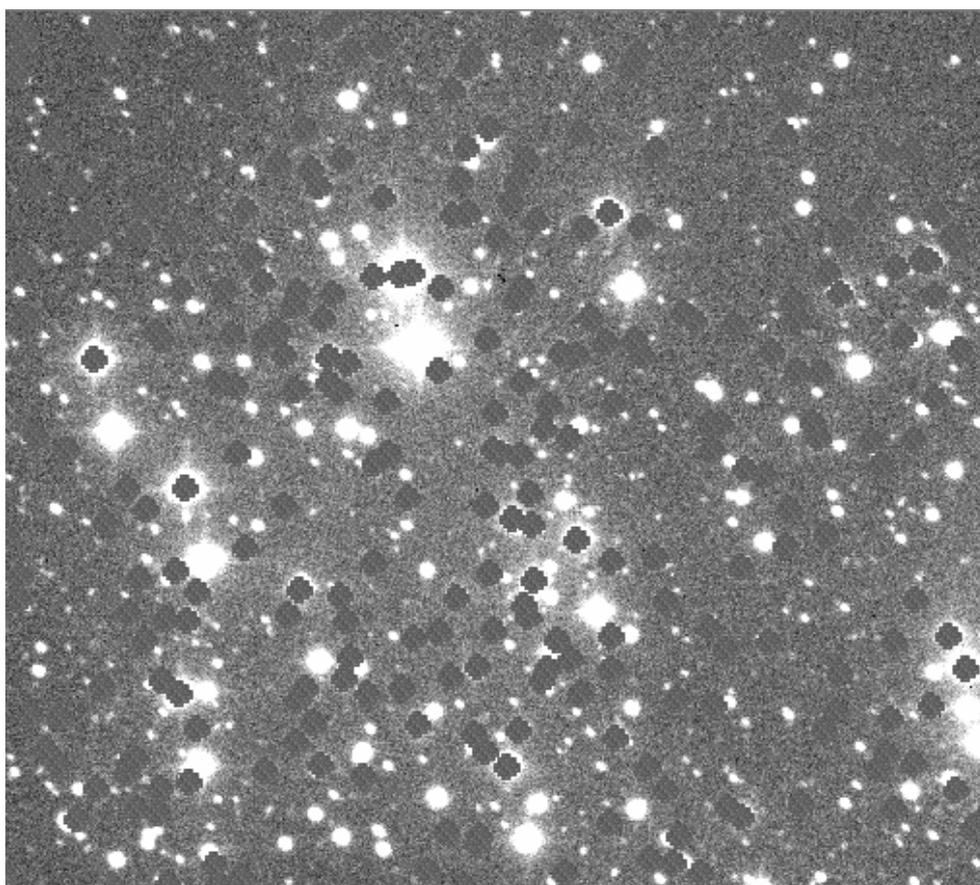


Figura 3.3: Campo 0700-082 com estrelas extraordinárias mascaradas.

seguida as posições de Ascensão Reta e Declinação dos objetos e suas magnitudes dos catálogos do *Guide Star Catalog* (GSC). Com isso, é possível calibrar as magnitudes das estrelas na imagem. A magnitude medida (m_m) é definida pela soma dos fluxos da estrela ordinária com a extraordinária. Logo, a calibração segue a fórmula:

$$m = m_z - 2.5\log(m_m) + 2.5\log(t_{exp}), \quad (3.7)$$

onde t_{exp} é o tempo de exposição da imagem, m_z é a medida da diferença média entre a magnitude medida e a magnitude ótica do catálogo GSC das 25 estrelas mais brilhantes do campo.

3.3 Polarizadas Padrões e Não Polarizadas

Calculamos a polarização de uma estrela polarimétrica padrão. Com este dado obtém-se o valor do ângulo de polarização θ em coordenadas equatoriais da estrela. Este valor de θ é usado para calibrar os valores dos ângulos de polarização em coordenadas equatoriais. Em seguida, após calcular o valor observado do ângulo de polarização (θ_{obs}) comparamos com o valor publicado na literatura (θ_{pub}), obtendo assim um $\Delta\theta$, o qual é usado para correção do campo (equação 3.8).

$$\Delta\theta = \theta_{pub} - \theta_{obs} \quad (3.8)$$

Durante a noite de observação procuramos obter pelo menos duas polarizadas padrões para que possamos verificar se seus valores de $\Delta\theta$ são compatíveis. Um exemplo de uma polarizada padrão pode ser vista na figura 3.4. As padrões polarizadas utilizadas neste trabalho estão listadas na tabela 3.1.

Polarizada	Magnitude
HD110984	9,0
HD111613	5,8
HD126593	8,7
HD155197	9,6
HD160529	6,8
HD298383	9,8

Tabela 3.1 - Polarizadas Padrões utilizadas na análise



Figura 3.4: Campo da estrela padrão polarizada HD111613.

Além das Polarizadas Padrões, são observadas a cada noite uma estrela não polarizada. Isto é realizado com o propósito de verificar se existe uma polarização instrumental. A não-polarizada padrão observada durante as missões deste trabalho é a HD94851 (figura 3.5).

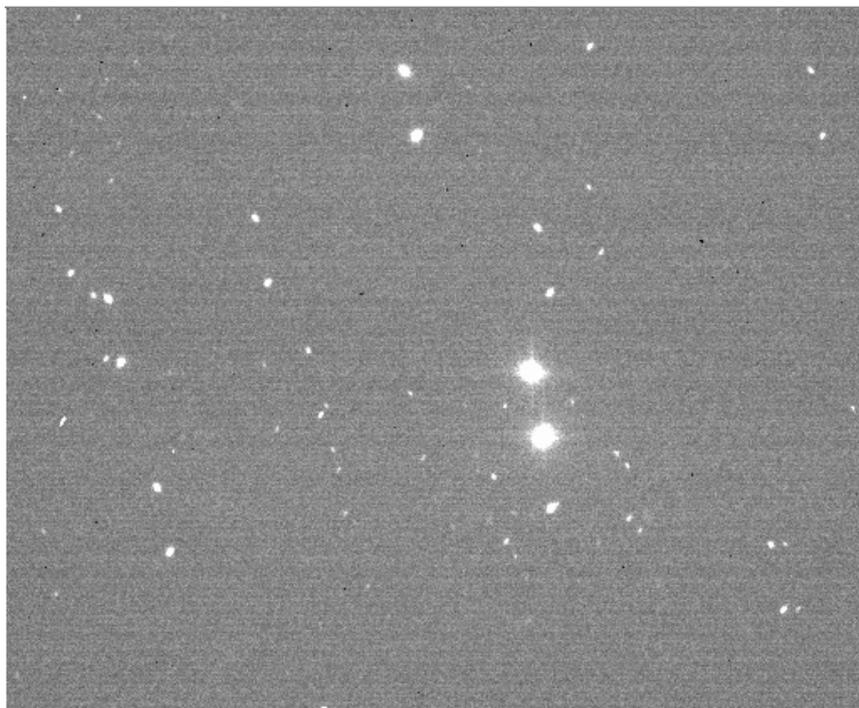


Figura 3.5: Campo da estrela padrão não-polarizada Padrão HD94851.

Análise

Os aglomerados abertos deste trabalho foram observados durante os anos de 2000 e 2003 (vide tabela 4.1, onde ID serão as identificações tomadas sobre os campos neste trabalho, e d é o valor de sua distância do observador). Destas observações foram selecionados 7 campos distribuídos em diferentes latitudes galácticas (figura 4.1) e distâncias (figura 4.2 e figura 4.3).

ID	Campo	l (o)	b (o)	Observações	Data de Observação	d (pc)
01	C0700-082	221,6421	-1,2901	short, inter, long	01/03/2001	950
02	C0842-411	261,486	+00,991	inter, long	20/05/2001	838
03	C1115-624	292,402	-01,799	inter, long	03/05/2001	1238
04	C1426-605	314,670	-00,100	short	03/05/2002	2000
05	C1622-405	340,741	+06,016	short, inter, log	21/04/2001	512
06	C1828-192	13,702	-04,434	1s, 5s, 20s, 60s	13/06/2000	620
07	Kappa Crucis	303,2260	2,4941	1s, 5s, 10s, 15s, 30s	13/06/2000	1976

Tabela 4.1 - Tabela de Aglomerados Abertos observados (short \approx 5s, inter \approx 10s, long \approx 15s)

Nas sessões que se seguem, analisaremos separadamente cada um dos 7 campos selecionados.

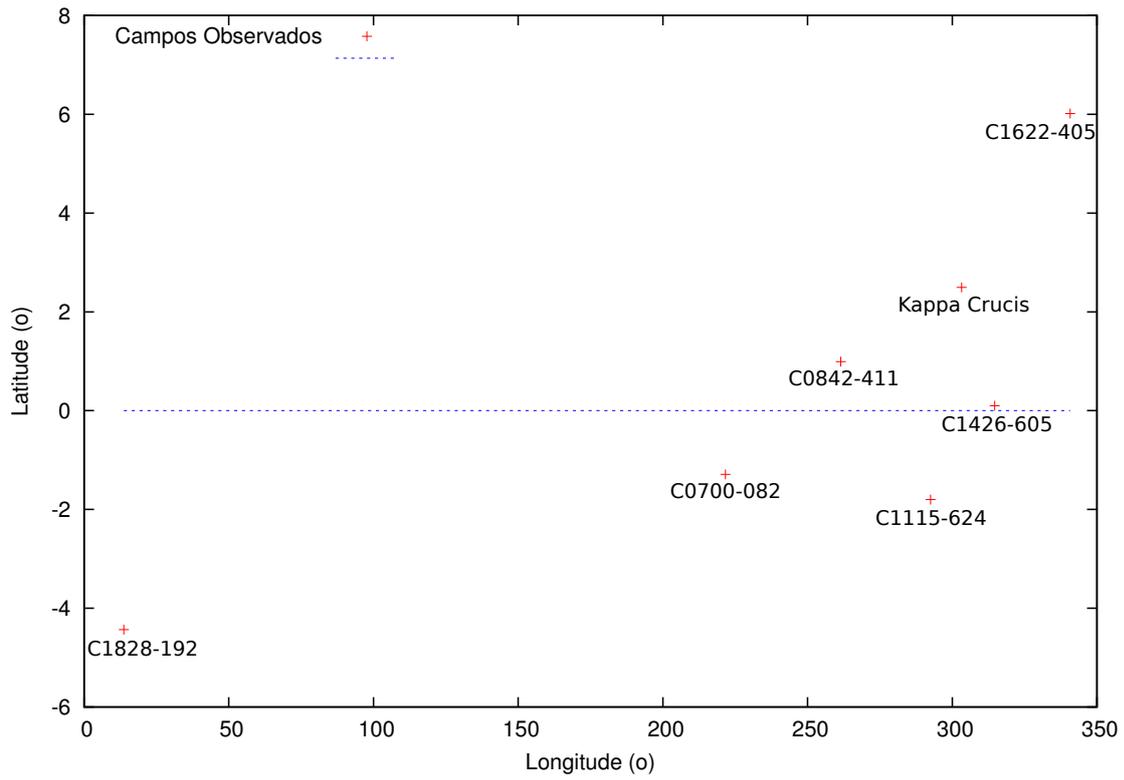


Figura 4.1: Visão geral dos campos observados.

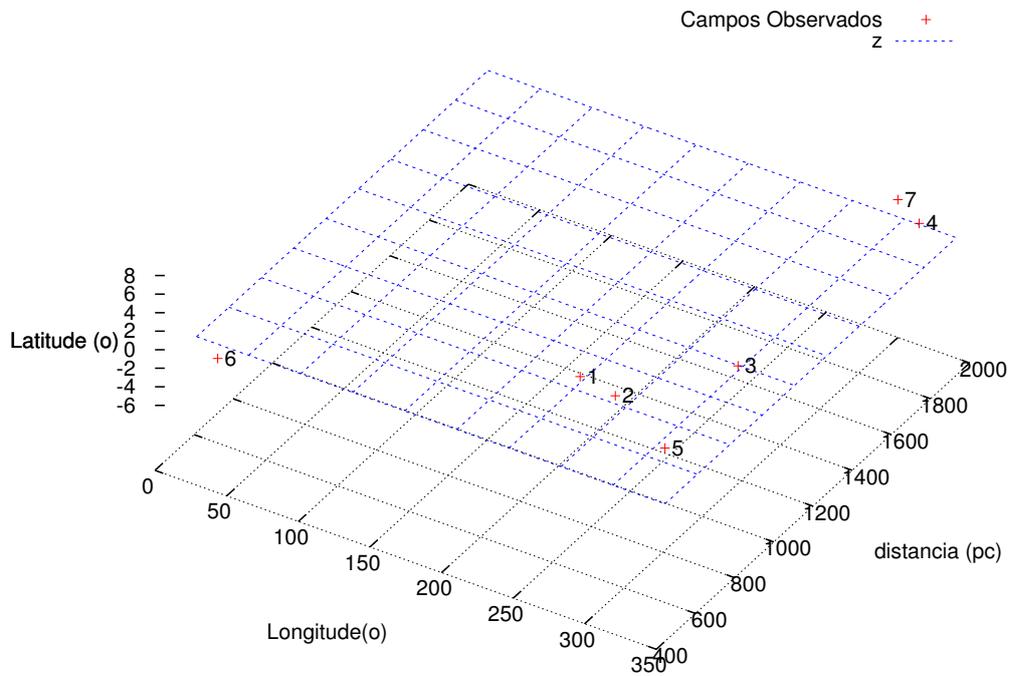


Figura 4.2: Visão geral da posição dos aglomerados com sua distâncias.

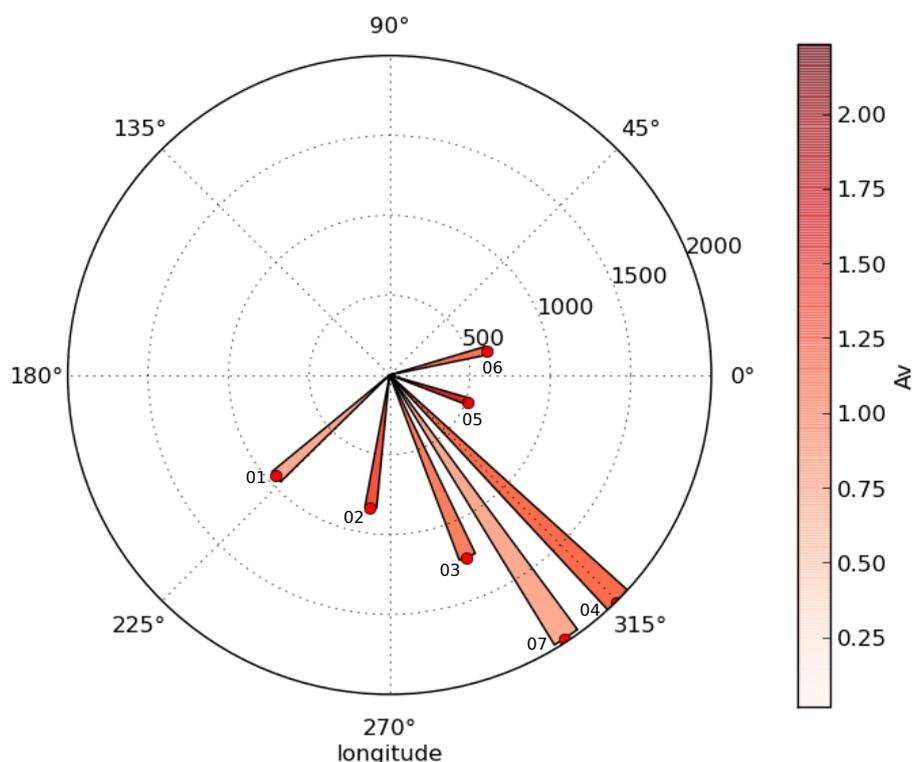


Figura 4.3: Imagem dos campos com a representação de seu avermelhamento.

4.1 Separação por Pertinência ao Aglomerado

Feito as correções necessárias (descritas no capítulo 3) nos campos selecionados e a determinação de suas polarizações, os dados com diferentes exposições dos alvos são combinados ponderando-se com $1/\sigma^2$, para o caso da mesma estrela estar presente em mais de uma saída de um dado campo. Para isto, utiliza-se duas *tasks* do pipeline, *analysis* e *filter*. Gerando por fim um catálogo polarimétrico único para cada aglomerado onde foram selecionados os dados com $P/\sigma > 5$.

Com o catálogo pronto para análise, foi feita uma separação por probabilidade de pertinência. Foram usados os dados de aglomerados abertos de Dias et al. (2002). Com estes dados foram anexados ao catálogo de cada campo os valores de probabilidade de pertinência dos alvos, ou melhor, a probabilidade de cada estrela pertencer ao aglomerado. Essa percentagem é calculada tendo em vista o movimento próprio de cada estrela.

Para compararmos nossos dados com os apresentados por Dias et al. (2002), usamos um programa desenvolvido em IDL por Ferreira (2014) durante seu mestrado. Este programa serviu apenas para comparar pelas coordenadas as estrelas deste trabalho com as de Dias

et al. (2002) separando as presentes em ambos.

A análise e posteriores estudos sobre a pertinência serão demonstrados nas próximas seções.

Após todo o processo de redução (capítulo 3), os dados foram separados em 3 grupos: dados totais, dados totais menos os dados com 10% ou menos de probabilidade de pertinência ao aglomerado e dados com mais de 90% de probabilidade de pertinência aos aglomerados.

4.2 Função de Estrutura

Foi calculado a função de estrutura das bandas V para os dados de polarização de cada campo. Para isso, foi criado um programa em C^{++} onde para cada par de estrelas é obtido seu valor de distância (d em parsec) e os valores de $\Delta\theta^2$ (a diferença dos valores dos ângulos dos vetores polarimétricos ao quadrado). Com isso, os valores de d foram separados em intervalos de distância com *bins* de $d = 0,1$ parsec ou $d = 0,05$ parsecs, e para cada *bin* foi calculado sua média.

Foi construído então, funções de estrutura que nos mostram a correlação entre os valores da variável $\langle \Delta\theta^2 \rangle$. Para estimar este valor ajustamos funções como a do tipo:

$$f(x) = A \times e^{-\frac{x}{d}}, \quad (4.1)$$

onde d é a escala de correlação e A um fator de escala.

4.3 C0700-082

Este campo, localizado em $l = 221^\circ.6421$ e $b = -1^\circ.2901$, se encontra a 950 pc de distância, com uma idade de $\approx 10^{8,096}$ anos e um índice de $E(B - V) = 0.30$ ¹.

Utilizando o *pipeline* de redução, foram obtidas 104 estrelas. Destas, 66 estrelas constam no catálogo de Dias et al. (2002) (4.1). Das restantes, 13 apresentaram chance menor de 10% de pertencerem ao aglomerado, 48 possuem mais de 90% de probabilidade de pertinência segundo o catálogo de Dias et al. (2002).

Podemos ver na figura 4.4b, que o campo possui uma polarização bem alinhada. A maior parte dos vetores polarizados, entre $117,22^\circ$ e $148,62^\circ$, são constituídos principal-

¹ Dados adquiridos pelo SIMBAD (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>)

mente de dados com grande probabilidade de pertencerem ao aglomerado (em azul nos gráficos, aproximadamente 45% dos dados). Observando o histograma constatamos apenas um padrão, justificando o ajuste de apenas uma gaussiana. Este padrão é próximo da orientação do Plano Galáctico (GP), que é de 152° na direção deste aglomerado.

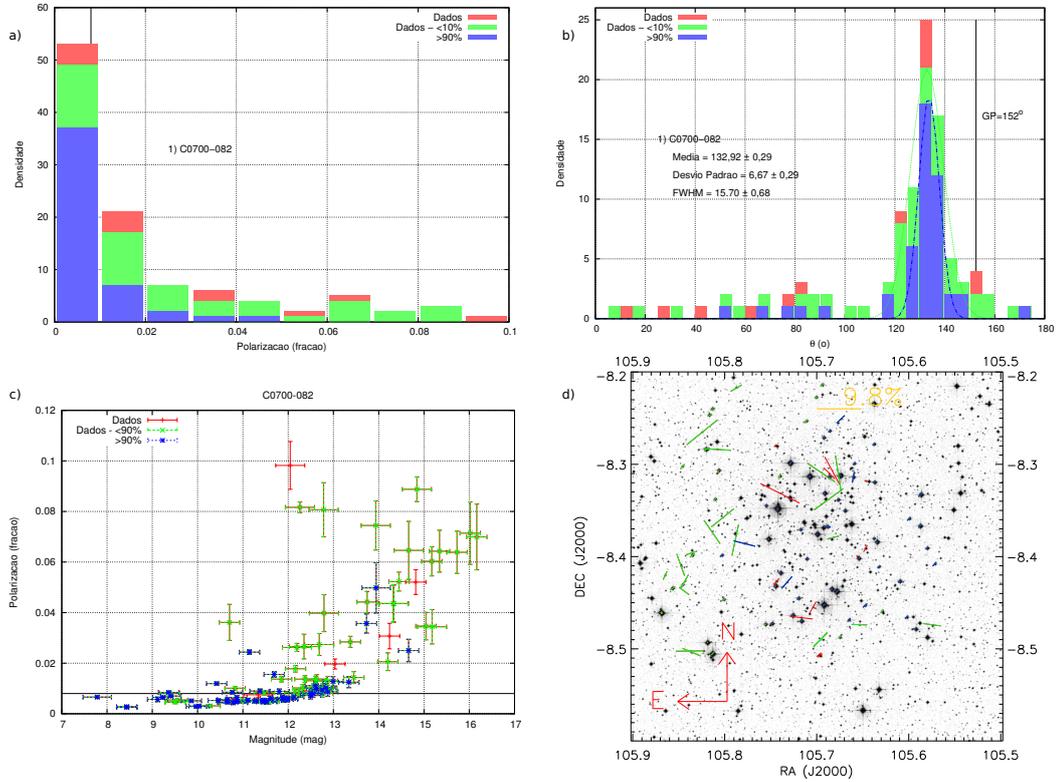


Figura 4.4: a)Histograma de polarização do Campo C0700-082, a reta vertical indica a mediana dos dados em verde. b)Histograma de valores de θ do campo c) Gráfico de Polarização vs Magnitude, a reta horizontal indica a mediana da polarização d) Gráfico de vetores do campo.

A figura 4.4c mostra a relação entre a magnitude versus polarização. Notamos que as estrelas possuem uma polarização constante até, aproximadamente, magnitude 11. Provavelmente, as estrelas de maior magnitude estão mais afastadas. Imaginando uma estrutura tridimensional, elas estariam mais ao fundo da linha de visada, recebendo influência de uma maior quantidade de gás. Este gráfico também aponta pouca poeira interna à nuvem, pois vemos pouco espalhamento de estrelas com baixa polarização ao longo das magnitudes. Para um mesmo valor de polarização (média de $0,8 \pm 0,1\%$) temos diversos valores de magnitude, e praticamente todas as estrelas com probabilidade maior que 90% de pertinência estão neste valor.

O gráfico de vetores do campo projetado no céu pode ser visto na figura 4.4d, onde os vetores possuem uma escala proporcional ao seu valor de polarização. Notamos que

as estrelas com menor polarização possuem uma maior probabilidade de pertencer ao aglomerado. Para melhor análise deste gráfico, devido ao grande contraste entre as escalas dos vetores, plotamos separadamente na figura 4.5 os vetores de polarização do campo. Este gráfico é similar com a figura 4.4d, todavia, seus vetores não estão em escala de intensidade. Deste modo, pode-se notar que a polarização é clara nas estrelas com mais de 90% de probabilidade de pertinência. Os dados se alinham quase que paralelamente ao GP, o que era esperado por estarem próximos do mesmo. A polarização parece poder separar estrelas com aparente probabilidade de pertinência alta das que apresentam valores baixos.

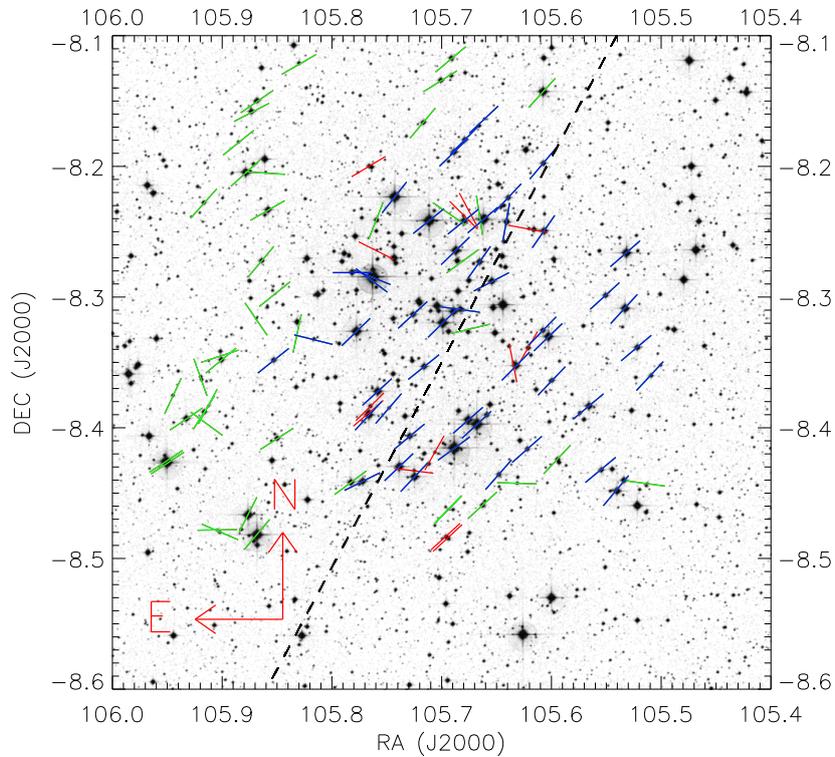


Figura 4.5: Gráfico de vetores do campo sem escala de tamanho, a linha preta pontilhada indica a inclinação da galáxia.

A figura 4.6 mostra a distribuição da polarização pelos ângulos de seus vetores. As retas em preto mostram as médias de polarização e de θ . Vemos que os dados estão bem alinhados com suas retas médias, ocorrendo pouca dispersão. As estrelas que não seguem esta tendência apresentam maiores valores de polarização e incerteza. Mais uma vez, sugerimos que estes dados se encontram ao fundo do aglomerado.

Na figura 4.7 vemos o diagrama cor-magnitude dos dados recolhidos do *WEBDA da-*

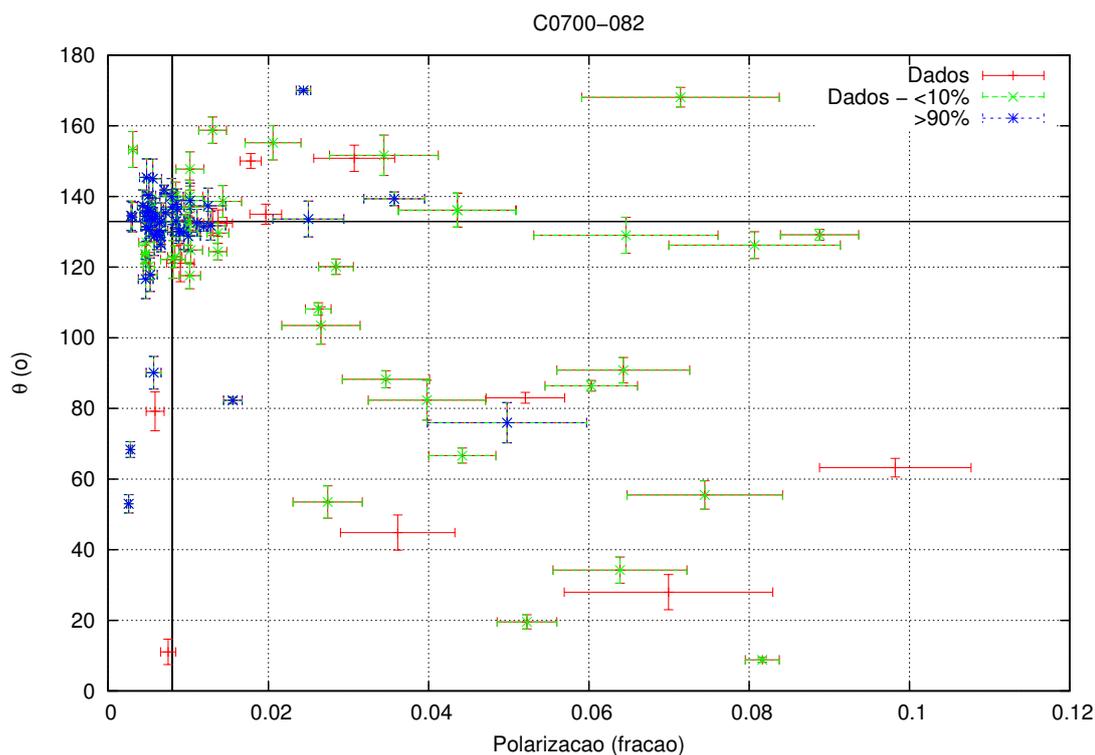


Figura 4.6: Gráfico de Polarização pelo ângulo dos vetores do Campo C0700-082, as retas em preto representam as medianas dos eixos.

*tabase*² (pontos triangulares), totalizando 61 estrelas. Destas apenas 23 coincidiam com nossos dados e 22 mostraram a probabilidade de pertinência maior que 90%.

Estas estrelas estão na sequência principal, o que é condizente com o fato de se tratar de um aglomerado aberto, e portanto um aglomerado jovem. Contudo podemos notar uma estrela, de numeração 3811, que apresenta uma posição distante da sequência principal, mas possui um ângulo de polarização próximo da média ($\theta = 136 \pm 5^\circ$), uma polarização baixa ($P = 0,5 \pm 0,1\%$) e uma magnitude mediana ($M = 11,5 \pm 0,2mag$). Possivelmente se trata de uma estrela pré-sequência principal mais próxima do observador.

Para melhor analisarmos, foram feitos histogramas de polarização e dos ângulos de θ de estrelas identificadas como pertencentes à Sequência Principal (SP). Pela figura 4.8 vemos que as estrelas seguem a média dos dados já anteriormente mencionados.

O diagrama dos parâmetros de Stokes (Q e U) pode ser visto na figura 4.9. Foi feito também uma “caixa” de 1σ dos valores médios de P e θ . Este método é usado por Eswaraiah et al. (2011) como base de determinação de pertinência das estrelas do aglomerado.

² <http://www.univie.ac.at/webda/> criado no Department of Theoretical Physics and Astrophysics of the Masaryk University

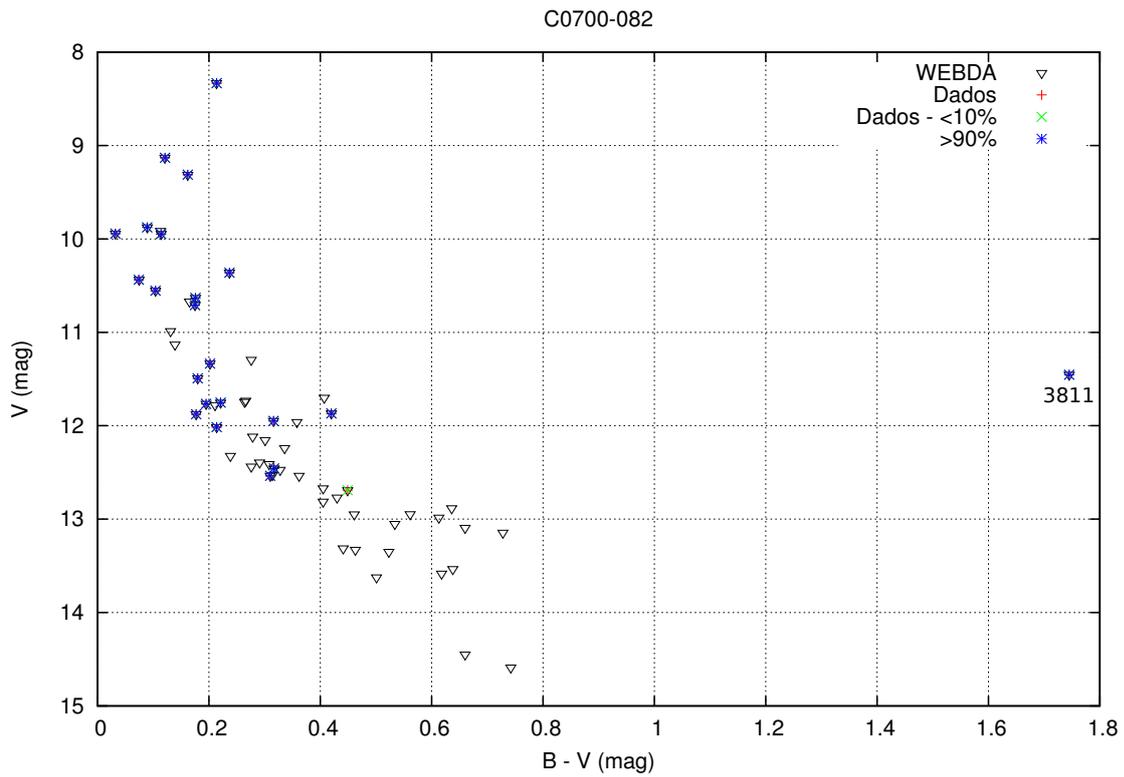


Figura 4.7: Diagrama de magnitude por excesso de cor do Campo C0700-082.

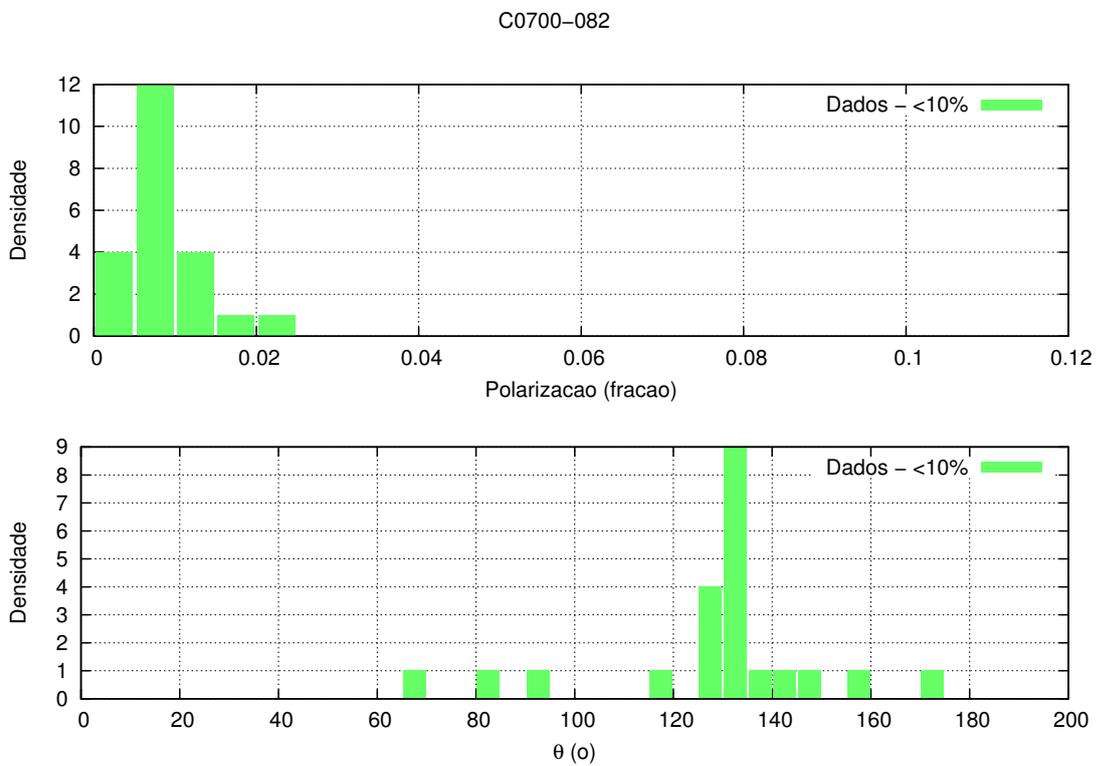


Figura 4.8: Gráficos de Polarização e θ das estrelas da sequência principal do campo C0700-082.

Medhi e Motohide Tamura (2013) realizam comparações entre dados polarimétricos com este método e de movimento próprio comprovando que apesar de não ser determinante para não-membros, a polarização pode ser usada como determinação de membros. Os dados que estão dentro da caixa possuem grande probabilidade de pertinência ao aglomerado. Já os dados distantes de 3σ do aglomerado possuem pouca probabilidade de pertinência. Neste trabalho comparamos este método com o método de movimento próprio, onde observamos a concentração dos membros mais prováveis (em azul na figura 4.9).

Observamos também dados com menos de 90% de probabilidade de pertinência ao campo (em verde na figura 4.9) dentro da caixa de 1σ . Este método pode então ser usado como procura de outras estrelas como prováveis membros.

Devemos destacar que algumas estrelas demonstram possuir valores discrepantes, mesmo sendo classificadas como membros pelo movimento próprio (por exemplo estrelas 4752, 6028, 7894 e 9915). À vista disso, as estrelas apresentam valores de polarização e ângulos distantes da média (com a exceção das estrelas 7894 e 9915 que possuem valores de magnitudes iguais a 13,73 e 13,94, respectivamente). Seus valores de magnitude se mostram na média, indicando que estas estrelas possivelmente não pertencem ao aglomerado (os dados podem ser vistos na tabela 4.2).

ID	Magnitude $\pm 0,02$ (mag)	Polarização (%)	σ_{Pol} (%)	θ (o)	σ_{θ} (o)
4752	11,2	2,44	0,09	170,0	0,5
6028	11,7	1,56	0,12	82,3	0,9
7894	13,7	3,60	0,40	139,0	2,0
9915	13,9	5,00	0,90	76,0	5,0

Tabela 4.2 - Tabela com dados das estrelas do campo C0700-082 numeradas na figura 4.9.

Foi ajustado uma gaussiana no histograma de distribuição dos ângulo dos vetores (figura 4.4b) no padrão identificado entre os valores de 120 e 150°.

Utilizando o método de Chandrasekhar & Fermi modificado (Chandrasekhar e Fermi (1953) descrito na seção 1.3.1), dado pela equação 1.12, temos o seguinte resultado:

$$B_{ceu}^T + \delta B \simeq 30,28 \pm 0,01 \mu G \quad (4.2)$$

Através da equação 1.9, proposta por Falceta-Goncalves et al. (2008) podemos fazer uma estimativa de seu campo magnético turbulento:

$$\delta B = 3,05 \pm 0,25 \mu G \quad (4.3)$$

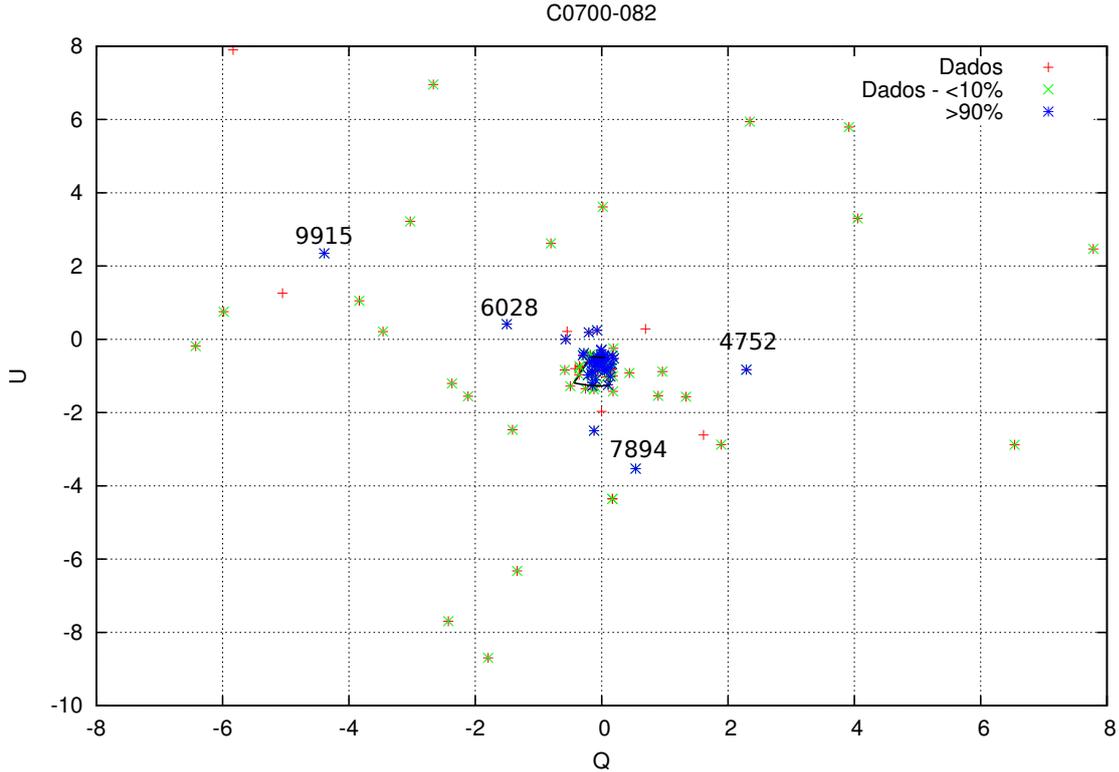


Figura 4.9: Diagrama Q vs U, a caixa em linha preta representa a margem de 1σ dos valores médios de P e θ do Campo C0700-082.

Por conseguinte, comparando a equação 4.2 com 4.3 temos:

$$B = 27,23 \pm 0,25 \mu G \quad (4.4)$$

Em última análise, foi feito o gráfico da função de estrutura do campo (figura 4.10). Neste gráfico ajustamos a função dada pela equação 4.1.

Através desta equação obtivemos um valor de escala angular de correlação de $d = 0,323 \pm 0,002 pc$.

Usando a equação 1.16 foi calculado o raio de turbulência do campo. Para isso, ajustamos duas curvas (vistas na figura 4.10 em azul para os dados com mais de 90% de probabilidade de pertinência e em verde para os dados totais excluindo os elementos com menos de 10% de probabilidade de pertinência) para apenas os dados iniciais dos campo. A curva dos dados com menores valores de pertinência (em verde) parece não estar bem ajustada, por isso usaremos apenas os ajustes dos dados com mais de 90% de probabilidade de pertinência (em azul). Uma explicação para os dados em verde não mostrarem um bom comportamento pode ser que estes dados ainda possuem muitas estrelas que não pertencem ao campo.

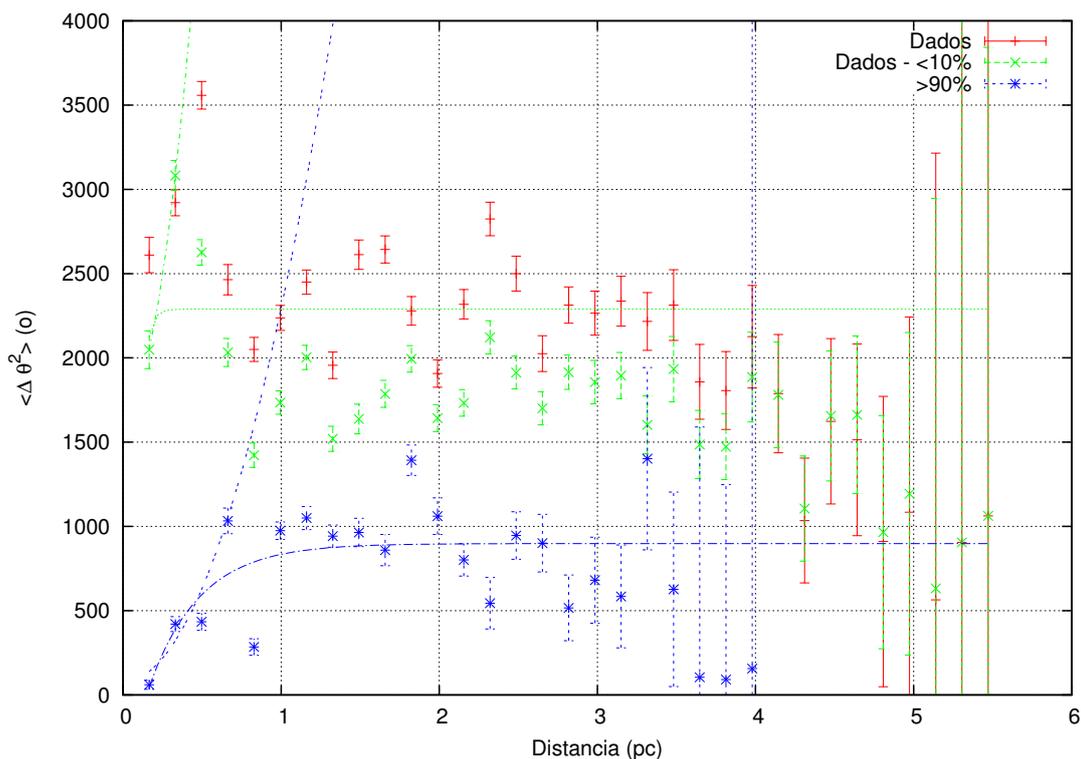


Figura 4.10: Função de estrutura do Campo C0700-082.

Os valores de b , do raio de turbulência e de sua componente não-turbulenta e turbulenta seguem na tabela 4.3.

$b \pm \sigma_b (o)$	$\langle B_t^2 \rangle^{1/2} / B_0 \pm \sigma_{\langle B_t^2 \rangle^{1/2} / B_0}$	$B_0 \pm \sigma_{B_0} (\mu G)$	$\langle B_t \rangle \pm \sigma_{\langle B_t \rangle} (\mu G)$
$8,86 \pm 0,85$	$0,11 \pm 0,01$	$27,88 \pm 2,67$	$3,07 \pm 0,42$

Tabela 4.3 - Tabela de Resultados da Dispersão de Turbulência do Campo 0700-082.

4.4 C0842-411

Este campo, localizado em $l = 261.486$ e $b = +00.991$, se encontra à 838 pc de distância, com idade de $\approx 10^{7,128}$ anos e índice de $E(B - V) = 0,56^3$.

Foram observadas 97 estrelas com valores de $P/\sigma > 5$. Destas, 77 estrelas constam no catálogo Dias et al. (2002). E 9 apresentavam menos de 10% de chance de pertencerem ao aglomerado. Das restantes, 58 possuem mais de 90% de probabilidade de pertinência.

Observando a figura 4.11b, podemos notar que seus ângulos de polarização não parecem seguir um padrão. Por se tratar de um aglomerado novo (o mais jovem deste trabalho),

³ Dados adquiridos pelo SIMBAD (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>)

há uma grande quantidade de gás distribuído de forma não-uniforme (observável no filtro V) e os vetores de polarização seguem essa estrutura como pode ser vista na figura 4.11d. Parece haver áreas com alinhamentos distintos entre si, com mais ou menos regularidade dependendo da região. Os vetores parecem seguir certos filamentos (podemos ver melhor os filamentos através da figura 4.12, retirada do DSS⁴ utilizando-se do programa *Aladin*). Isso possivelmente afetou seu histograma de polarização (figura 4.11c).

Para estudarmos um possível alinhamento de vetores selecionamos grosseiramente 3 regiões do aglomerado (figura 4.11d). Analisaremos cada área separadamente. A região **A** possui dados com valores de Ascensão Reta maiores que 131.24° , a região **B** possui Ascensão Reta menor que 131.24° e Declinação maior que 41.32° , e por fim, a região **C** possui Ascensão Reta menor que 131.24° e Declinação menor que 41.32° .

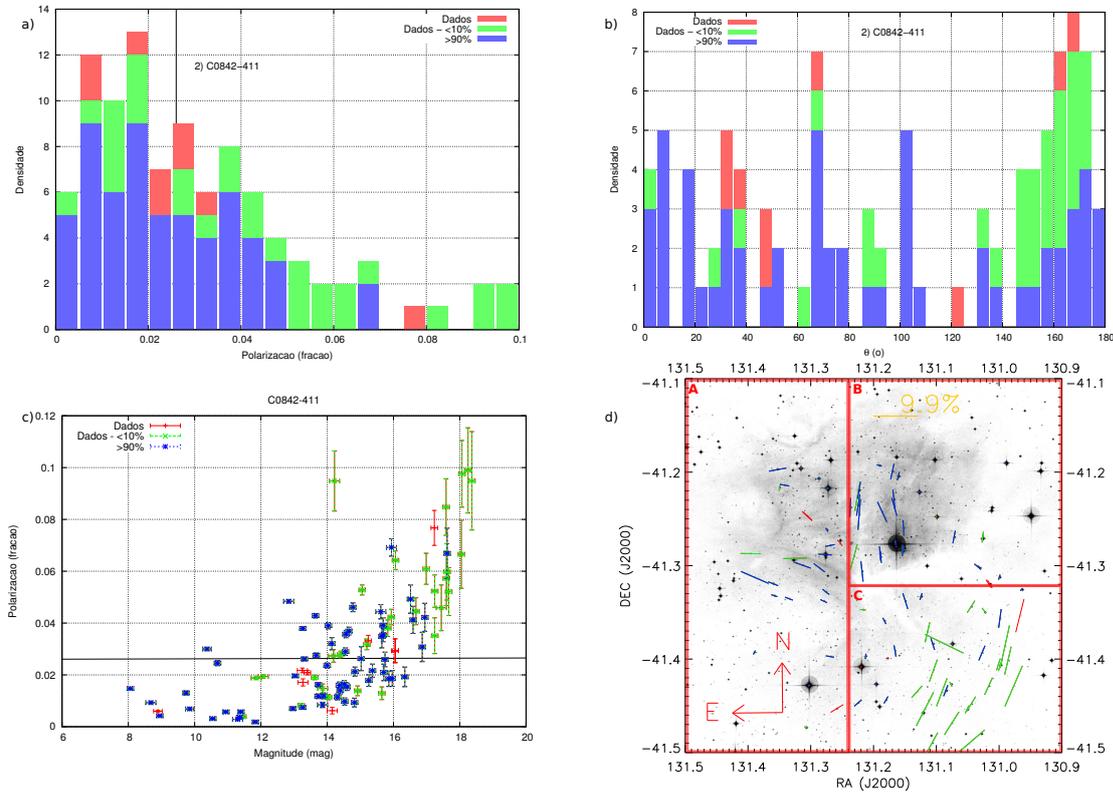


Figura 4.11: a)Histograma de polarização do Campo C0842-411, a reta vertical indica a mediana dos dados em verde. b)Histograma de valores de θ do campo c) Gráfico de Polarização vs Magnitude, a reta horizontal indica a medianados dados em verde.d) Gráfico de vetores do campo.

A polarização média obtida do campo completo foi de $2,6 \pm 0,2\%$, podemos ver na figura 4.13 que ao separarmos o campo, a região C mostra maior distribuição de valores de polarização. Todas as regiões mostraram uma tendência de valores próximos da média

⁴ <http://alasky.u-strasbg.fr/DssColor/>



Figura 4.12: Imagem obtida pelo DSS.

do campo.

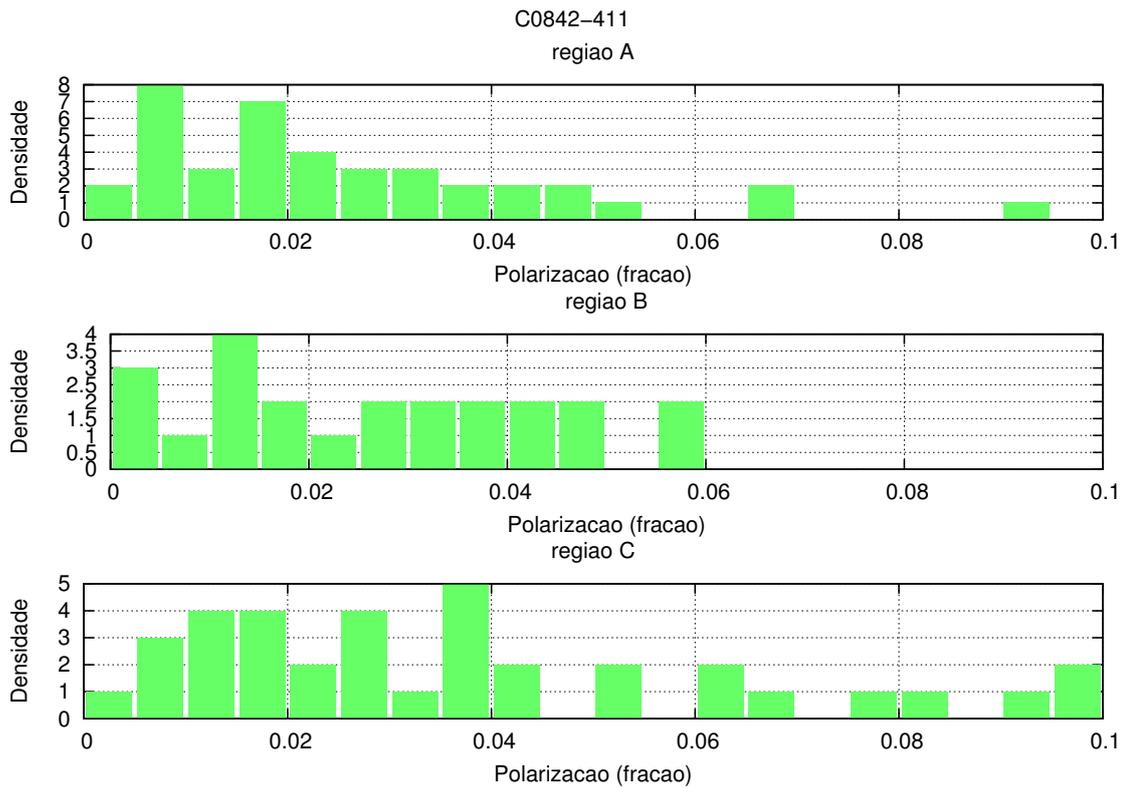


Figura 4.13: Histograma da polarização para as 3 regiões selecionadas.

Observando o gráfico dos valores de θ na figura 4.11b vemos uma dispersão dos ângulos, cabido provavelmente ao gás presente no aglomerado. Como se trata de um aglomerado jovem, é um resultado não surpreendente. Ao separarmos em regiões já anteriormente

mencionadas, vemos um possível padrão na polarização (figura 4.14).

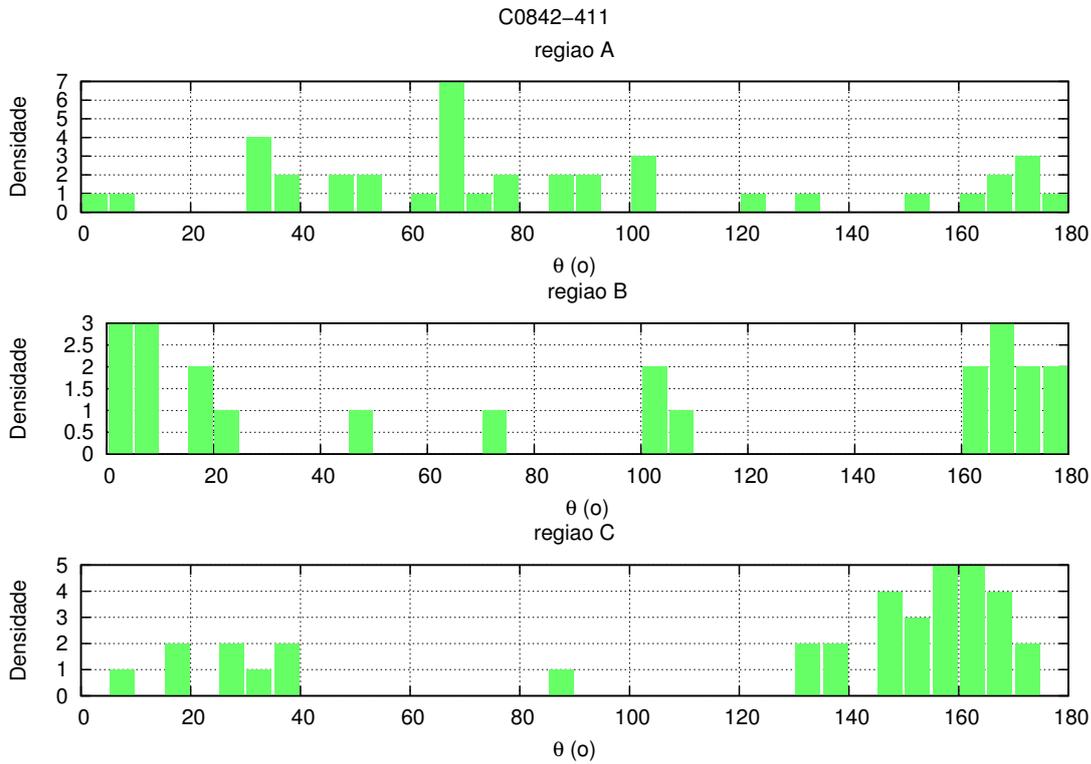


Figura 4.14: Histograma dos ângulos dos vetores de polarização para as 3 regiões selecionadas.

A região **A** possui uma grande quantidade de vetores de polarização entre os ângulos 60 e 70°. Esta região parece estar polarizada perpendicularmente com a região **B** e a região **C**. Isso fica mais claro ao observarmos estas regiões o histograma de polarização na figura 4.14. Nele vemos uma concentração na região entre 150 a 160°. Não obstante, devido ao baixo número de estrelas não é possível supor tendências, portanto não ajustamos gaussianas nos gráficos.

Observando a figura de magnitude versus polarização (gráfico 4.15), vemos que a região **C** possui os maiores valores de polarização, bem como os de magnitude. Isso ocorre pois, observarmos uma concentração maior de filamentos. E a região com menor visibilidade de filamentos, apresenta também a menor variação dos valores de polarização. Lembrando novamente que nas 3 regiões possuímos poucos dados e portanto, afirmar uma tendência não é possível.

Observando, mais uma vez, o campo como um todo, no gráfico 4.16, vemos mais claramente os dados com uma grande dispersão angular⁵. Podemos notar que as estrelas com

⁵ Estes dados seguem o mesmo padrão de cores dos gráfico anteriores.

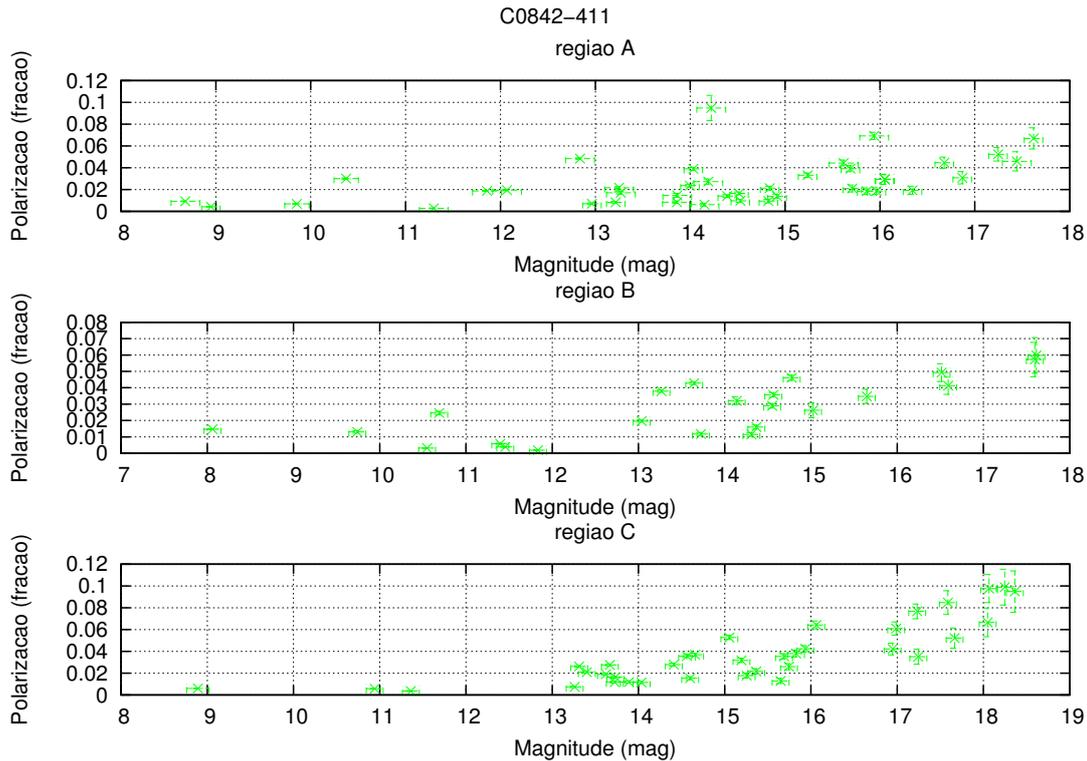


Figura 4.15: Gráfico de Polarização vs Magnitude para as 3 regiões selecionadas.

maior probabilidade de pertinência se mantém em menos de 5% de polarização, e conforme estes valores aumentam, temos um aumento na incerteza.

Ao cruzarmos estes dados com os obtidos pelo *WEBDA* (figura 4.17), apenas 8 estrelas foram encontradas. Isso torna difícil uma análise qualitativa, entretanto, a maior parte dos dados se encontra na sequência principal, o que era esperado.

Realizamos um gráfico de Q vs U (figura 4.18) onde foi traçado uma caixa de 1σ dos valores médios de P e θ . Devido à grande variação da polarização do campo, a incerteza possui uma grande dispersão. Observamos uma alta quantidade de dados com probabilidade de pertinência acima de 90% fora da caixa. Apesar do tamanho da caixa ser influenciado por esta dispersão, um campo sem um padrão de polarização não é seguro para determinarmos a pertinência dos membros.

Para este campo, não foi possível usar o método já descrito de Chandrasekhar e Fermi (1953) modificado (seção 1.3.1). Entretanto, foi feito seu gráfico de função de estrutura (figura 4.19) para todos seus dados.

Foram usados para os cálculos os ajustes nos dados com probabilidade de pertinência acima de 10%. Isto devido à apresentarem pouca diferença no seu comportamento em

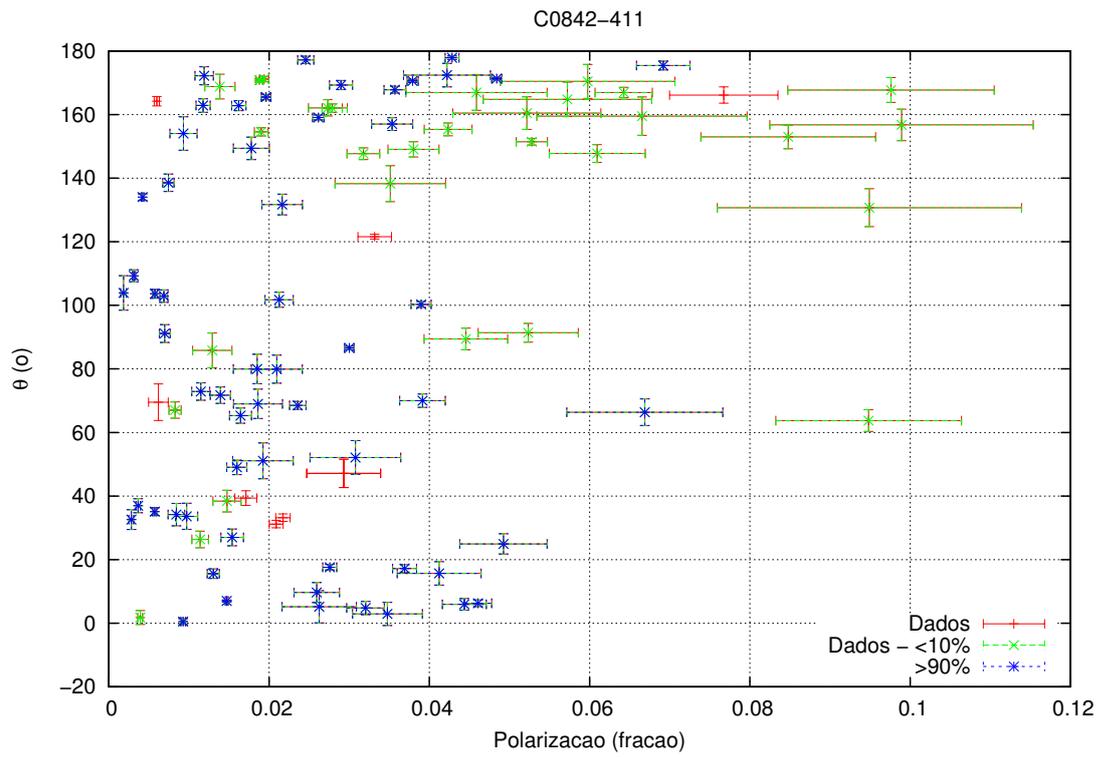


Figura 4.16: Gráfico de Polarização vs θ .

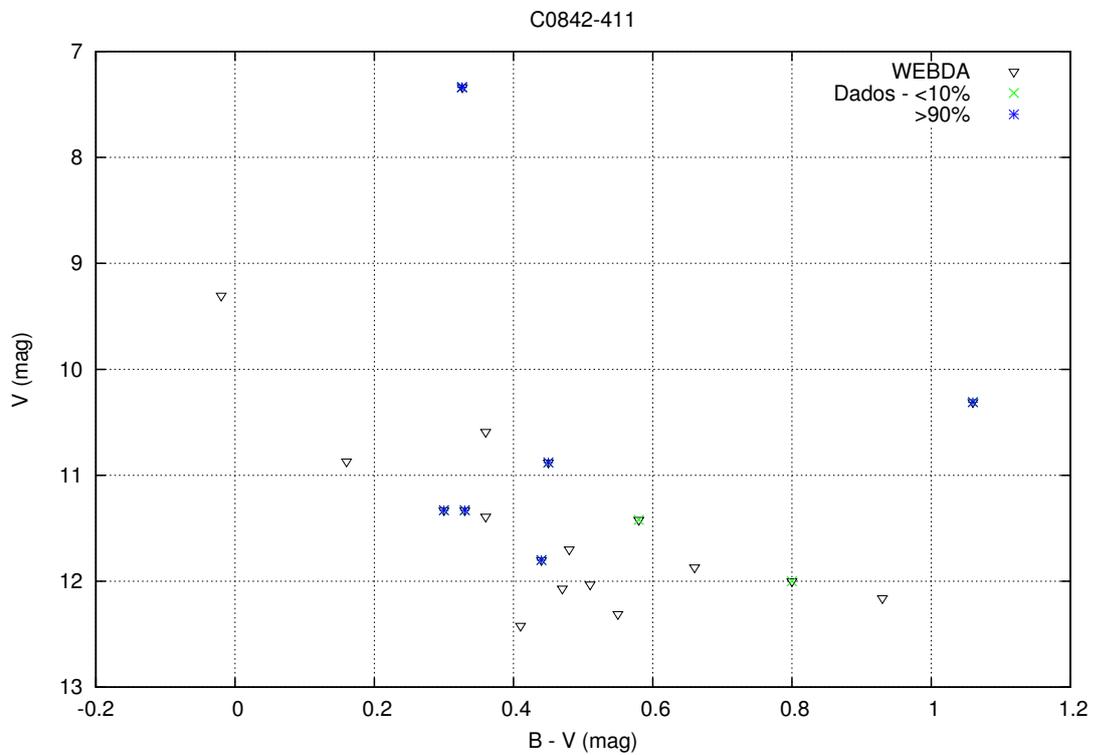


Figura 4.17: Diagrama de Magnitude por Excesso de cor do Campo 0842-411.

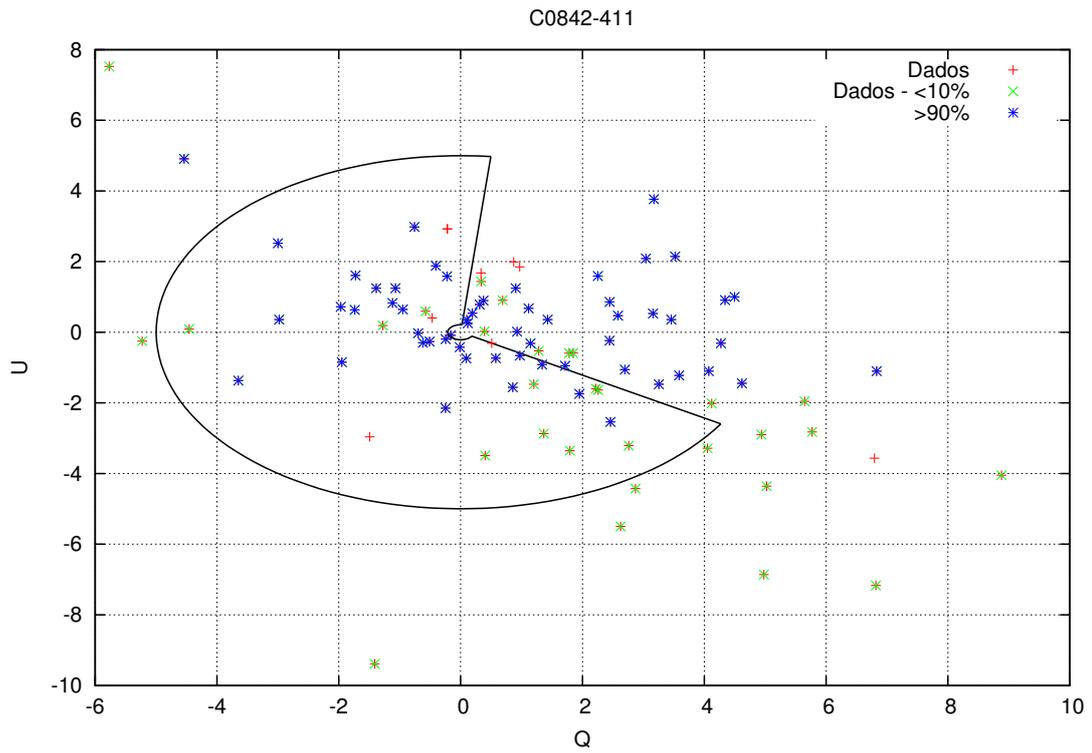


Figura 4.18: Diagrama Q vs U, a caixa em linha preta representa a margem de 1σ dos valores médios de P e θ do Campo 0842-411.

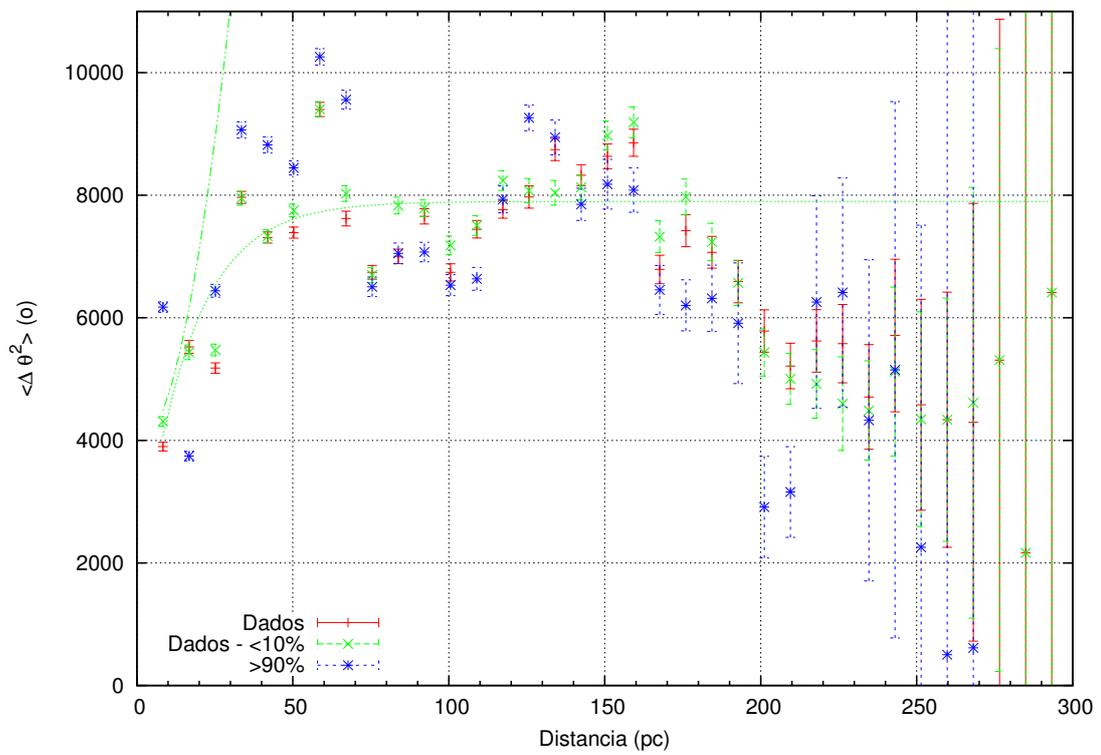


Figura 4.19: Função de Estrutura do Campo 0842-411.

comparação com apenas os outros dados.

O valor de escala angular de correlação obtido foi de $d = 16,16 \pm 0,05pc$.

Utilizamos a equação 1.16, para o cálculo do raio de turbulência e ajuste de uma parábola para os dados iniciais. Os resultados podem ser vistos na tabela 4.4:

$b \pm \sigma_b$ (o)	$\langle B_t^2 \rangle^{1/2} / B_0 \pm \sigma_{\langle B_t^2 \rangle^{1/2} / B_0}$	$B_0 \pm \sigma_{B_0}$ (μG)	$\langle B_t \rangle \pm \sigma_{\langle B_t \rangle}$ (μG)
$62,71 \pm 2,82$	$1,22 \pm 0,14$	$5,76 \pm 0,26$	$7,04 \pm 0,85$

Tabela 4.4 - Tabela de Resultados da Dispersão de Turbulência do Campo 0842-411.

Vemos dessa maneira que o campo turbulento é tão importante quanto o uniforme.

4.5 C1115-624

Este campo, localizado em $l = 292.402$ e $b = -01.799$, se encontra a 1238 pc e possui uma idade de $\sim 10^{8,315}$ anos, se tratando do campo mais velho deste trabalho. Seu índice de cor é $E(B - V) = 0.43$ ⁶.

Foram observadas 283 estrelas. Destas 220 constam no catálogo Dias et al. (2002), com 51 que apresentam uma chance de pertencerem ao aglomerado de menos de 10%. Das restantes, 109 possuem mais de 90% de probabilidade de pertinência. O campo possui um valor de extinção alto se comparado com os outros ($A_V \sim 1.33$).

Notamos uma polarização com vetores bem alinhados (figura 4.20d). Podemos ver um padrão nos vetores de polarização (figura 4.20b). O campo demonstra estar alinhado com plano galáctico ($GP = 110^\circ, 88$). Na figura 4.20c podemos ver que apesar dos dados se concentrarem em volta do valor mediano (reta horizontal preta) temos uma certa dispersão. A amostra contém dados não definidos como pertencentes ao aglomerado (em verde) destoantes da média. Assim como alguns dados com mais de 90% de probabilidade de pertinência mas que não seguem os mesmo valores.

Na figura 4.20c temos, para o mesmo valor de magnitude, inúmeros valores de polarização. Podemos comparar este campo com os campos anteriores já analisados. Como o caso do campo C0700-082 (seção 4.3), que nos mostra que há uma alta polarização e os dados se alinham na mediana. Já no campo C0842-411 (seção 4.4), temos uma dispersão na polarização. Isto indica uma possível extinção devido a um gás interno ao aglomerado.

⁶ Dados adquiridos pelo SIMBAD (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>)

O mesmo parece ocorrer com campo em análise.

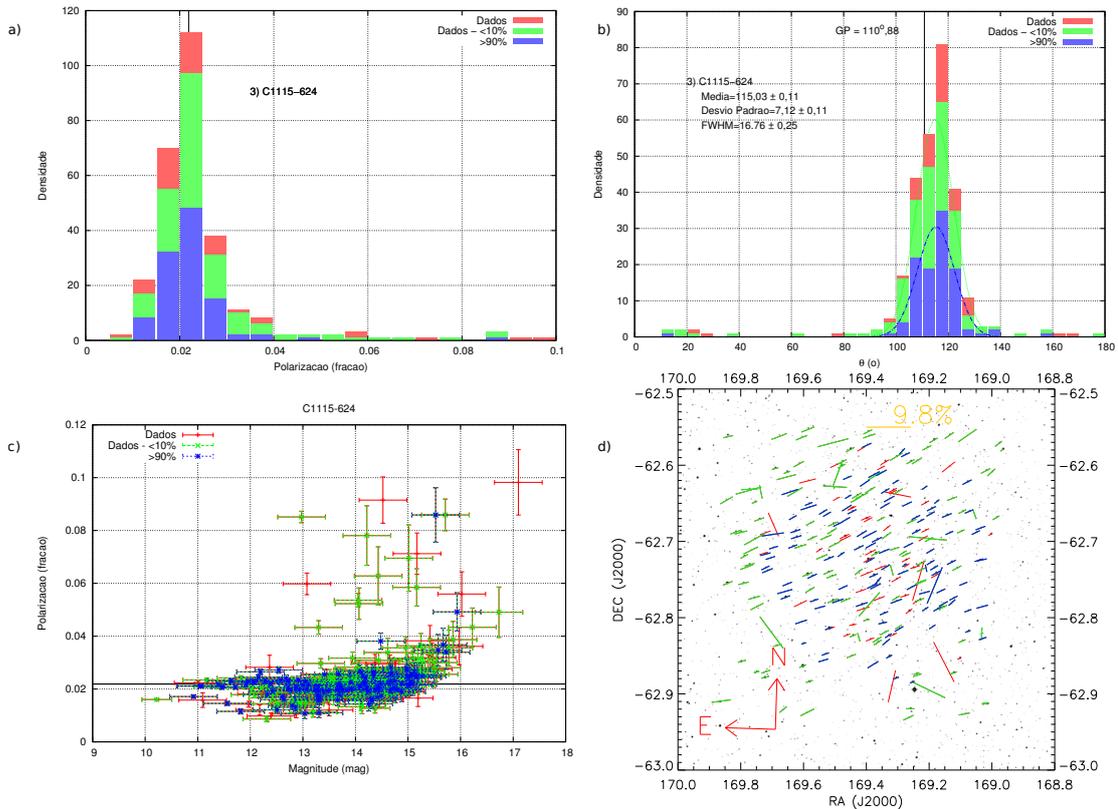


Figura 4.20: a) Histograma de polarização do Campo C1115-624, a reta vertical indica a mediana dos dados em verde. b) Histograma de valores de θ do campo c) Gráfico de Polarização vs Magnitude, a reta horizontal indica a mediana dos dados em verde d) Gráfico de vetores do campo.

Na figura 4.21 temos um gráfico de polarização pelo ângulo dos seus vetores polarimétrico. Notamos no mesmo uma concentração dos dados no ponto de intersecção das médias dos eixos. Este tipo de gráfico é esperado para campos polarizados. Conferimos alguns pontos que parecem não seguir a média. Na figura podemos observar o caso da estrela 4342, que mesmo apresentando uma probabilidade de mais de 90% de pertinência, está longe das medianas. Esta estrela apresenta magnitude maior que 15 mag e para altas magnitudes as polarizações ficam maiores. Isso é em virtude ao aspecto das estrelas estarem mais distantes da linha de visada do observador e assim, estão sujeitas à uma maior quantidade de poeira. Apesar disso, não poderia haver alteração em seus valores de θ . Concluindo que possivelmente esta estrela está superestimada quanto ao seu valor de probabilidade de pertinência em razão de seu movimento próprio.

Os dados da estrela 4342 estão na tabela 4.5.

Observando o diagrama H-R (figura 4.22) vemos que dos 36 dados obtidos do WEBDA, 31 correspondiam com nossos dados. Dentre as estrelas, muitas mostraram não pertencer à

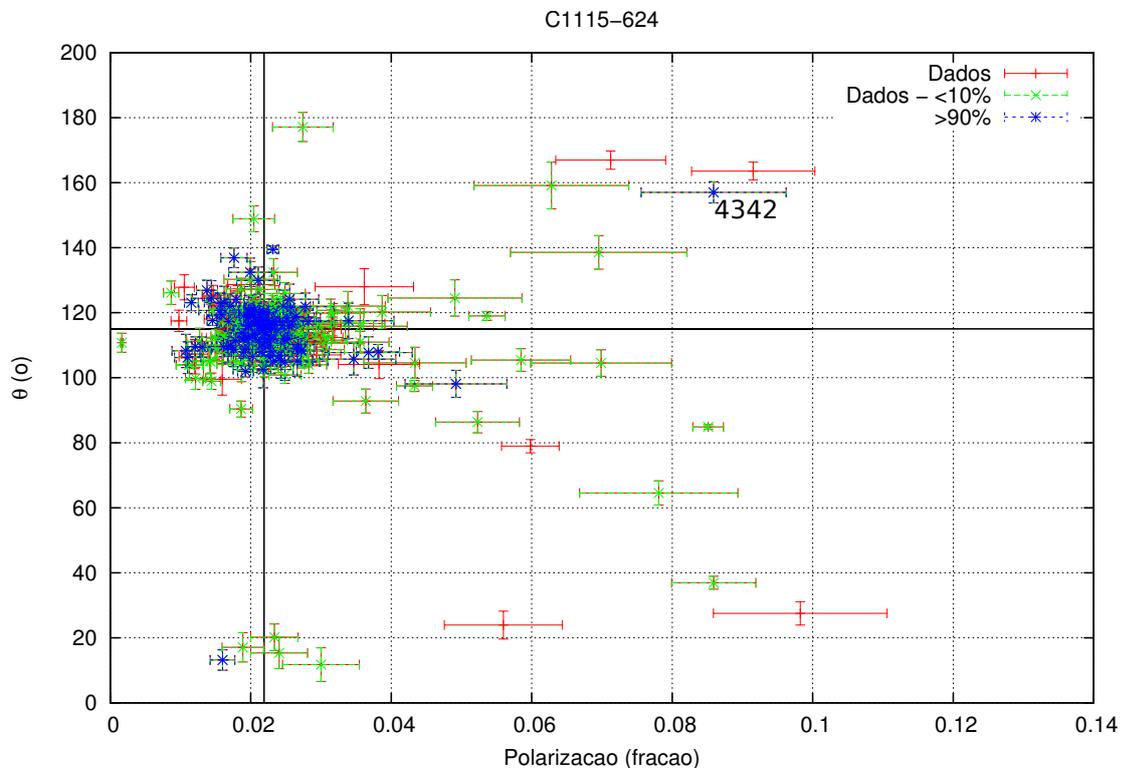


Figura 4.21: Gráfico de Polarização pelo ângulo dos vetores do Campo C1115-624, as retas em preto representam as medianas dos eixos.

ID	Magnitude $\pm 0,5$ (mag)	Polarização (%)	σ_{Pol} (%)	θ (o)	σ_{θ} (o)
4342	15,5	8,5	0,9	157,0	3,0

Tabela 4.5 - Tabela com dados da estrela 4342 do campo C1115-624 numeradas na figura 4.25.

sequência principal, e sim à pré-sequência principal. Apesar de se tratar de um aglomerado relativamente velho (se comparado com os outros deste trabalho) temos estrelas que ainda estão no começo de sua evolução.

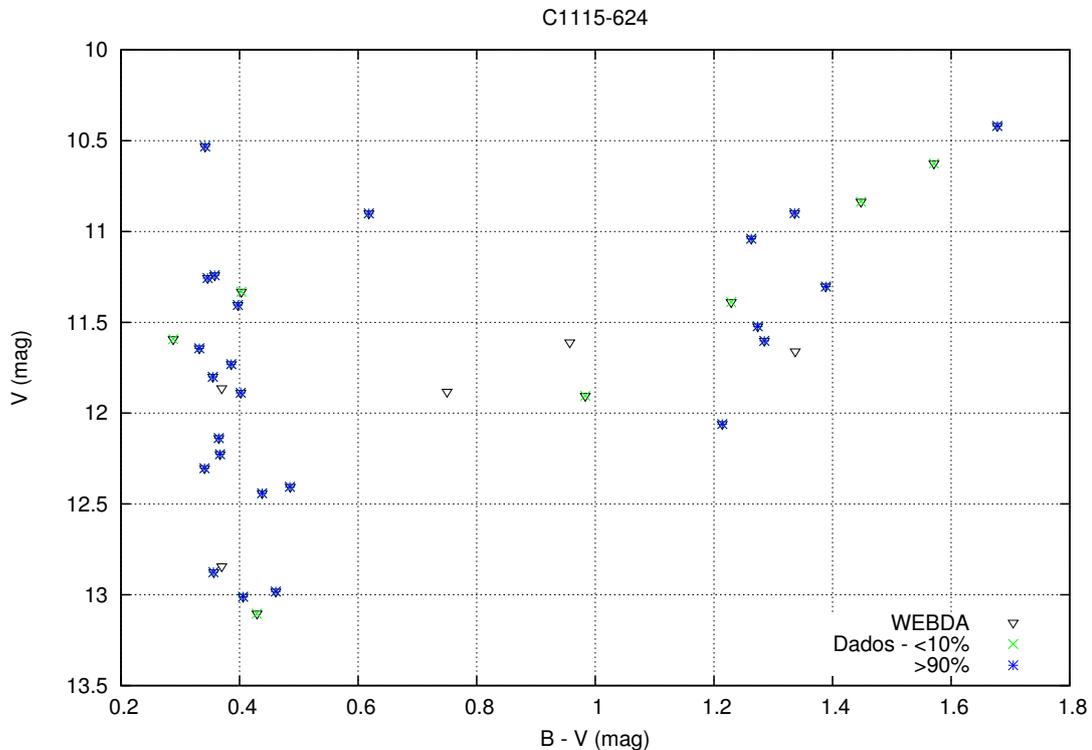


Figura 4.22: Diagrama de magnitude pos excesso de cor do Campo C1115-624.

Para melhor observarmos os resultados, plotamos separadamente gráficos de polarização e dos ângulos dos vetores das estrelas confirmadas na sequência principal (figura 4.23) e das estrelas encontradas na pré-sequência principal (figura 4.24). Observando estas figuras notamos que, apesar de estágios evolutivos diferentes, elas não mostram tendências fora da média dos grupos.

Na figura 4.25 foram plotados os dados de Q e U . Mais uma vez fizemos a “caixa” de 1σ dos dados de P e θ e observamos uma concentração de dados com mais de 90% de probabilidade de pertinência. Contudo, dentre os dados mais afastados da média, a estrela 4342 apresenta uma grande divergência. Como foi comentado anteriormente, isto pode ser explicado por ela estar ao fundo do aglomerado (sua magnitude é $15,5 \pm 0,4$ mag) ou realmente não pertencer ao mesmo.

Utilizando o método de Chandrasekhar e Fermi (1953) modificado (descrito na seção 1.3.1),

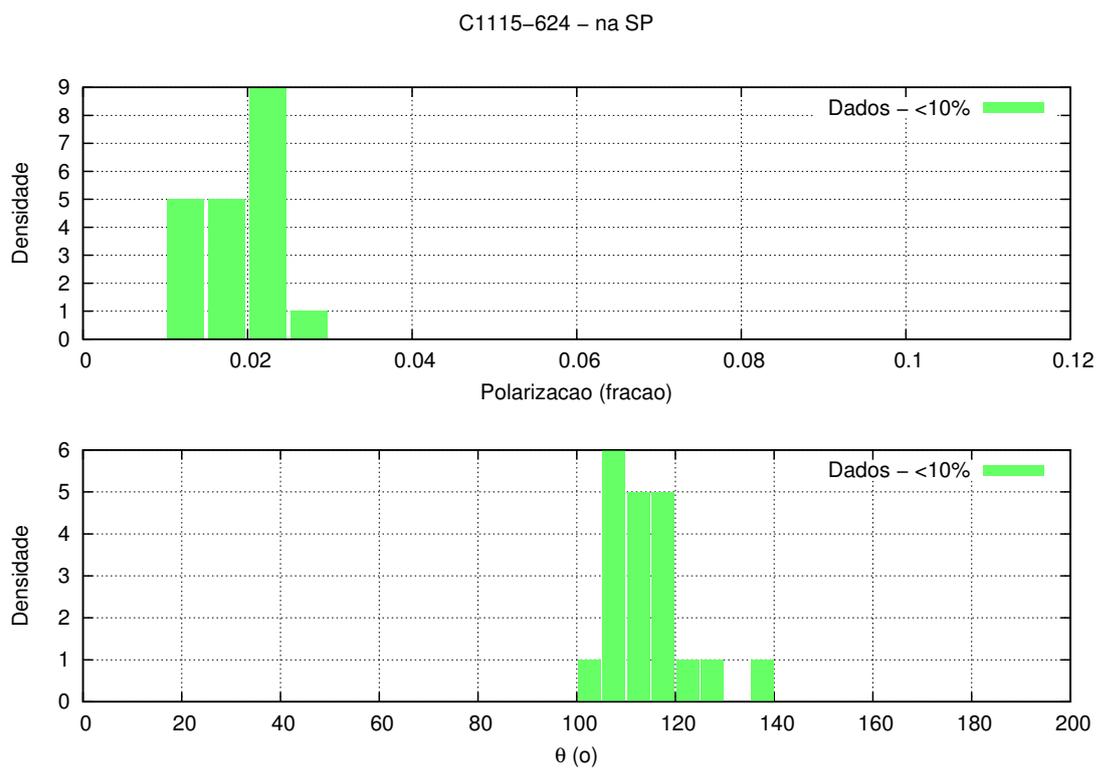


Figura 4.23: Gráfico de polarização e θ das estrelas da sequência principal do Campo C1115-624.

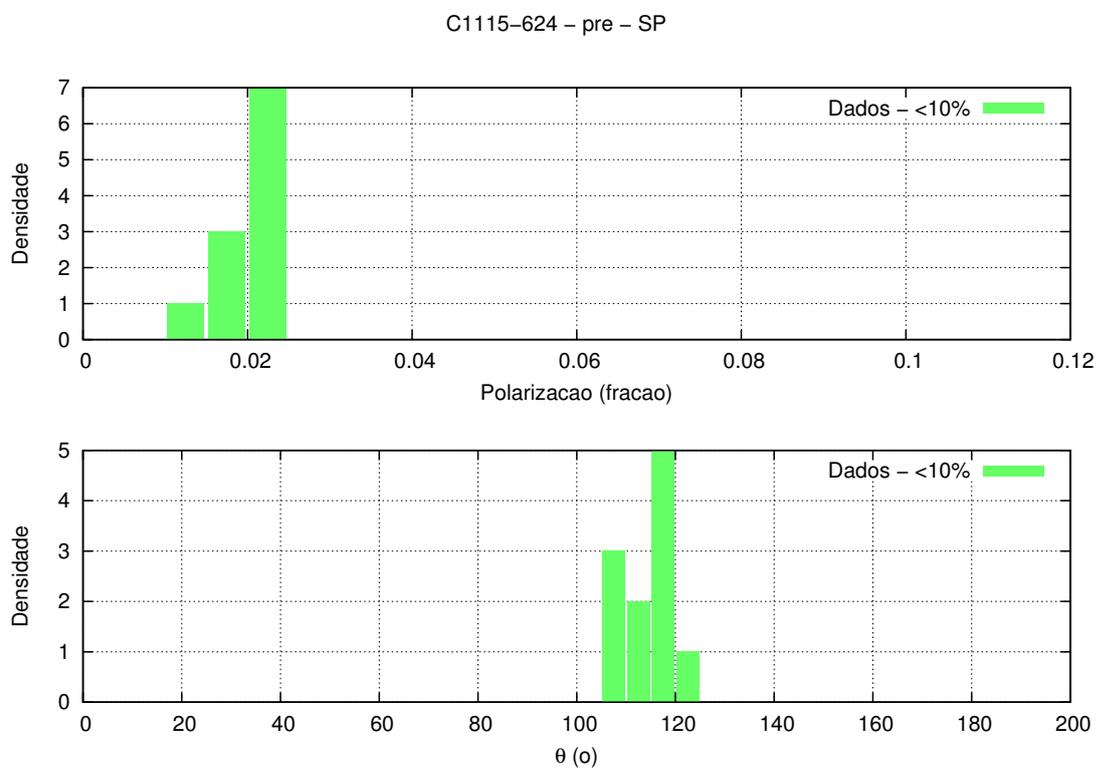


Figura 4.24: Gráfico de polarização e θ das estrelas fora da sequência principal do Campo C1115-624.

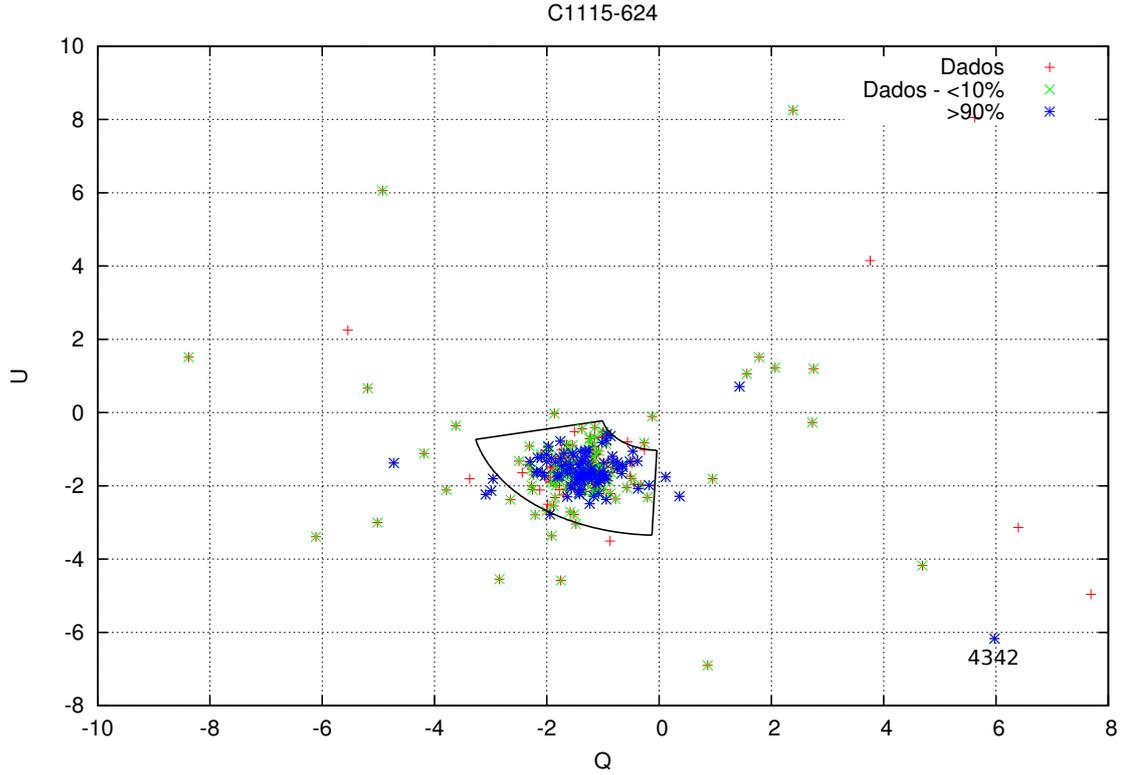


Figura 4.25: Diagrama de Q vs U, a caixa em linha preta representa a margem de 1σ dos valores médios de P e θ do Campo C1115-624.

dados pela equação 1.12, temos o seguinte resultado:

$$B_{ceu}^T + \delta B \simeq 26,84 \pm 0,01\mu G \quad (4.5)$$

Através da equação 1.9, proposta por Falceta-Goncalves et al. (2008) podemos fazer uma estimativa de seu campo magnético turbulento:

$$\delta B = 3,20 \pm 0,27\mu G \quad (4.6)$$

Por conseguinte, comparando a equação 4.5 com 4.6 temos:

$$B = 23,64 \pm 0,27\mu G \quad (4.7)$$

Foi feita a função de estrutura do campo (figura 4.26). Nesta figura realizamos o ajuste da equação 4.1 nos dados com probabilidade de pertinência maior que 10%. Apesar dos dados não apresentarem um bom ajuste foi obtido o valor de escala angular de correlação de $d = 0,024 \pm 0,001pc$.

O ajuste da parábola para os dados iniciais permitiu a obtenção dos valores de b , raio de turbulência e da componente não-turbulenta (tabela 4.6).

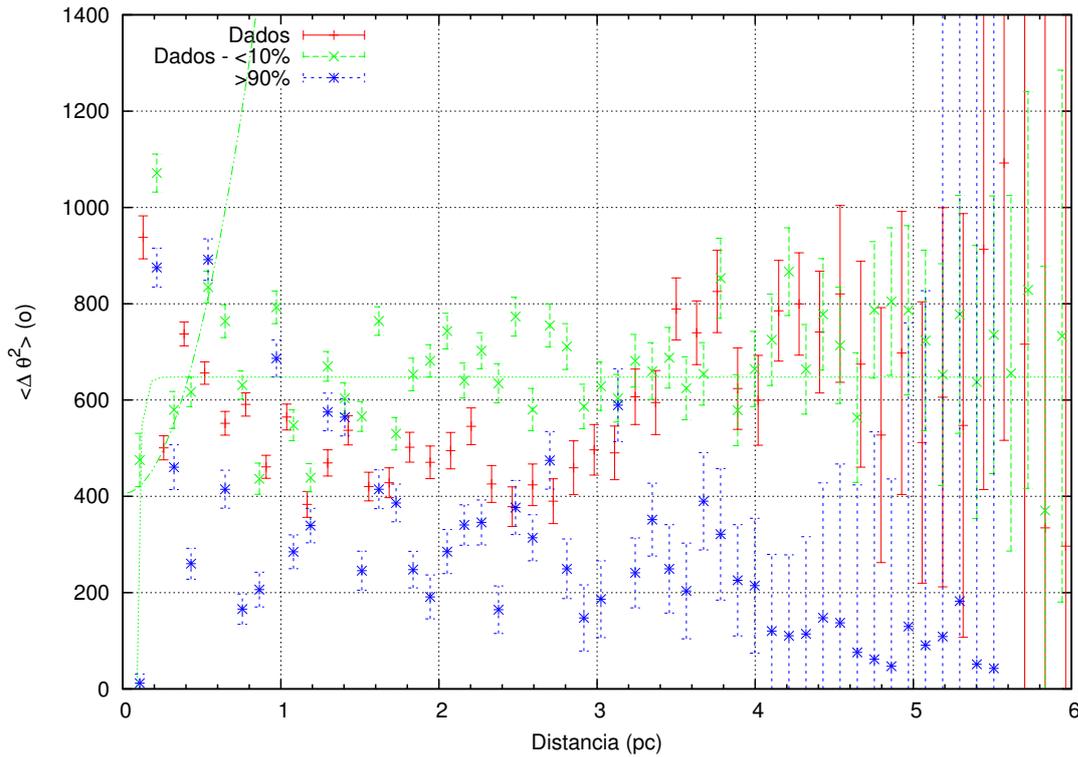


Figura 4.26: Função de Estrutura do Campo C1115-624.

$b \pm \sigma_b (o)$	$\langle B_t^2 \rangle^{1/2} / B_0 \pm \sigma_{\langle B_t^2 \rangle^{1/2} / B_0}$	$B_0 \pm \sigma_{B_0} (\mu G)$	$\langle B_t \rangle \pm \sigma_{\langle B_t \rangle} (\mu G)$
$20,12 \pm 0,89$	$0,26 \pm 0,01$	$12,88 \pm 0,57$	$3,30 \pm 0,21$

Tabela 4.6 - Tabela de Resultados da Dispersão de Turbulência do Campo 1115-624.

4.6 C1426-605

Este campo, localizado em $l = 314.670$ e $b = -00.100$, se encontra à 2 kpc de distância. Possui uma idade de $\sim 10^{7,915}$ anos e um índice de cor de $E(B - V) = 0,49$ ⁷.

Foram observados 275 estrelas, sendo que destas, 162 estrelas contam no catálogo Dias et al. (2002). Das presentes no catálogo, 41 apresentavam chance de pertencerem ao aglomerado menor que 10%, e das restantes, 85 possuem mais de 90% de probabilidade de pertinência. O campo é o mais distante dos abordados neste trabalho e também o mais próximo do plano galáctico.

Na figura 4.27a vemos uma distribuição gaussiana dos dados. Na figura 4.27b vemos um alinhamento dos dados gerando aparentemente apenas um padrão gaussiano e paralelo ao plano Galáctico (GP=100°, 88). Este resultado não é surpreendente se tratando de um

⁷ Dados adquiridos pelo SIMBAD (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>)

campo próximo ao plano galáctico.

O campo possui valores de intensidade de polarização variados, não obstante, seus vetores se apresentam alinhados. Possivelmente a distância do campo e a grande camada de gás entre o observador e as estrelas influenciaram nesta distribuição.

Na figura 4.27c podemos notar uma grande dispersão dos dados. Para uma mesma medida de magnitude temos inúmeros valores de polarização, o que sugere um campo com uma extinção intrínseca.

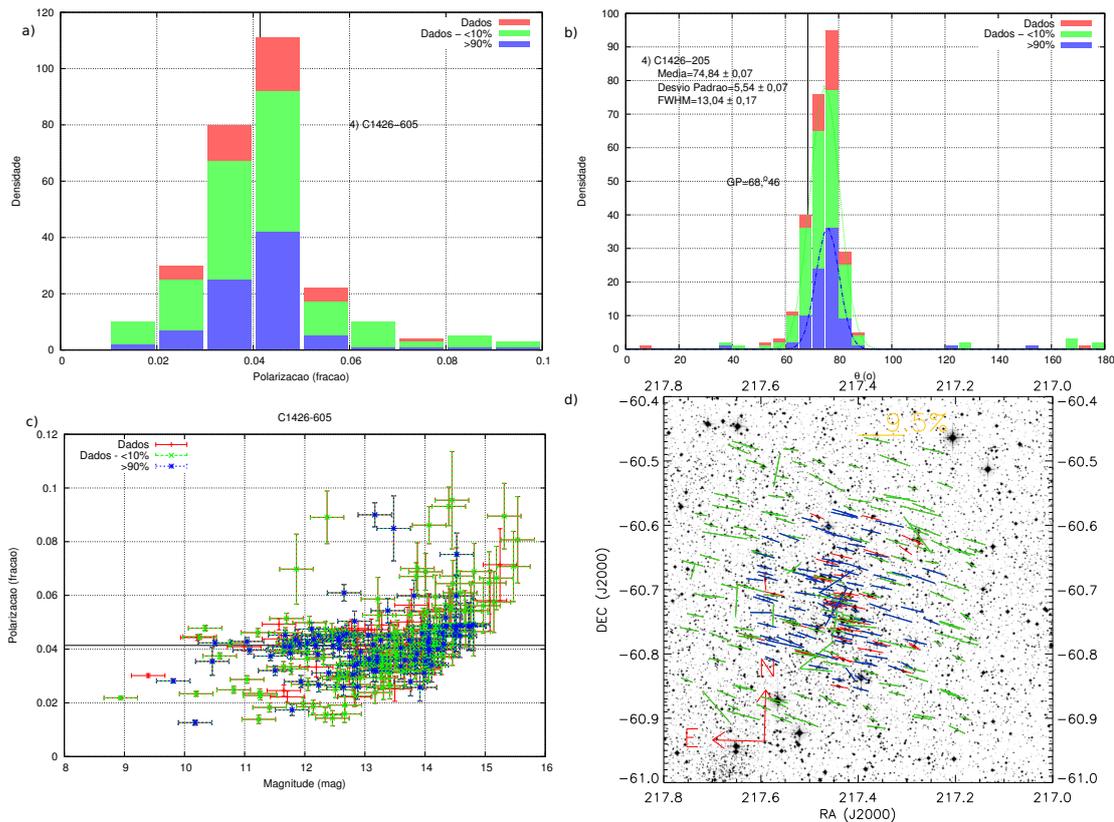


Figura 4.27: a) Histograma de polarização do Campo C1426-605, a reta vertical indica a mediana dos dados em verde. b) Histograma de valores de θ do campo c) Gráfico de Polarização vs Magnitude, a reta horizontal indica a mediana dos dados em verde d) Gráfico de vetores do campo.

A figura 4.28 é um gráfico de polarização versus o ângulo de seus vetores polarimétricos. Distingue-se uma concentração de dados com ângulos em torno da média ($\bar{\theta} = 74,84 \pm 0,07$). Todavia, vemos uma grande distribuição na polarização, isso mostra uma possível nuvem não-homogênea na linha de visada do aglomerado. Esta nuvem gera o mesmo alinhamento magnético no campo. Mais uma vez, possuímos dados com mais de 90% de probabilidade de pertinência que não se apresentam próximos das médias (estrelas 9324 e 9343 vide tabela 4.7). Estas estrelas estão indicadas na figura 4.28 e possuem magnitudes

de $13,5 \pm 0,3$ e $13,2 \pm 0,3$ mag, respectivamente. Neste aglomerado existe uma maior dispersão dos dados à partir da magnitude 14, sendo difícil confirmar a pertinência ao aglomerado tomando como base seus valores do ângulo de polarização.

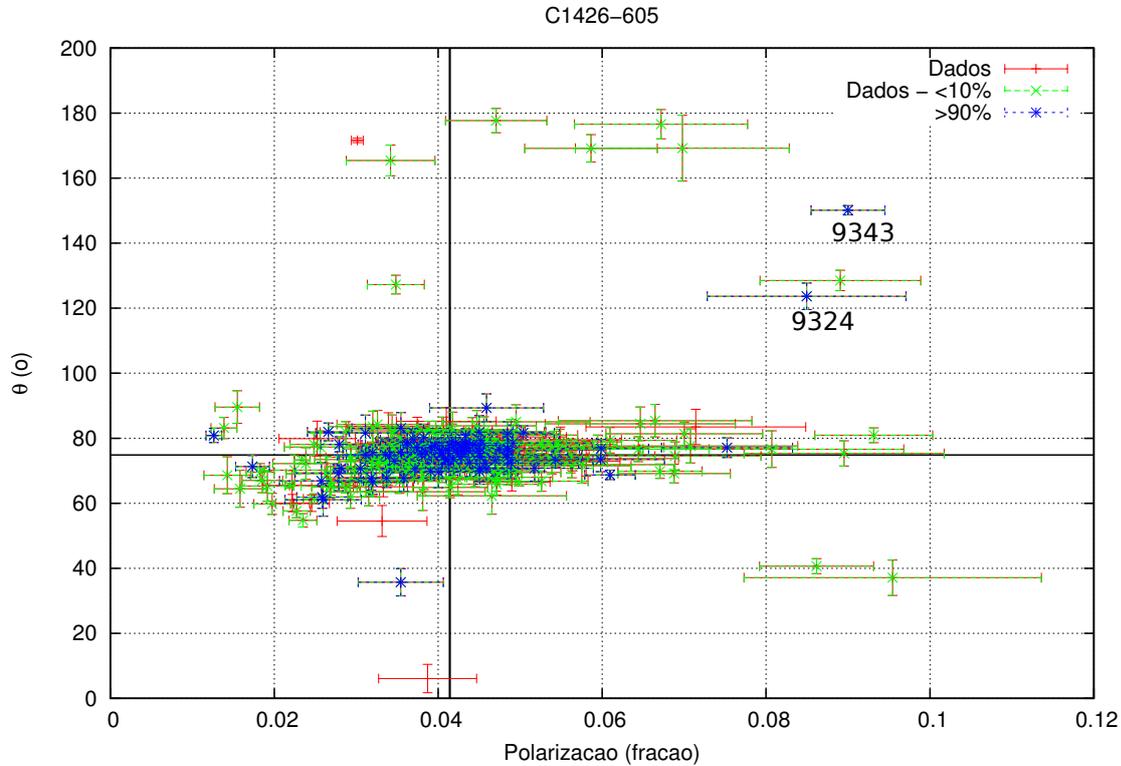


Figura 4.28: Gráfico de Polarização pelo ângulo dos vetores do Campo C1426-605, as retas em preto representam as medianas dos eixos.

Para este campo não foi realizado um gráfico do diagrama H-R pois o mesmo não possui nenhuma estrela compatível no catálogo do WEBDA.

Na figura 4.29 as estrelas mencionadas (9324 e 9343) não se encontram dentro da caixa de 1σ . Ainda assim, a maioria dos dados se mostra pertinente ao aglomerado. Com base nisto, podemos inferir que temos uma amostra condizente com a região do aglomerado e seus membros.

ID	Magnitude $\pm 0,3$ (mag)	Polarização (%)	σ_{Pol} (%)	θ (o)	σ_{θ} (o)
9324	13,5	8,5	1,2	124,0	4,0
9343	13,2	9,0	0,5	150,0	2,0

Tabela 4.7 - Tabela com dados das estrelas do campo C1426-605 numeradas na figura 4.29.

Utilizando o método de Chandrasekhar e Fermi (1953) modificado (descrito na seção 1.3.1),

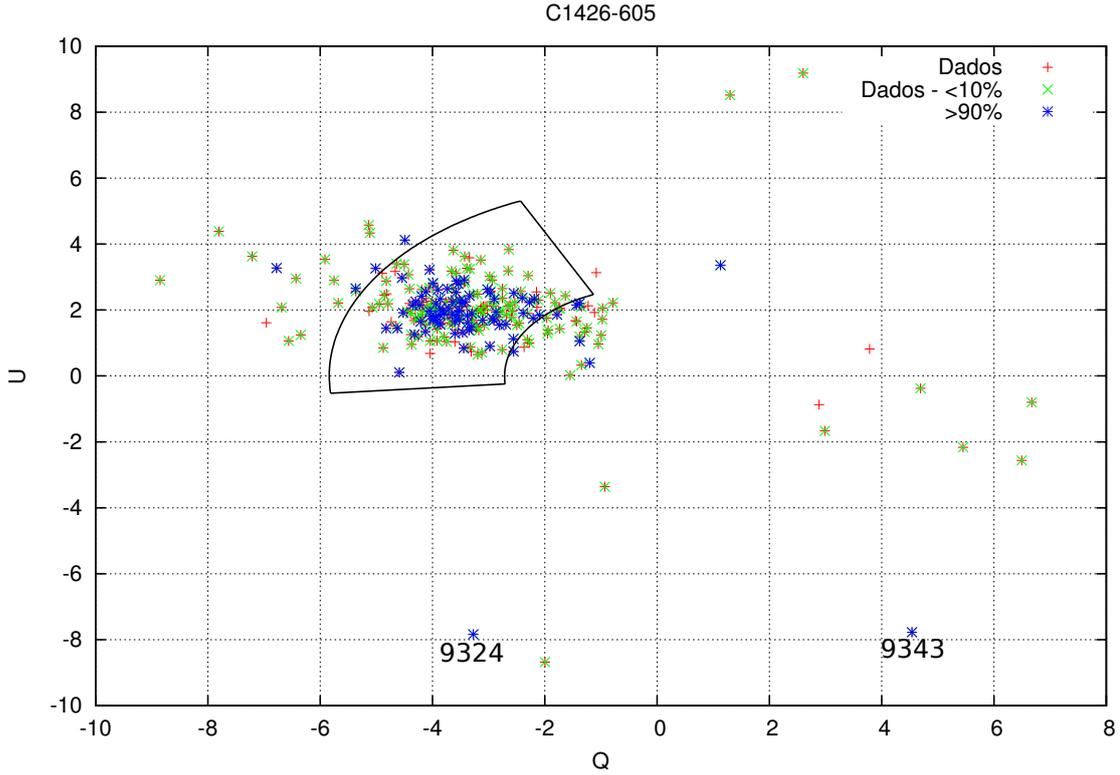


Figura 4.29: Diagrama de Q vs U, a caixa em linha preta representa a margem de 1σ dos valores médios de P e θ do Campo C1426-605.

dado pela equação 1.12, temos o seguinte resultado:

$$B_{ceu}^T + \delta B \simeq 32,287 \pm 0,002\mu G \quad (4.8)$$

Através da equação 1.9, proposta por Falceta-Goncalves et al. (2008) podemos fazer uma estimativa de seu campo magnético turbulento:

$$\delta B = 2,69 \pm 0,22\mu G \quad (4.9)$$

Por conseguinte, comparando a equação 4.8 com 4.9 temos:

$$B = 29,60 \pm 0,22\mu G \quad (4.10)$$

A função de estrutura do campo C1426-605 pode ser vista na figura 4.30. Utilizando o ajuste dado pela equação 4.1 obtivemos $d = 0,0480 \pm 0,0002pc$.

Para estes cálculos usamos os dados totais excluindo os que possuíam probabilidade de pertinência menor que 10%. Os dados com valores de pertinência maiores de 90% não mostraram uma tendência. Possivelmente isso seja em virtude à pequena quantidade de dados.

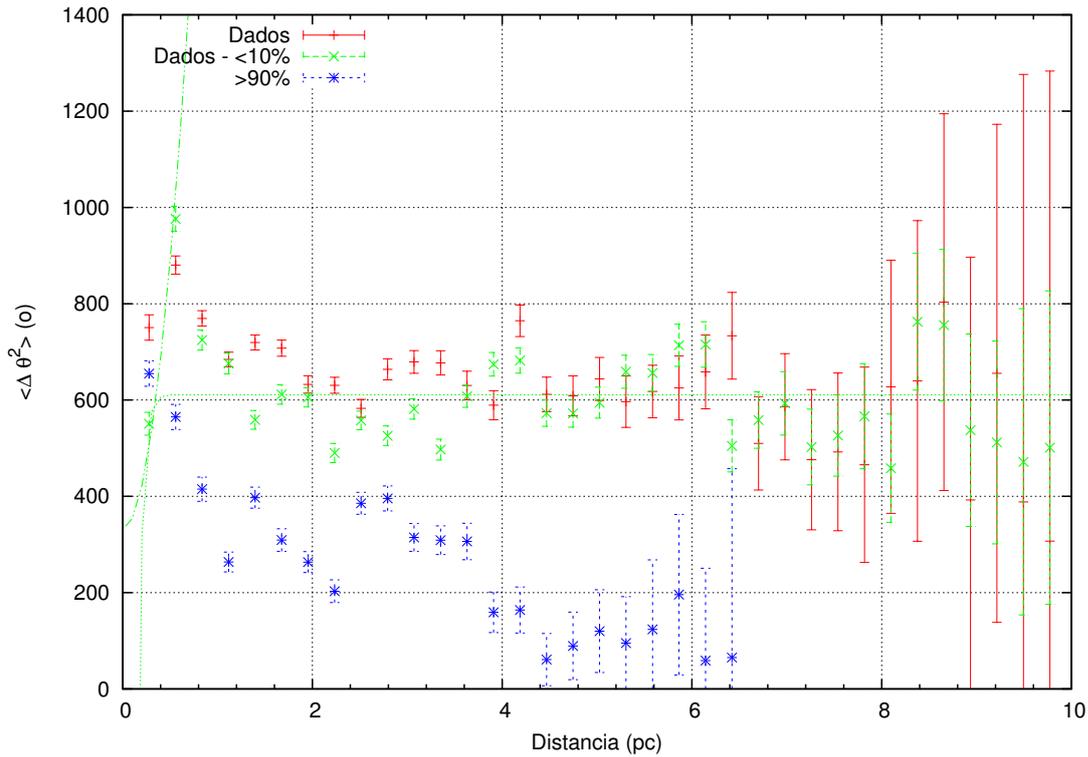


Figura 4.30: Função de Estrutura do Campo C1426-605.

Os resultados obtidos através das equações já explicitadas anteriormente, podem ser vistos na tabela 4.8.

$b \pm \sigma_b (o)$	$\langle B_t^2 \rangle^{1/2} / B_0 \pm \sigma_{\langle B_t^2 \rangle^{1/2} / B_0}$	$B_0 \pm \sigma_{B_0} (\mu G)$	$\langle B_t \rangle \pm \sigma_{\langle B_t \rangle} (\mu G)$
$18, 20 \pm 4, 19$	$0, 23 \pm 0, 06$	$11, 96 \pm 2, 75$	$2, 76 \pm 0, 92$

Tabela 4.8 - Tabela de Resultados da Dispersão de Turbulência do Campo 1426-605

4.7 C1622-405

Campo localizado em $l = 340.741$ e $b = +06.016$, se encontra à 512 pc de distância. Possui uma idade de $\sim 10^{8,147}$ anos e um índice de cor de $E(B - V) = 0, 69$ ⁸.

Foram observadas 156 estrelas onde 152 constavam no catálogo Dias et al. (2002). E apenas 3 apresentavam probabilidade de pertinência inferior a 10% enquanto 141 apresentavam mais de 90% de probabilidade de pertinência pelo movimento próprio. Este campo é o mais distante do plano galáctico, porém, o mais próximo da vizinhança solar.

⁸ Dados adquiridos pelo SIMBAD (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>)

Observando a figura 4.31a, vemos que a polarização está bem dispersa. Na figura 4.31b temos um padrão não definido em torno da média de $\theta = 94,^{\circ}43$. Nota-se também outro padrão próximo do plano galáctico (GP= $44^{\circ},25$). Não se pode afirmar seguramente a presença do segundo padrão devido à baixa contagem de estrelas. No trabalho de Marcela Vergne et al. (2010) sobre este campo são coletadas menos de 60 estrelas revelando um padrão em torno de 8° . Caracterizando uma possível amostragem de apenas uma parte de nossos dados.

Na figura 4.31c podemos notar claramente a formação de dois grupos, e também a enorme dispersão dos dados de magnitude pela polarização. Possivelmente se trata de um campo com poeira interna e com duas possíveis nuvens presentes na linha de visada.

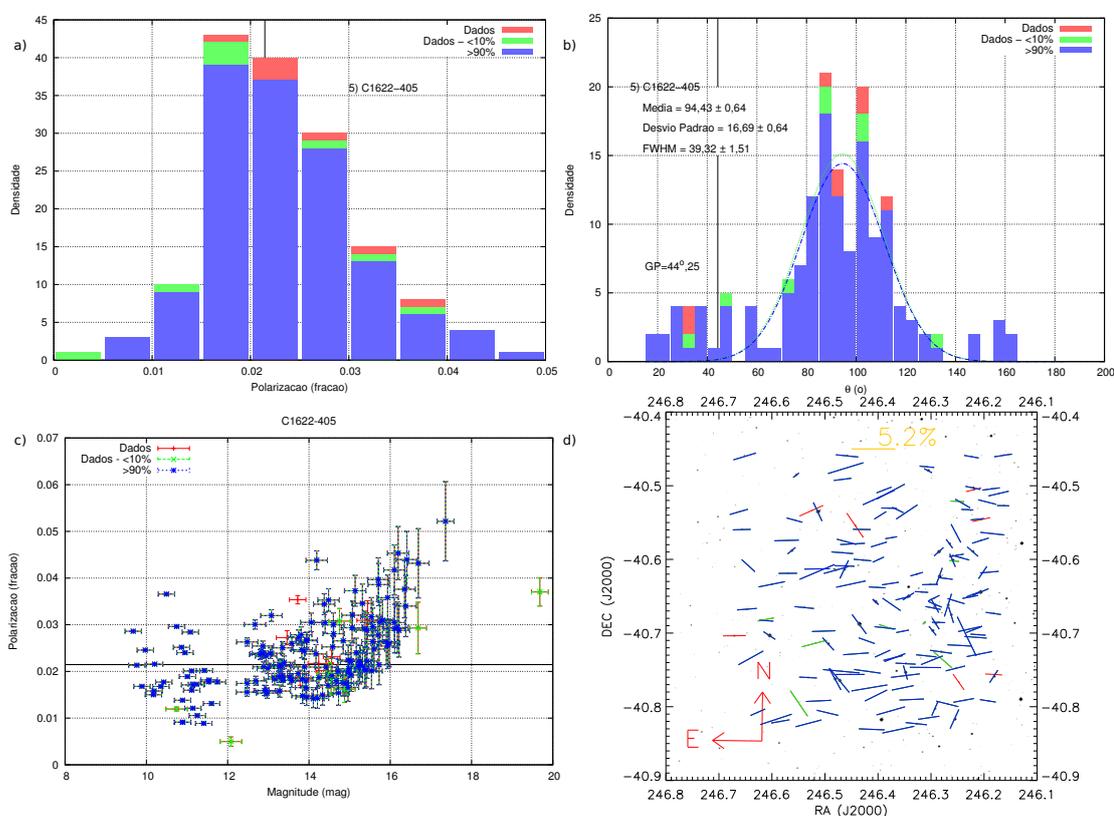


Figura 4.31: a) Histograma de polarização do Campo C1622-605, a reta vertical indica a mediana dos dados em verde. b) Histograma de valores de θ do campo c) Gráfico de Polarização vs Magnitude, a reta horizontal indica a mediana dos dados em verde d) Gráfico de vetores do campo.

Na figura 4.32 vemos a polarização versus os ângulos dos vetores polarimétricos. Normalmente temos uma tendência para valores próximos das médias com algumas exceções.

Constatamos que os dados com o padrão de polarização em torno de $94^{\circ},43$ se encontram com sua magnitude próxima a 14 mag. Enquanto os dados próximos ao plano

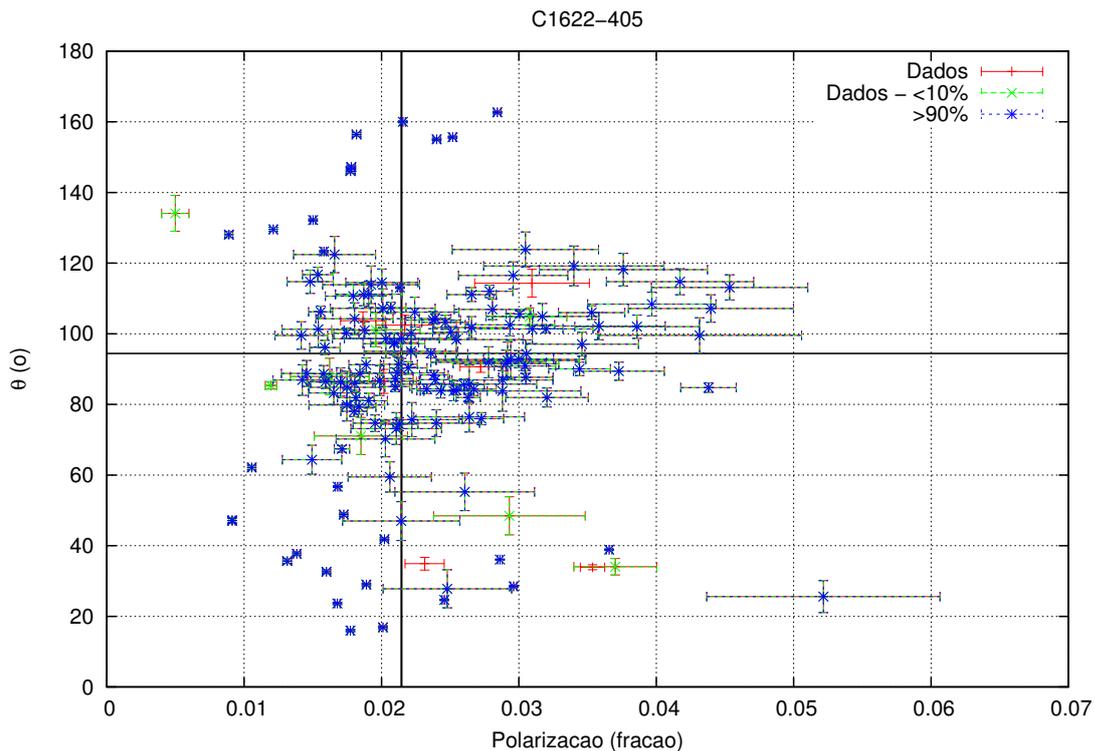


Figura 4.32: Gráfico de Polarização pelo ângulo dos vetores do Campo C1622-405, as retas em preto representam as medianas dos eixos.

galáctico possuem uma magnitude menor (entre 8 ou 10 mag). Interessante notar que, a maioria dos dados obtidos pertencem ao aglomerado segundo a probabilidade de pertinência de movimento próprio. Isto pode significar um campo com 2 grupos sendo influenciados por nuvens distintas. Esta hipótese fica mais evidente com a figura 4.33, onde observamos uma diferença nos dados com magnitudes menores e maiores que 12 mag.

Para uma melhor visualização foi feita a figura 4.34, onde vemos em 3 dimensões os dados da intensidade de polarização, os ângulos de seus vetores polarimétricos (θ) e sua magnitude. Os dados mostram que existe uma nuvem de gás entre as estrelas mais próximas (magnitude menor que 12 mag) e as estrelas mais distantes (magnitude maior que 12 mag).

Na figura 4.35 vemos os vetores maiores e menores que 12 mag plotados separadamente. Notamos que não há uma preferência local para a distinção dos grupos. Este é outro indicativo de uma possível inter-nuvem dentro do aglomerado.

Os dados no diagrama H-R são vistos na figura 4.36, onde observamos gigantes como o caso da estrela 2155 (tipo espectral B8 II). Estas estrelas seguem os padrões de polarização medianos dos dados (tabela 4.9).

Plotando apenas as estrelas identificadas como da sequência principal, vemos que não

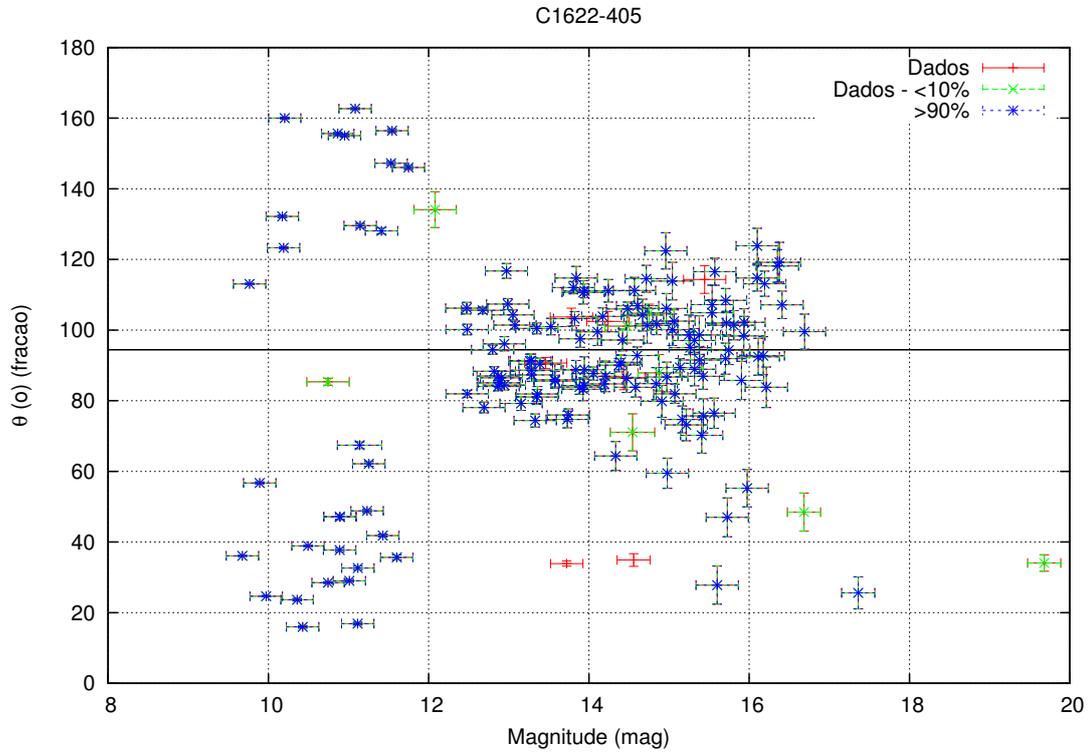


Figura 4.33: Gráfico de Magnitude pelo ângulo dos vetores do Campo C1622-405, a reta em preto representa a mediana de θ .

ID	Magnitude $\pm 0,2$ (mag)	Polarização (%)	σ_{Pol} (%)	θ (o)	σ_{θ} (o)
370	12,7	1,45	0,18	89,0	4,0
1013	13,3	1,91	0,14	81,0	2,0
2155	13,4	2,51	0,13	100,0	2,0
2953	13,8	2,73	0,16	76,0	2,0

Tabela 4.9 - Estrelas Pós-Sequência Principal.

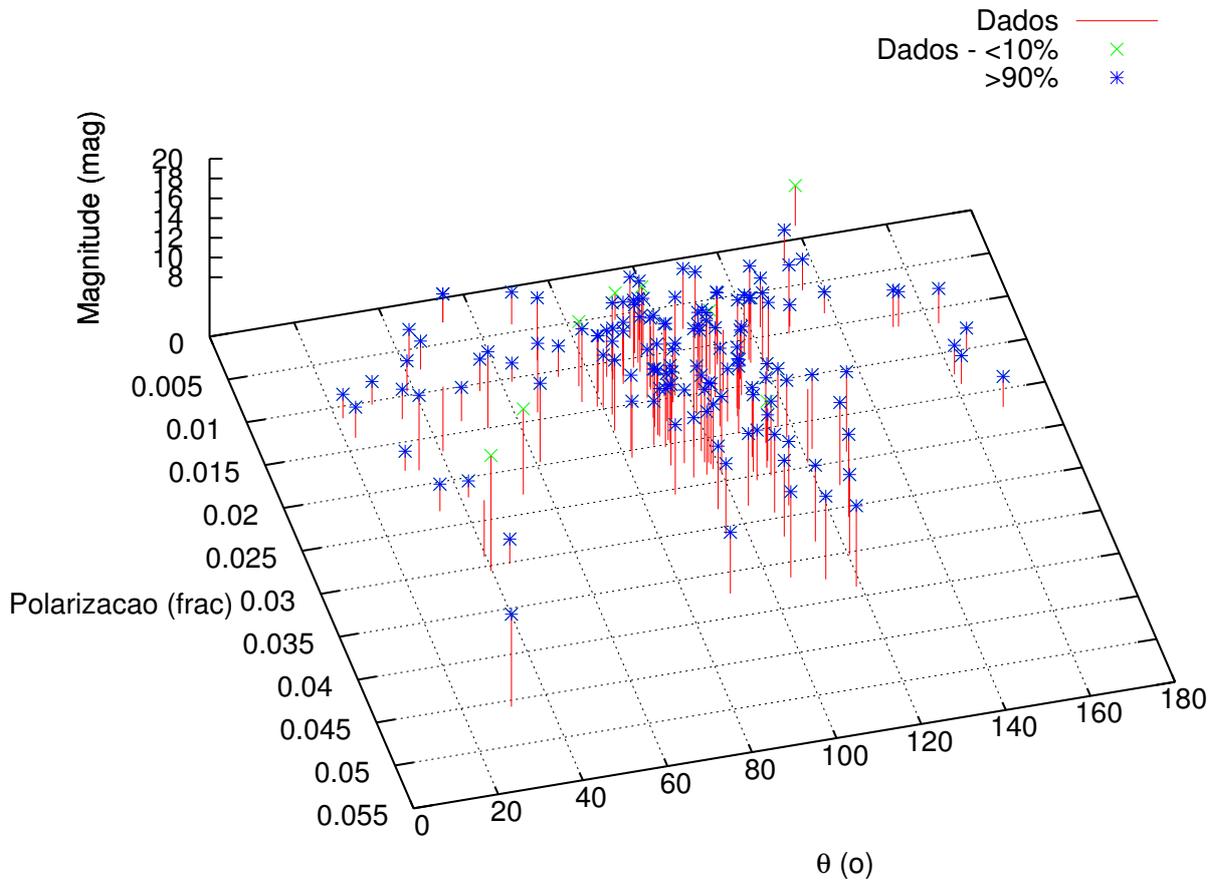


Figura 4.34: Diagrama de Polarização vs Magnitude vs ângulo dos vetores do Campo C1622-405.

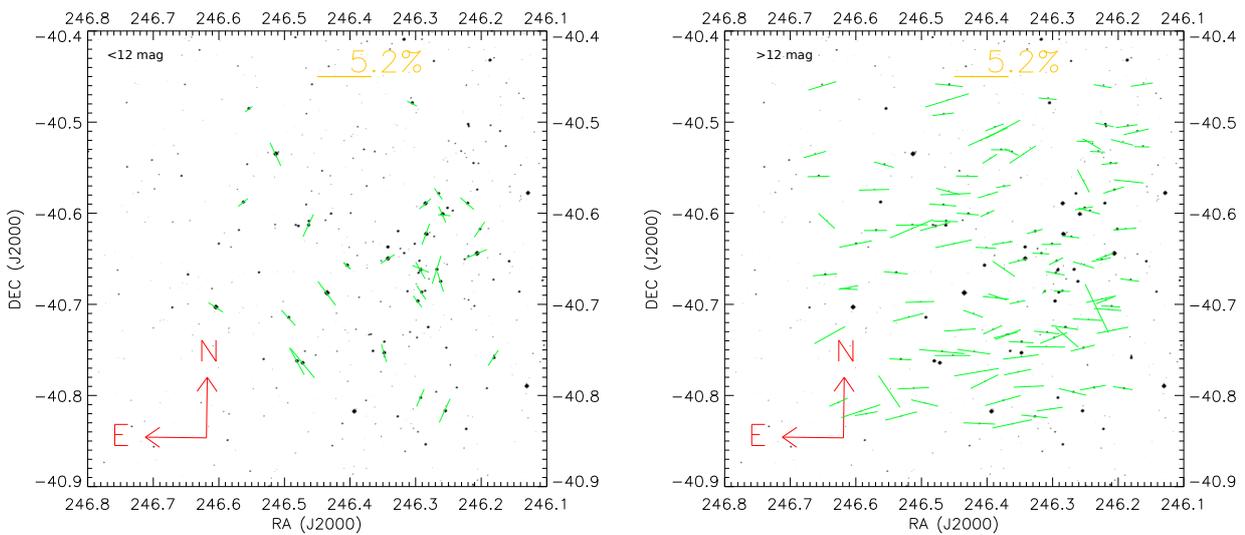


Figura 4.35: Gráfico de vetores do campo. Esquerda: Dados com magnitude menor que 12mag. Direita: Dados com magnitude maior que 12 mag.

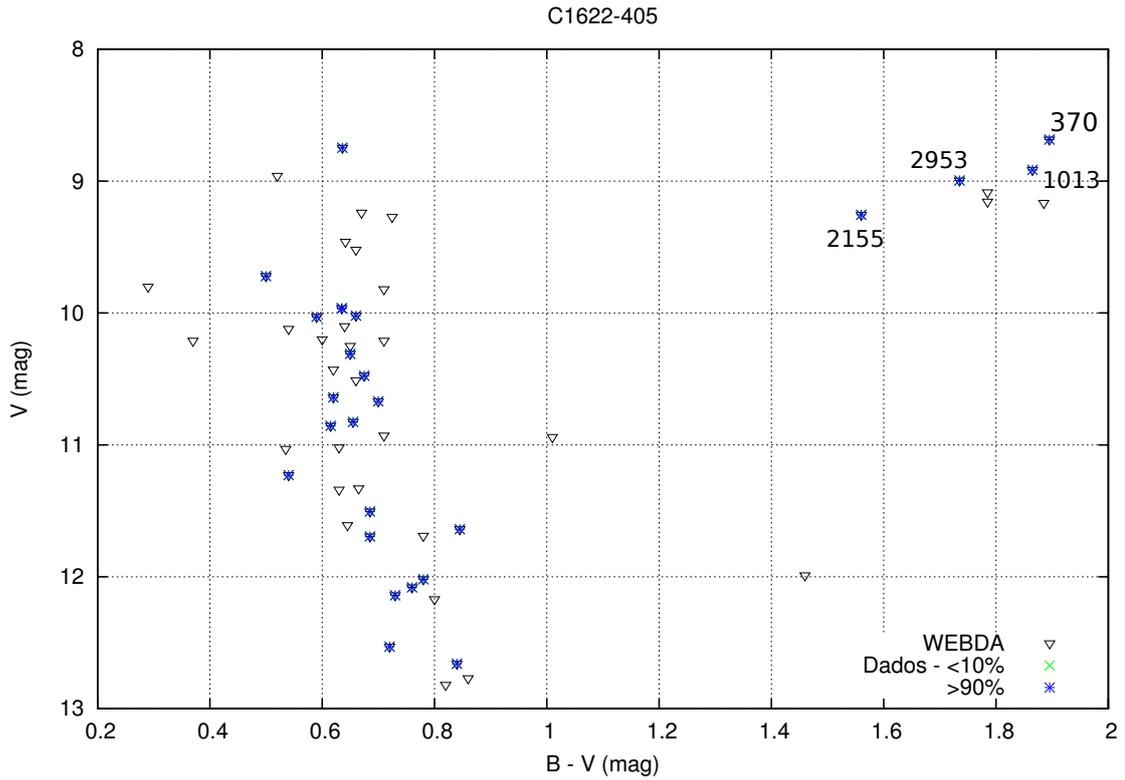


Figura 4.36: Diagrama de magnitude por excesso de cor do Campo C1622-405.

são estrelas exclusivas de algum padrão no ângulo dos vetores (figura 4.37).

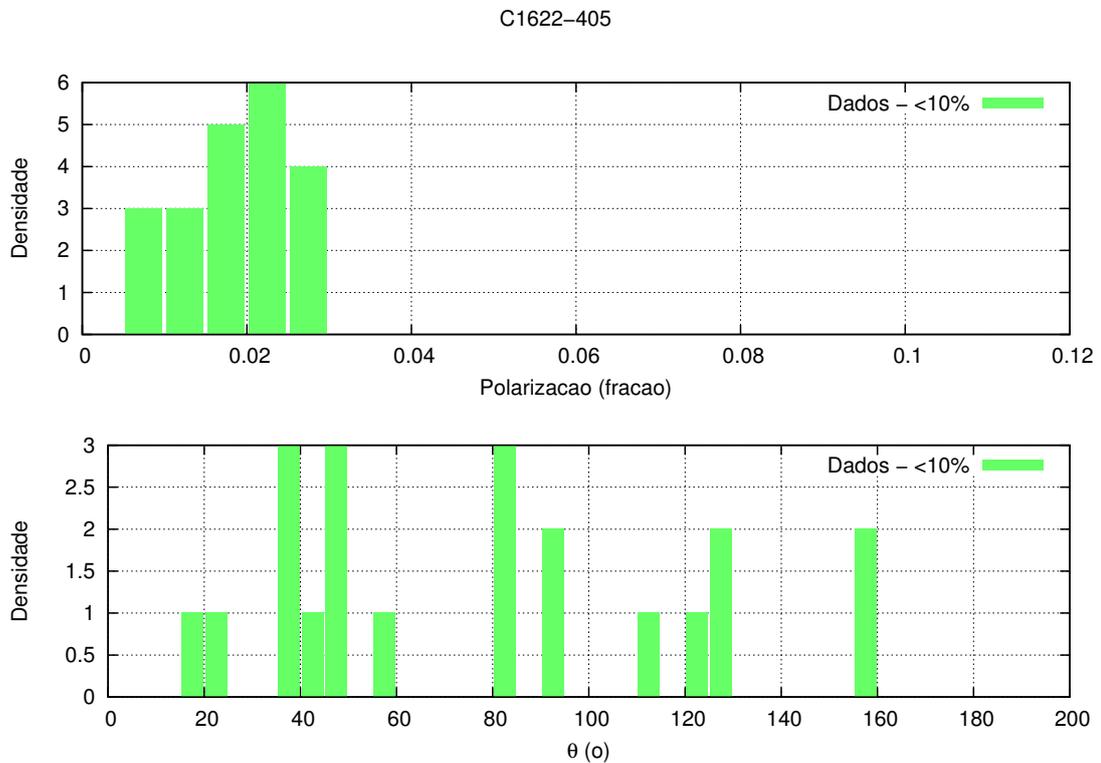


Figura 4.37: Gráfico de polarização e θ das estrelas da sequência principal do Campo C1622-405.

A figura 4.38 mostra a caixa criada em torno da média, o qual não contribuí para a compreensão da pertinência do grupo devido a dispersão dos dados. Contudo esta caixa abriga apenas o padrão médio, ou seja, os dados com magnitude maior que 12 *mag*.

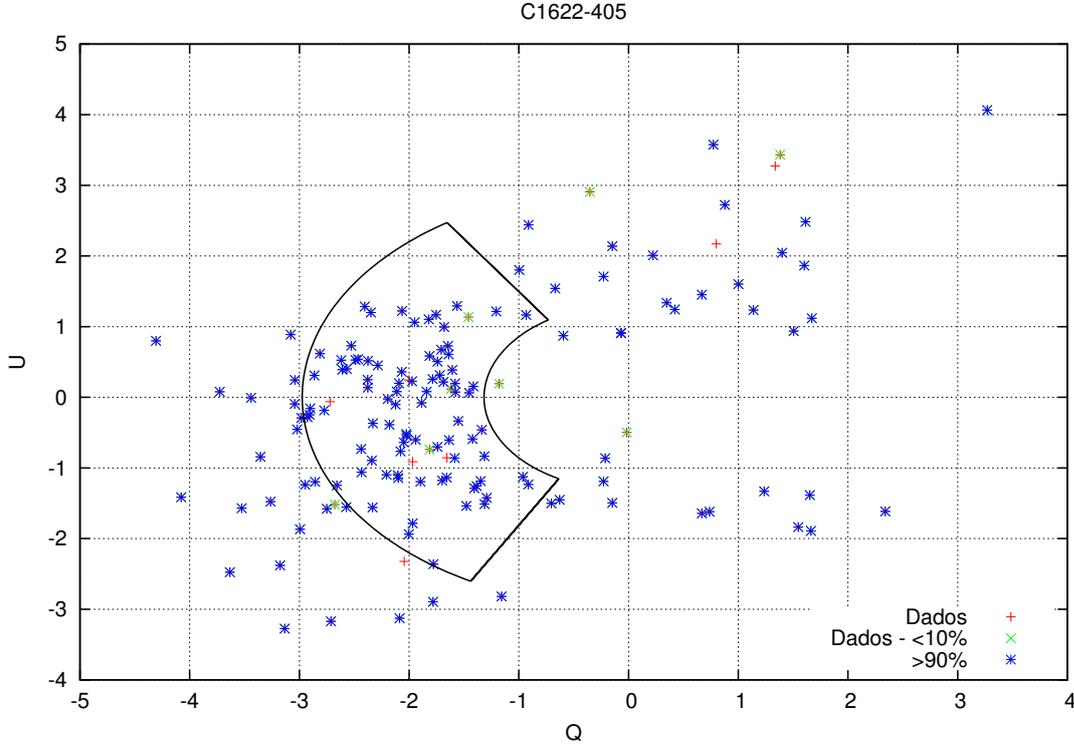


Figura 4.38: Diagrama de Q vs U, a caixa em linha preta representa a margem de 1σ dos valores médios de P e θ do Campo C1622-405.

Utilizando o método de Chandrasekhar e Fermi (1953) modificado (descrito na seção 1.3.1 e dado pela equação 1.12) temos o seguinte resultado:

$$B_{ceu}^T + \delta B \simeq 21,62 \pm 0,32 \mu G \quad (4.11)$$

Através da equação 1.9, proposta por Falceta-Goncalves et al. (2008) podemos fazer uma estimativa de seu campo magnético turbulento:

$$\delta B = 6,30 \pm 0,52 \mu G \quad (4.12)$$

Por conseguinte, comparando a equação 4.11 com 4.12 temos:

$$B = 15,32 \pm 0,62 \mu G \quad (4.13)$$

A função de estrutura foi feita na figura 4.39 e com o ajuste dado pela equação 4.1. Foi obtido o valor de $d = 3,7 \pm 0,9 pc$ para o fator de correlação. Este ajuste foi feito sobre os dados com mais de 10% de probabilidade de pertinência.

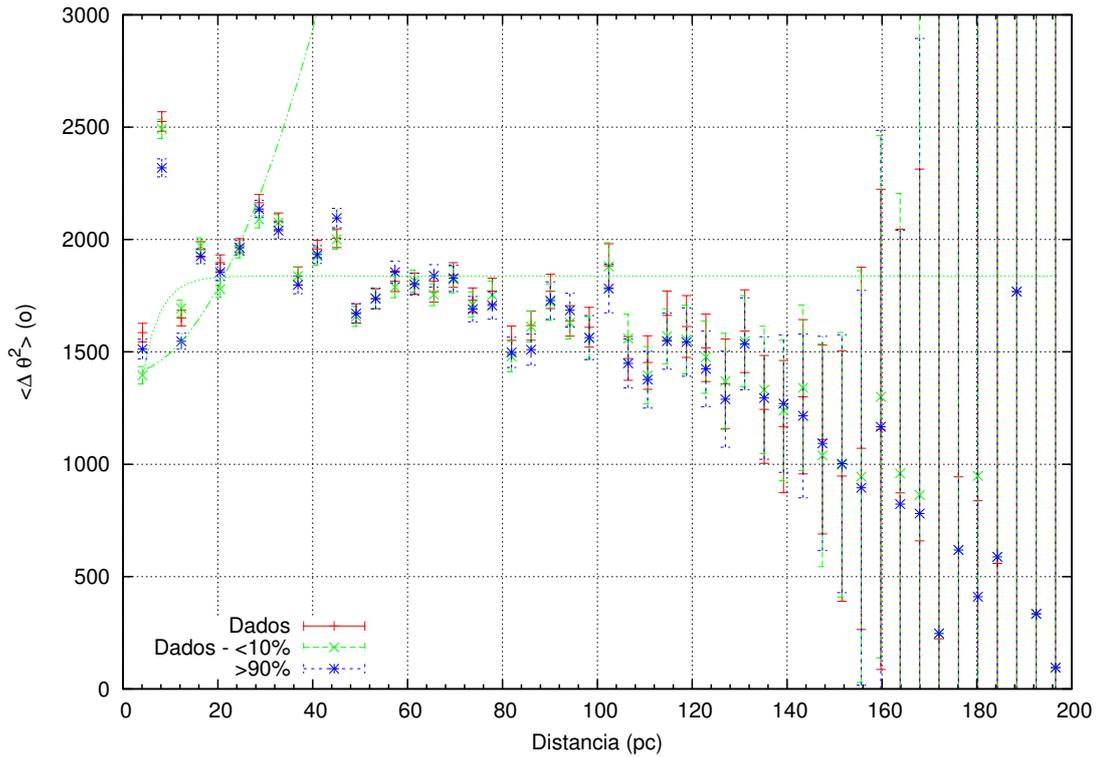


Figura 4.39: Função de Estrutura do Campo C1622-405.

Os dados obtidos pelas equações já demonstradas podem ser vistos na tabela 4.10.

$b \pm \sigma_b (o)$	$\langle B_t^2 \rangle^{1/2} / B_0 \pm \sigma_{\langle B_t^2 \rangle^{1/2} / B_0}$	$B_0 \pm \sigma_{B_0} (\mu G)$	$\langle B_t \rangle \pm \sigma_{\langle B_t \rangle} (\mu G)$
$38,07 \pm 3,72$	$0,53 \pm 0,07$	$13,40 \pm 1,31$	$7,13 \pm 1,14$

Tabela 4.10 - Tabela de Resultados da Dispersão de Turbulência do Campo 1622-405.

4.8 C1828-192

Este campo, localizado em $l = 13.702$ e $b = -04.434$, se encontra à 620 pc de distância e possui uma idade de $\sim 10^{7,965}$ anos. Seu valor de excesso de cor é de $E(B - V) = 0,48$ ⁹.

Foram observadas 194 estrelas, onde 191 constavam no catálogo Dias et al. (2002). Destas, 16 apresentavam probabilidade de pertinência inferior a 10%, e das restantes 131 apresentavam mais de 90% de probabilidade de pertinência pelo movimento próprio.

Este é um campo que apresenta um padrão bem destacado (figura 4.40b) com uma média bem próxima ao plano galáctico (GP=27°, 52). Sua polarização média é em torno de 3% (figura 4.40a) mas possui uma pequena dispersão nas magnitudes. Na figura 4.40c

⁹ Dados adquiridos pelo SIMBAD (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>)

vemos que para o mesmo valor de magnitude, temos vários valores de polarização. Esta informação pode significar uma extinção interna. Essa conclusão também foi obtida por Serkowski (1965), que encontrou uma relação entre a polarização e o avermelhamento do aglomerado. Ainda assim, este campo mostra um comportamento de uma nuvem homogênea. Podemos observar que os vetores com probabilidade de pertinência de mais de 90% apresentam um bom alinhamento, apesar de algumas exceções (figura 4.40d). As exceções que apresentam um maior valor de magnitude, o que pode significar que se localizam ao fundo do aglomerado. Outra possibilidade é que o valor de 90% de pertinência pode estar superestimado.

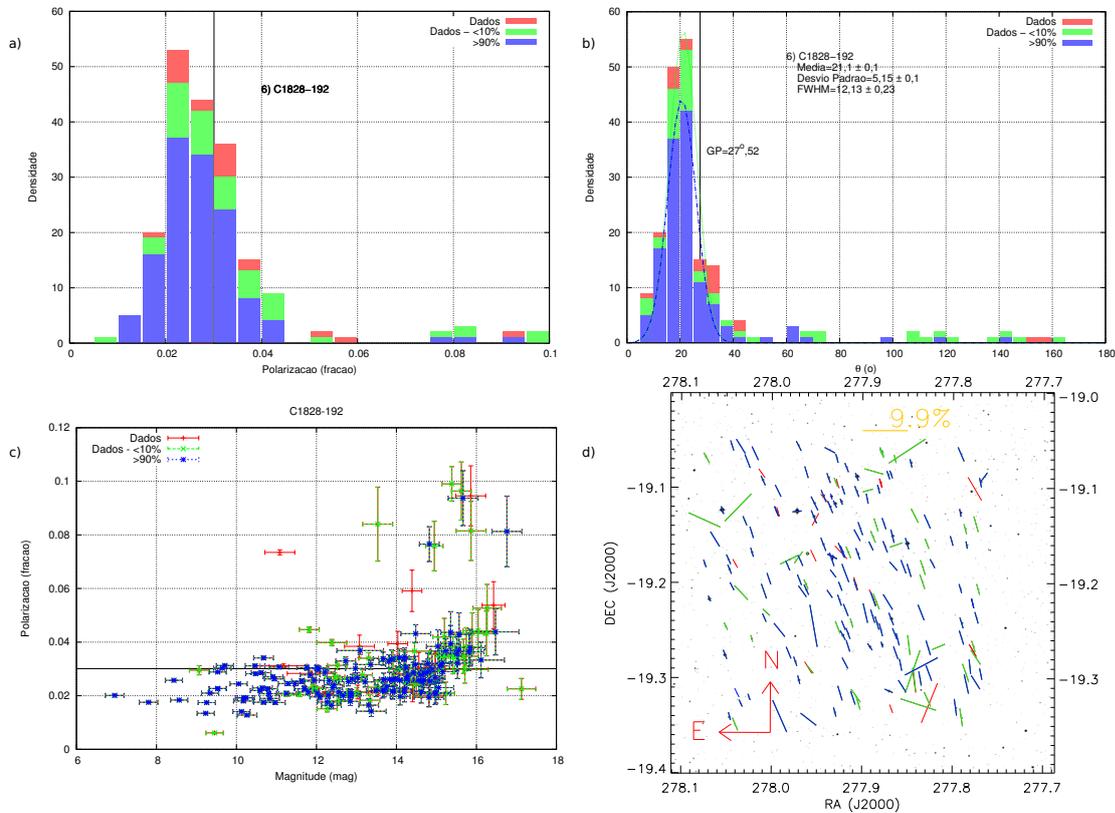


Figura 4.40: a)Histograma de polarização do Campo C1828-192, a reta vertical indica a mediana dos dados em verde. b)Histograma de valores de θ do campo c) Gráfico de Polarização vs Magnitude, a reta horizontal indica a mediana dos dados em verde d) Gráfico de vetores do campo.

Para melhor analisarmos os dados, foi plotado a polarização pela angulação dos vetores (figura 4.41). As estrelas 400, 5027, 8995, 11580 e 12164, possuem magnitudes altas (5027, 11580 e 12164 possuem polarização e erros também elevados), isso pode significar que se tratam de estrelas mais afastadas (os dados podem ser vistos na tabela 4.11).

Observando o diagrama H-R (figura 4.42) vemos que várias estrelas se localizam na

ID	Magnitude (mag)	σ_{Mag} (mag)	Polarização (%)	σ_{Pol} (mag)	θ (o)	σ_{θ} (o)
400	14,1	0,2	2,60	0,40	143,0	4,0
5027	16,7	0,4	8,13	0,013	118,0	4,0
5666	9,5	0,2	2,88	0,02	20,6	0,2
5793	10,2	0,2	1,92	0,03	66,3	0,4
6818	14,6	0,2	2,10	0,40	25,0	6,0
8855	9,5	0,2	2,27	0,02	63,6	0,3
8995	13,9	0,2	2,60	0,30	61,7	0,3
10714	7,0	0,2	2,01	0,02	95,8	0,2
11580	14,8	0,2	7,60	0,60	23,0	2,0
12164	15,7	0,4	9,40	1,00	9,0	3,0

Tabela 4.11 - Tabela com dados das estrelas do campo C1828-192 numeradas nas figuras 4.41, 4.42, e 4.44.

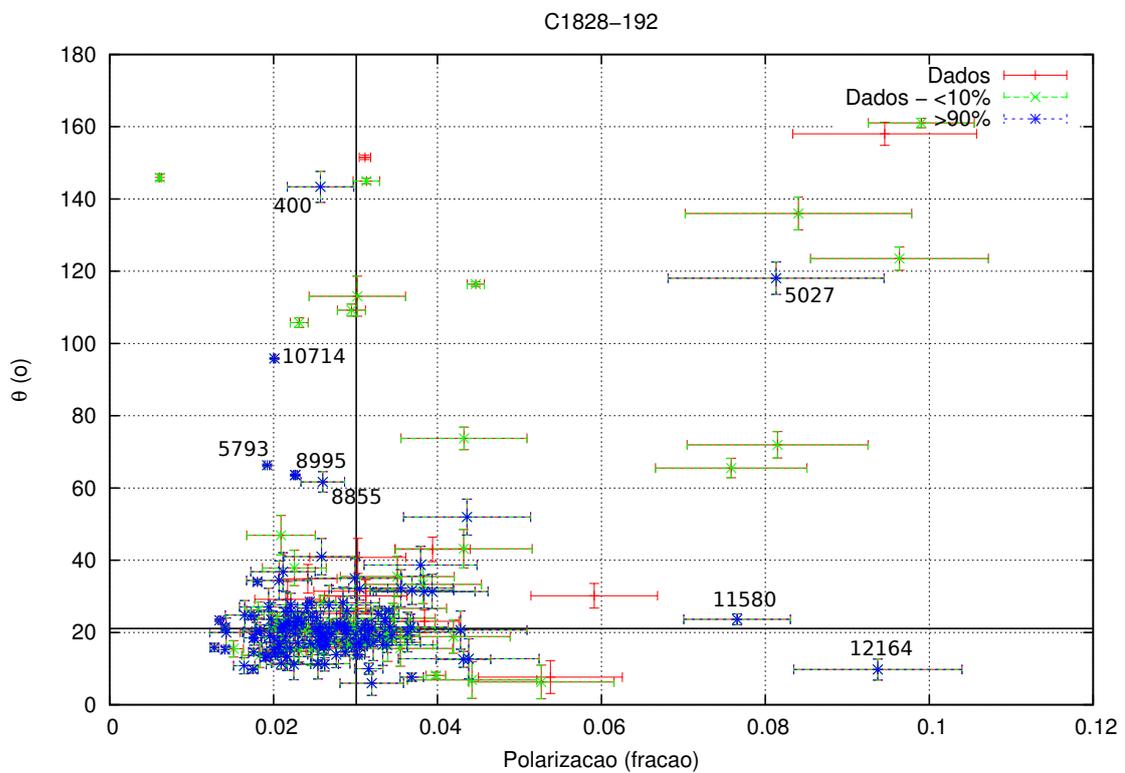


Figura 4.41: Gráfico de Polarização pelo ângulo dos vetores do Campo C1828-192, as retas em preto representam as medianas dos eixos.

pré-sequência principal, isso é devido ao campo ser um aglomerado novo, e portanto, as estrelas ainda estão na fase anterior à sequência principal.

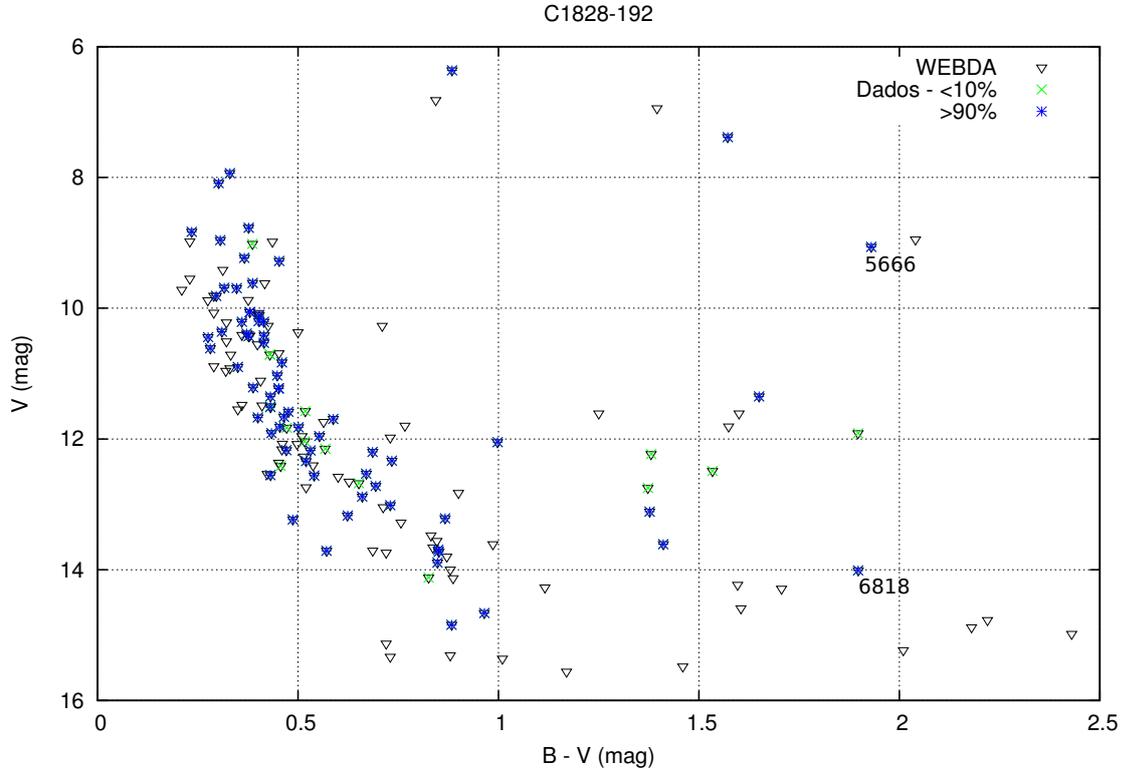


Figura 4.42: Diagrama de magnitude por excesso de cor do Campo C1828-192.

Ao plotarmos apenas as estrelas localizadas na fase da sequência principal (figura 4.43) vemos que elas se mostram na média dos valores do campo.

Na figura 4.44 plotamos os dados dos parâmetros de Stokes Q e U e colocamos a “caixa” de 1σ . Confirmamos assim a pertinência do grupo de estrelas dos aglomerados. A estrela 5027 apresenta maior discrepância, contudo sua magnitude é em torno de $16,7(3)mag$, o que poderia explicar a variação dos dados.

Ao usarmos o método de Chandrasekhar e Fermi (1953) modificado (melhor descrito na seção 1.3.1 e dado pela equação 1.12) temos o seguinte resultado:

$$B_{ceu}^T + \delta B \simeq 59,081 \pm 0,003\mu G \quad (4.14)$$

Através da equação 1.9, proposta por Falceta-Goncalves et al. (2008) podemos fazer uma estimativa de seu campo magnético turbulento:

$$\delta B = 4,77 \pm 0,40\mu G \quad (4.15)$$

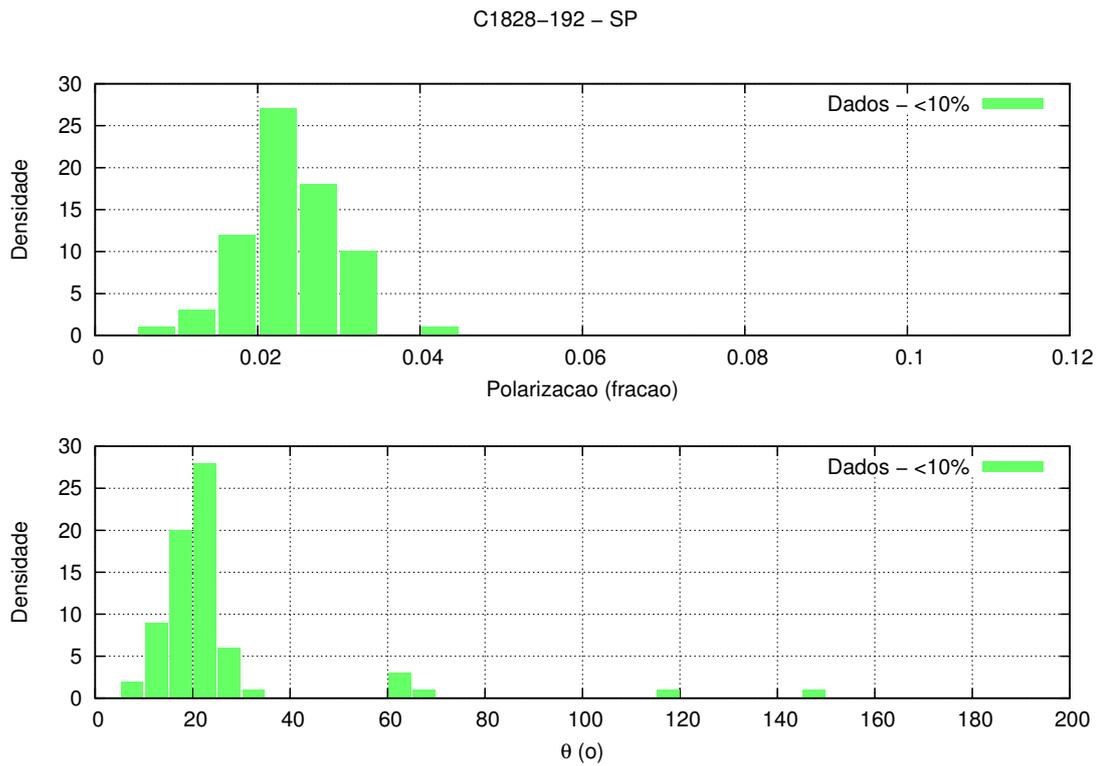


Figura 4.43: Gráfico de polarização e θ das estrelas da sequência principal do Campo C1828-192.

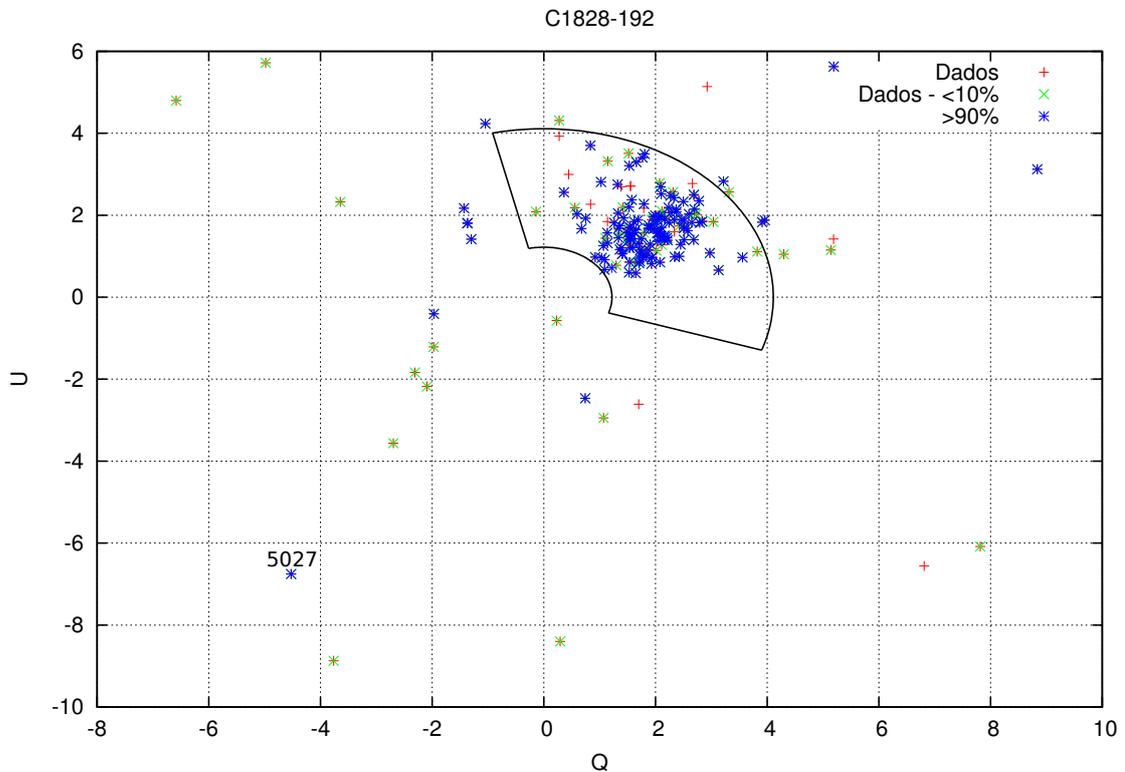


Figura 4.44: Diagrama de Q vs U, a caixa em linha preta representa a margem de 1σ dos valores médios de P e θ do Campo C1828-192.

Por conseguinte, comparando a equação 4.14 com 4.15 temos:

$$B = 54,31 \pm 0,4 \mu G \quad (4.16)$$

Utilizando o gráfico 4.45 foi ajustado uma curva em sua função de estrutura dada pela equação 4.1 (apenas para os pontos iniciais). Com isso foi obtido o seguinte valor para o fator de correlação: $d = 7,27 \pm 0,08 pc$, sendo um ajuste sobre os dados com 10% de probabilidade de pertinência.

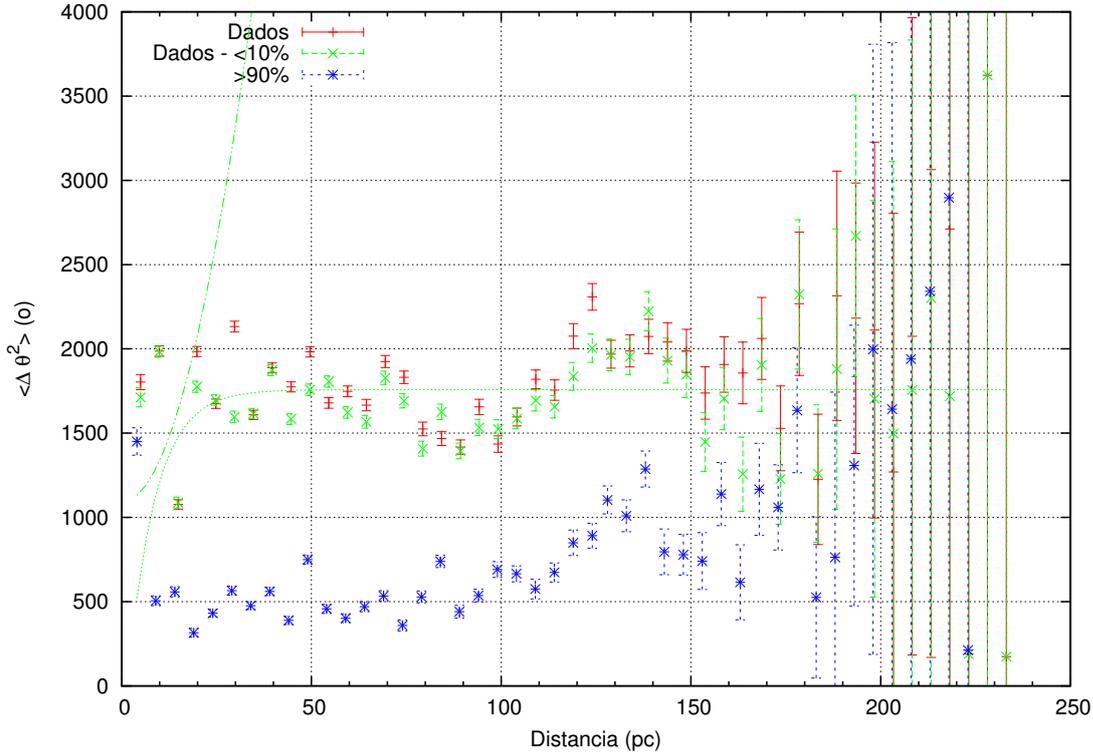


Figura 4.45: Função de Estrutura do Campo C1828-192.

$b \pm \sigma_b (o)$	$\langle B_t^2 \rangle^{1/2} / B_0 \pm \sigma_{\langle B_t^2 \rangle^{1/2} / B_0}$	$B_0 \pm \sigma_{B_0} (\mu G)$	$\langle B_t \rangle (\mu G)$
$33,02 \pm 17,83$	$0,45 \pm 0,29$	$11,71 \pm 6,32$	$5,23 \pm 4,41$

Tabela 4.12 - Tabela de Resultados da Dispersão de Turbulência do Campo 1828-192.

4.9 Kappa Crucis

Este campo, localizado em $l = 303.2260$ e $b = 2.4941$, se encontra à 1976 pc de distância e possui uma idade de $\sim 10^{7,216}$ anos. Seu valor de excesso de cor é de $E(B - V) = 0,30$

Foram observadas 202 estrelas onde 139 constavam no catálogo Dias et al. (2002). As quais, 19 apresentavam probabilidade de pertinência inferior a 10%, e das restantes 76 apresentavam mais de 90% de probabilidade de pertinência pelo movimento próprio ¹⁰.

Este campo mostra uma polarização com um padrão (figura 4.46a e b). Sua inclinação é próxima ao ângulo do plano galáctico ($GP = 89^\circ, 6$).

Na figura 4.46c vemos uma polarização com certa extinção interna, mostrando dispersão dos dados. Na mesma figura 4.46d, observamos o alinhamento do grupo e uma visível aglomeração dos dados com probabilidade de pertinência acima de 90% no centro do aglomerado.

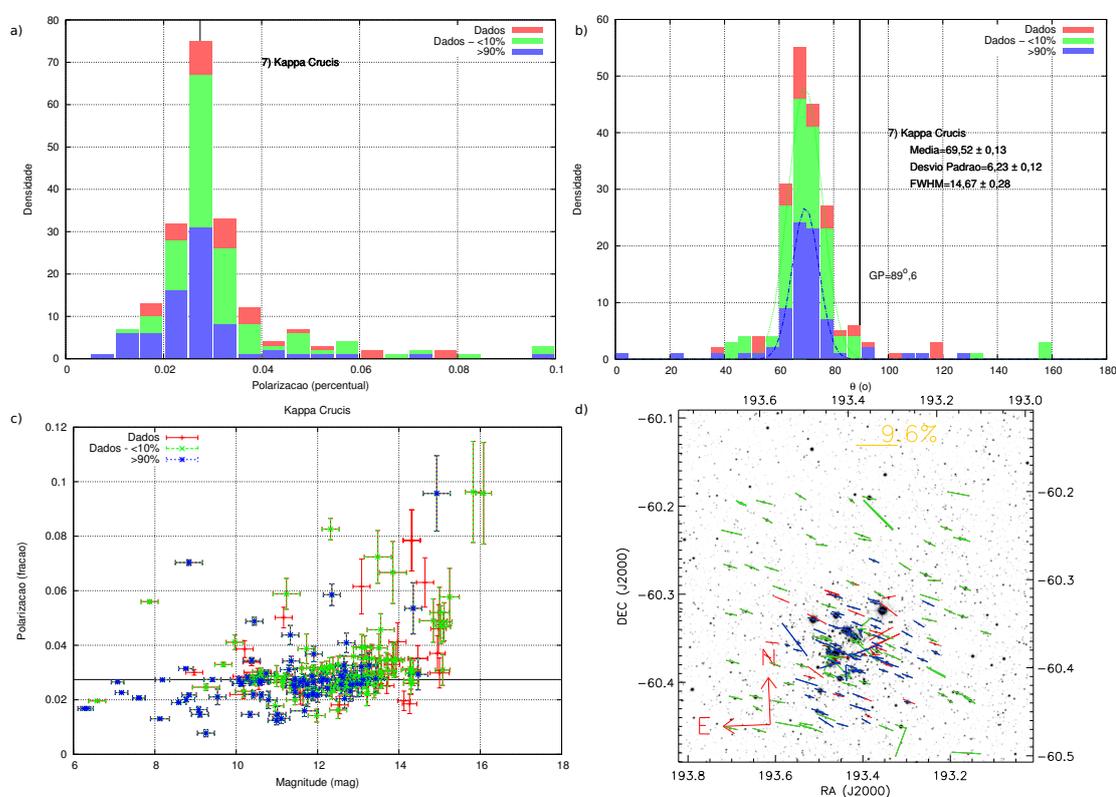


Figura 4.46: a)Histograma de polarização de Kappa Crucis, a reta vertical indica a mediana dos dados em verde. b)Histograma de valores de theta do campo c) Gráfico de Polarização vs Magnitude, a reta horizontal indica a mediana dos dados em verde d) Gráfico de vetores do campo.

Observando a figura 4.47 (polarização versus ângulo do vetor polarimétrico), vemos que, apesar da concentração na média, os dados mostram certa dispersão. Isto pode ser justificado pela extinção interna. Pode-se notar também que muitos dados com probabilidade de pertinência maior que 90% apresentam medidas de inclinação de seus vetores de polarização próximos da média, mas com diversos valores de polarização (entre 0,1% e

¹⁰ Dados adquiridos pelo SIMBAD (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>)

0,3%). Possivelmente o gás não é perfeitamente homogêneo. Este deve ser o motivo dos dados com maior valor de magnitude se desviarem das médias.

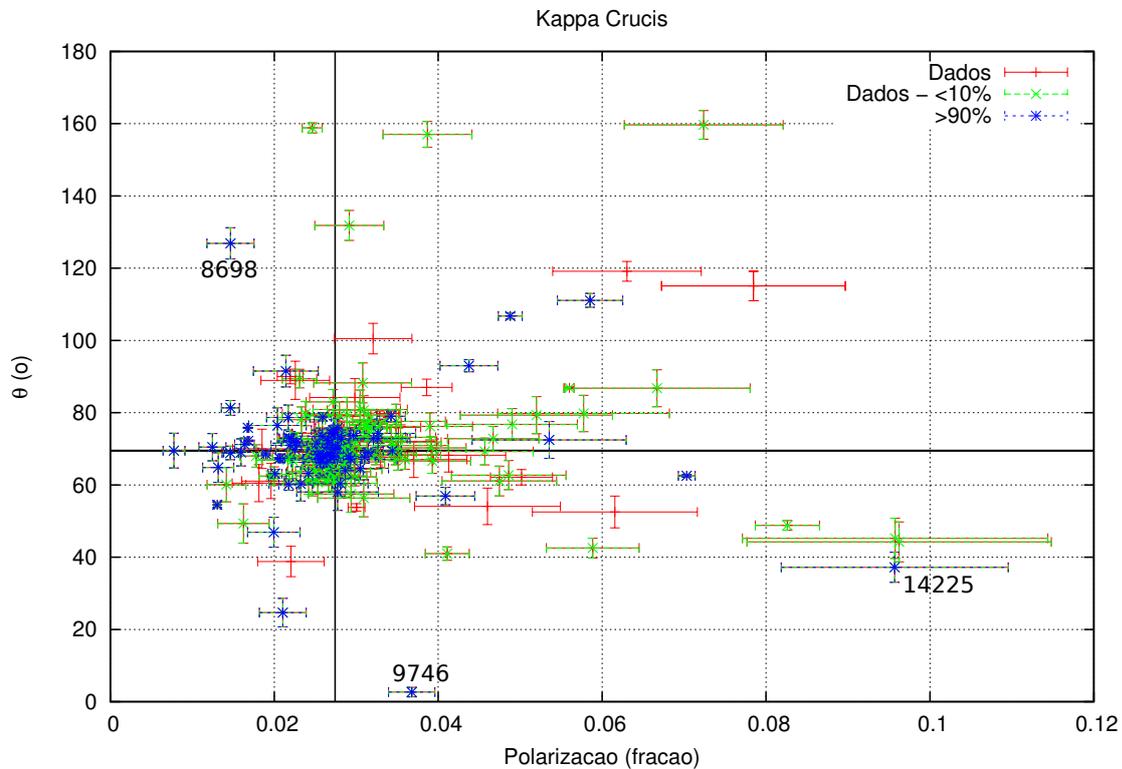


Figura 4.47: Gráfico de Polarização pelo ângulo dos vetores de Kappa Crucis, as retas em preto representam as medianas dos eixos

Para melhor entendermos o comportamento do campo, foi plotado o diagrama H-R comparando nossos dados com o catálogo WEBDA. Observamos que, em sua maioria, os dados parecem pertencer à sequência principal. Com exceção da estrela 9576, que se trata de uma gigante de tipo espectral KIII.

Na figura 4.49 vemos plotados apenas os dados encontrados no WEBDA (dados totais excluindo os que possuem chance de pertinência menor que 10%) de estrelas pertencentes a sequência principal. Podemos notar que os dados obtidos estão dentro das médias.

Na figura 4.50 estão os parâmetros de Stokes com a caixa de 1σ . As estrelas com mais de 90% de pertinência e mais distantes do aglomerado foram marcadas. Estas estrelas parecem não pertencer ao aglomerado ou possuem uma polarização intrínseca. É o caso da estrela 10681 (os dados podem ser vistos na tabela 4.13), que se trata de uma estrela do tipo espectral Be. Estas estrelas possuem um disco de gás que faz com que tenham uma polarização intrínseca já que não são esféricamente simétricas.

Usando o método de Chandrasekhar e Fermi (1953) modificado (descrito na seção 1.3.1

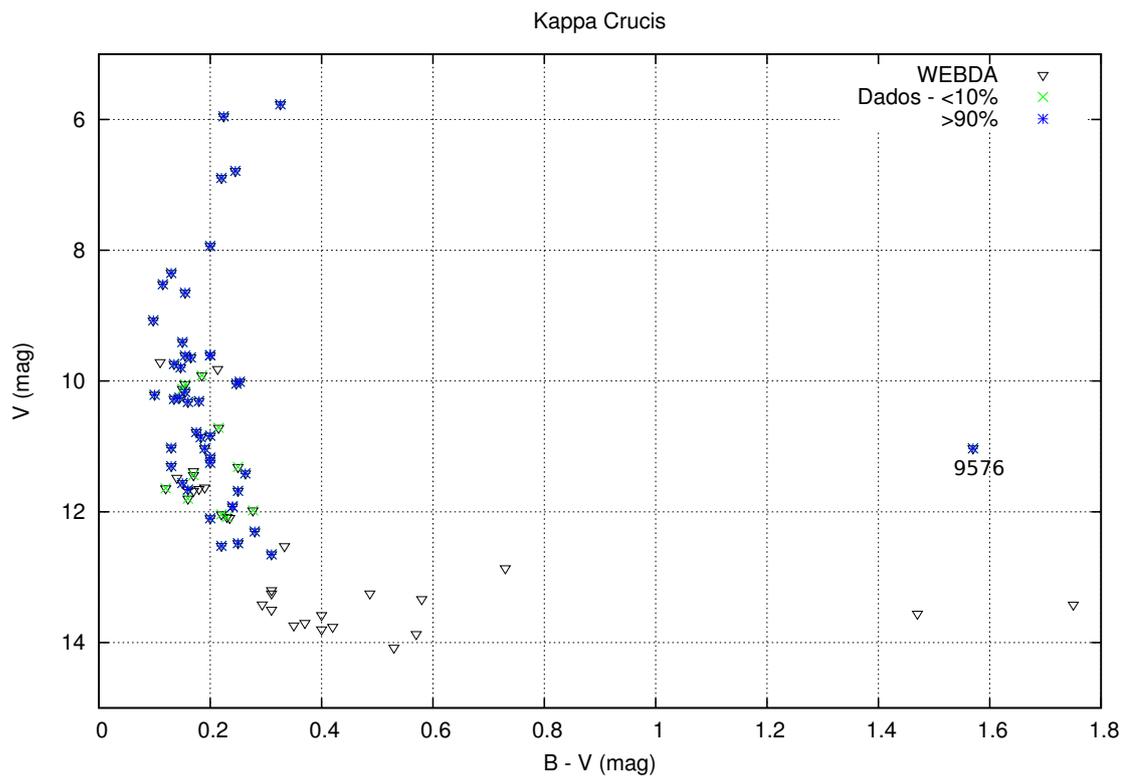


Figura 4.48: Diagrama de magnitude pos excesso de cor de Kappa Crucis

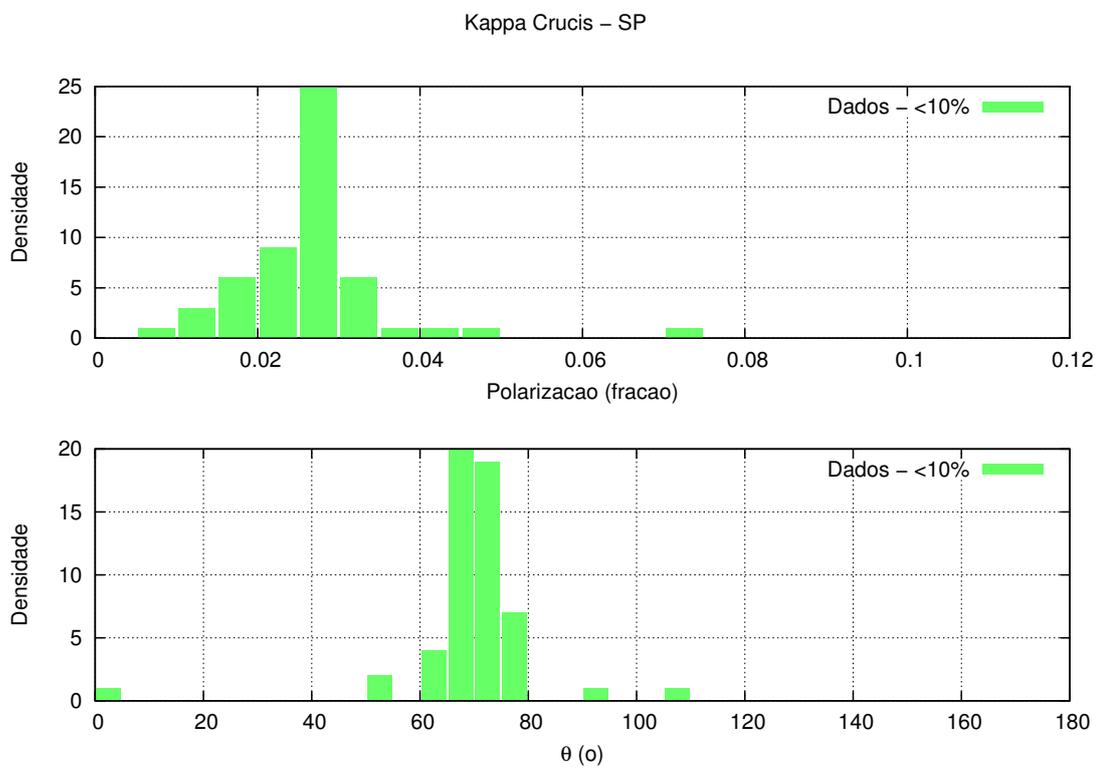


Figura 4.49: Gráfico de polarização e θ das estrelas da sequência principal de Kappa Crucis

ID	Magnitude (mag)	σ_{Mag} (mag)	Polarização (%)	σ_{Pol} (%)	θ (o)	σ_{θ}
8378	12,4	0,2	5,9	0,4	111,1	0,2
8698	11,0	0,2	1,5	0,3	126,0	4,0
9576	11,4	0,2	2,8	0,4	70,0	4,0
9746	12,9	0,2	3,7	0,3	2,7	1,3
10681	10,4	0,2	4,9	0,1	106,8	0,8
11241	8,8	0,3	7,0	0,1	62,5	0,4
14225	14,9	0,3	9,6	1,4	37,0	4,0

Tabela 4.13 - Tabela com dados das estrelas do Kappa Crucis numeradas nas figuras 4.47, e 4.50.

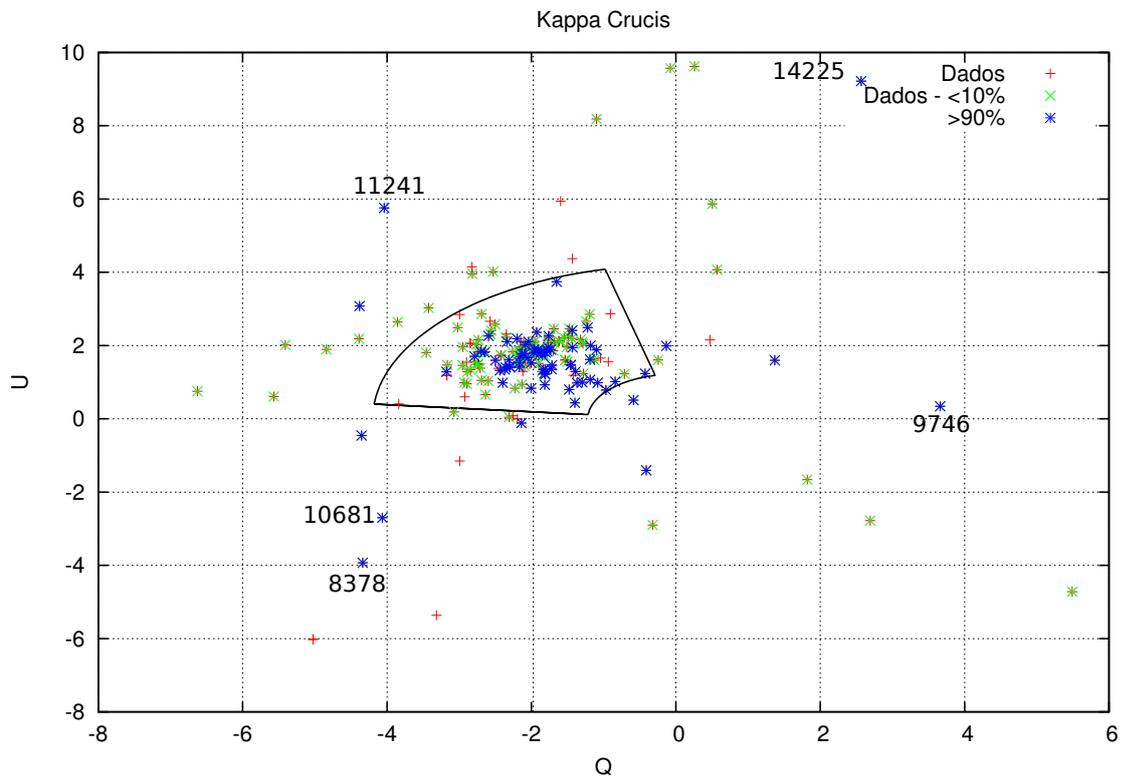


Figura 4.50: Diagrama de Q vs U, a caixa em linha preta representa a margem de 1σ dos valores médios de P e θ de Kappa Crucis.

e dado pela equação 1.12) temos o seguinte resultado:

$$B_{ceu}^T + \delta B \simeq 23,967 \pm 0,002 \mu G \quad (4.17)$$

Através da equação 1.9, proposta por Falceta-Goncalves et al. (2008) podemos fazer uma estimativa de seu campo magnético turbulento:

$$\delta B = 2,11 \pm 0,18 \mu G \quad (4.18)$$

Por conseguinte, comparando a equação 4.17 com 4.18 temos:

$$B = 21,85 \pm 0,18 \mu G \quad (4.19)$$

Foi feita a função de estrutura do campo (figura 4.51). Como o mesmo não mostrou uma estrutura satisfatória, não foi ajustado curvas sobre seus dados.

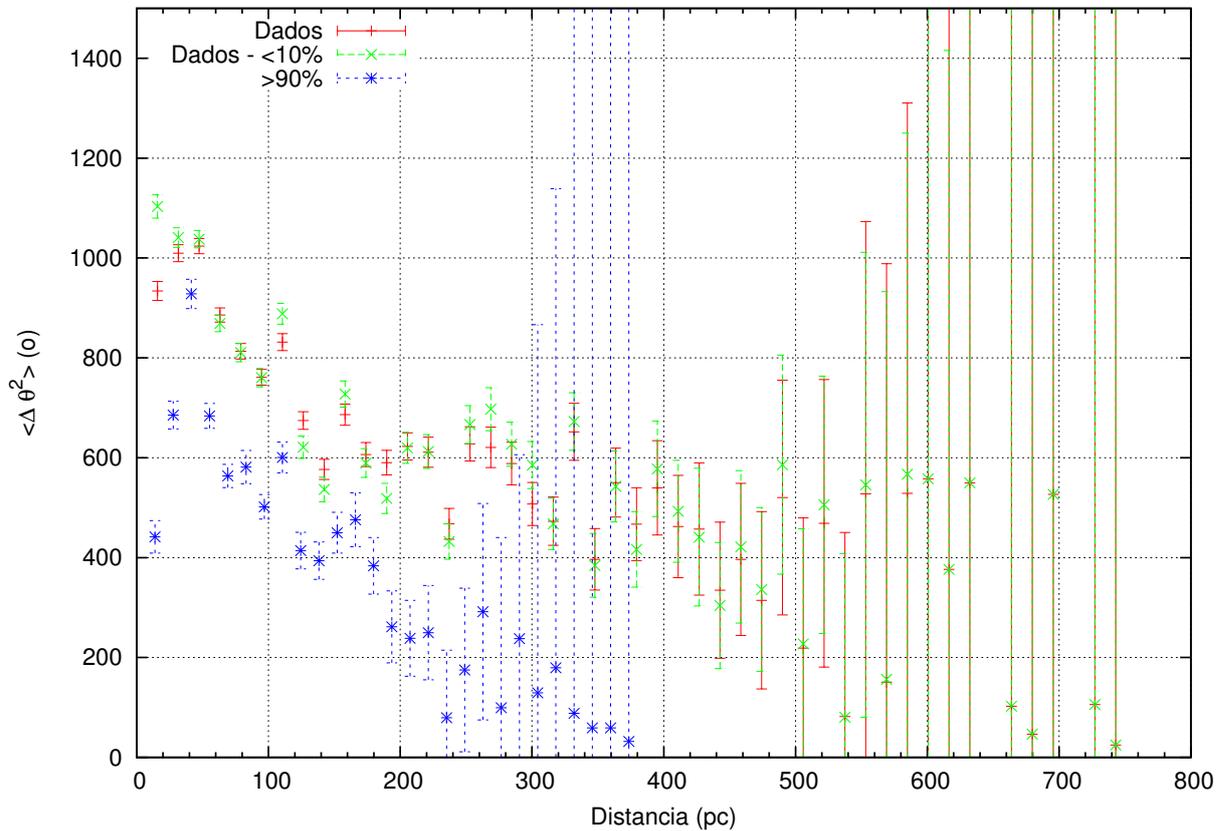


Figura 4.51: Função de Estrutura de Kappa Crucis.

4.10 Resultados Finais

Por fim, podemos resumir os resultados obtidos e observá-los de maneira geral nas tabelas 4.14 e 4.15. Como já foi dito anteriormente, todos os campos se localizam próximos

do Plano Galáctico. O campo mais distante mostra a maior diferença entre o alinhamento de seus vetores de polarização e o plano galáctico de $\sim 54\%$, enquanto o mais próximo de $\sim 9\%$.

Os valores do campo magnético B não mostraram nenhuma relação aparente com sua distância.

Campo	$\bar{\theta} \pm \sigma(\circ)$	$d \pm \sigma$ (pc)
C0700-082	$132,92 \pm 0,29$	$0,323 \pm 0,002$
C0842-411	-	$16,16 \pm 0,05$
C1115-624	$115,03 \pm 0,11$	$0,024 \pm 0,001$
C1426-605	$74,84 \pm 0,07$	$0,0480 \pm 0,0002$
C1622-405	$94,43 \pm 0,64$	$3,7 \pm 0,9$
C1828-192	$21,1 \pm 0,1$	$7,27 \pm 0,08$
Kappa Crucis	$69,52 \pm 0,13$	-

Tabela 4.14 - Tabela com dados de todos os campos para seus ângulos de polarização médios (θ) e seus valores de escala angular de correlação (d).

Observando os resultados da tabela 4.15 notamos que em ambos os cálculos do campo magnético obtivemos dezenas de μG . Todavia, os dados não se mostram compatíveis, com exceção do campo C0700-082. Mas seus valores se mostraram na mesma ordem de grandeza. Acredito que os métodos são bastante sensíveis aos parâmetros iniciais, podendo gerar resultados destoantes. Apesar disso, as medidas do campo magnético turbulento se mostraram compatíveis em ambos os métodos.

Em todos os campos (em ambos os métodos) tivemos valores do campo magnético turbulento menores que o campo magnético uniforme. Sendo este o predominante.

Campo	$B_{CF} \pm \sigma$ (μG)	$\delta B_{CF} \pm \sigma$ (μG)	$B_0 \pm \sigma$ (μG)	$\langle B_t \rangle \pm \sigma$ (μG)
C0700-082	$27,23 \pm 0,25$	$3,05 \pm 0,25$	$27,88 \pm 2,67$	$3,07 \pm 0,42$
C0842-411	-	-	$5,76 \pm 0,26$	$7,04 \pm 0,85$
C1115-624	$23,64 \pm 0,27$	$3,20 \pm 0,27$	$12,88 \pm 0,57$	$3,30 \pm 0,21$
C1426-605	$29,60 \pm 0,22$	$2,69 \pm 0,22$	$11,96 \pm 2,75$	$2,76 \pm 0,92$
C1622-405	$15,32 \pm 0,62$	$6,30 \pm 0,52$	$13,40 \pm 1,31$	$7,13 \pm 1,14$
C1828-192	$59,081 \pm 0,003$	$4,77 \pm 0,40$	$11,71 \pm 6,32$	$5,23 \pm 4,41$
Kappa Crucis	$21,85 \pm 0,18$	$2,11 \pm 0,18$	-	-

Tabela 4.15 - Tabela com dados calculados do campo magnético pelos métodos de Falceta-Goncalves et al. (2008) e Hildebrand (2009).

Conclusões

Neste trabalho discutimos os dados reduzidos de 7 aglomerados abertos apresentados no capítulo 1. Foi possível análises de nuvem de poeiras presentes nos aglomerados e a construção de um catálogo polarimétrico de todos os campos. Os dados e resultados obtidos são sumarizados abaixo:

- Os vetores de polarização dos campos são mais paralelos ao plano galáctico conforme sua proximidade do mesmo. O campo mais próximo do GP, C1426-605, apresentou uma diferença entre a média dos vetores de polarização e o GP de $\approx 9\%$, enquanto o aglomerado mais distante, C1622-405, mostrou uma diferença de $\approx 54,11\%$.
- As magnitudes dos dados para os quais obtivemos dados de polarização variaram de acordo com o campo, seu valor mais baixo foi de ~ 6 mag (Kappa Crucis) e a magnitude máxima foi de ~ 20 mag (C1622-605).
- Utilizando a redução e dados da literatura, foi estimado o valor do campo magnético dos campos que variou entre $B \sim 54$ a $B \sim 15\mu G$ utilizando o método proposto por Falceta-Goncalves et al. (2008) e $B \sim 28\mu G$ a $B \sim 12\mu G$ utilizando o método de Hildebrand (2009). Valores estes que não mostraram uma tendência relacionada com sua distância.
- Foram cruzados os dados com o catálogo de Dias et al. (2002) e comparados através de gráficos dos parâmetros de Stokes Q e U. É possível notar que este critério pode ser usado como determinação de pertinência de membros ao aglomerado.
- Comparando os valores calculados do campo magnético turbulento (δB) e o campo magnético uniforme (B) para os dois métodos empregados (Falceta-Goncalves et al.

(2008) e Hildebrand (2009)) notamos a predominância dos valores do campo magnético uniforme.

O estudo polarimétrico mostrou uma ampla capacidade de caracterização das nuvens. Durante os estudos, 3 campos mostraram resultados interessantes:

C0842-411: Foi possível notar no visível uma nuvem que direcionou os vetores polarimétricos alinhando-os com seus filamentos.

C1426-605: Este campo se mostrou bem alinhado e com um ângulo de polarização médio bem definido. Ainda assim, seus valores de intensidade de polarização se mostraram dispersos. Possivelmente se trata de um campo com gás não-homogêneo mas com o mesmo alinhamento pelo campo magnético.

C1622-405: Neste campo os resultados mostraram 2 grupos de dados separados, maiores e menores que 12 mag. Os dados foram analisados separadamente mas, como a quantidade de dados era insuficiente não foi possível fazer maiores estimativas. Apesar disso, é possível extrapolar uma tendência constatando 2 nuvens internas ao campo.

As perspectivas futuras para este trabalho estão relacionadas com a complementação do Survey de Polarização e uma possível modelagem dos dados utilizando recursos de outros colaboradores. Recriando assim as condições dos campos e melhorando o dados obtidos. Alguns dos campos analisados aparentam a necessidade de estudos mais detalhados (como o campo C0842-411). Possivelmente isto será realizado em trabalhos posteriores.

Referências Bibliográficas

- Alfvén H., Existence of Eletromagnetic-Hydrodynamic Wave, *Nature*, 1942, vol. 150, p. 405
- Chandrasekhar S., Fermi E., Magnetic Fields in Spiral Arms, *Astrophysical Journal*, 1953, vol. 118, p. 113
- Crutcher R. M., Nutter D. J., Ward-Thompson D., Kirk J. M., SCUBA Polarization Measurements of the Magnetic Field Stregths in the L183, L1544 and L43 Prestellar Cores, *ApJ*, 2004, vol. 600, p. 279
- Crutcher R. M., Wandelt B., Heiles C., Falgarone E., Troland T., Magnetic Fields in Interstellar Clouds from Zeeman Observations: Inference of Total Field Stregths by Bayesian Analysis, *Astrophysical Journal*, 2010, vol. 725, p. 466
- Davis L., Greenstein J. L., The Polarization of Starlight by Aligend Dust Grains, *Astrophysical Journal*, 1951, vol. 114, p. 206
- Dias W. S., Alessi B. S., Moitinho A., Lépine J. R. D., New catalogue of optically visible open clusters and candidates, *A&A*, 2002, vol. 389, p. 871
- Eswaraiah A. K., Pandey A. K., Maheswar G., M. B. J., Multi-wavelength Polarimetric Study towards the Open Cluster NGC 1893, *MNRAS*, 2011, vol. 411, p. 1418
- Falceta-Goncalves D., Lazarian A., Kowal G., Studies of Regular and Random Magnectic Fields in the ISM: Statistics of Polarization Vectors and the Chandrasekhar-Fermi Technique, *The Astrophysical Journal*, 2008, vol. 679, p. 537

- Ferreira A. C. S., *Movimentos Próprios de Estrelas Pré-Sequência Principal*, São Paulo: Universidade de São Paulo, 2014, Dissertação de Mestrado
- Franco G. A. P., Alvez F. O., Girart J. M., Detailed Interstellar Polarimetric Properties of the Pipe Nebula at Core Scales, *ApJ*, 2010, vol. 723, p. 146
- Hall J., Observations of the Polarized Light from Stars, *Astronomical Journal*, 1949, vol. 109, p. 166
- Hartmann J., On a New Method for the Measurement of Stellar Spectra, *The Astrophysical Journal*, 1904, vol. 20, p. 339
- Heiles C., A Comprehensive View of the Galactic Magnetic Field, Especially near the Sun, *ASP Conference Series*, 1996a, vol. 97, p. 457
- Heiles C., The Local Direction and Curvature of the Galactic Magnetic Field Derived from Starlight Polarization, *ApJ*, 1996b, vol. 316, p. 462
- Heiles C., 9286 Stars: An Agglomeration of Stellar Polarization, *ApJ*, 1997, vol. 119, p. 245
- Heitsch F., Zweibel E. G., Mac Low M.-M., Li P., Norman M. L., Magnetic Field Diagnostics Based on Far-Infrared Polarimetry: Tests Using Numerical Simulations, *ApJ*, 2001, vol. 561, p. 800
- Hetch E., *Optics*. Addison Wesley, 2002, 332
- Hildebrand R. H., *Magnetic Fields in Molecular Clouds*, ASP, 2009, vol. 417
- Hildebrand R. H., Kirby L., Dotson J. L., Houde M., Vaillancourt J. E., Dispersion of Magnetic Fields in Molecular Clouds, *ApJ*, 2009, vol. 696, p. 567
- Hiltner W. A., On the Presence of Polarization in the Continuous Radiation of Stars, II, 1949, vol. 109, p. 471
- Hiltner W. A., Polarization of Stellar Radiation. III. Polarization of 841 Stars, *ApJ*, 1951, vol. 114, p. 241
- Hoang T., Lazarian A., Grain Alignment Induced by Radiative Torques: Effects of Internal Relaxation of Energy and Complex Radiation Field, *ApJ*, 2009, vol. 697, p. 1316

-
- Kobulnicky H. A., Molnar L. A., Jones T. J., R band polarimetry of Cygnus OB2: Implications for the magnetic field geometry and polarization models, *ApJ*, 1994, vol. 107, p. 1433
- Lazarian A., Hoang T., Alignment of Dust with Magnetic Inclusions: Radiative Torques and Superparamagnetic Barnett and Nuclear Relaxation, *ApJ*, 2008, vol. 676
- Maciel J. W., *Astrofísica do Meio Interestelar*. Edusp, 2002, 273
- Magalhães A. M., Pereyra A., Melgarejo R., de Matos L., Carciofi A. C., A Southern Optical/Infrared Survey of Interstellar Polarization, *ASP Conference Series*, 2005, vol. 343, p. 305
- Magalhães A. M., Rodrigues C. V., Margoniner V. E., Pereyra A., High Precision CCD Imaging Polarimetry, *ASP Conference Series*, 1996, vol. 97, p. 118
- Marcela Vergne M., Carlos Feinstein Ruben Martínez Ana María Orsatti Optical polarization observations in the Scorpius region: NGC 6124, *MNRAS*, 2010, vol. 403, p. 2041
- Massey P., Valdes F., Barnes J., *A User's Guide to Reducing Slit Spectra with IRAF*, 2012
- Mathewson D., Ford V. L., Polarization Observations of 1800 Stars, *Mem. R. astr. Soc*, 1970, vol. 74, p. 139
- Mathis J., The alignment of interstellar grains, *ApJ*, 1986, vol. 308, p. 281
- Medhi B., Motohide Tamura Cluster Membership Probability: Polarimetric Approach, *MNRAS*, 2013, vol. 430, p. 1334
- Meyer D., Savage B., Ultraviolet Interstellar Extinction toward 1367 stars observed by ANS, *ApJ*, 1981, vol. 284, p. 545
- Pereyra A., Magalhães A. M., Polarimetry toward the IRAS Vela Shell. II. Extinction and Magnetic Fields, *ApJ*, 2007, vol. 662, p. 1014
- Plaskett H., The spectra of three o-type stars, *ApJ*, 1921, vol. 1, p. 325

- Poidevin F., Bastien P., C. M. B., Magnetic Field Structures and Turbulent Components in the Star-Forming, *ApJ*, 2010, vol. 716, p. 893
- Purcell E., Interstellar grains as pinwheels, In: *The dusty universe. (A76-15076 04-90)* New York, Neale Watson Academic Publications, Inc., 1975, p. 155
- Rybicki G. B., Lightman A. P., *Radiative Processes in Astrophysics*, Wiley-VCH, 2004
- Serkowski K., Polarization of Galactic Clusters M25, NGC 869, 884, 1893, 2422, 6823, 6871, and Association VI Cygni., *ApJ*, 1965, vol. 141, p. 1340
- Trumpler R. J., Spectrophotometric Measures of Interstellar Light Absorption, *PASP*, 1930, vol. 42, p. 267
- Whittet D. C., *Dust in the Galactic Environment*, Institute of Physics Publishing Ltd., 1992
- Young R. K., Orbit of the Spectroscopic Binary Boss 5442, *JRASC*, 1922, vol. 12, p. 16