

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

Tibério Ferrari

**Polarização e Campo Magnético  
Interestelares a Altas Latitudes Galácticas**

Versão corrigida. O original encontra-se disponível na Unidade

São Paulo

2017



Tibério Ferrari

# **Polarização e Campo Magnético Interstelares a Altas Latitudes Galácticas**

Versão corrigida. O original encontra-se disponível na Unidade

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

Área de Concentração: Astronomia

Orientador: Prof. Dr. Antônio Mário Ma-  
galhães

São Paulo

2017



*àqueles que acreditaram em mim.*



## Agradecimentos

Devo agradecer primeiramente e em especial, ao prof. Antônio Mário Magalhães, por toda a paciência com minha pessoa, principalmente as vezes que trazia problemas. Sempre pensava que naquele momento poderia ser expulso do grupo. Espero estar no caminho certo para, pelo menos, me tornar a metade do profissional que você é professor, tenho muita admiração pelo senhor. Obrigado por ser tão compreensivo, um exemplo de pessoa.

Aos meus familiares, minha mãe Maria, meu pai Dino, meu irmão Átila, só posso ser grato a cada instante por ter vocês ao meu lado. Obrigado, também, pela compreensão nas noites de observação remota ou de estudos madrugada adentro sem reclamar das luzes ligadas, iluminando, praticamente, toda a casa.

Aos integrantes do grupo de polarimetria. Marcelo, sempre lembrarei quando você me ensinou como utilizar o telescópio de 60 cm do OPD-LNA. Daiane, Aiara, lembro da vez que observamos a chuva de meteoros também no OPD, todos num espírito conciliador para que todos observassem os meteoros e trabalhassem na observação dos alvos da noite. Cássia, espero ter honrado seu trabalho quando herdei esse projeto. Edgar obrigado por todas as respostas para "encheções" a respeito do SOLVEPOL. A Antônia, pela amizade. A Nadili, por exemplo, ajuda de como fazer os vetores de polarização no Aladin. Todos tiveram muitas outras ajudas e contribuições que não caberiam aqui. Em resumo a todos outros que participaram desse grupo, pois observaram muitos dos dados aqui usados. Espero ter ainda mais oportunidades para trabalhar com vocês.

Aos meus professores da época do colégio, em especial ao prof. Walter, que foi meu orientador no TCC e partilhava do meu amor pela astronomia.

Aos meus amigos, Caio, Ju, Danilo, Dani, Diego, Daniel, Fran, Natacha, Rafael e Renan. Sofremos juntos a graduação e mantivemos essa amizade linda. Posso dizer o

mesmo a todos os amigos feitos na Van muito louca do "tio Neto": André, Cristina, Evandro, Luiza, Neto, Marcos, Paty e outros que também passaram pela van! Não posso esquecer do Jhon, o único, pela amizade nas aulas da pós.

Ao grupo de Kung fu na USP, que também tem Tai Chi Chuan, pela injeção de ânimo, e por que não de Chi, que me proporcionaram nesses meses finais do mestrado, espero continuar e fortalecer essa amizade. Entre eles o técnico de informática Marco pela ajuda com o IRAF e outros problemas. Assim também agradeço ao corpo de funcionários do IAG.

À FAPESP e CNPq, pelo apoio financeiro, em outras palavras em pagar meu salário de estudante.



*“...Não pense Que a cabeça aguenta Se você parar Não! Não!...”*

Trecho da música Tente Outra Vez do Raul Seixas

*“O Guia do Mochileiro das Galáxias já substituiu a grande Enciclopédia Galáctica. Em primeiro lugar, é ligeiramente mais barato; em segundo lugar, traz na capa, em letras garrafais e amigáveis, a frase NÃO ENTRE EM PÂNICO.”*

Trecho do livro O Guia do Mochileiro das Galáxias vol. 1 de Douglas Adams



# Resumo

Esse trabalho nasceu da necessidade de projetos cosmológicos como o do satélite Planck, e outros em planejamento, em retirar a influência da nossa própria galáxia na sua análise para obter a Radiação Cósmica de Fundo (RCF). Portanto, necessário estudos para estabelecer um modelo preciso do Campo Magnético e a radiação polarizada da poeira da nossa Galáxia.

Os dados tomados no telescópio de 60 cm do Observatório do Pico dos Dias - LNA, na banda V, gerando catálogos de dados polarimétricos, assim como mapas de vetores de polarização.

Os vetores de polarização se alinham bem com as estruturas das nuvens, mostrando que deve haver correspondência entre as estruturas da nuvem e o campo magnético local.

Através da análise da polarização em função da distância das estrelas Hipparcos, foi possível estimar um intervalo de distâncias que compreende cada nuvem. O método utilizado para a determinação de distâncias nesse trabalho forneceu assim resultados consistentes com a literatura.

Com o estudo da dispersão dos ângulos de polarização e usando o método de Chandrasekhar-Fermi, modificado por Falceta-Gonçalves et al., foi possível estimar o campo magnético turbulento,  $\delta B$ , e regular projetado no céu,  $B_{c\acute{e}u}$  das nuvens estudadas. Encontramos valores na ordem de  $\delta B \sim 10 \mu G$ , e o campo magnético regular projetado no céu variando entre os valores  $B_{c\acute{e}u} \sim 0,7 \mu G$  a  $B_{c\acute{e}u} \sim 70 \mu G$ .



# Abstract

This work was born of the need for cosmological projects such as the Planck satellite, and others in planning, to withdraw the influence of our own galaxy in its analysis to obtain the Cosmic Background Radiation. Therefore, studies are needed to establish a precise model of the Magnetic Field and the polarized radiation of the dust of our Galaxy.

The data taken in the 60 cm telescope of the Pico dos Dias Observatory - LNA, in the V band, were generated polarimetry data catalogues, thus their polarization vector maps.

The polarization vectors align well with the cloud structures, showing that there must be a correspondence between the cloud's structures and the local magnetic field.

Through the analysis of the polarization as a function of the distance of the Hipparcos stars, it was possible to estimate a distance interval that comprises each cloud. The method used to determine distances in this work provided consistent results with the literature, such as the MBM20 cloud example, estimated by Hearty et al. (13) as having a distance of  $112 \pm 15 < d < 151 \pm 21 pc$  based on the absorption line Na 1 of Hipparcos stars, compared to that obtained here as  $153 \pm 63 pc$ .

With the study of the dispersion of the polarization angles and the modified method of Chandrasekhar & Fermi (4) by Falceta-Gonçalves et al. (8), it was possible to estimate the turbulent magnetic field, ranging from  $\delta B \sim 9 \mu G$  to  $\delta B \sim 10 \mu G$ , and the regular magnetic field projected in the sky varying between  $B_{sky} \sim 0,7 \mu G$  to  $B_{sky} \sim 70 \mu G$ .



# Lista de Figuras

1.1	Imagem da nebulosa de Carina (7) . . . . .	20
1.2	Imagem do ciclo do Meio Interestelar (7) . . . . .	21
1.3	Imagem do Campo Magnético Galáctico Fosalba et al. (9), retirado do ( <a href="#">site sobre Astronomia e Astrofísica UFRGS</a> ) . . . . .	23
1.4	Imagem da Galáxia com nuvens selecionadas pelo Survey IAG/LNA . . . . .	25
1.5	Imagem da luz do monitor e o óculos para filmes 3D, exemplos de polarização	26
1.6	Representação da polarização elíptica . . . . .	27
1.7	Diagrama de representação do Parâmetros de Stokes . . . . .	29
1.8	Representação da polarização devido a grãos de poeira . . . . .	30
2.1	Esquema da gaveta polarimétrica do IAGUSP ( <a href="#">site da gaveta</a> ) . . . . .	36
2.2	Imagem de HD110984, com dupla imagem de cada estrela e mascara feita com <i>SOLVEPOL</i> (33) . . . . .	38
2.3	Saída .eps do <i>SOLVEPOL</i> . . . . .	40
3.1	Mapa dos vetores de polarização de DIR009+30 . . . . .	48
3.2	Gráficos DisxPol, Disx Q e U de DIR009+30 . . . . .	49
3.3	Gráficos sobre MagxPol e QxU médios dos campos de DIR009+30 . . . . .	49
3.4	Mapa dos vetores de polarização de DIR179-49 . . . . .	50
3.5	Gráficos DisxPol, Disx Q e U de DIR179-49 . . . . .	51
3.6	Gráficos sobre MagxPol e QxU médios dos campos de DIR179-49 . . . . .	51
3.7	Mapa dos vetores de polarização de DIR280+55 . . . . .	52
3.8	Gráficos DisxPol, Disx Q e U de DIR280+55 . . . . .	53
3.9	Gráficos sobre MagxPol e QxU médios dos campos de DIR280+55 . . . . .	53

3.10	Mapa dos vetores de polarização de DIR313-29 . . . . .	54
3.11	Gráficos DisxPol, Disx Q e U de DIR313-29 . . . . .	55
3.12	Gráficos sobre MagxPol e QxU médios dos campos de DIR313-29 . . . . .	55
3.13	Mapa dos vetores de polarização de DIR313-34 . . . . .	56
3.14	Gráficos DisxPol, Disx Q e U de DIR313-34 . . . . .	57
3.15	Gráficos sobre MagxPol e QxU médios dos campos de DIR313-34 . . . . .	57
3.16	Mapa dos vetores de polarização de KM273+29 . . . . .	58
3.17	Gráficos DisxPol, Disx Q e U de KM273+29 . . . . .	59
3.18	Gráficos sobre MagxPol e QxU médios dos campos de KM273+29 . . . . .	59
3.19	Mapa dos vetores de polarização de LDN134 . . . . .	60
3.20	Gráficos DisxPol, Disx Q e U de LDN134 . . . . .	60
3.21	Gráficos sobre MagxPol e QxU médios dos campos de LDN134 . . . . .	61
3.22	Mapa dos vetores de polarização de MBM20 . . . . .	61
3.23	Gráficos DisxPol, Disx Q e U de MBM20 . . . . .	62
3.24	Gráficos sobre MagxPol e QxU médios dos campos de MBM20 . . . . .	62
3.25	Mapa dos vetores de polarização de MBM21-22 . . . . .	63
3.26	Gráficos DisxPol, Disx Q e U de MBM21-22 . . . . .	63
3.27	Gráficos sobre MagxPol e QxU médios dos campos de MBM21-22 . . . . .	64
3.28	Mapa dos vetores de polarização de MBM46-48 . . . . .	64
3.29	Gráficos DisxPol, Disx Q e U de MBM46-48 . . . . .	65
3.30	Gráficos sobre MagxPol e QxU médios dos campos de MBM46-48 . . . . .	65
4.1	Eficiência de polarização para as estrelas Hipparcos observadas . . . . .	68



# Lista de Tabelas

2.1	Tabela das estrelas padrões da literatura . . . . .	42
3.1	Tabela das nuvens e respectivos campos de estrelas Hiparcos . . . . .	45
4.1	Tabela das nuvens e respectivas distâncias estimadas . . . . .	69
4.2	Tabela das nuvens e respectivos campos magnéticos . . . . .	71
A.1	Tabela das estrelas padrões observadas . . . . .	83
B.1	Tabela das nuvens e respectivos informações para conseguir os gráficos . .	87
B.2	Tabela das nuvens e respectivos informações para conseguir os gráficos sobre os campos das estrelas HIP . . . . .	89
C.1	Tabela das informações do GASS . . . . .	93



# Sumário

1. <i>Introdução</i> . . . . .	19
1.1 Meio Interestelar . . . . .	19
1.1.1 Poeira . . . . .	21
1.1.2 Campo Magnético . . . . .	22
1.1.3 Nuvens Moleculares . . . . .	24
1.2 Polarização . . . . .	25
1.2.1 Parâmetros de Stokes . . . . .	28
1.2.2 Polarização por Grãos de Poeira no Meio Interestelar . . . . .	29
1.3 Campo Magnético e o Método de Chandrasekhar & Fermi . . . . .	31
1.3.1 Método Chandrasekhar & Fermi modificado . . . . .	32
2. <i>Observação</i> . . . . .	35
2.1 Instrumento . . . . .	35
2.2 SOLVEPOL . . . . .	37
2.3 Redução dos dados . . . . .	38
2.4 Metodologia . . . . .	41
3. <i>Nuvens Observadas</i> . . . . .	45
3.1 DIR009+30 . . . . .	47
3.2 DIR179-49 . . . . .	48
3.3 DIR280+55 . . . . .	50
3.4 DIR313-29 . . . . .	50
3.5 DIR313-34 . . . . .	52
3.6 KM273+29 . . . . .	54

3.7	LDN134 . . . . .	55
3.8	MBM20 . . . . .	56
3.9	MBM21-22 . . . . .	58
3.10	MBM46-48 . . . . .	58
4.	<i>Análise</i> . . . . .	67
4.1	Eficiência da Polarização . . . . .	67
4.2	Determinação da distância . . . . .	68
4.3	Campo Magnético . . . . .	70
5.	<i>Conclusões</i> . . . . .	73
	<i>Referências</i> . . . . .	75
	<i>Apêndice</i> . . . . .	81
A.	<i>Lista de estrelas padrões</i> . . . . .	83
B.	<i>Dados adicionais</i> . . . . .	87
C.	<i>Dados do GASS</i> . . . . .	93

## Introdução

Esse trabalho nasceu da necessidade de projetos cosmológicos como o do satélite Planck, e outros em planejamento, em retirar a influência da nossa própria galáxia na sua análise para obter a Radiação Cósmica de Fundo (RCF). Portanto, necessário estudos para estabelecer um modelo preciso do Campo Magnético e a radiação polarizada da poeira da nossa Galáxia.

Pretende-se obter dados de Polarização Interestelar óptica em diversas direções fora do plano galáctico adicionando e complementando as já obtidas no Survey de Polarização Interestelar do Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA) e estudar o Campo Magnético Interestelar fora do plano galáctico. Em longo prazo espera-se estimar com precisão a polarização no submilimétrico onde as missões citadas acima trabalham.

Essa seção discute primeiro o Meio Interestelar, com ênfase na poeira e sua interação com a radiação; depois discute as nuvens moleculares aqui usadas como traçadores do Campo Magnético, este também será discutido. A seguir tem-se os estudos da polarização da luz descritos pelos Parâmetros de Stokes e o próprio processo com os grãos de poeira.

### *1.1 Meio Interestelar*

O Meio Interestelar (MI) como seu próprio nome sugere, é o espaço entre as estrelas. Ao contrário do que se possa imaginar, ele é rico, preenchido por gás diluído (ionizada ou não), principalmente formado de hidrogênio, hélio, e outros elementos mais pesados em pequena porcentagem; esses podem estar na forma gasosa (ionizada ou não), molecular ou sólida. Podemos observar estruturas do MI, com auxílio de certa instrumentação, e ver formações de regiões HII, nebulosas de reflexão, nuvens escuras de poeira interestelar.

Podemos exemplificar tais estruturas com a figura 1.1 a seguir.



*Figura 1.1:* Imagem no óptico da nebulosa de Carina feita pelo telescópio espacial Hubble. Mostra tanto nuvem molecular escura quanto a maior parte em gás ionizado difuso entre as estrelas. As nuvens são escuras devido a absorção de comprimentos de onda no visível pelos grãos de poeira. Em regiões mais frias, a poeira é coberta por gelo. Moléculas na fase gasosa estão presentes ao longo da nuvem escura. Distância da nuvem é de 2,3 kpc, e a imagem cobre uma região de 0,94 pc no tamanho. Cores: transições proibidas do [OIII] em azul, [NII] em verde, e [SII] em vermelho, com hidrogênio  $H\alpha$  em verde. Crédito: NASA/ESA/M. Livio (7)

O MI tem papel fundamental na evolução da Galáxia. É o reservatório das cinzas de gerações anteriores de estrelas enriquecida pelos produtos da núcleo síntese nos interiores estelares. Essa riqueza de elementos é ejetada ao meio por explosões de supernovas, ou por esparsas quantidades de massa por ventos solares. De uma forma, a abundância de elementos pesados crescem lentamente com as gerações de estrelas. Uma das partes do ciclo de vida das estrelas no Meio Interestelar, pois esse próprio se torna berço para futuras gerações estelares, numa constante reciclagem (figura 1.2).

Há grande variedade na temperatura e densidade do MI. Este contém gás com temperaturas com mais de  $10^6$  K e abaixo de 10 K. Densidades de  $10^{-4}$  partículas por  $\text{cm}^3$  na

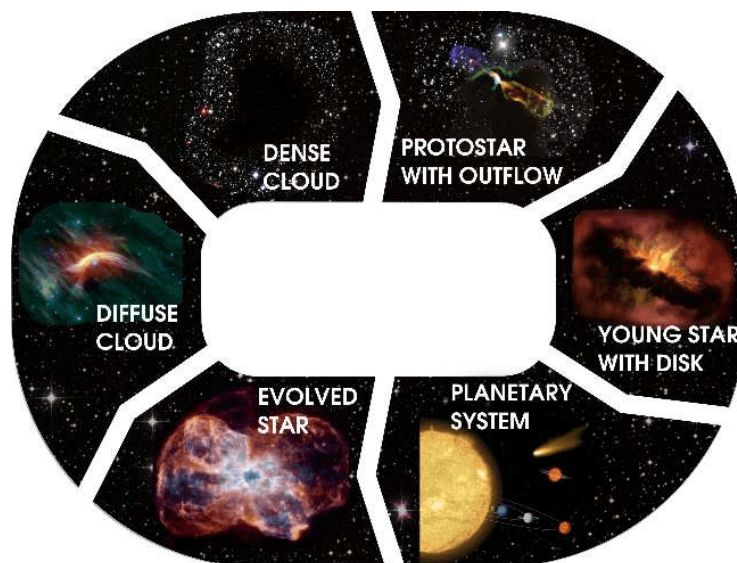


Figura 1.2: Vários estágios do ciclo de vida do gás, poeira e gelo em nuvens interestelares e circunstelares. Crédito: M. Persson com imagens da NASA/ESA/ALMA (7)

região de gás coronal, que envolve toda a galáxia, a densidades superiores de  $10^8 \text{ cm}^{-3}$  dos envelopes circunstelares. Como comparação na Terra temos nas camadas mais internas do ar densidades da ordem de  $2 \times 10^{19}$  partículas por  $\text{cm}^3$ ; e nas regiões próximas ao Sol a densidade podem variar de  $1,5 \times 10^{-26} \text{ g cm}^{-3}$  a  $2,7 \times 10^{-24} \text{ g cm}^{-3}$  nas regiões moleculares mais densas. [van Dishoeck (7)]

MI é permeado por vários campos de fótons, que influenciam na dinâmica de estados físicos e químicos do gás e poeira. No espectro visível da radiação, a maior contribuição vem de estrelas tipo A, estrelas mais tardias são responsáveis pela maior parte do infravermelho próximo e distante, e estrelas de tipo recentes são responsáveis pela parte do ultravioleta. Fótons absorvidos e reemitidos em comprimentos de onda longos, contribuem para emissões no infravermelho médio e no contínuo do infravermelho distante e em regiões submilimétricas. A radiação cósmica de fundo preenche a emissão na região de comprimentos em milímetros. As emissões observadas no raio - X são dominadas por emissões de plasma quente, como o gás coronal no halo e em supernovas, além de influências extragalácticas.

### 1.1.1 Poeira

A presença da poeira pode ser notada de várias formas no MI. Uma delas é através do espalhamento e absorção da luz principalmente no óptico e ultravioleta, avermelhando a luz

das estrelas ao longo do seu caminho. Pode ser percebida ainda mais pela polarização da luz estelar causado por grão de poeira alongados alinhados ao Campo Magnético galáctico (absorção dicróica, será vista na seção 1.2). Pelo espalhamento produzido em nebulosas de reflexão, perto de estrelas brilhantes. Finalmente, a absorção no óptico/UV resulta na emissão no contínuo principalmente na região do sub-milimétrico. [Tielens A. (38)]

Os grãos de poeira provavelmente consistem de uma mistura de silicatos amorfos e material carbonado, sendo que quase 100% de Si, Mg e Fe. O que resta está dividido em 30% de oxigênio e 70% de carbono. Esses materiais principais, que compõem os grãos, são chamados de refratários pois não evaporam até temperaturas de 1200 K. Outros componentes como óxidos de ferro, carbonetos, sulfetos também estão presentes mas em quantidades muito menores. [van Dishoeck (7)]

Os grãos possuem uma distribuição de tamanhos que seguem aproximadamente  $a^{-3.5}$ . Significa que a área superficial para química nos grãos é menor que  $0,1 \mu\text{m}$  que domina a massa. Esses grãos menores ditam a absorção e espalhamento da radiação UV. Em núcleos densos e discos circunstelares, os grãos crescem de alguns  $\mu\text{m}$  para poucos cm. Nas regiões mais frias, os núcleos densos são revestidos por camadas de  $\text{H}_2\text{O}$  em forma de gelo (7). De fato os grãos de poeira no MI são importantes para dinâmica química do meio, pois resfriam o gás do MI em torno deles sendo os “catalizadores” e repositórios de moléculas como  $\text{H}_2$ , além de outras moléculas de primeiras gerações de hidrocarbonetos e amônias. A poeira agindo como resfriador do gás interestelar, absorvendo energia, é importante assim no colapso gravitacional e conseqüentemente na formação estelar.

### 1.1.2 Campo Magnético

O Campo Magnético é um dos entes de maior interesse na astronomia, agindo no nosso planeta Terra, no Sol, e claro na nossa Galáxia. Esse último é importante para a dinâmica do MI sendo fonte de pressão e energia para o gás e a poeira (38). Assim, a determinação de sua morfologia e intensidade vem sendo plano de estudos e métodos há muito tempo.

Discos de galáxias e aglomerados de galáxia são permeados por um campo magnético de grande escala (muitos  $kpc$ ) com intensidade da ordem de  $\mu\text{G}$ . No caso do disco, o campo está alinhado com o plano galáctico e segue bem a estrutura desse, especialmente nos braços espirais (figura 1.3). Os campos devem ser gerados através de amplificação de campos cósmicos primordiais com  $B \sim 10^{-20} \text{ G}$  por “dínamos galácticos” impulsionado pela



rotação galáctica [Sascha Trippe (39)]. A intensidade do campo cresce dentro de nuvens densas,  $B \sim n^\alpha$  com  $\alpha \approx 0,5$  e tipicamente  $B \approx 30 \mu\text{G}$  com  $n \approx 10^4 \text{ cm}^{-3}$  (38).

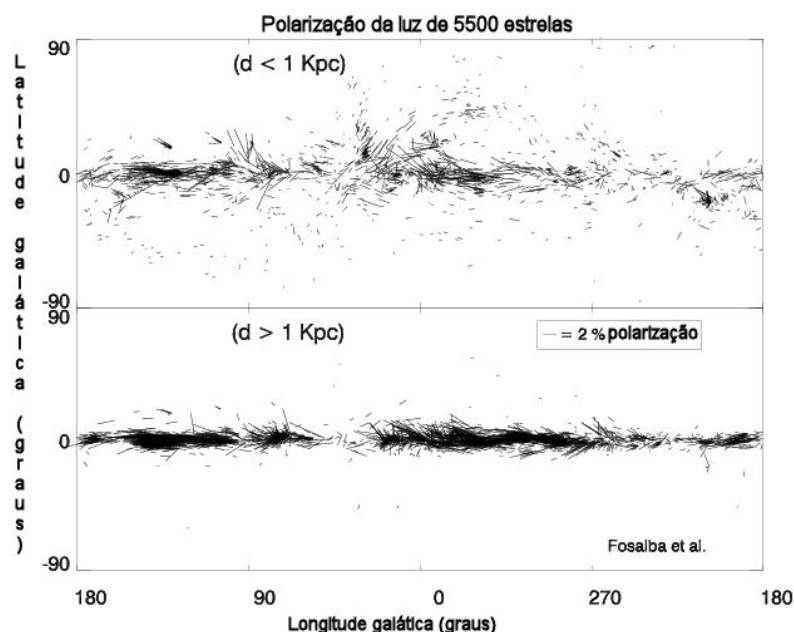


Figura 1.3: Direção do Campo Magnético Galáctico com medidas através da polarização linear. Painel superior: estrelas a 400 pc, associadas ao campo da nuvem local. Painel inferior: estrelas entre 2 a 4 kpc, mostrando regiões com o campo paralelo ao plano galáctico, e algumas regiões com direções aleatórias [Fosalba et al. (9)].

Podemos considerar o campo magnético consistindo de duas componentes: a componente uniforme e a não-uniforme, associada a bolhas interestelares. A análise em larga escala se baseia na interação do campo com o meio em que se encontra, assim utiliza-se alguns métodos (39):

- i Rotação Faraday da radiação em rádio polarizada linearmente ao atravessar plasma interestelar de pulsares ou fontes extragaláticas;
- ii Efeito Zeeman em linhas espectrais, especialmente de perfis  $V(\nu)$  e linhas de emissão de  $H_I$  e de absorção;
- iii Radiação polarizada síncrotron;
- iv Estudo da polarização linear decorrente do espalhamento em grãos de poeira magneticamente alinhados na faixa da radiação no óptico e infravermelho.

Os itens *i* e *ii* definem bem a intensidade do Campo Magnético ao longo da linha de visada, porém estão limitadas à componente do campo na linha de visada do observador.

Agora os estudos sobre a polarização linear devido ao espalhamento dos grãos e radiação Síncrotron (*iii* e *iv*) descrevem bem a morfologia do campo, mas não dão uma medida direta da intensidade.

### 1.1.3 Nuvens Moleculares

As Nuvens Moleculares concentram a maior quantidade de moléculas no MI, mais de 200 espécies de moléculas já foram detectadas, e são traçadas principalmente pela transição da molécula de CO  $J = 1-0$  em 2,6 mm. Possuem tamanhos típicos de 40 pc, massas na ordem  $4 \times 10^5 M_{\odot}$  e densidades de  $\approx 200 \text{ cm}^{-3}$ , e temperaturas em torno de 10 K. Nuvens moleculares são auto-gravitáveis e em equilíbrio comparada a outras fases no ISM, mas são caracterizadas por turbulências nesse equilíbrio entre pressão magnética e turbulenta, e a gravidade; são estáveis em escalas de tempo maiores  $\approx 3 \times 10^7$  anos. São sítios ativos de formação estelar (38). A formação de nuvens moleculares requer uma densidade colunar grande o bastante para blindar o  $\text{H}_2$  e o CO do fluxo ultravioleta do ambiente Galáctico. No entanto, esta condição é necessária mas não suficiente para existência de material molecular. Outros fatores que influenciam a taxa de formação de gás molecular incluem densidade do gás, a temperatura da poeira e forças de pressão. A densidade colunar mínima para blindagem é de  $\text{NH} \sim 1 - 2 \times 10^{21} \text{ cm}^{-3}$ , o que corresponde a uma extinção de  $AV \sim 0.5 - 1 \text{ mag}$  (27).

As nuvens moleculares de alta latitude galáctica ( $|b| \geq 25^\circ$ ) parecem dispor de condições necessárias para o estudo da polarização do meio interestelar. A análise da polarização de objetos na direção das nuvens também pode ser utilizada para determinar a distância destas estruturas, bem como verificar a direção da projeção no céu do campo magnético no meio interestelar [Gomez de Castro et al. (11)].

Os objetos a serem aqui apresentados são nuvens moleculares de alta latitude galáctica detectados com o experimento DIRBE/COBE em  $100 \mu\text{m}$ . Dentro do Survey de Polarização Interestelar óptico IAG/LNA foram obtidos dados na direção de várias destas nuvens (Figura 1.4).

Através da análise do grau de polarização de objetos na direção de nuvens de alta latitude é possível estabelecer um intervalo de distância para estas estruturas, já que, a partir de uma determinada distância (na qual se encontra a nuvem), as estrelas Hipparcos observadas, nesse projeto, devem apresentar um grau de polarização que se encontra num

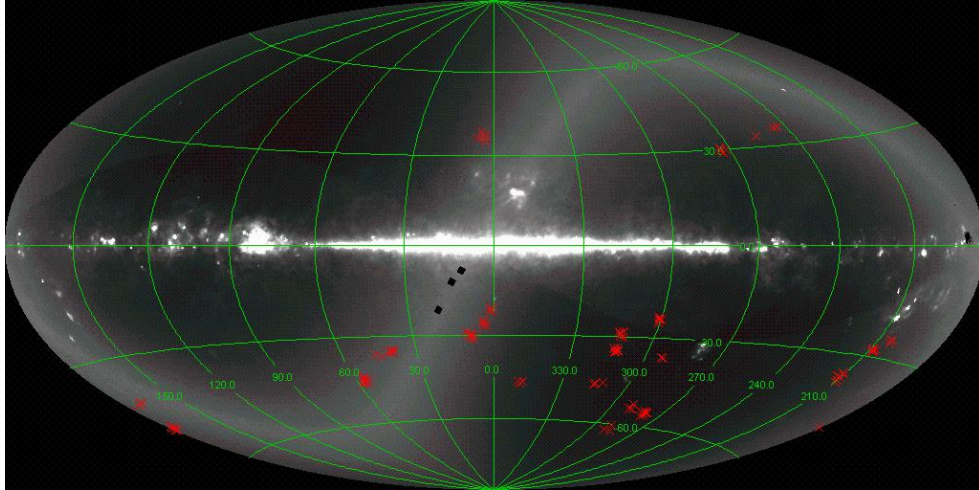


Figura 1.4: Nuvens selecionadas (em vermelho) para o Survey de Polarização Interestelar óptico do IAG/LNA.

patamar maior do que os objetos mais próximos (28). Isso se deve ao fato de a radiação emitida por estrelas mais distantes de nós que a nuvem atravessam uma camada de grãos alinhados, que poderão tornar a radiação polarizada. Já para os objetos mais próximos, a luz que chega até nós deverá apresentar polarização próxima de zero. Além disso, os ângulos de posição dos vetores de polarização dos objetos que se encontram a uma distância menor que a da nuvem devem apresentar uma distribuição aleatória. No entanto, caso haja um campo magnético que faça os grãos tornarem-se alinhados numa direção preferencial, a radiação de objetos que estão atrás da nuvem deverá se tornar polarizada nesta direção. Portanto, espera-se que o ângulo de posição destes objetos seja próximo, e que represente a direção do campo magnético projetado no céu na região da nuvem molecular.

## 1.2 Polarização

Quando a radiação eletromagnética (a luz) tem um plano de vibração preferencial, ela é caracterizada de polarizada. O fenômeno da polarização pode ser aplicado em muitas áreas da ciência ou mesmo do nosso dia-a-dia. Essa faceta da radiação pode ser usada para identificar certas moléculas isométricas ópticas diferenciando-as, por exemplo, entre destrógiro ou levógiro, as que giram o ângulo de polarização para direita ou para esquerda, respectivamente. No nosso dia-a-dia está muito presente na indústria cinematográfica, nos filmes 3D, por exemplo. A imagem é formada graças a um fenômeno denominado

estereoscopia, que é a projeção da mesma cena em pontos de observação diferentes, com um auxílio do óculos 3D o cérebro do espectador junta as imagens e cria a ilusão de profundidade da terceira dimensão; essas imagens projetadas são polarizadas e a lente do óculos é um polaroide e seleciona o que cada olho vai ver (figura 1.5). Antigos celulares e até alguns monitores de computadores polarizam suas imagens como forma de bloquear a intensidade que chega aos olhos das pessoas.

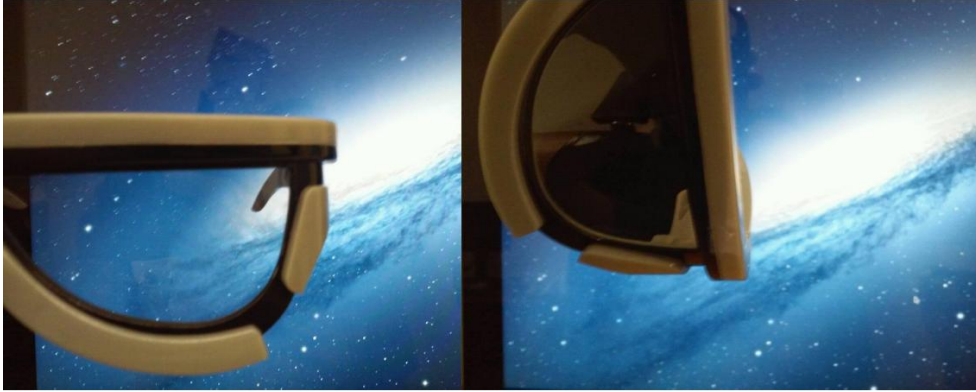


Figura 1.5: Nesta imagem observa-se que a lente do óculos de cinema 3D (um polaroide) bloqueia a imagem do monitor de computador (polarizada) quando inclinado em  $90^\circ$ . Um exemplo que mostra a utilização da polarização no dia-a-dia.

Apresenta-se, agora, uma descrição técnica baseada no texto do Capítulo 2 de Rybicki e Lightman (37).

Uma onda eletromagnética monocromática com uma dada frequência  $\omega$  e um parâmetro  $\vec{k}$  pode ser escrita pelas equações:

$$\vec{E} = \hat{a}_1 E_0 e^{i(\vec{k}\vec{r} - \omega t)} \quad (1.1)$$

$$\vec{B} = \hat{a}_2 B_0 e^{i(\vec{k}\vec{r} - \omega t)} \quad (1.2)$$

Essa é uma onda chamada de linearmente polarizada pois o vetor campo elétrico oscila apenas na direção  $\hat{a}_1$ , que define seu plano de polarização, e perpendicularmente temos o campo magnético  $B_0$  na direção  $\hat{a}_2$  definindo assim o outro plano de polarização. Como  $\vec{k}$  e  $\omega$ , de forma geral, são construídos da representação de ondas planas com planos de polarização perpendiculares com a mesma amplitude, podemos nos concentrar apenas na onda do campo elétrico  $\vec{E}$ . Examinando o vetor elétrico em um ponto arbitrário do espaço (isto é, em um  $\vec{r} = 0$ ), e escolhendo os versores  $\hat{x}$  e  $\hat{y}$  para o plano  $x - y$  (figura 1.6).

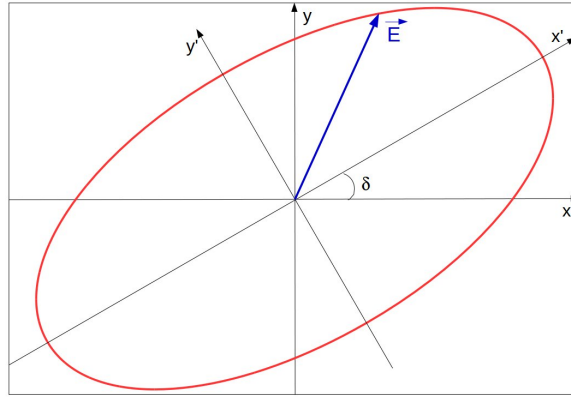


Figura 1.6: Representação da polarização elíptica do vetor  $\vec{E}$ . Os eixos  $x'$  e  $y'$  são eixos rotados em um ângulo  $\delta$  para coincidirem aos eixos maior e menor da elipse.

$$\vec{E} = (\hat{x}E_1 + \hat{y}E_2)e^{-i\omega t} \equiv \vec{E}_0 e^{-i\omega t} \quad (1.3)$$

As amplitudes complexas  $E_1$  e  $E_2$  podem ser expressas:

$$E_1 = \epsilon_1 e^{i\phi_1}, \quad E_2 = \epsilon_2 e^{i\phi_2} \quad (1.4)$$

As componentes físicas interessantes, estão na parte real dessas, e descritas como:

$$E_x = \epsilon_1 \cos(\omega t - \phi_1), \quad E_y = \epsilon_2 \cos(\omega t - \phi_2) \quad (1.5)$$

As equações 1.5 representam o  $\vec{E}$  no tempo na elipse, em outras palavras a polarização elíptica. Generalizando a elipse, tomando os eixos  $x'$  e  $y'$  coincidindo aos eixos maior e menor (figura 1.6) podemos reescrever 1.5:

$$\left. \begin{aligned} E'_x &= \epsilon_0 \cos(\beta) \cos(\omega t), \\ E'_y &= \epsilon_0 \sin(\beta) \sin(\omega t) \end{aligned} \right\} \rightarrow -\pi/2 \leq \beta \leq \pi/2 \quad (1.6)$$

sendo que  $\beta$  é a elipticidade da onda; e que  $\epsilon_0 |\cos \beta|$  e  $\epsilon_0 |\sin \beta|$  são as magnitudes nos eixos principais, observando a igualdade  $(E'_x/\epsilon_0 \cos \beta)^2 + (E'_y/\epsilon_0 \sin \beta)^2 = 1$ . Da polarização elíptica duas particularidades podem ocorrer:

$\beta = \pm\pi/4 \Rightarrow \vec{E}$  descreve um círculo, definindo a polarização circular;

$\beta = 0$  ou  $\pm\pi/2 \Rightarrow \vec{E}$  descreve uma linha, definindo a polarização linear.

Se tratando de ondas eletromagnéticas, há o princípio da superposição, e considerando duas ondas de mesma amplitude em fase (mesmos  $\phi$ 's), os máximos e mínimos se coincidem ao mesmo tempo, produzindo uma polarização linear. Quando ocorrer uma defasagem de  $\phi = 180^\circ$  em relação ao caso anterior, os máximos e mínimos continuam a coincidir, porém a direção da polarização terá uma diferença de  $90^\circ$ . Se tiver uma defasagem entre as fases das ondas é de  $90^\circ$  obtêm-se a polarização circular.

### 1.2.1 Parâmetros de Stokes

Nas observações astronômicas se mede a intensidade da radiação (luz) ao invés de amplitudes como descrevemos na seção anterior (figura 1.6). Esse é o papel dos Parâmetros de Stokes, o método para relacionarmos as equações 1.5 com a medição. Escrevendo as equações 1.5, levando em consideração a rotação em  $\delta$  dos eixos (figura 1.6) das expressões 1.6 obtemos:

$$\begin{aligned} E_x &= \epsilon_0 [\cos(\beta) \cos(\omega t) \cos(\delta) + \sin(\beta) \sin(\omega t) \sin(\delta)], \\ E_y &= \epsilon_0 [\cos(\beta) \cos(\omega t) \sin(\delta) - \sin(\beta) \sin(\omega t) \cos(\delta)] \end{aligned} \quad (1.7)$$

Comparando as equações 1.7 com as 1.4, podemos correlaciona-las:

$$\left. \begin{aligned} \epsilon_1 \cos \phi_1 &= \epsilon_0 \cos \beta \cos \delta, \\ \epsilon_2 \sin \phi_1 &= \epsilon_0 \sin \beta \sin \delta, \\ \epsilon_3 \cos \phi_2 &= \epsilon_0 \cos \beta \sin \delta, \\ \epsilon_4 \sin \phi_2 &= -\epsilon_0 \sin \beta \cos \delta. \end{aligned} \right\} \quad (1.8)$$

Supondo conhecido os valores  $\epsilon_1$ ,  $\phi_1$ ,  $\epsilon_2$  e  $\phi_2$ , podemos resolver as equações de 1.8 para os parâmetros  $\epsilon_0$ ,  $\beta$  e  $\delta$ . Assim definimos os parâmetros de Stokes:

$$\left. \begin{aligned} I &\equiv \epsilon_1^2 + \epsilon_2^2 = \epsilon_0^2, \\ Q &\equiv \epsilon_1^2 - \epsilon_2^2 = \epsilon_0^2 \cos 2\beta \cos 2\delta, \\ U &\equiv 2\epsilon_1\epsilon_2 \cos(\phi_1 - \phi_2) = \epsilon_0^2 \cos 2\beta \sin 2\delta, \\ V &\equiv 2\epsilon_1\epsilon_2 \sin(\phi_1 - \phi_2) = \epsilon_0^2 \sin 2\delta. \end{aligned} \right\} \quad (1.9)$$

Resumindo, o parâmetro  $I$  descreve a intensidade total do feixe polarizado no telescópio, os parâmetros  $Q$  e  $U$  descrevem a polarização linear e o parâmetro  $V$  a polarização circular. Para facilitar, a figura 1.7, representa os parâmetros de Stokes, onde  $I$  da equações 1.9 é  $F_0 = \sum_{x=1}^6 F_x \equiv Q^2 + U^2 + V^2$  o feixe incidente totalmente polarizado; e o parâmetro

$Q = F_1 - F_4$  medindo a diferença da intensidade entre a polarização na horizontal e a polarização na vertical ( $90^\circ$ );  $U = F_2 - F_5$  medindo a diferença da intensidade entre a polarização em  $45^\circ$  e a polarização em  $135^\circ$ ,  $V = F_3 - F_6$  a diferença entre os valores positivos (sentido anti-horário) e negativos (horário). No caso da figura, cada parte (1, 2, 3, 4, 5 e 6) está medindo um feixe 100 % polarizado em seus respectivos casos resultando nas relações  $Q$ ,  $U$  e  $V$  escritos em baixo de cada parte.

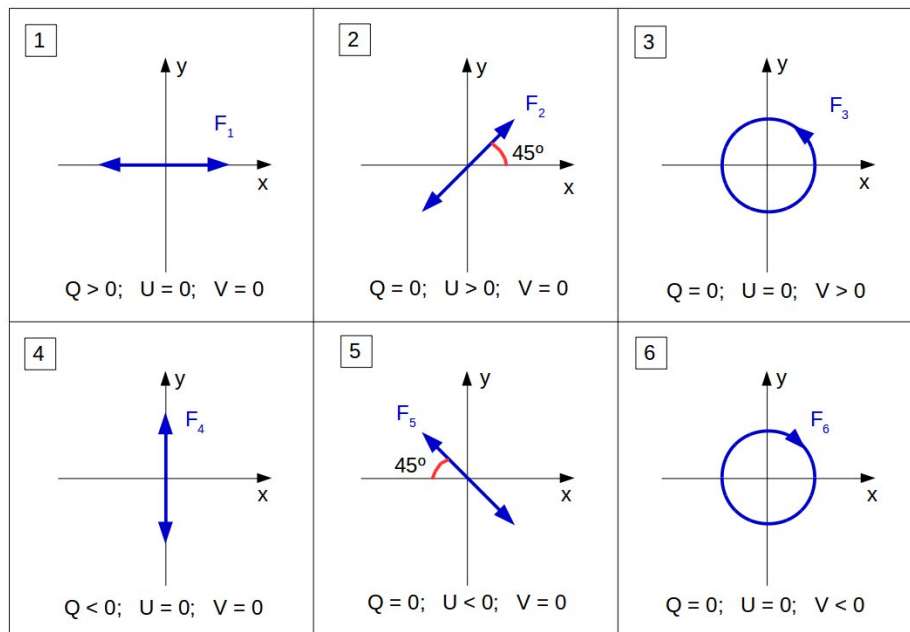


Figura 1.7: Diagrama de representação do Parâmetros de Stokes, imaginando que cada parte (1, 2, 3, 4, 5 e 6) está medindo um feixe 100 % polarizado em seus respectivos casos.

### 1.2.2 Polarização por Grãos de Poeira no Meio Interestelar

Observamos polarização na radiação em diversas direções do céu devido a influência de grãos de poeira no MI. A princípio não há motivos para a radiação proveniente de um estrela seja polarizada excluindo assim que a polarização seja devido a grão de poeira esféricos mas sim alongados onde haverá maior absorção na direção do eixo maior do grão. Na imagem 1.8, está representado tal processo de polarização no caso desse projeto, onde a luz atravessa uma nuvem molecular mas que pode ser representado como MI difuso.

Perceba que a radiação óptica polarização resultante da interação com os grãos tem o mesmo sentido do campo magnético local, enquanto a radiação polarizada emitida no

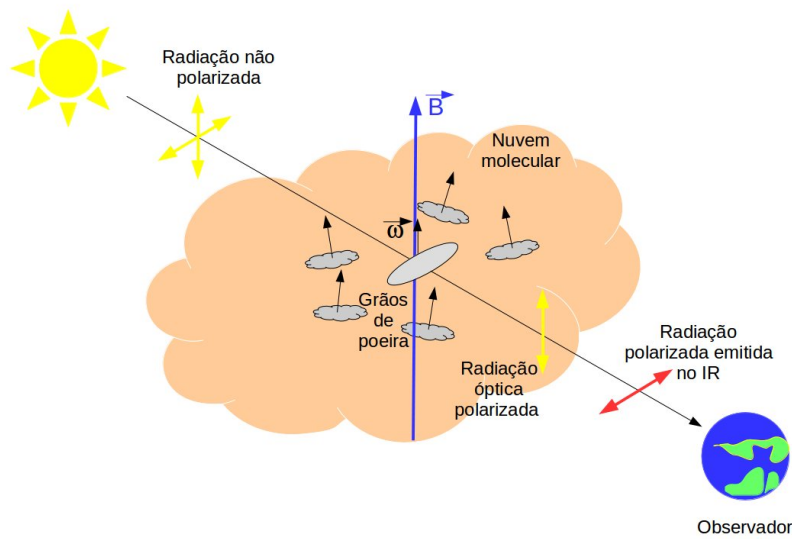


Figura 1.8: Representação artística do processo de polarização por grãos de poeira (nesse projeto), onde a luz não polarizada proveniente de uma estrela atravessa uma nuvem molecular (gás e poeira) tendo uma absorção maior no eixo mais alongado do grão. O grão em rotação tende a se alinhar ao campo magnético local, resultando na polarização óptica e na emissão da polarização no infravermelho distante perpendicular ao primeira.

infravermelho distante é perpendicular a direção do campo. Atente também, que tal impressão do campo magnético na linha de visão só é possível se houver um alinhamento entre a poeira e o campo. O modelo clássico para esse alinhamento é chamado de *mecanismo de Davis e Greenstein* (6) (livro [Astrofísica do Meio Interestelar](#)), onde o campo magnético deve ser mais importante do que a turbulência da nuvem (ou do MI).

A galáxia é permeado por campo magnético, em geral, muito menos intenso do que observamos na Terra ou no Sistema Solar ( $\sim 1$  G). Os grãos supostamente alongados sujeitos ao campo magnético, tendem a alinhar seu eixos menores com a direção desse campo. O movimento do grão é devido às frequentes colisões com os átomos do gás. Assim o grupo de grãos alinhados polarizam a radiação que passa pela região no sentido do campo.

O mecanismo de Davis e Greenstein, supõe que os grãos são paramagnéticos (materiais que possuem elétrons desemparelhados) e que a presença do campo magnético induz neles um momento magnético. Esses grãos em constante movimento colidem com o gás, havendo assim um equilíbrio entre a rotação do grão e a energia térmica do gás. O movimento causa um dissipação de energia pois o grão muda constantemente a direção do eixo do momento magnético. A perda de energia de rotação faz com que o torque magnético tende a alinhar



o grão ao campo do local, assim o grão não mudaria mais seu sentido e permanecendo no equilíbrio mostrado na imagem 1.8.

Há um problema com o modelo. Em particular o tempo de relaxamento desse processo é muito alto. Outros processos têm sido discutidos e estudados como alternativas ou complementos, como o processo de alinhamento mecânico de Gold, o alinhamento paramagnético supra térmico de Purcell e o alinhamento pela ação de torques radiativos [(livro [Astrofísica do Meio Interestelar](#))].

Portanto, embora, o modelo pareça explicar bem o fenômeno, ainda carece de mais estudos.

### 1.3 Campo Magnético e o Método de Chandrasekhar & Fermi

Como visto na seção 1.1.2, a observação da polarização linear decorrente do espalhamento em grãos de poeira magneticamente alinhados na faixa da radiação no óptico e infravermelho descrevem bem a morfologia do campo, mas não dão uma medida direta da intensidade. O método de Chandrasekhar & Fermi (4) foi desenvolvido para estimar o valor da intensidade do campo magnético através das variações dos vetores de polarização numa dada região do céu.

Chandrasekhar & Fermi (4) partiram que a polarização observada nos braços espirais estavam alinhados ao campo magnético, porém se observava flutuações como se o campo fosse ondulado. A melhor premissa é que o campo está “congelado” no gás e que essas flutuações (variações médias de  $\alpha = 0.2$  rad) eram causadas pela turbulência.

Com um campo muito intenso é natural pensar que não houvesse flutuações ( $\alpha \sim 0$ ), mas em um campo muito fraco acontecerá.

Há portanto uma correlação entre as flutuações e a intensidade do campo. A velocidade de uma onda magneto-hidrodinâmica transversal é dada por Alfvén (1):

$$V = \frac{B}{\sqrt{4\pi\rho}} \quad (1.10)$$

onde  $\rho$  é a densidade da matéria difusa. Ainda podemos descrever a oscilação transversal como sendo:

$$y = A \cos[k(x - Vt)] \quad (1.11)$$

onde  $x$  a componente longitudinal,  $y$  o deslocamento lateral,  $A$  amplitude da onda e  $k$  o número de onda. Derivando 1.11 em relação a  $x$  e em relação a  $t$ , temos:

$$\begin{aligned}\frac{\partial y}{\partial x} &= -Ak \sin[k(x - Vt)], \\ \frac{\partial y}{\partial t} &= AkV \sin[k(x - Vt)]\end{aligned}\tag{1.12}$$

comparando as equações 1.12 temos que:

$$V^2 \frac{\partial^2 y}{\partial x^2} = \frac{\partial^2 y}{\partial t^2}\tag{1.13}$$

a velocidade lateral da onda deve ser a mesma da componente lateral da velocidade de turbulência do gás. Portanto:

$$\frac{\partial^2 y}{\partial t^2} = v^2\tag{1.14}$$

e a velocidade longitudinal ( $\partial y/\partial t$ ) está relacionada com as flutuações das linhas do campo:

$$\frac{\partial^2 y}{\partial x^2} = a^2\tag{1.15}$$

Finalmente de 1.10, 1.13, 1.14 e 1.15, obtemos:

$$B = \sqrt{4\pi\rho} \frac{v}{a}\tag{1.16}$$

Como tratamos de variações de ângulos polarização ( $\partial\theta$ ) e velocidade de turbulência do gás na linha de visada ( $V_t$ ), modificando a 1.16 temos:

$$B = \sqrt{4\pi\rho} \frac{V_t}{\partial\theta}.\tag{1.17}$$

Atente que a componente  $B$  é medida projetada no plano do céu.

### 1.3.1 Método Chandrasekhar & Fermi modificado

Alguns problemas apareceram no método Chandrasekhar & Fermi (4), pois com o aprimoramento das medições, os ângulos ( $\partial\theta$ ) não eram mais pequenos o suficiente para a aproximação de  $\tan\theta \simeq \theta$ .

Heitsch et al. (14) fizeram a substituição de  $\partial\theta$  por  $\sigma \tan\theta$ , mas para campos muito turbulentos, os valores do campo eram muito superestimados. Outros trabalhos ainda

estudam como modificar o método Chandrasekhar & Fermi (4), nesse projeto, o trabalho de Falceta-Gonçalves et al. (8) pareceu mais relevante. Falceta-Gonçalves et al. (8) parte do princípio da equipartição entre a densidade de energia turbulenta magnética e a densidade de energia cinética do gás:

$$\frac{1}{8\pi}\partial B^2 \simeq \frac{1}{2}\rho\partial V_t^2, \quad (1.18)$$

onde  $\partial B^2$  é a componente turbulenta do campo magnético. Assim Falceta-Gonçalves et al. (8) assume que as turbulências tanto do campo quanto do movimento do gás são isotrópicas, enquanto no método Chandrasekhar & Fermi (4) a turbulência do campo era provocado pelo movimento do gás.

Para pequenos ângulos a aproximação pode ser reescrita (43) como:

$$\partial\theta = \frac{\partial B}{B_{c\acute{e}u}}, \quad (1.19)$$

sendo  $B_{c\acute{e}u}$  a componente do campo magnéticos projetado no plano do céu. Apesar dessas modificações, para que as equações de Falceta-Gonçalves et al. (8) sejam aplicadas em casos mais gerais outras considerações devem ser feitas:

- considerar que o campo magnético total projetado no plano do céu pode ser escrito como  $B_{tc\acute{e}u} = B_{c\acute{e}u} + \partial\theta$ , em outras palavras, o campo possui uma componente regular em larga escala e uma componente turbulenta isotrópica;
- considerar  $\tan \partial\theta \sim \partial B / B_{tc\acute{e}u}$ , permitindo o cálculo da dispersão dos ângulos depois de aplicada a tangente.

Todas essas considerações feitas em Falceta-Gonçalves et al. (8), modificam o método Chandrasekhar & Fermi (4) levando para uma equação mais completa para estimar tanto a componente regular quanto a turbulenta do campo:

$$B_{c\acute{e}u} + \partial B \simeq \sqrt{4\pi\rho} \frac{\partial V_t}{\tan \partial\theta}. \quad (1.20)$$

Observe que assim se  $\partial\theta \rightarrow 0$ , a componente turbulenta do campo também tende a zero ( $\partial B \rightarrow 0$ ). Agora, para dispersões altas ( $\partial\theta \rightarrow \pi/4$ ), a componente  $\partial B_{tc\acute{e}u} \rightarrow \partial B$ , a componente turbulenta é dominante. Encerrando, se  $\partial\theta \rightarrow \pi/2$  implica que  $B_{c\acute{e}u} \rightarrow \partial B$ ,

significando que a componente turbulenta e o campo magnético em larga escala têm a mesma ordem de grandeza.

# Observação

Esse capítulo está dividido nas partes: *Instrumento*; *SOLVEPOL*; *Redução de dados e Metodologia*. Na parte *Instrumentos* é apresentado sobre os instrumentos utilizados para a tomada de dados; o telescópio e a gaveta polarimétrica. A seção *SOLVEPOL* descreve as ferramentas de redução do SOLVEPOL, acompanha assim o processo de redução dos dados. E por último a *Metodologia* em si, apresentando o procedimento feito.

## 2.1 Instrumento

A luz de uma estrela é captada por nossos olhos, máquinas fotográficas, binóculos e outros instrumentos, mas para podermos analisar a informação que ela traz mais profundamente usamos telescópios. Neste trabalho, foi usado o telescópio Boller e Chivens de espelho primário com 60cm de diâmetro e razão focal no foco Cassegrain de  $f/13,5$ . A óptica é do tipo Ritchey-Chrétien, situado no sítio do Observatório do Pico dos Dias ([site OPD](#)). Somado a ele a gaveta polarimétrica e câmeras CCD disponibilizadas pelo Laboratório Nacional de Astrofísica-LNA. Permitindo assim análise da luz polarizada pelos parâmetros de Stokes (seção [1.2.1](#)).

A gaveta polarimétrica foi desenvolvida pelo grupo de polarimetria IAG USP ([site da gaveta](#)) ([21](#)). É composta basicamente de 3 componentes:

- i Lâminas retardadoras: Pode-se usar a de meia onda ( $\lambda/2$ ), para polarização linear, a usada nesse trabalho, ou pode-se usar de um quarto de onda ( $\lambda/4$ ), para polarização circular.
- ii Analisadores: O analisador também pode ser escolhido entre um Polaróide ou um prisma Savart de calcita. Foi usado o prisma. A calcita é um material birrefringente,

o que significa que é capaz de separar as duas componentes de polarização em feixes distintos, um paralelo e outro perpendicular ao eixo óptico do cristal. Sendo possível, então, analisar as duas componentes (chamadas de ordinária e extraordinária) de forma separada mas na mesma imagem;

- iii Filtros: A roda de filtros possui quatro posições para igual número de filtros ( $B$ ,  $V$ ,  $R$  e  $I$ ). Foi usado apenas o filtro  $V$ .

Um esquema dos componentes da gaveta pode ser observado na figura 2.1. Ao usar o prisma de calcita como analisador tem-se que a polarização do céu subjacente a cada imagem se cancela, pois os parâmetros de Stokes utilizam a diferença de intensidade entre os feixes, como a contribuição da polarização do céu é aproximadamente a mesma para cada componente há o cancelamento. A imagem do campo é duplicado por causa do uso da calcita (veja a imagem esquerda da figura 2.2).

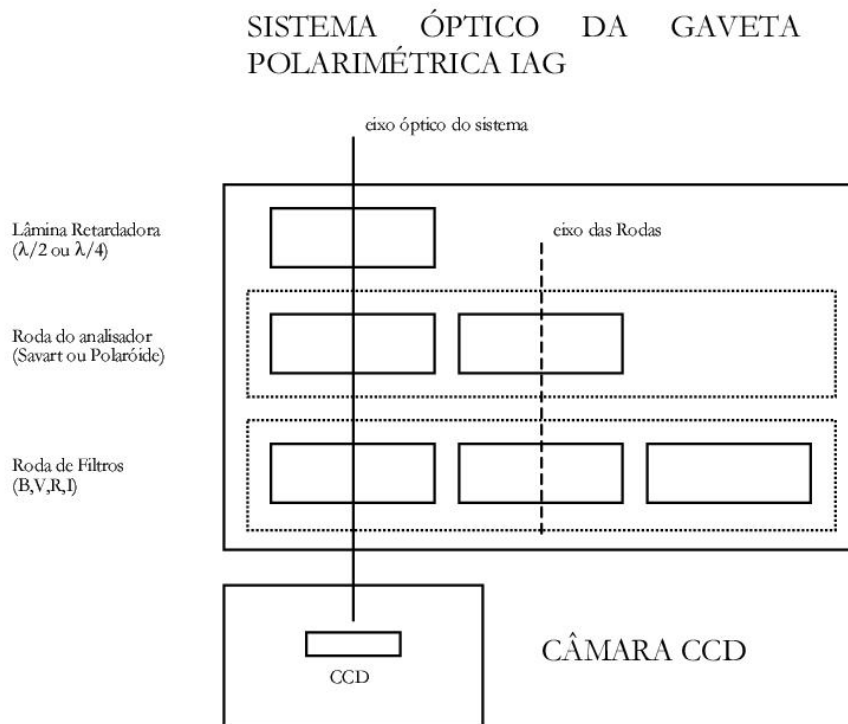


Figura 2.1: Esquema que mostra o sistema óptico da gaveta polarimétrica do IAGUSP (site da gaveta).

Assim [Serkowski (40)]:

$$I(\phi) = \frac{1}{2}[1 \pm p \cos(2\phi - \theta)] = \frac{1}{2}[I_0 \pm Q \cos(4\phi) + U \sin(4\phi)]. \quad (2.1)$$

Onde  $\phi$  é o ângulo de posição da lâmina, e  $\theta$  é o ângulo de posição da radiação incidente. Tomando dados nos ângulos  $\phi$  em  $0^\circ$ ,  $22,5^\circ$ ,  $45^\circ$  e  $67,5^\circ$ , obtêm-se os valores de  $Q$  e  $U$ .

$$\begin{aligned} p &= \frac{\sqrt{Q^2 + U^2}}{I} \\ \theta &= \frac{1}{2} \arctan\left(\frac{U}{Q}\right) \end{aligned} \quad (2.2)$$

E a incerteza em  $\theta$  dada por:

$$\sigma_\theta = 28,65^\circ \frac{\sigma_P}{P} \quad (2.3)$$

A gaveta polarimétrica do IAG é altamente eficiente e é capaz de realizar observações de polarimetria linear com precisão limitada pelo ruído de fótons apenas para fontes pontuais. Da experiência observacional acumulada, concluímos que a técnica nos permite atingir estrelas até magnitude 16 para tempos de exposição usuais de 5 minutos por posição da lâmina retardadora. Para um conjunto típico de 8 posições da lâmina, uma razão sinal-ruído de polarização maior ou igual que 5 é esperada ([site da gaveta](#)).

## 2.2 SOLVEPOL

O *SOLVEPOL* [Ramírez et al. (33)] é um novo *pipeline* para análise polarimétrica desenvolvido para o projeto do Survey SOUTHPOL (20) polarimétrico no óptico. Esse trabalho serviu como campo de teste para *SOLVEPOL* provendo observações sobre possíveis erros e melhoramentos do *pipeline*.

O *SOLVEPOL* foi escrito em *interactive data language (IDL)* e é baseado na tarefa *PCCDPACK* (30) Pereyra et al. (32) de *image reduction and analysis facility (IRAF)*, desenvolvidos no grupo de polarimetria do IAGUSP. A principal vantagem do *SOLVEPOL* sobre as rotinas anteriores do *PCCDPACK* é que o pipeline reduz os dados automaticamente sem a interação do usuário acelerando o processo de redução. Ele usa as funções e os procedimentos que são encontrados na biblioteca da astronomia do IDL (16) e na biblioteca dos gráficos do *Coyote Graphics Library*. Ele também faz uso do site [astrometry.net](#) (17), um software muito útil para fins astrométricos.

O pipeline corrige as imagens brutas por *bias* e *flats*, e calcula a polarização ( $P$ ), o ângulo de polarização ( $\theta$ ) e a magnitude  $V$ , neste caso, calibrada pelo catálogo *Guide Star Catalog version 2.3* (GSC v2.3. (18)) das estrelas detectadas no campo. O produto final

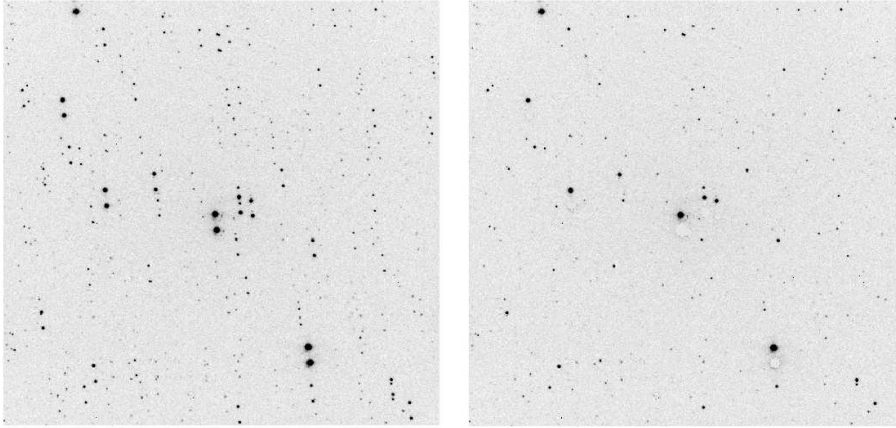


Figura 2.2: Esquerda: Campo centrado em HD110984 ( $18 \times 18 \text{ arcmin}$ ) mostrando típica situação com a imagem dupla de cada estrela (ordinária e extraordinária) produzida pela calcita Savart. À direita: Mesmo campo mascarado por *solvepol* para calcular a astrometria (33).

é um catálogo em formato de texto simples (*fntab.out*) que também contém a ascensão reta (RA) e a declinação (Dec) de todas as estrelas (através do site [astrometry.net](http://astrometry.net)). O sinal-ruído da polarização,  $P/\sigma_P$ , e a relação  $F/\sigma_s$ , onde  $F$  é o fluxo de uma estrela e  $\sigma_s$  é o desvio padrão do brilho do céu, são parâmetros iniciais que podem ser definidos pelo usuário e são usados para rejeitar fontes fracas. O manual do *solvepol* e a versão para uso está disponível em <http://www.astro.iag.usp.br/~ramirez/pipeline.html>.

Em adição ao procedimento normal do *SOLVEPOL*, há mais dois procedimentos de análise auxiliares: *merge* e *filter*.

- *Merge*: funde dois catálogos (*fntab.out*) calculando a média ponderada de  $P$ ,  $\theta$  (no espaço  $Q - U$ ) das estrelas comuns a ambos os catálogos. *Merge* lê a posição, RA e Dec, de estrelas em dois catálogos, e encontra as estrelas que combinam dentro de uma caixa com 0.001 graus (3.6 arcsec) lado.
- *Filter*: extrai um subconjunto de um catálogo criado por *solvepol* ou *merge*, ajustando os limites inferior e superior para  $P$ ,  $\theta$  e  $V$  e limites inferiores para  $P/\sigma_P$  e  $F/\sigma_s$ . Esses limites são definidos pelo usuário no modo interativo para uma análise.

### 2.3 Redução dos dados

O procedimento de redução de dados que o pipeline aplica se baseia no procedimento padrão explicado por Massey 1997 (24). Costuma-se ter várias imagens observadas por



posição da lâmina, então essas são combinadas antes da realização dos passos de redução listados. O pipeline estima e corrige para quaisquer mudanças possíveis em X e Y entre imagens antes de combinar. Segue de forma aproximada o procedimento de redução do pipeline:

- Seleção dos dados a serem tratadas, isto é, os *bias*, *flats* e as imagens do campo (como a imagem da esquerda da figura 2.2).
- Os *bias* são combinados pela mediana. Em seguida, usando o procedimento do IDL *sigma\_filter*, o *sigma clipping* é aplicado para remover pixels que se desviam em mais de 2,5 sigma do valor médio dos vizinhos 300 por 300 pixels. Finalmente, a região de overscan (quando houver) é ajustada com um polinômio de ordem 2 e subtraída para criar *master-bias frame*.
- Para o *flat field frames*, havendo a região de overscan, essa é ajustada como descrito anteriormente e é subtraída para cada *flats*. Em seguida, os *flats* são combinados pela mediana. O sigma clipping é aplicado como antes, e o mestre-bias é subtraído para criar o *master-flat frame*.
- Cada imagem do campo é reduzida primeiro ajustando um polinômio de 2ª ordem para a região de overscan, e subtraindo esse ajuste da imagem. O master-bias é então subtraído e o resultado é então dividido pelo master-flat frame normalizado pela mediana do céu. Finalmente, remove-se a região de overscan (*trim*).

Após esses procedimentos, segue os cálculos de calibragem da magnitude (GSC v2.3. (18)) e polarização conforme os parâmetros de Stokes na seção 1.2.1 e as equações 2.2 e 2.3. O ângulo de polarização é medido de norte a leste após o ângulo zero ser calibrado usando estrelas padrão. Para mais detalhes Ramírez et al. (33).

Apesar da simplicidade do uso, deve-se atentar a alguns detalhes. Como os dados deste trabalho foram tomados ao longo de grandes períodos de anos, há diferenças nas regiões de overscan, assim como nos próprios tamanhos (ou regiões usadas) do CCD.

No final do programa, temos arquivos como o *fintab.out* que fornece as principais informações (ID, RA e DEC nas épocas de 1950 e 2000, magnitude, polarização, o ângulo de polarização, seguidos por seus respectivos erros) dos objetos selecionados com as determi-

nadas razões, e arquivos *.eps* que podem ser vistos a seguir na Figura 2.3. Acompanhado com o registro de atividades do processo de redução (log files).

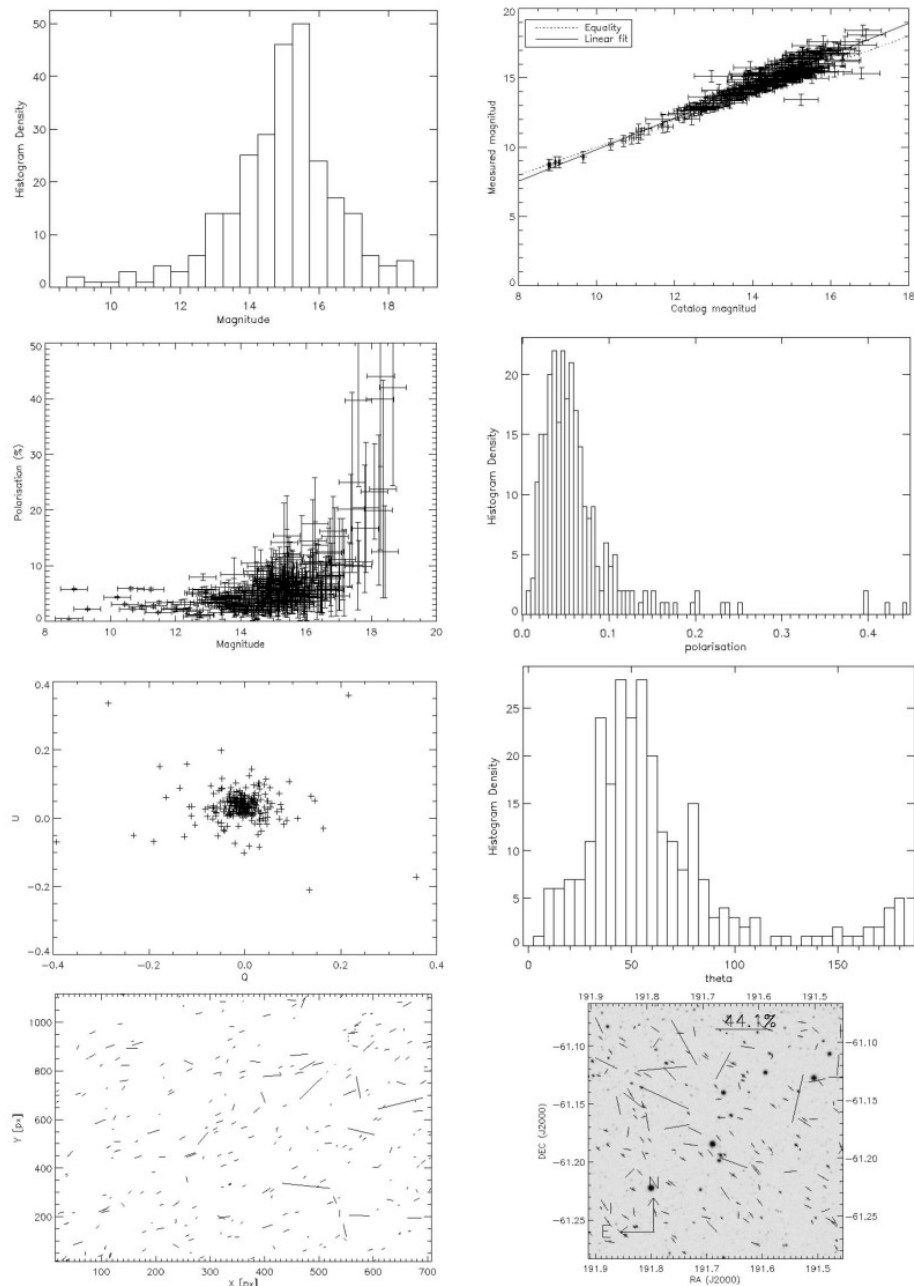


Figura 2.3: Saída dos diversos arquivos *.eps* do pipeline para o campo da estrela padrão polarizada HD110984 observada na noite 19/06/02. Histograma das magnitudes (cima, esquerda), comparação da magnitude medida versus a magnitude do catalogo (cima, direita), gráfico da polarização versus magnitude (central superior, esquerda), histograma da polarização (central superior, direita), gráfico do vetor Q versus o vetor U (central inferior, esquerda), histograma do ângulo de polarização (central inferior, direita), figura que mostra a direção dos vetores de polarização no CCD (baixo, esquerda), imagem do campo com os vetores de polarização (baixo, direita).

## 2.4 Metodologia

Foram selecionadas estrelas do Catálogo Hipparcos na direção das nuvens moleculares distribuídas de forma a se obter um bom mapeamento de seu campo magnético. Uma vez que a paralaxe das estrelas é conhecida, foram observados objetos com distâncias escolhidas de forma a tentar cobrir um intervalo que compreenda a nuvem.

Os objetos foram observados no telescópio de 0,60 m do Observatório do Pico dos Dias, no Laboratório Nacional de Astrofísica (OPD-LNA) no período de 17 de agosto de 2001 a 08 de novembro de 2002 e de 24 de maio a 06 de agosto de 2011 pelos membros do grupo de polarimetria do IAGUSP. Os dados polarimétricos foram obtidos na banda fotométrica V utilizando o polarímetro IAGPOL ([site da gaveta](#)) com lâmina de meia onda e prisma de calcita (seção 2.1). A lista de todas as nuvens observadas pelo grupo pode ser vista em: [http://www.astro.iag.usp.br/~polarimetria/survey/nuvens\\_alvos.htm](http://www.astro.iag.usp.br/~polarimetria/survey/nuvens_alvos.htm) (Figura 1.4). Dez nuvens foram selecionadas e apresentadas no próximo capítulo 3 (tabela B.1).

Para um determinado campo é realizada uma observação com tempo de integração curto (poucos segundos, definidos de acordo com a magnitude da estrela), com o objetivo de se obter informações sobre a polarização da estrela Hipparcos - grau de polarização e ângulo de polarização - e outra integração longa (aproximadamente 300 segundos), que possibilita a obtenção das informações polarimétricas sobre as demais estrelas do campo, em geral mais distantes. Foram tomadas para cada campo sequencias de 8 posições da lâmina retardadora seguindo a sequencia L0-L3, e L8-LB. Em outras palavras, as posições  $0, 0^\circ, 22, 5^\circ, 45, 0^\circ, 67, 5^\circ, 180, 0^\circ, 202, 5^\circ, 225, 0^\circ, 247, 5^\circ$ , como descrito em na 2.1.

Informações adicionais sobre densidade colunar e velocidades de dispersão por linha espectral do hidrogênio atômico (HI) das nuvens foram obtidas pelo *Galactic All Sky Survey - GASS* (25) sites para acesso GASS (26). O levantamento GASS fornece dados com uma definição angular de 16 arcmin para a região ao sul de  $\delta = 1^\circ$  sobre velocidade LSR (*Local Standard of Rest*) de  $-400$  km/s a  $+500$  km/s com uma resolução espectral de 1 km/s. O ruído rms sobre a faixa de velocidade é de aproximadamente 57 mK.

Com a densidade colunar é possível estimar a densidade do material da nuvem supondo que a dimensão ao longo da linha de visão é a mesma que observada perpendicular a linha de visão. Somado a informação das velocidades de dispersões tem-se o necessário

para estimar o campo magnético da nuvem. Optou-se pela tomada de valores para cada campo observado da nuvem, além de um valor no centro da nuvem, tendo então, uma estatística para densidade e velocidade de dispersão. Os dados calculados e usados nos demais procedimentos estão no apêndice.

Além dos campos das estrelas Hiparcos das nuvens, deve-se observar estrelas padrões polarizadas (para calibração do ângulo de polarização no sistema equatorial) e não polarizadas (para eventuais correções de polarização instrumental). Como em muitas noites não houve observação das estrelas padrão não polarizadas e nas que foram observadas obteve valores muito baixos de polarização, não houve correção de polarização instrumental. Na tabela 2.1, estão as estrelas padrões em suas referencias na literatura.

Tabela 2.1 - Tabela lista as informações polarimétricas da literatura das estrelas padrões observadas no trabalho.

Nome	RA (2000)	Dec (2000)	$\theta_{lit}$	P (%)	errP	ref
HD23512	56,6425	23,624	29,9	2,26	0,01	(Hsu & Breger 1982)
HD283812	71,1039	25,5285	33,8	4,27	0,012	(Turnshek et al. 1990)
HD251204	91,2736	23,394	147	4,04	0,066	(Turnshek et al. 1990)
HD43384	94,2446	23,7409	169,8	2,94	0,04	(Hsu & Breger 1982)
HD298383	140,624	-52,4826	148,6	5,23	0,009	(Turnshek et al. 1990)
HD110984	191,687	-61,1865	91,6	5,7	0,007	(Turnshek et al. 1990)
HD111579	192,765	-61,2438	103,1	6,46	0,014	(Turnshek et al. 1990)
HD126593	217,212	-60,5403	75,2	5,02	0,012	(Turnshek et al. 1990)
HD155197	257,566	-4,83435	103,2	4,38	0,03	(Turnshek et al. 1990)
HD161056	265,946	-7,0796	67,01	4,035	0,038	(Turnshek et al. 1990)
HD183143	291,86	18,296	179,6	5,737	0,032	(Turnshek et al. 1990)
HD12021	29,4839	-2,09936	160,1	0,078	0,018	(Schmidt et al. 1992)

Para as estrelas padrões polarizadas, onde há mais de uma estrela por noite, houve o cálculo da média ponderada pelas incertezas. A correção do ângulo para o sistema equatorial é realizado subtraindo o ângulo da literatura pelo observado naquela noite ( $\delta\theta = \theta_L - \theta_O$ ). Para os casos onde  $\delta\theta$  resultou num valor negativo, foi somado  $180^\circ$ . Na tabela A.1, no apêndice A, estão listadas as estrelas padrões usadas nas reduções de suas respectivas nuvens, assim como  $\delta\theta$  usado para tal e informações de polarização e  $\theta_O$ . Na

tabela 2.1 está a lista de estrelas padrões usadas neste trabalho encontradas na literatura e presentes no arquivo do SOLVEPOL.

Simmons & Stewart (42) estudaram os efeitos estatísticos do cálculo da polarização  $p$  a partir dos parâmetros de Stokes Q e U. Como o valor de  $p = \sqrt{q^2 + u^2}$  é sempre positivo enquanto os valores  $q$  e  $u$  não necessariamente. Pode, então, haver uma superestimação do valor de  $p$ . Isso é observado, principalmente para valores pequenos de polarização. Simmons & Stewart (42) sugerem a correção:

$$p' = \sqrt{p^2 - \sigma^2} \quad (2.4)$$

Onde  $p'$  é o valor corrigido, enquanto  $p$  é o valor original e  $\sigma$  sua incerteza. A correção foi aplicada aos valores que precisaram.

Os dados foram filtrados usando a *task FILTER* com sinal-ruído da polarização,  $P/\sigma_P > 5$ , e a razão de fluxo  $F/\sigma_s > 5$ , já citado na seção 2.2. Alguns campos, devido a baixo número de estrelas, foi usado outros valores de razões, mas nada abaixo de 3.



## Nuvens Observadas

Nesse capítulo apresentamos observações gerais sobre as nuvens em um breve relato sobre os resultados apresentados no mapa dos vetores de polarização com o mapa de emissão em  $100\mu m$  pelo IRAS de cada nuvem.

Em torno de cada mapa seguem gráficos da magnitude pela polarização (Mag x Pol) e o histograma do ângulo de polarização de cada campo das estrelas hiparcos da nuvem. Depois vem os gráficos da distância versus a polarização das estrelas Hipparcos (Dis x Pol) de cada nuvem para estimar a distância da própria como citado anteriormente 1.1.3. Ainda seguem, para auxílio da estimativa, os parâmetros Q e U das estrelas Hipparcos comparadas com suas distâncias e com os  $\langle Q \rangle$  e  $\langle U \rangle$  dos campos dessas estrelas em questão em vermelho. Acompanha também a diferença entre o ângulo de polarização das estrelas Hipparcos comparados com os ângulos encontrados pelo ajuste gaussiano do campo, para dispor outro argumento para determinação da distância.

As coordenadas das nuvens, assim como as principais e informações espectrais, estão dispostas na tabela 3.1. As demais informações sobre as nuvens seguem nas tabelas B.1 B.2 do apêndice B.

*Tabela 3.1* - Tabela lista as nuvens com suas respectivas estrelas Hiparcos, suas posições e informações espectrais.

Nuvem	Campo	RA (2000)	Dec (2000)	Tipo espectral	$(B - V) \pm err$	$E(B - V) \pm err$
DIR009+30	central	20 10	-32 50			
	HIP99430	20 10 54	-32 19 24	A0V	0,096 0,01	0,116 0,014
	HIP99286	20 09 15	-33 21 59	B9V	0,071 0,003	0,146 0,010
	HIP99891	20 16 02	-33 15 23	F2V	0,648 0,021	0,298 0,023
	HIP99038	20 06 28	-31 34 09	G2V	0,646 0,013	0,016 0,016

Continua na próxima página. . .

Tabela 3.1 - Continuação

Nuvem	Campo	RA (2000)	Dec (2000)	Tipo espectral	$(B - V) \pm err$	$E(B - V) \pm err$
	HIP99681	20 13 42	-34 07 06	K1/2III	0,792 0,005	-0,323 0,100
	HIP99262	20 08 58	-33 00 47	G5V	0,769 0,043	0,089 0,044
	HIP98977	20 05 40	-32 42 45	G0V	0,588 0,032	0,008 0,034
DIR179-49	central	03 05	-00 36			
	HIP14105	03 01 53	-00 55 07	G8V	0,903 0,015	0,163 0,018
	HIP13946	02 59 38	-00 37 38	F5V	0,538 0,015	0,098 0,018
	HIP14289	03 04 13	-00 41 55	F0	0,36 0,072	0,06 0,123
	HIP14736	03 10 18	-01 41 41	B9V	-0,01 0,008	0,065 0,013
	HIP14113	03 02 00	+00 29 52	G0	0,791 0,049	0,211 0,111
	HIP14033	03 00 42	-00 07 04	K0III	0,961 0,025	-0,039 0,027
DIR280+55	central	02 29	-57 14			
	HIP11481	02 28 06	-57 39 04	F5V	0,433 0,016	-0,007 0,019
	HIP11531	02 28 41	-56 26 10	F3IV	0,436 0,015	0,046 0,018
	HIP11145	02 23 24	-56 48 48	A3V	0,122 0,012	0,042 0,016
	HIP11308	02 25 34	-58 10 46	F6V	0,54 0,019	0,06 0,021
	HIP11419	02 27 12	-57 24 54	F0/2IV/V	0,36 0,022	0,06 0,024
	HIP12010	02 34 49	-56 59 08	K0	1,102 0,04	0,292 0,108
	HIP11648	02 30 15	-57 48 34	M4/5III	1,591 0,031	-0,039 0,033
	HIP11882	02 33 16	-57 01 33	A3mA3-A8	0,189 0,03	
DIR313-29	central	19 52	-81 00			
	HIP97291	19 46 22	-80 38 35	G5V	0,76 0,035	0,08 0,036
	HIP98086	19 56 02	-81 20 59	K3/4III	1,402 0,004	0,132 0,011
	HIP96128	19 32 43	-81 31 50	F5V	0,463 0,015	0,023 0,018
	HIP99559	20 12 16	-80 51 12	F5V	0,46 0,018	0,02 0,021
	HIP95344	19 23 48	-81 32 26	G2/3V	0,656 0,002	0,026 0,010
	HIP95544	19 26 03	-80 14 14	G0/2IV/V	0,625 0,018	-0,005 0,102
	HIP100359	20 21 13	-81 36 57	G3IV/V	0,643 0,015	-0,007 0,018
	HIP96314	19 35 00	-81 45 11	K0III	1,042 0,006	0,042 0,012
DIR313-34	central	21 40	-79 10			
	HIP108615	22 00 11	-79 17 31	G3V	0,609 0,026	-0,021 0,028
	HIP105316	21 19 49	-78 24 25	K2III	1,419 0,037	0,259 0,038
	HIP107782	21 50 06	-78 13 18	K2III	1,345 0,014	0,185 0,017
	HIP108045	21 53 22	-78 34 46	K0IIICNII	1,139 0,01	0,139 0,100
	HIP105514	21 22 15	-80 06 50	G8IV	0,834 0,01	0,014 0,100
	HIP108449	21 58 10	-79 00 35	G2/3V	0,705 0,025	0,075 0,027
	HIP106406	21 33 07	-78 32 35	K1III	1,031 0,01	-0,089 0,014
	HIP106881	21 38 56	-79 26 33			
KM273+29	central	10 54	-26 15			
	HIP53010	10 50 42	-25 31 21	K1IIICNII	1,186 0,021	0,026 0,102

Continua na próxima página...



Tabela 3.1 - Continuação

Nuvem	Campo	RA (2000)	Dec (2000)	Tipo espectral	$(B - V) \pm err$	$E(B - V) \pm err$
	HIP53412	10 55 28	-26 58 44	K2/3III	1,334 0,007	0,174 0,100
	HIP53712	10 59 24	-26 46 07	G6III-IV	0,582 0,01	0,582
	HIP53810	11 00 34	-25 51 22	K0IIICN1ab/b	1,176 0,014	0,176 0,101
LDN134	central	15 52	-04 11			
	HIP77542	15 49 58	-03 55 16	B9.5V	0,095 0,009	0,265 0,013
	HIP78116	15 57 03	-02 59 19	A4IV/V	0,432 0,027	0,312 0,104
	HIP77410	15 48 12	-04 47 09	G3V	0,641 0,01	-0,009 0,100
	HIP77332	15 47 16	-02 37 02	K3III	1,355 0,024	0,085 0,026
	HIP77864	15 53 57	-05 43 55	A1III	0,384 0,02	0,374 0,022
MBM20	central	04 35	-14 19			
	HIP21508	04 37 08	-14 07 03	F5V	0,49 0,015	0,05 0,018
	HIP21110	04 31 26	-13 38 39	A2/3V	0,086 0,003	0,026 0,010
	HIP21668	04 39 05	-15 12 59	G5	0,661 0,015	-0,019 0,018
	HIP21578	04 37 59	-13 01 56	A2V	0,2 0,012	0,15 0,016
	HIP21815	04 41 15	-13 56 25	K1IV	1,121 0,014	0,156 0,017
	HIP20915	04 28 58	-13 39 41	F6/7V	0,542 0,014	0,062 0,017
MBM21-22	central	05 02	-08 29			
	HIP23704	05 05 43	-09 25 50	F6V	0,492 0,013	0,012 0,016
	HIP23262	05 00 19	-08 38 35	A2mA5-F2	0,26 0,015	0,26
	HIP23493	05 03 02	-08 39 47	B9IV	-0,02 0,002	0,06 0,10
	HIP23305	05 00 44	-07 31 54	A9V	0,219 0,041	-0,081 0,108
	HIP23464	05 02 38	-08 53 39	G8III	0,965 0,011	0,025 0,015
MBM46-48	central	21 08	-09 36			
	HIP104461	21 09 36	-10 00 00	K3V	1,055 0,015	0,095 0,018
	HIP104310	21 07 53	-10 12 42	G0V	0,536 0,023	-0,044 0,025
	HIP104557	21 10 47	-09 21 15	K1/2III	1,161 0,001	0,046 0,010
	HIP104132	21 05 52	-10 36 42	F6/7V	0,5 0,015	0,02 0,018
	HIP104427	21 09 14	-10 45 44	F5V	0,469 0,026	0,029 0,028
	HIP104300	21 07 46	-08 25 50	F3V	0,438 0,018	0,03 0,10
	HIP104554	21 10 44	-10 12 34	G8III/IV	0,971 0,021	-0,30 0,02

### 3.1 DIR009+30

A nuvem DIR009+30 é localizada em  $l = 9,1^\circ$ ,  $b = -30.8^\circ$ . Não foram observados dados do campo de estrelas das HIP99038, HIP99262 e HIP99681. Os resultados estão apresentados nas figuras 3.1 e 3.3. Perceba que a estrela HIP98977 destoa em seu campo.

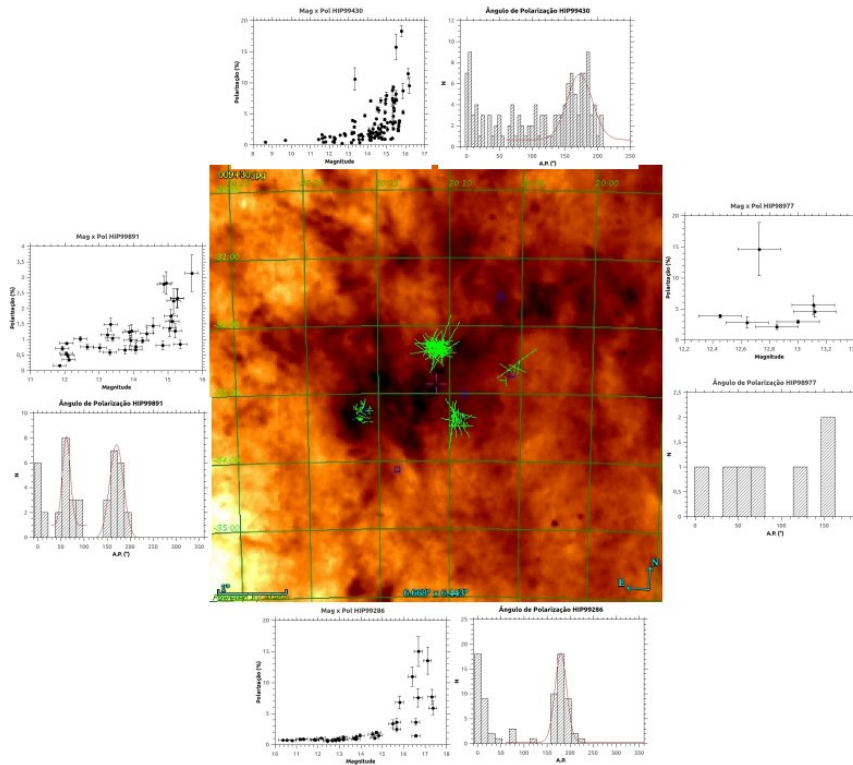


Figura 3.1: Mapa de emissão em  $100\mu\text{m}$  do IRAS do campo DIR009+30, estão os gráficos MagxPol e histograma do Ângulo de Polarização de cada campo de cada estrela Hipparco da nuvem. Em ordem horária, começando no canto superior esquerdo do mapa, os campos das estrelas Hipparcos são: HIP99430, HIP99038\*, HIP98977, HIP99262\*, HIP99286, HIP99681\*, HIP99891. Não há dados sobre os campos das estrelas HIP com \*.

Possivelmente HIP98977 está embebido na nuvem, ou atrás dela, já que a nuvem se alonga a noroeste e o campo de vetores de polarização não segue tão bem devido alguma turbulência local. O restante dos campos segue bem as estruturas da nuvem, um indício a mais do acompanhamento da polarização com a estrutura da nuvem e consecutivamente o campo magnético. Se ignoramos a estrela HIP98977 no gráfico Dis x Pol, percebemos um leve patamar nas duas estrelas mais distantes: HIP99430 e HIP99286.

### 3.2 DIR179-49

A nuvem DIR179-49 ( $l = 179.0^\circ$ ,  $b = -49.0^\circ$ ) possui um formato de “cotovelo” onde o campo de HIP14113 mostra dois picos bem proeminentes nos ângulos de polarização em  $\theta_1 = 109^\circ$  e  $\theta_2 = 8^\circ$ . Os resultados estão apresentados nas figuras 3.4 e 3.6. Pode-

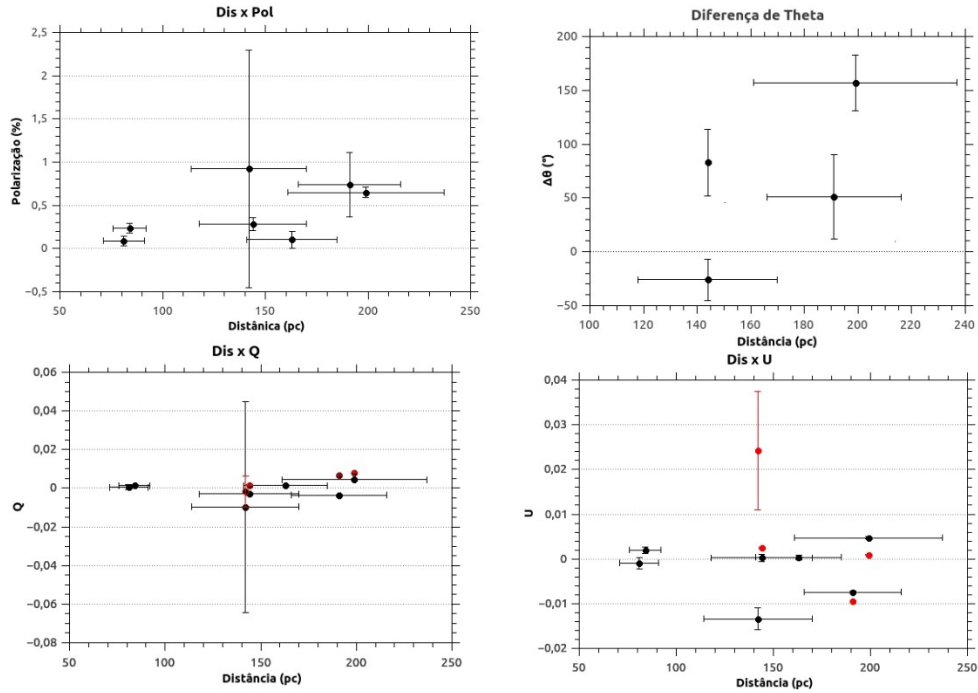


Figura 3.2: Gráficos de distância vrs polarização (Dis x Pol), diferença entre o ângulo de polarização das estrelas Hipparcos comparados com os ângulos encontrados pelo ajuste gaussiano do campo, seguidos de distância vrs Q e U (Dis x Q, e Dis x U), onde os pontos vermelhos são os parâmetros  $\langle Q \rangle$  e  $\langle U \rangle$  do campo da estrela Hipparcos relativos a nuvem DIR009+30.

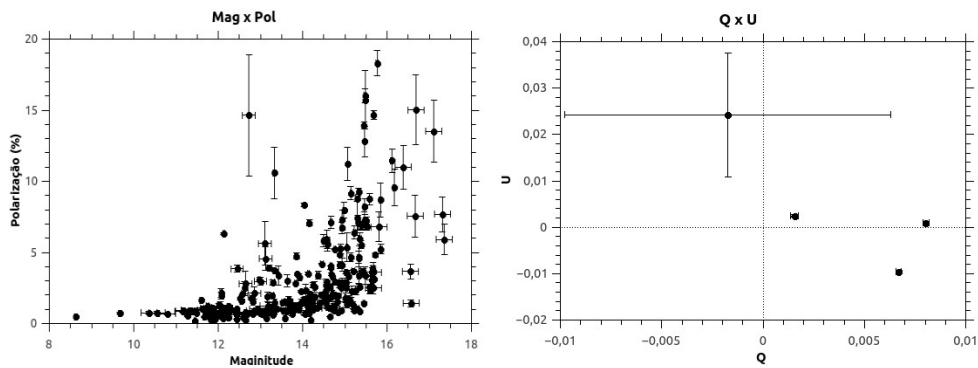


Figura 3.3: Gráficos da magnitude pela polarização (Mag x Pol) e gráfico do QxU médios dos campos das estrelas Hipparcos da nuvem DIR009+30.

se perceber que as estrelas HIP14105 e HIP14289 acompanham a mesma tendência. A HIP14289 está em uma posição afastada da nuvem. Possivelmente, os dois picos sejam influencia do movimento da nuvem por alguma pressão do local. O campo magnético turbulento de fato é maior que a componente regular do campo magnético. É interessante notar no gráfico Dis x  $\delta\theta$ , como o alinhamento entre os ângulos de polarização das estrelas

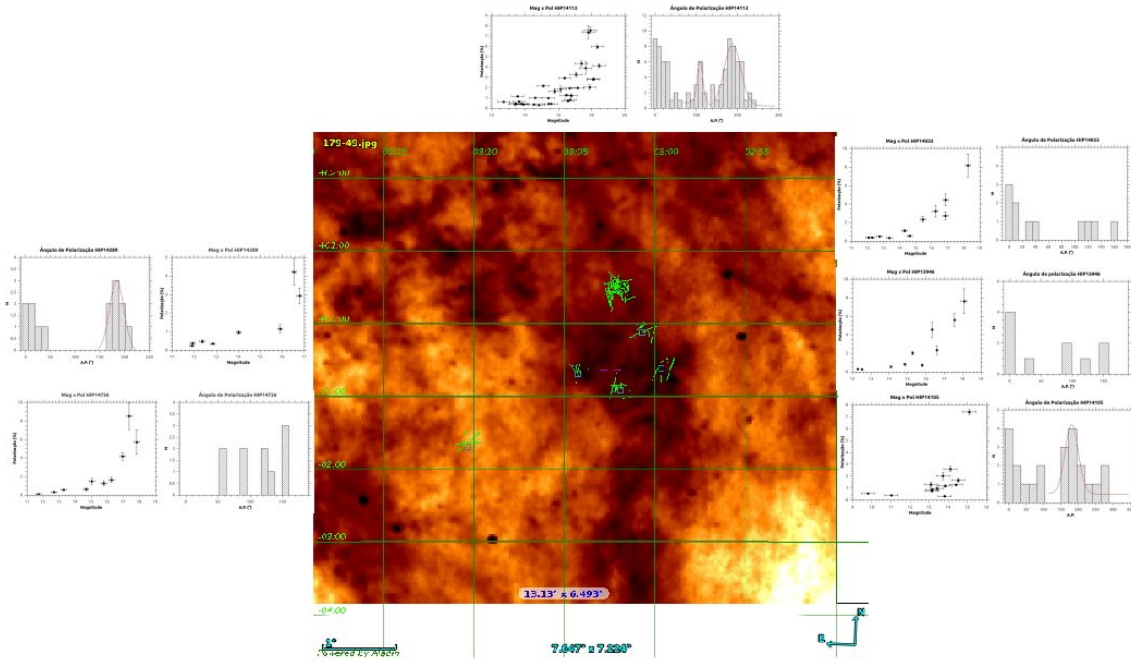


Figura 3.4: Mapa de emissão em  $100\mu\text{m}$  do IRAS do campo DIR179-49, estão os gráficos MagxPol e histograma do Ângulo de Polarização de cada campo de cada estrela Hipparco da nuvem. Em ordem horária, começando no canto superior esquerdo do mapa, os campos das estrelas Hipparcos são: HIP14113, HIP14033, HIP13946, HIP14105, HIP14736, HIP14289.

Hipparcos mais distantes com a média das estrelas do campo é perceptível (HIP13946 a  $159 \pm 37$  pc, HIP14105 a  $163 \pm 29$  e HIP14033 a  $180 \pm 34$ ).

### 3.3 DIR280+55

A nuvem DIR280+55 ( $l = 280.0^\circ$ ,  $b = -55.0^\circ$ ). Os resultados estão apresentados nas figuras 3.7 e 3.9. É uma das nuvens mais irregulares deste trabalho. Há poucos dados que ajudem em sua análise. Tal fato é refletido na falta de ajuste para a maior parte dos campos para os ângulos de polarização.

### 3.4 DIR313-29

Enquanto a nuvem anterior há pouco a se analisar a nuvem DIR313-29 ( $l = 313.0^\circ$ ,  $b = -29.0^\circ$ ) é bem mais comportada. Percebe-se que os vetores de polarização seguem bem a estrutura da nuvem, inclusive no "braço" do campo da estrela HIP97291. Os resul-

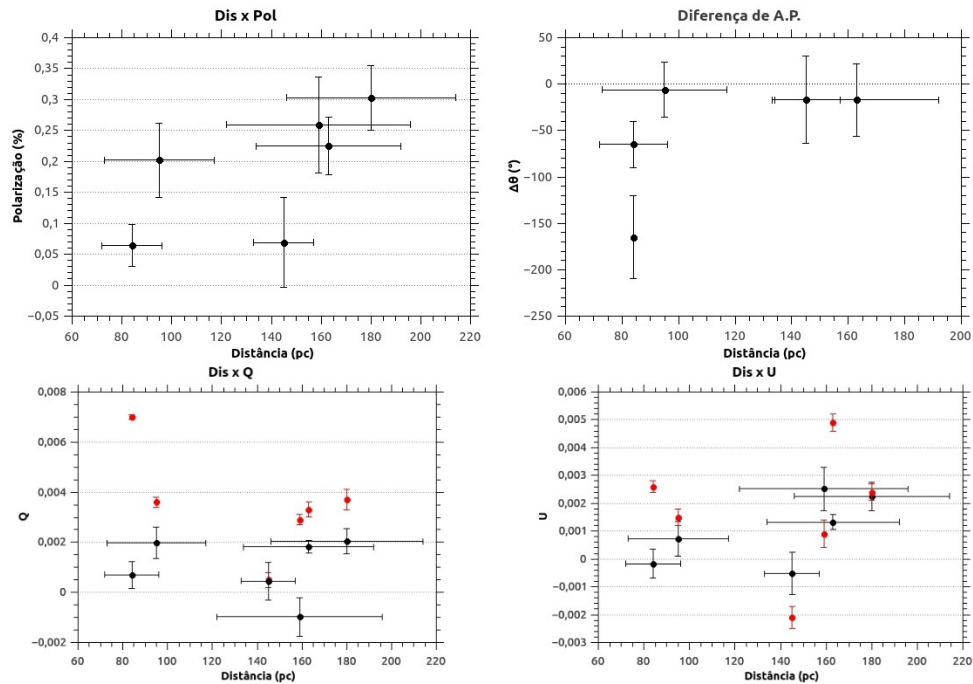


Figura 3.5: Gráficos de distância vrs polarização (Dis x Pol), diferença entre o ângulo de polarização das estrelas Hipparcos comparados com os ângulos encontrados pelo ajuste gaussiano do campo, seguidos de distância vrs Q e U (Dis x Q, e Dis x U), onde os pontos vermelhos são os parâmetros  $\langle Q \rangle$  e  $\langle U \rangle$  do campo da estrela Hipparcos relativos a nuvem DIR179-49.

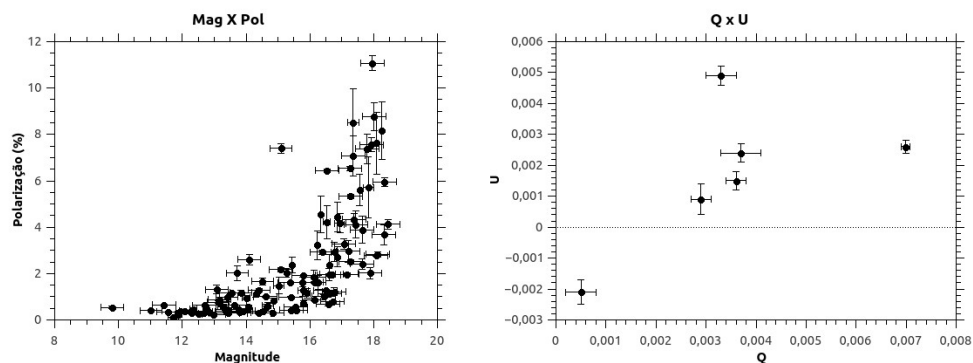


Figura 3.6: Gráficos da magnitude pela polarização (Mag x Pol) e gráfico do QxU médios dos campos das estrelas Hipparcos da nuvem DIR179-49.

tados estão apresentados nas figuras 3.10 e 3.12. Os ângulos de polarização estão sempre muito perto da direção norte, isto é, variam entorno do ângulo  $0^\circ$ . A DIR313-29 também é a que mais apresenta o esperado com o aumento da distância com aumento do grau de polarização, apesar de ser um crescente discreto. Observa-se de fato, que o campo magnético dessa nevem é mais regular, pois a uma ordem de grandeza a mais do que o

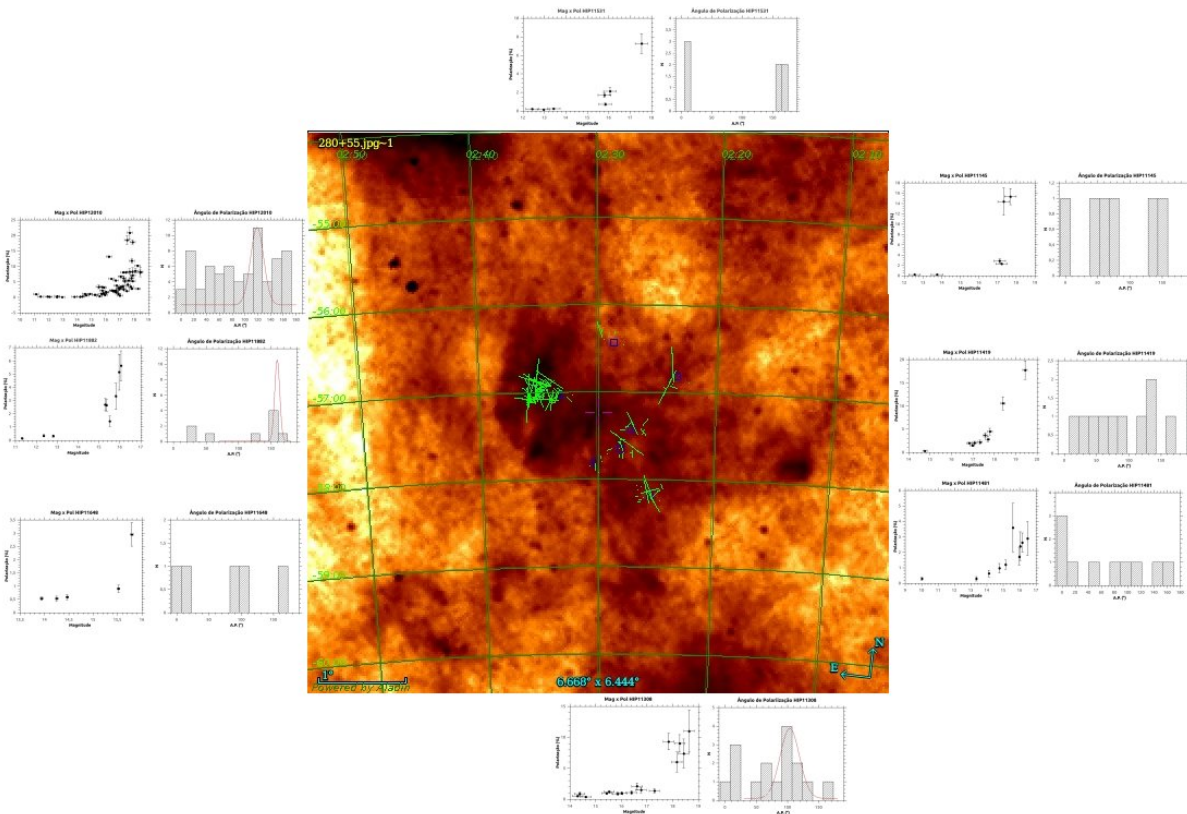


Figura 3.7: Mapa de emissão em  $100\mu\text{m}$  do IRAS do campo DIR280+55, estão os gráficos MagxPol e histograma do Ângulo de Polarização de cada campo de cada estrela Hipparco da nuvem. Em ordem horária, começando no canto superior esquerdo do mapa, os campos das estrelas Hiparcos são: HIP11531, HIP11145, HIP11419, HIP11481, HIP11308, HIP11648, HIP11882, HIP12010.

campo magnético turbulento, como será apresentado na tabela 4.2.

### 3.5 DIR313-34

A nuvem DIR313-34 ( $l = 313.0^\circ$   $b = -34.0^\circ$ ) é o outro lado do comportamento regular. Os resultados estão apresentados nas figuras 3.13 e 3.15. Está bem amostrada e apresenta uma estrutura bem irregular já indicando possível turbulência que é de fato observado. Das nuvens é a segunda onde o campo magnético é mais fraco, tabela 4.2, estando uma ordem de grandeza menor do que as outras e o campo magnético turbulento é em geral maior do que o regular. Nessa nuvem se percebe o esperado para o gráfico entre distância e grau de polarização, o aumento da polarização com o aumento da distância. Há uma diferença bem proeminente entre os graus de polarização em torno de 200 pc. Assim é

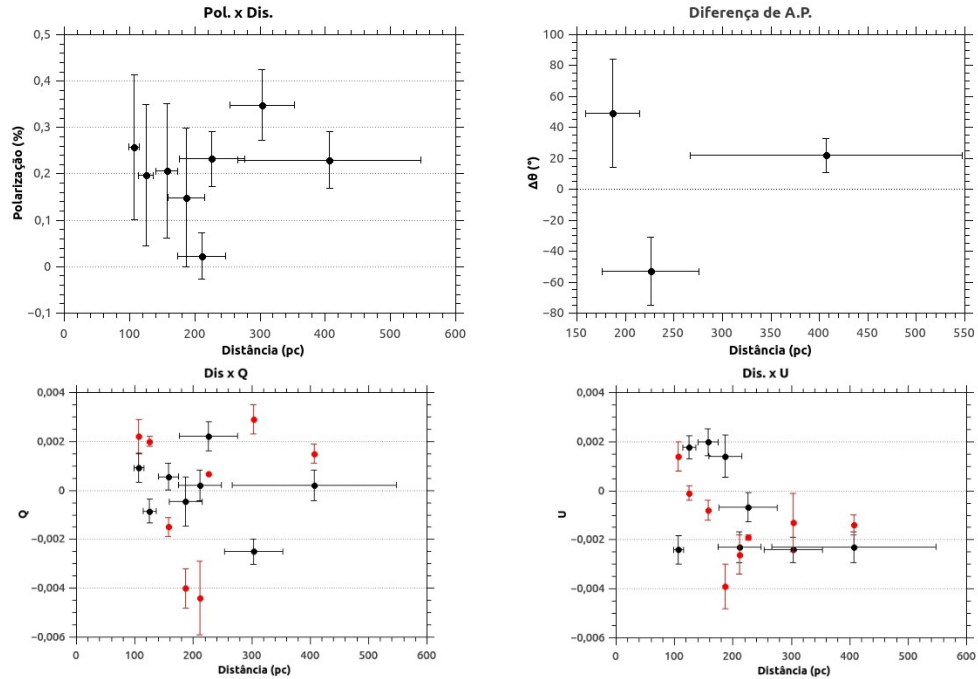


Figura 3.8: Gráficos de distância vrs polarização (Dis x Pol), diferença entre o ângulo de polarização das estrelas Hipparcos comparados com os ângulos encontrados pelo ajuste gaussiano do campo, seguidos de distância vrs  $Q$  e  $U$  (Dis x  $Q$ , e Dis x  $U$ ), onde os pontos vermelhos são os parâmetros  $\langle Q \rangle$  e  $\langle U \rangle$  do campo da estrela Hipparcos relativos a nuvem DIR280+55.

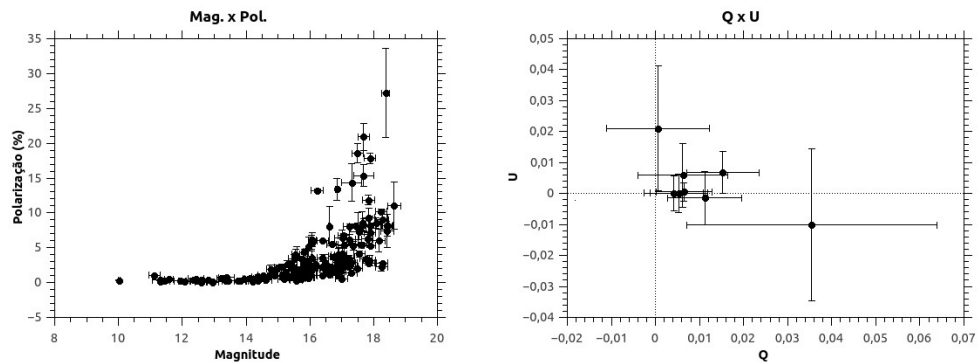


Figura 3.9: Gráficos da magnitude pela polarização (Mag x Pol) e gráfico do  $Q \times U$  médios dos campos das estrelas Hipparcos da nuvem DIR280+55.

a nuvem com a maior facilidade para se determinar a distância. Não há informações da estrela HIP106881, pois estava saturada.

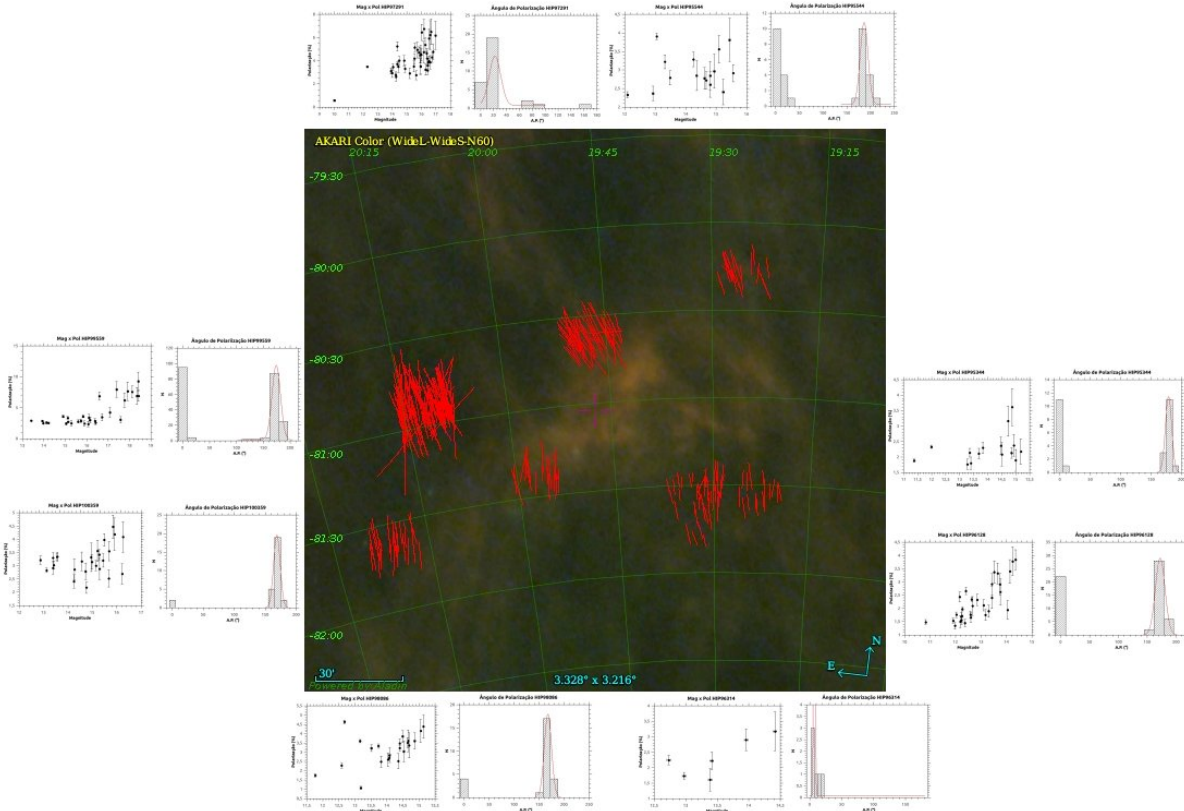


Figura 3.10: Mapa de emissão em  $100\mu\text{m}$  do IRAS do campo DIR313-29, estão os gráficos MagxPol e histograma do Ângulo de Polarização de cada campo de cada estrela Hipparco da nuvem. Em ordem horária, começando no canto superior esquerdo do mapa, os campos das estrelas Hipparcos são: HIP97291, HIP95544, HIP95344, HIP96128, HIP96314, HIP98086, HIP100359, HIP99559.

### 3.6 KM273+29

A nuvem KM273+29 ( $l = 272.5^\circ$ ,  $b = +29.7^\circ$ ) (34) tem uma massa modesta segundo Magnani et al. (23) de  $< 1M_\odot$ . Os resultados estão apresentados nas figuras 3.16 e 3.18. Os ângulos de polarização são bem comportadas ao longo de toda nuvem. Possui um patamar bem visível no meio do gráfico de distância por grau de polarização. Pode-se explicar tal fenômeno pela posição das estrelas Hipparcos na nuvem, pois as estrelas do patamar (HIP53412 e HIP53712) estão em regiões centrais da nuvem comparada as outras duas estrelas em regiões mais periféricas (HIP53010 e HIP53810).



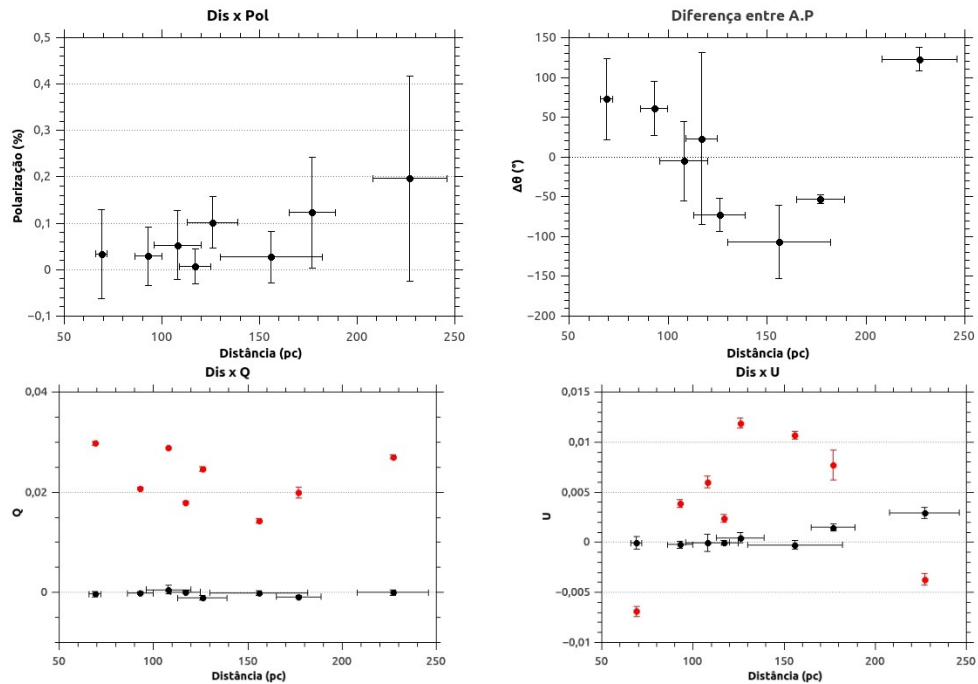


Figura 3.11: Gráficos de distância vrs polarização (Dis x Pol), diferença entre o ângulo de polarização das estrelas Hipparcos comparados com os ângulos encontrados pelo ajuste gaussiano do campo, seguidos de distância vrs Q e U (Dis x Q, e Dis x U), onde os pontos vermelhos são os parâmetros  $\langle Q \rangle$  e  $\langle U \rangle$  do campo da estrela Hipparcos relativos a nuvem DIR313-29.

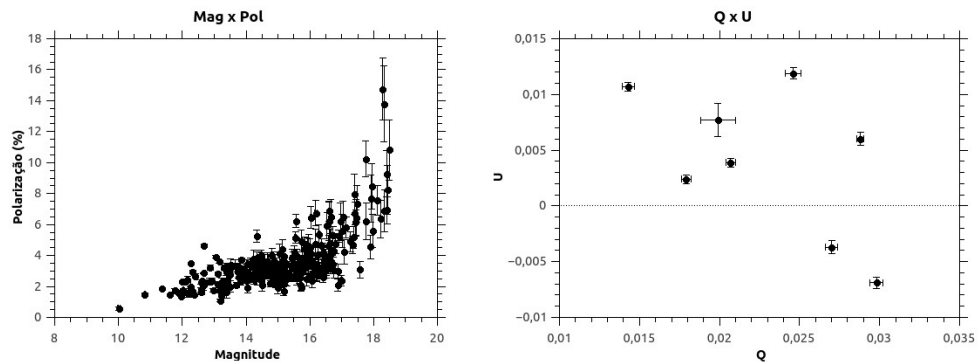


Figura 3.12: Gráficos da magnitude pela polarização (Mag x Pol) e gráfico do QxU médios dos campos das estrelas Hipparcos da nuvem DIR313-29.

### 3.7 LDN134

A nuvem LDN134 ( $l = 5.0^\circ$ ,  $b = 36.0^\circ$ ) é uma nuvem com formato mais regular, que de fato é expressada nos ângulos de polarização bem comportados. Isso é refletido tanto no gráfico da distância pelo grau de polarização onde se vê bem o patamar de polarização com

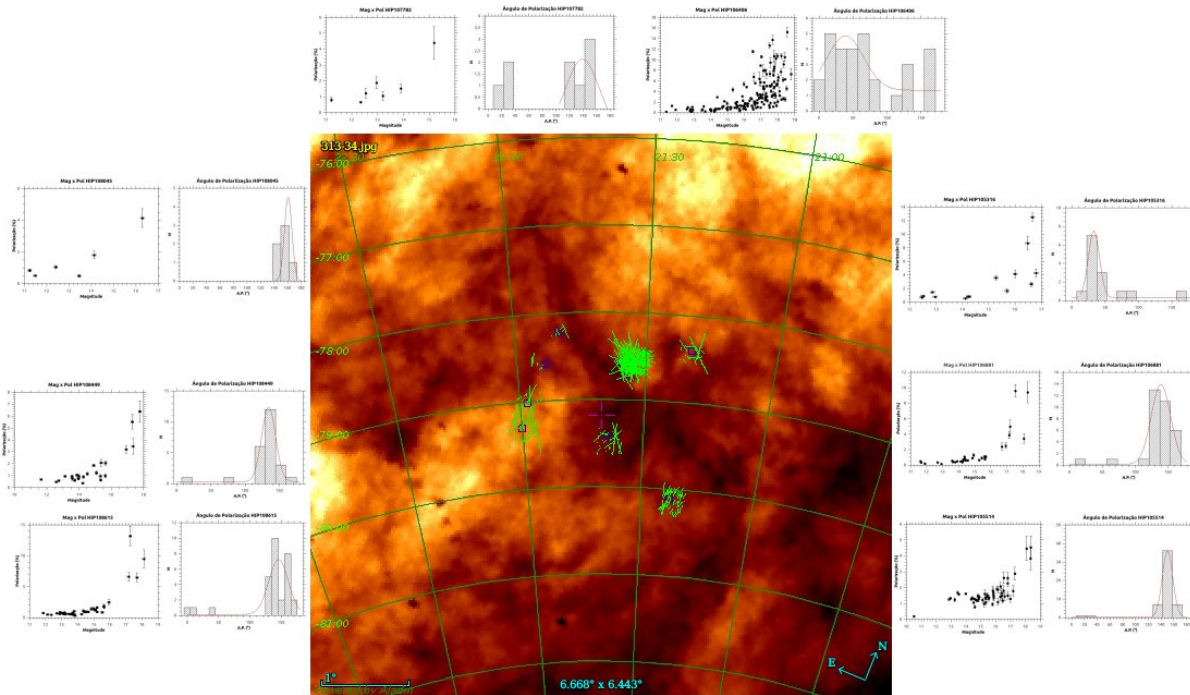


Figura 3.13: Mapa de emissão em  $100\mu\text{m}$  do IRAS do campo DIR313-34, estão os gráficos MagxPol e histograma do Ângulo de Polarização de cada campo de cada estrela Hipparco da nuvem. Em ordem horária, começando no canto superior esquerdo do mapa, os campos das estrelas Hipparcos são: HIP107782, HIP106406, HIP105316, HIP106881, HIP105514, HIP108615, HIP108449, HIP108045.

estrelas mais distantes inclusive na diferença entre os ângulos de polarização das estrelas Hipparcos com as do campo. Tal comportamento regular da nuvem também se reflete nos resultados do campo magnético regular comparado com o campo magnético turbulento, tabela 4.2. Os resultados estão apresentados nas figuras 3.19 e 3.21.

### 3.8 MBM20

A nuvem MBM20 ( $l = 210.9^\circ$ ,  $b = -28.0^\circ$  e  $84M_\odot$ ) (34) possui estrutura parecida com a nuvem anterior (LDN134). Os resultados estão apresentados nas figuras 3.22 e 3.24. Como constatado apresenta ângulos de polarização alinhados, porém mais dispersos do que sua antecessora (LDN134), indicando talvez uma transição para uma nuvem mais turbulenta o que se observa, de fato, na semelhança ou valor maior do campo magnético turbulento em comparação com o regular, tabela 4.2. Observe que existe um aumento da polarização com a distância, tirando a HIP20915 que como em outros casos está na periferia da nuvem,

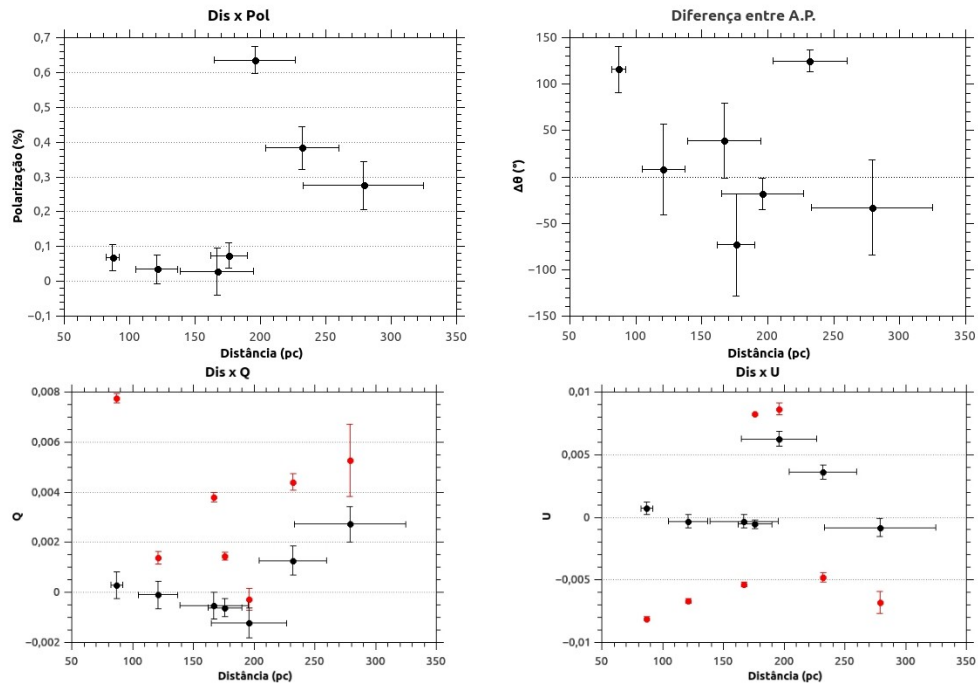


Figura 3.14: Gráficos de distância vrs polarização (Dis x Pol), diferença entre o ângulo de polarização das estrelas Hipparcos comparados com os ângulos encontrados pelo ajuste gaussiano do campo, seguidos de distância vrs  $Q$  e  $U$  (Dis x  $Q$ , e Dis x  $U$ ), onde os pontos vermelhos são os parâmetros  $\langle Q \rangle$  e  $\langle U \rangle$  do campo da estrela Hipparcos relativos a nuvem DIR313-34.

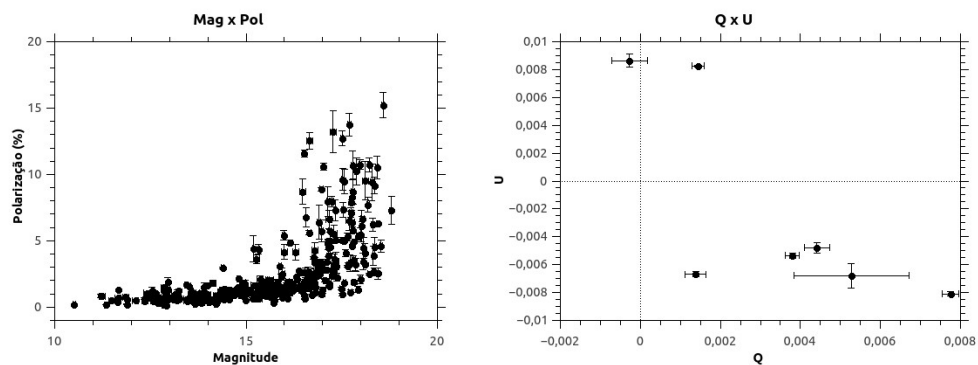


Figura 3.15: Gráficos da magnitude pela polarização (Mag x Pol) e gráfico do  $QxU$  médios dos campos das estrelas Hipparcos da nuvem DIR313-34.

não sendo um bom marcador.

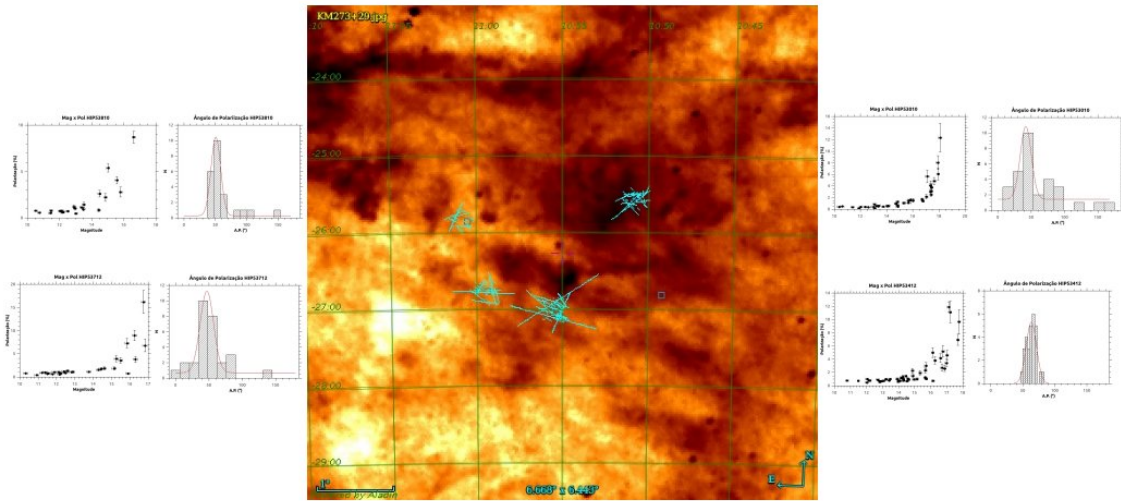


Figura 3.16: Mapa de emissão em  $100\mu\text{m}$  do IRAS do campo KM273+29, estão os gráficos MagxPol e histograma do Ângulo de Polarização de cada campo de cada estrela Hipparco da nuvem. Em ordem horária, começando no direito do mapa de cima para baixo, os campos das estrelas Hipparcos são: HIP53010, HIP53412, HIP53712, HIP53810.

### 3.9 MBM21-22

A nuvem MBM21-22 ( $l = 208.3^\circ$   $b = -28.0^\circ$ ) possui a estrutura filamentar, e com os vetores de polarização em perpendicular. Os resultados estão apresentados nas figuras 3.25 e 3.27. Os campos mais internos da nuvem (HIP23464 e HIP23493) possuem alta dispersão dos ângulos de polarização mas com ângulos semelhantes ( $99^\circ$  e  $84^\circ$ ) comparados aos ângulos dos demais campos, como a do campo HIP23704 (o campo mais afastado da nuvem) com  $161^\circ$ , por exemplo. Observa-se, ainda, que o ângulo de polarização  $106^\circ$  do campo da HIP23262, mais periférica na nuvem se assemelha as HIP23464 e HIP23493. Perceba que nessa nuvem também temos uma estrela próxima com alto grau de polarização, justamente a HIP23704, o que indica que ela está dentro da nuvem, pois nas outras regiões voltamos a ter o aumento do grau de polarização com a distância.

### 3.10 MBM46-48

A nuvem MBM46-48 ( $l = 40.3^\circ$ ,  $b = -35.3^\circ$  e  $5M_\odot$ ) é outra nuvem com um formato peculiar, como de uma “mão fechando”, com estruturas filamentares curvadas. Os resul-

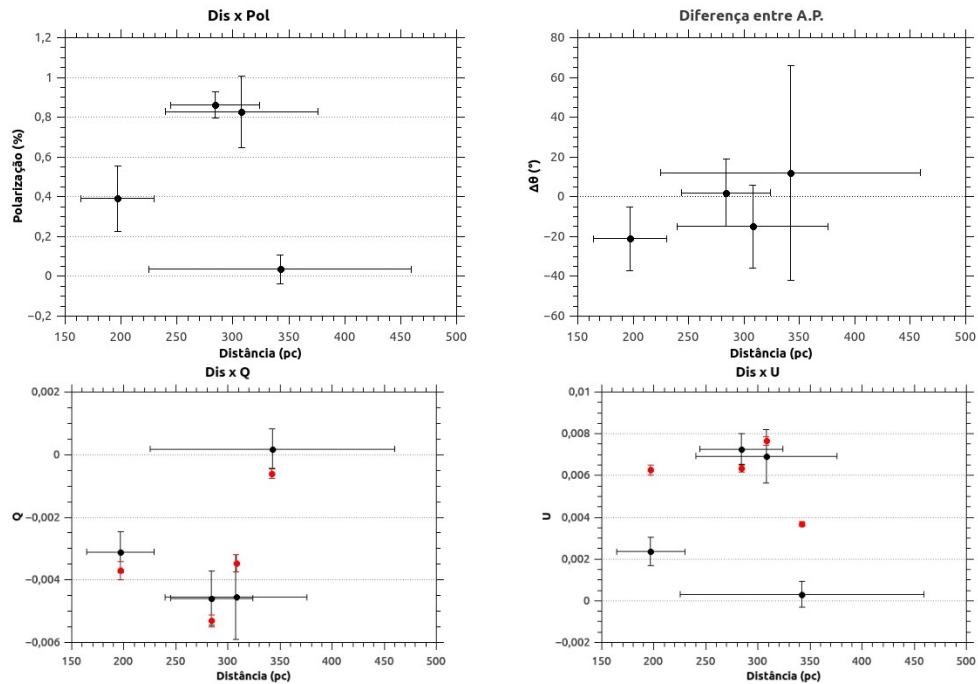


Figura 3.17: Gráficos de distância vrs polarização (Dis x Pol), diferença entre o ângulo de polarização das estrelas Hipparcos comparados com os ângulos encontrados pelo ajuste gaussiano do campo, seguidos de distância vrs  $Q$  e  $U$  (Dis x  $Q$ , e Dis x  $U$ ), onde os pontos vermelhos são os parâmetros  $\langle Q \rangle$  e  $\langle U \rangle$  do campo da estrela Hipparcos relativos a nuvem KM273+29.

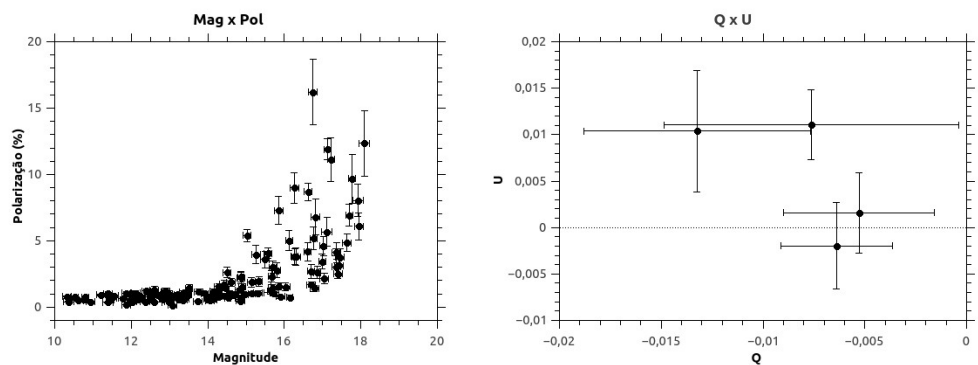


Figura 3.18: Gráficos da magnitude pela polarização (Mag x Pol) e gráfico do  $Q \times U$  médios dos campos das estrelas Hipparcos da nuvem KM273+29.

tados estão apresentados nas figuras 3.28 e 3.29. De novo, percebe-se grande dispersão nos ângulos de polarização apesar de em geral estarem alinhados. Pode-se, assim, esperar que a turbulência está presente, de fato se observa na predominância do campo magnético turbulento, tabela 4.2. Não se observa o esperado sobre o aumento da polarização com o aumento da distância exatamente com as estrelas HIP104461 e HIP104300 que não pos-

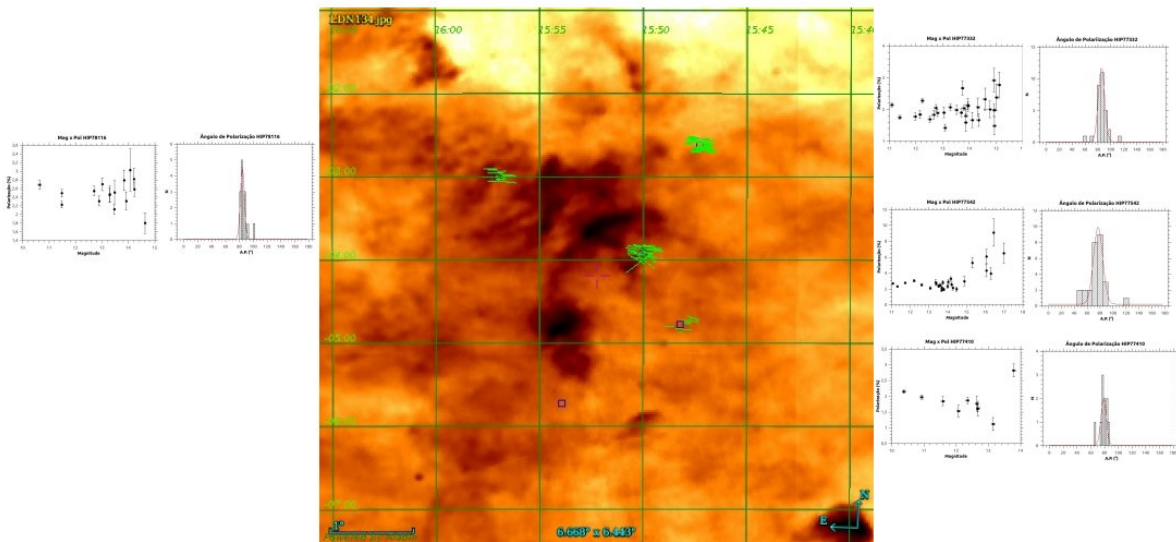


Figura 3.19: Mapa de emissão em  $100\mu\text{m}$  do IRAS do campo LDN134, estão os gráficos MagxPol e histograma do Ângulo de Polarização de cada campo de cada estrela Hipparco da nuvem. Em ordem horária, começando no canto direito do mapa de cima para baixo, os campos das estrelas Hipparcos são: HIP77332, HIP77542, HIP77410, HIP77864\* HIP78116. Não há dados do campo da estrela com \*

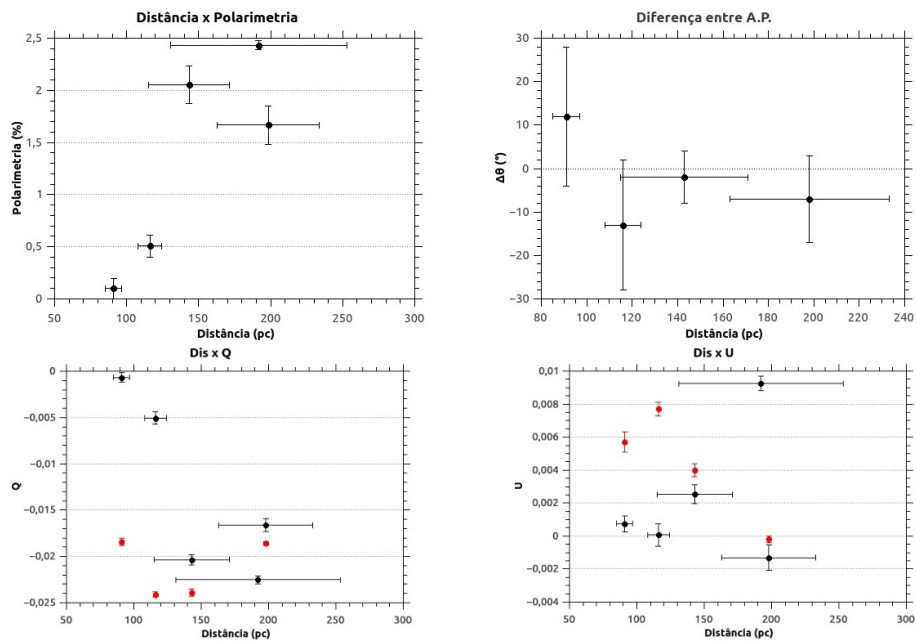


Figura 3.20: Gráficos de distância vs polarização (Dis x Pol), diferença entre o ângulo de polarização das estrelas Hipparcos comparados com os ângulos encontrados pelo ajuste gaussiano do campo, seguidos de distância vs Q e U (Dis x Q, e Dis x U), onde os pontos vermelhos são os parâmetros  $\langle Q \rangle$  e  $\langle U \rangle$  do campo da estrela Hipparcos relativos a nuvem LDN134.

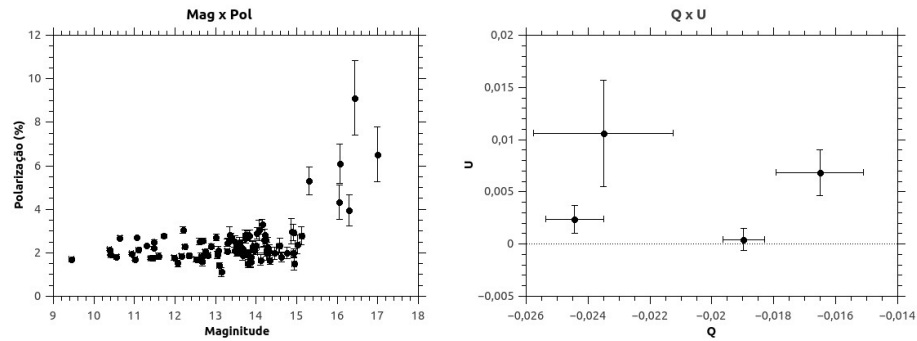


Figura 3.21: Gráficos da magnitude pela polarização (Mag x Pol) e gráfico do QxU médios dos campos das estrelas Hipparcos da nuvem LDN134.

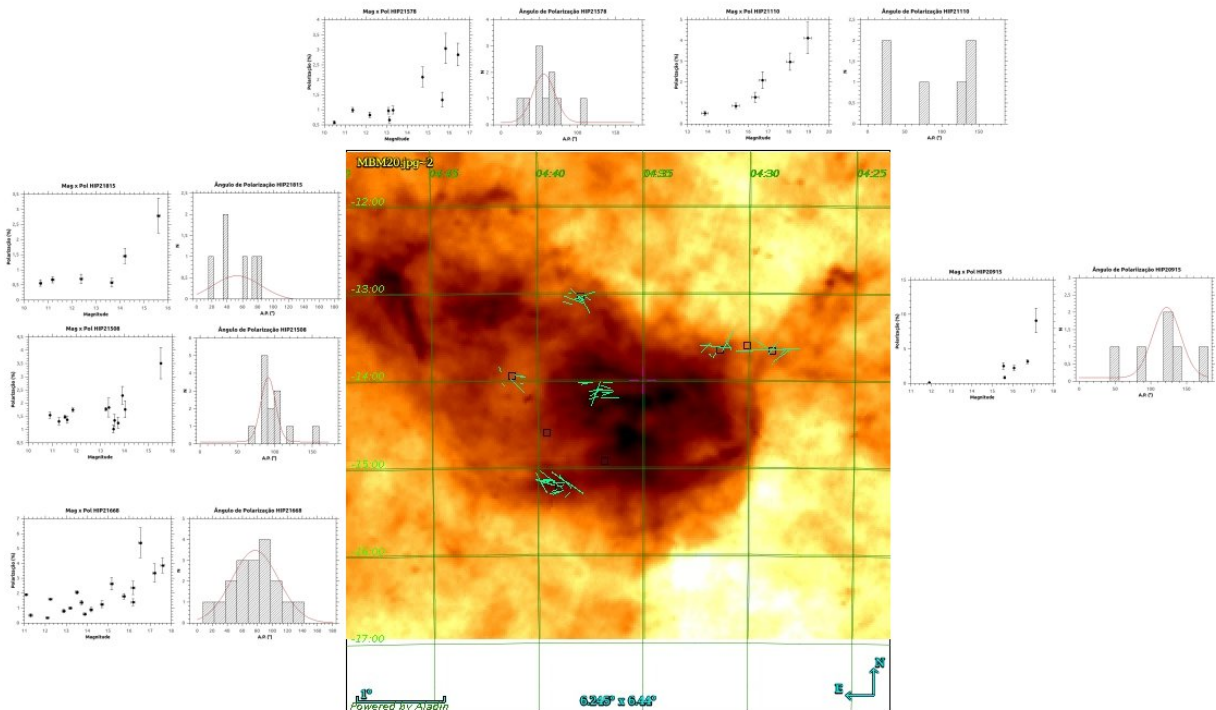


Figura 3.22: Mapa de emissão em  $100\mu\text{m}$  do IRAS do campo MBM20, estão os gráficos MagxPol e histograma do Ângulo de Polarização de cada campo de cada estrela Hipparco da nuvem. Em ordem horária, começando no canto superior direito do mapa, os campos das estrelas Hipparcos são: HIP21578, HIP21110, HIP20915, HIP21668, HIP21508, HIP21815.

suem dados sobre o campo. Além dessas HIP104557 não tem dados observados para o campo de estrelas.

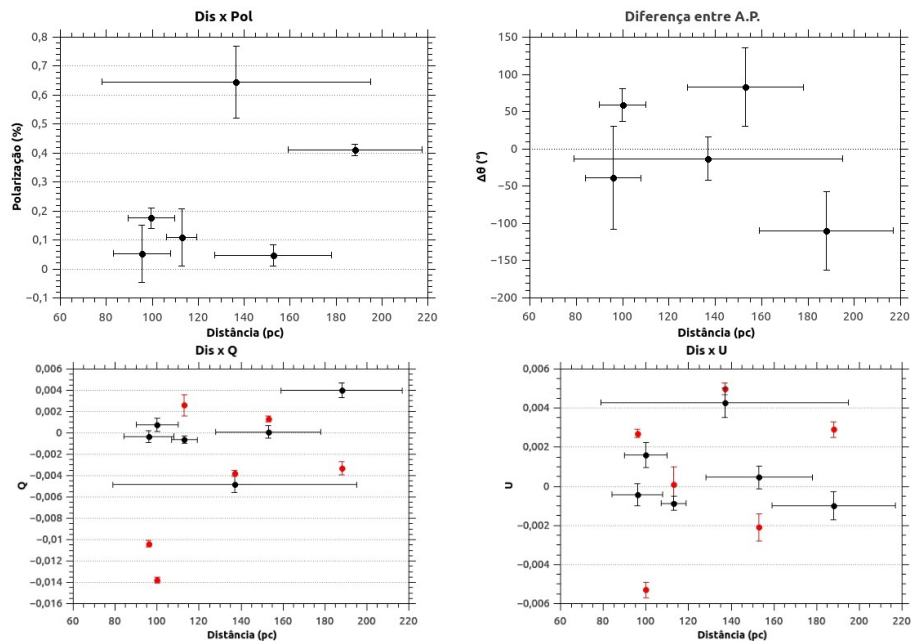


Figura 3.23: Gráficos de distância vrs polarização (Dis x Pol), diferença entre o ângulo de polarização das estrelas Hipparcos comparados com os ângulos encontrados pelo ajuste gaussiano do campo, seguidos de distância vrs Q e U (Dis x Q, e Dis x U), onde os pontos vermelhos são os parâmetros  $\langle Q \rangle$  e  $\langle U \rangle$  do campo da estrela Hipparcos relativos a nuvem MBM20.

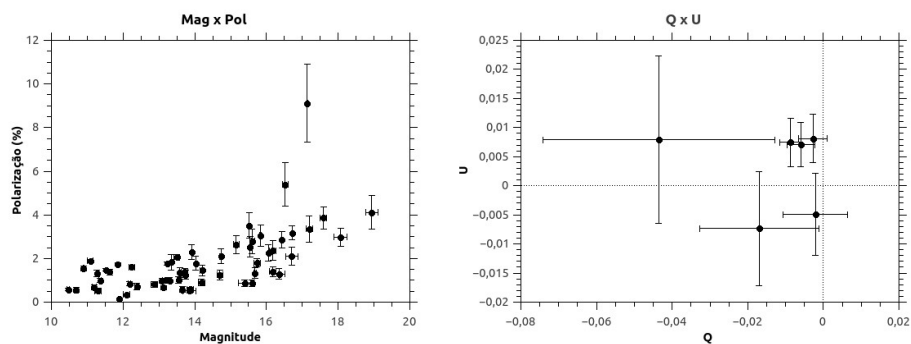


Figura 3.24: Gráficos da magnitude pela polarização (Mag x Pol) e gráfico do QxU médios dos campos das estrelas Hipparcos da nuvem MBM20.



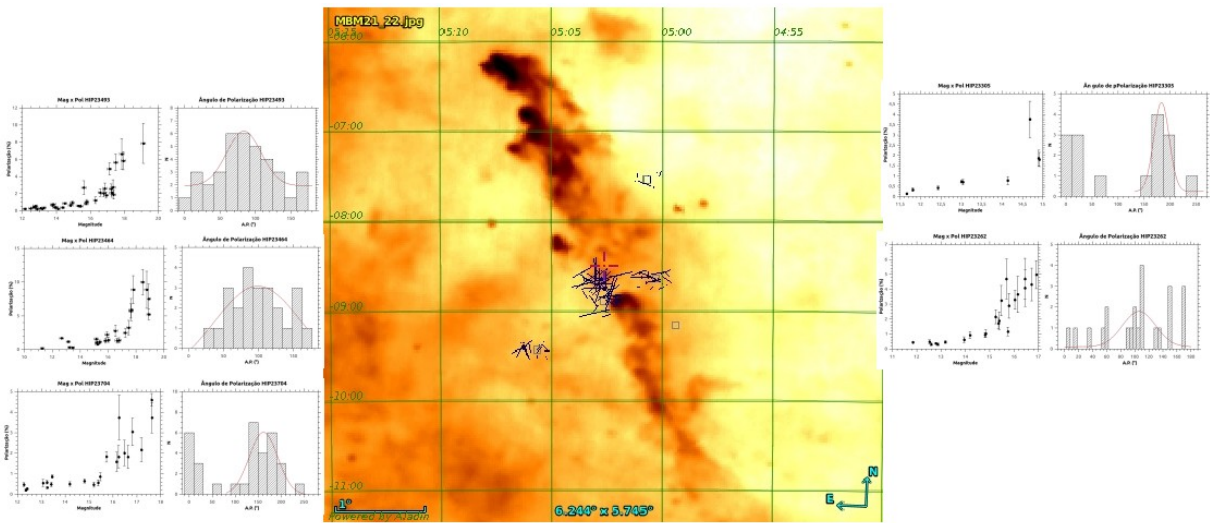


Figura 3.25: Mapa de emissão em  $100\mu\text{m}$  do IRAS do campo MBM21-22, estão os gráficos MagxPol e histograma do Ângulo de Polarização de cada campo de cada estrela Hipparco da nuvem. Em ordem horária, começando no canto direito de cima para baixo do mapa, os campos das estrelas Hipparcos são: HIP21305, HIP23262, HIP23704, HIP23464, HIP23493.

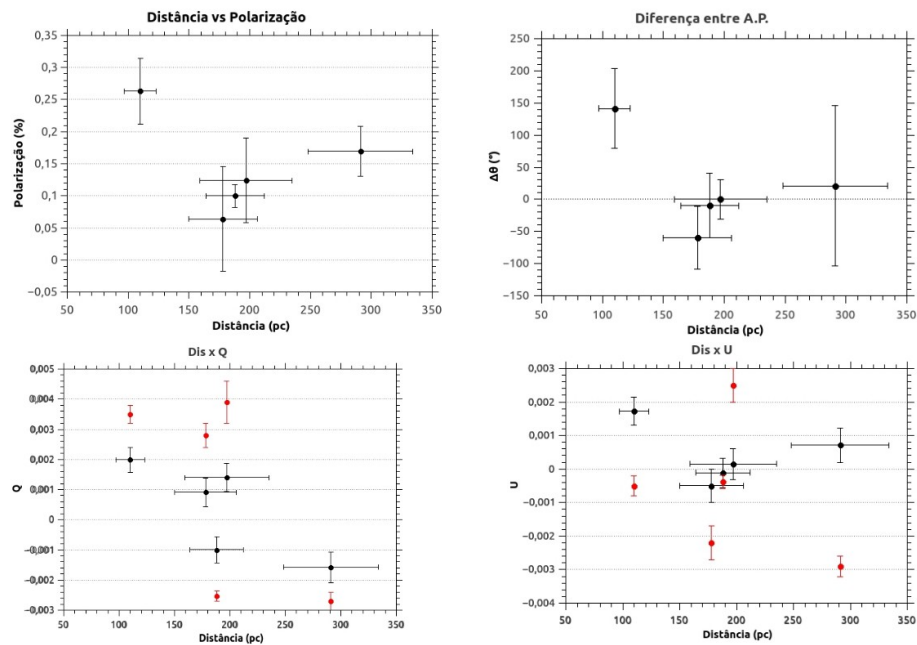


Figura 3.26: Gráficos de distância vrs polarização (Dis x Pol), diferença entre o ângulo de polarização das estrelas Hipparcos comparados com os ângulos encontrados pelo ajuste gaussiano do campo, seguidos de distância vrs Q e U (Dis x Q, e Dis x U), onde os pontos vermelhos são os parâmetros  $\langle Q \rangle$  e  $\langle U \rangle$  do campo da estrela Hipparcos relativos a nuvem MBM21-22.

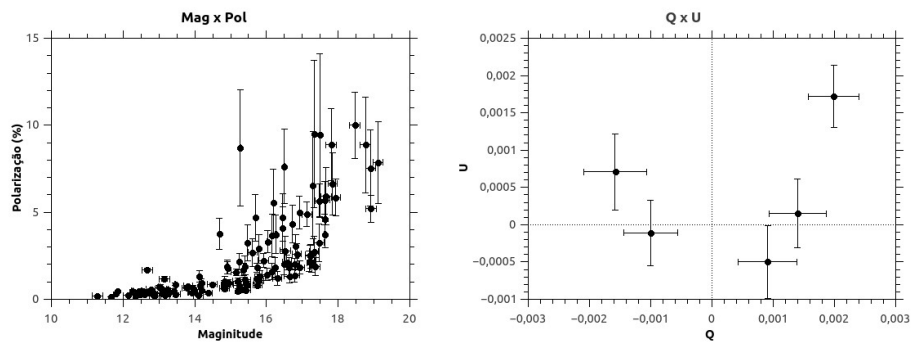


Figura 3.27: Gráficos da magnitude pela polarização (Mag x Pol) e gráfico do QxU médios dos campos das estrelas Hiparcos da nuvem MBM21-22.

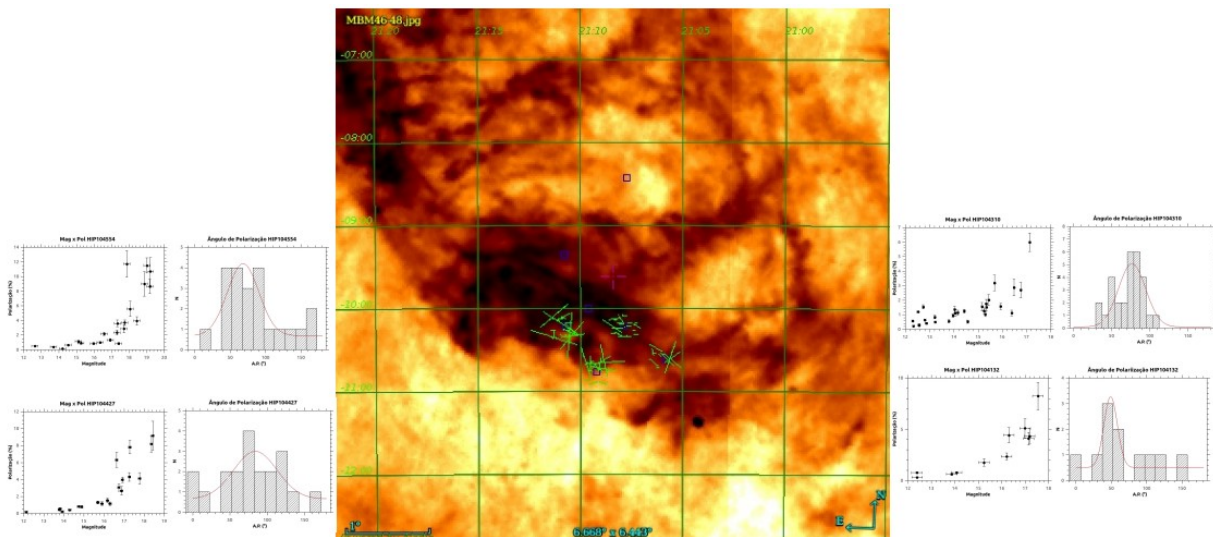


Figura 3.28: Mapa de emissão em  $100\mu\text{m}$  do IRAS do campo MBM46-48, estão os gráficos MagxPol e histograma do Ângulo de Polarização de cada campo de cada estrela Hiparco da nuvem. Em ordem horária, começando no canto direito de cima para baixo do mapa, os campos das estrelas Hiparcos são: HIP104300\*, HIP104461\*, HIP104310, HIP104132, HIP104427, HIP104554, HIP104557\*. Não há dados do campo das estrelas com \*

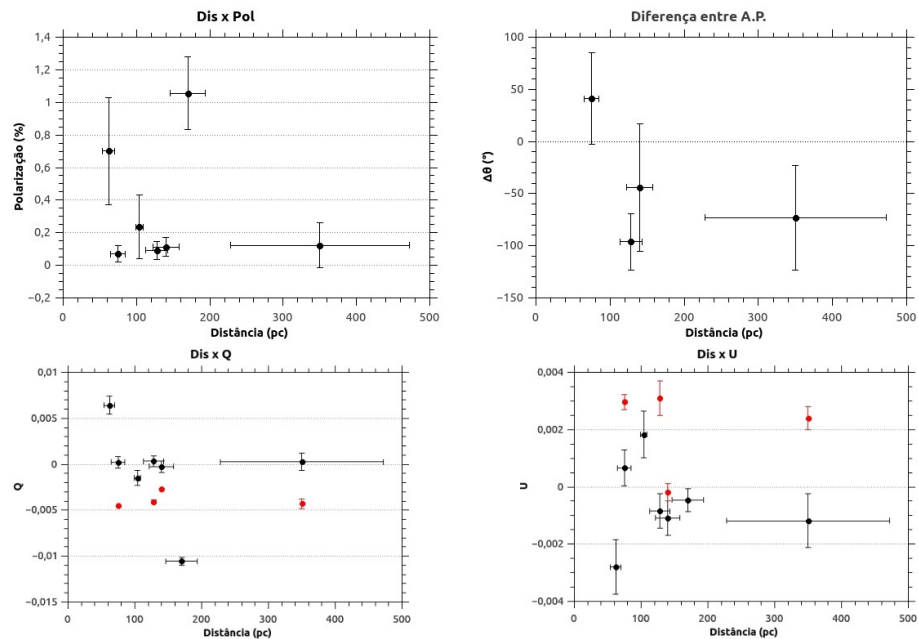


Figura 3.29: Gráficos de distância vrs polarização (Dis x Pol), diferença entre o ângulo de polarização das estrelas Hipparcos comparados com os ângulos encontrados pelo ajuste gaussiano do campo, seguidos de distância vrs Q e U (Dis x Q, e Dis x U), onde os pontos vermelhos são os parâmetros  $\langle Q \rangle$  e  $\langle U \rangle$  do campo da estrela Hipparcos relativos a nuvem MBM46-48.

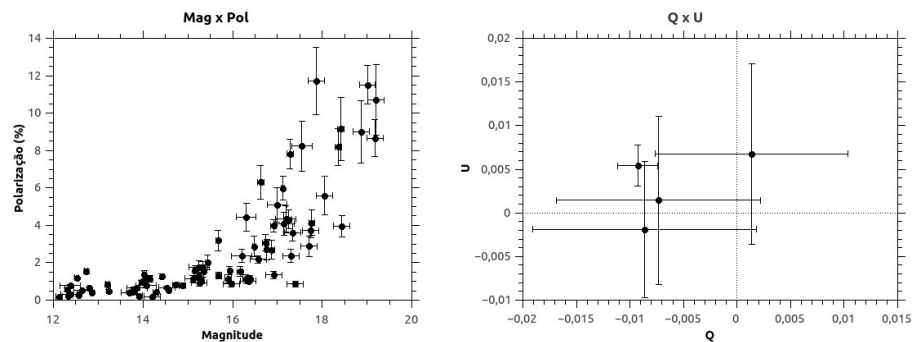


Figura 3.30: Gráficos da magnitude pela polarização (Mag x Pol) e gráfico do QxU médios dos campos das estrelas Hipparcos da nuvem MBM46-48.



## Análise

Neste capítulo há a discussão sobre os resultados apresentados na seção anterior. Em principal a obtenção do Campo Magnético.

### 4.1 Eficiência da Polarização

A razão entre a polarização  $p$  e o excesso de cor  $E(B - V)$  é também chamada de eficiência da polarização. Depende principalmente da eficiência do alinhamento dos grãos na linha de visada, da força do campo magnético e da quantidade de despolarização causada devido ao fato da radiação atravessar mais do que uma camada de poeira com grãos alinhados em direções diferentes.

Para realizar essa análise foi necessário determinar o excesso de cor  $E(B - V)$  fornecido pelo Catálogo Hipparcos, assim como seu tipo espectral, que nos permite determinar seu índice de cor intrínseco.

Para partículas do meio interestelar difuso, a razão entre o máximo da polarização e a extinção visual não pode exceder um limite empírico Hiltner et al. (15), dado por:

$$P_{max} < 3A_V \simeq 9 \times E(B - V) \quad (4.1)$$

A figura 4.1 mostra a relação entre o excesso de cor  $E(B - V)$  e a intensidade da polarização para os objetos Hipparcos observados. Observe que há uma tendência de aumento da polarização à medida que o excesso de cor cresce, salvo algumas estrelas a esquerda que ultrapassam o limite  $3A_V$ . O ocorrido deve ser de equívocos ou incertezas na classificação espectral dos objetos do Catálogo Hipparcos, pois para muitos, a classificação não é precisa. Todas as nuvens apresentam comportamento semelhante mostrando que possuem

características próximas entre as direções das nuvens.

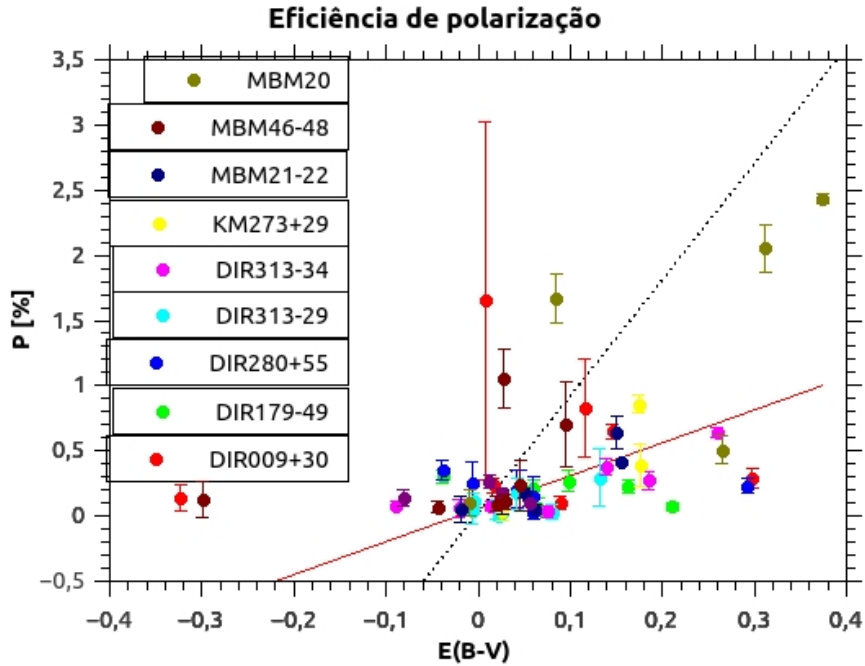


Figura 4.1: Intensidade da polarização em função do excesso de cor para as estrelas Hipparcos observadas. A linha tracejada corresponde ao o limite  $3A_V$ .

Foi ajustado uma função linear que resultou:

$$P(\%) = 2,53(6) \times A_V + 5,37(8) \quad (4.2)$$

Esse valor é próximo do limite para o meio interestelar geral. Verifica-se pelos gráficos da magnitude visual pelo grau de polarização para as estrelas observadas que há um crescimento da polarização com o aumento da magnitude aparente, outra indicação de que estrelas mais distantes ou que atravessam uma camada maior de poeira sofrem maior polarização devido ao alinhamento dos grãos presentes nas nuvens.

## 4.2 Determinação da distância

Observando os gráficos onde se compara a polarização com as distâncias das estrelas Hipparcos, percebemos que até uma determinada distância (que varia de acordo com a nuvem), o grau de polarização das estrelas Hipparcos é próximo de zero, o que indica que estas não estão sofrendo polarização significativa. No entanto, para as estrelas mais

distantes que este valor de polarização cresce significativamente, não sendo mais compatível com zero. Isso deve indicar que estes objetos que se encontram num patamar maior de polarização devem encontrar-se atrás da nuvem, e a radiação por eles emitida, ao passar pelos grãos de poeira alinhados, sofre extinção em uma direção preferencial, tornando-se polarizada. Desta forma, pode-se estimar, para cada nuvem, um intervalo de distância que a compreenda.

Tabela 4.1 - Tabela lista as nuvens com suas respectivas distâncias estimadas em *pc*.

Nuvem	Distância (pc)	$\sigma_{dis}$
DIR009+30	167	49
DIR179-49	132	60
DIR280+55	361	185
DIR313-29	124	15
DIR313-34	211	49
KM273+29	244	80
LDN134	139	31
MBM20	153	63
MBM21-22	242	92
MBM46-48	158	36

Como visto no capítulo anterior, muitas nuvens são turbulentas e possuem estruturas complexas, lembrando que vemos as nuvens projetadas no céu, mas possuem estruturas em 3D. Torna-se, então, difícil estimar as distâncias.

A nuvem MBM20 é estimada por Hearty et al. (13) como tendo uma distância de  $112 \pm 15 < d < 151 \pm 21$  pc com base na linha D de absorção do Na I de estrelas Hipparcos. Há uma compatibilidade com esse trabalho, onde se estimou a distância de  $153 \pm 63$  pc. Penprase (29) estimou, também por métodos espectroscópios das linhas Na I, Ca I e II, e CH, a distância para a mesma nuvem com um critério superior de  $\leq 110$  pc, que também é compatível com esse trabalho. No mesmo artigo ele estima um distância de  $\leq 210$  pc para MBM21-22, compatível com a estimativa de  $242 \pm 92$  pc apresentada aqui.

Franco (10) estima para MBM46-48 uma distância 240 – 350 pc. Se voltar a observar 3.29, temos que as estrelas Hipparcos se estendem por essa distância, mas como a HIP104300 se destaca devido a sua polarização, foi, então usada como critério para estimar

a distância como sendo  $158 \pm 36$  pc.

Devido as estruturas complexas das nuvens cabe mais discussões sobre aprimoramento e refinamento desse método. Atente, também, que o erro para as distâncias das estrelas Hipparcos é muito alto em praticamente todos os casos, devido a incerteza da paralaxe encontrada no Catálogo Hipparcos. Quando disponíveis os dados da sonda GAIA para o uso geral, pode-se revisitar o método pela grau de polarização, e assim, se ter melhores estimativas de distância.

### 4.3 Campo Magnético

O campo magnético como discutido na seção 1.3, será calculado usando o método modificado de Chandrasekhar & Fermi (8).

Para estimar a intensidade do campo magnético projetado no céu, são necessários a densidade do material difuso ( $\rho$ ), e da velocidade de turbulência ( $V_t$ ), ambos obtidos pela linha espectral do hidrogênio atômico (HI) das nuvens através do *Galactic All Sky Survey* - *GASS*. Os dados usados estão no B. Observado para cada campo de estrela Hipparcos da nuvem, e mais a região central. Feito o cálculo ponderado desses campos, resultou nos valores apresentados na tabela 4.2.

Em cada um dos campos observados, foi montado um histograma com os ângulos de polarização e ajustada uma função gaussiana, onde se obteve  $\sigma_{gauss}$ . A dispersão dos ângulos de polarização é calculado:

$$\delta\theta = \sqrt{\sigma_{gauss}^2 - \langle\sigma_\theta^2\rangle} \quad (4.3)$$

O valor  $\langle\sigma_\theta\rangle$  é calculado pelo erro médio onde  $\sigma_{\theta_i}$  é o valor de erro para cada um dos dados daquele campo, e o  $N$  o número de dados do campo.

$$\langle\sigma_\theta\rangle = \frac{\sum\sigma_{\theta_i}}{N} \quad (4.4)$$

A tabela a seguir 4.2 apresenta os valores encontrados para as nuvens estudadas nesse trabalho.



Tabela 4.2 - Tabela lista as nuvens com suas respectivas regiões onde foi possível calcular o campo magnético turbulento  $\delta B$ , regular  $B_{c\acute{e}u}$  e o total  $B_{total}$ .

Nuvem	Região	$\sigma_{gauss}(\circ)$	$\langle\sigma_{\theta}\rangle(\circ)$	$\delta\theta(\circ)$	$\delta B(G)$	$\sigma\delta B$	$B_{c\acute{e}u}(G)$	$\sigma B_{c\acute{e}u}$	$B_{total}(G)$	$\sigma B_{total}$
DIR009+30	HIP99430	38	23	31	5,60E-06	3,65E-06	3,90E-06	2,55E-06	1,12E-05	2,76E-06
	HIP99286	26	9	24			6,94E-06	4,53E-06		
	HIP99891	17	9	14			1,64E-05	1,07E-05		
	2°	30		28			4,76E-06	3,11E-06		
DIR179-49	HIP14105	38	18	34	1,07E-05	1,23E-05	5,29E-06	6,11E-06	1,72E-05	7,27E-06
	HIP14289	29	8	28			9,52E-06	1,10E-05		
	HIP14736	35	15	32			6,28E-06	7,26E-06		
	HIP14113	13								
	2°	40	22	33			5,84E-06	6,75E-06		
DIR280+55	HIP11308	31	17	26	3,93E-06	5,30E-06	4,21E-06	5,68E-06	8,14E-06	7,77E-06
DIR313-29	HIP97291	9	7	6	7,86E-06	2,40E-06	7,07E-05	2,16E-05	3,33E-05	3,29E-06
	HIP98086	15	5	14			2,45E-05	7,49E-06		
	HIP96128	17	5	16			2,00E-05	6,10E-06		
	HIP99559	16	7	14			2,29E-05	6,99E-06		
	HIP95344	10	7	8			4,92E-05	1,50E-05		
	HIP95544	16	6	15			2,08E-05	6,34E-06		
	HIP100359	11	5	9			4,07E-05	1,24E-05		
DIR313-34	HIP108615	31	8	30	4,05E-06	1,99E-06	2,97E-06	1,46E-06	6,32E-06	1,04E-06
	HIP105316	17	9	14			1,24E-05	6,08E-06		
	HIP107782	51	20	47			-2,25E-07	-1,10E-07		
	HIP108045	11	6	9			2,16E-05	1,06E-05		
	HIP105514	16	7	15			1,11E-05	5,47E-06		
	HIP108449	20	9	19			8,01E-06	3,94E-06		
	HIP106406	54	26	47			-2,30E-07	-1,13E-07		
	HIP106881	29	9	28			3,55E-06	1,75E-06		
KM273+29	HIP53010	17	10	14	3,80E-06	6,69E-06	1,19E-05	2,10E-05	1,44E-05	1,01E-05
	HIP53412	16	10	13			1,25E-05	2,21E-05		
	HIP53712	20	9	18			7,91E-06	1,39E-05		
	HIP53810	15	9	13			1,33E-05	2,35E-05		
LDN134	HIP77542	14	6	13	4,17E-06	2,12E-06	1,40E-05	7,11E-06	2,45E-05	6,11E-06
	HIP78116	6	3	4			4,91E-05	2,50E-05		
	HIP77410	8	7	4			6,28E-05	3,20E-05		
	HIP77332	10	5	8			2,49E-05	1,27E-05		
MBM20	HIP21508	20	5	19	1,02E-05	2,07E-05	1,94E-05	3,95E-05	1,22E-05	1,12E-05
	HIP21668	62	7	62			-4,68E-06	-9,52E-06		
	HIP21578	29	8	28			8,97E-06	1,82E-05		

Continua na próxima página. . .

Tabela 4.2 - Continuação

Nuvem	Região	$\sigma_{gauss} (^{\circ})$	$\langle\sigma_{\theta}\rangle (^{\circ})$	$\delta\theta (^{\circ})$	$\delta B (G)$	$\sigma\delta B$	$B_{c\acute{e}u} (G)$	$\sigma B_{c\acute{e}u}$	$B_{total} (G)$	$\sigma B_{total}$
	HIP21815	53	9	52			-2,20E-06	-4,48E-06		
	HIP20915	39	16	36			4,07E-06	8,27E-06		
MBM21-22	HIP23704	62	11	61	9,92E-06	7,30E-06	-4,42E-06	-3,25E-06	8,93E-06	3,92E-06
	HIP23262	47	17	44			4,47E-07	3,29E-07		
	HIP23493	49	13	47			-6,30E-07	-4,63E-07		
	HIP23305	30	18	24			1,26E-05	9,28E-06		
	HIP23464	125	15	124			-1,66E-05	-1,22E-05		
MBM46-48	HIP104310	36	9	34	4,80E-06	3,82E-06	2,20E-06	1,75E-06	5,56E-06	2,30E-06
	HIP104132	19	15	12			1,76E-05	1,40E-05		
	HIP104427	59	13	57			-1,72E-06	-1,37E-06		
	HIP104554	45	16	42			6,03E-07	4,81E-07		

Como discutido previamente, temos algumas nuvens onde o campo magnético turbulento é dominante na nuvem, isto é, há uma dispersão do ângulo de polarização importante. Ou ainda, onde o campo magnético regular é comparável ao campo magnético turbulento. As nuvens DIR009+30, DIR280+55, DIR313-34, MBM20, MBM21-22 e MBM46-48 possuem essa característica.

Obteve-se que a ordem de grandeza de alguns  $\mu G$  destas nuvens é comparado ao campo magnético da SMC (*Small Magellanic Cloud*) com  $\delta B = (1,465 \pm 0,069)\mu G$  e o campo magnético regular projetado no plano do céu de  $B_{c\acute{e}u} = (0,947 \pm 0,079)\mu G$  Lobo Gomes et al. (12). Igualmente comparado aos valores encontrados por Rubinho (36) que variou entre  $B \sim 54$  a  $\sim 15 \mu G$  utilizando o método proposto por (8) e  $B \sim 12$  a  $\sim 28 \mu G$  utilizando outro método. Nas nuvens deste trabalho o campo magnético turbulento variou entre os valores de  $\delta B \sim 9$  a  $\sim 10 \mu G$ , enquanto o campo magnético uniforme projetado no céu variou entre os valores de  $B_{c\acute{e}u} \sim 0,7 \mu G$  a  $B_{c\acute{e}u} \sim 70 \mu G$ .

## Conclusões

Partindo dos dados tomados no telescópio de 60 cm do Observatório do Pico dos Dias - LNA, na banda V, foi gerado catálogos de dados polarimétricos, assim seus mapas de vetores de polarização de 10 nuvens moleculares.

Pode-se concluir:

- O *pipeline SOLVEPOL* foi bem testado com problemas que podem ocorrer numa redução com tamanhos dados como esse (33), e está pronto para próximos trabalhos como o SOUTHPOL e uso geral.
- Os resultados obtidos aqui mostram que os grãos de poeira que compõem as nuvens devem ser não esféricos, uma vez que são capazes de produzir polarização da luz que os atravessa. Além disso, deve haver um campo magnético atuando na nuvem, que faz com que os grãos se alinhem, e assim, polarizando a luz que as atravessa.
- Devido ao crescimento do grau de polarização na direção das nuvens com a magnitude aparente e do aumento da eficiência de polarização com o excesso de cor, podemos supor que a direção do campo magnético deve se conservar ao longo da profundidade das nuvens, fazendo com que, em geral, quanto maior ou mais densa a camada de poeira atravessada pela luz, maior o grau de polarização atingido.
- Os vetores de polarização se alinham bem com as estruturas das nuvens, mostrando que deve haver correspondência entre as estruturas da nuvem e o campo magnético local. A exceção, LDN134, deve estar em outro nível dinâmico mais evoluído, em direção a se tornar um berçário de estrelas, e merece atenção em estudos futuros.

- Foi encontrado a relação  $P(\%) = 2,53(6)XA_V + 5,37(8)$ , próximo do limite para o meio interestelar geral  $3A_V$ .
- Através da análise da polarização em função da distância das estrelas Hipparcos, foi possível estimar um intervalo de distância que compreenda cada nuvem. O método utilizado para a determinação de distâncias nesse trabalho forneceu assim resultados consistentes com a literatura, como o exemplo da nuvem MBM20, estimada por Hearty et al. (13) como tendo uma distância de  $112 \pm 15 < d < 151 \pm 21 pc$  com base na linha D de absorção do Na I de estrelas Hipparcos, comparada ao obtido aqui como  $153 \pm 63 pc$ .
- Através do estudo da dispersão dos ângulos de polarização e do método modificado do Chandrasekhar & Fermi (4) por Falceta-Gonçalves et al. (8), foi possível estimar o campo magnético turbulento, variando entre os valores na ordem de  $\delta B \sim 10 \mu G$ , e o campo magnético regular projetado no céu variando entre os valores  $B_{céu} \sim 0,7 \mu G$  a  $B_{céu} \sim 70 \mu G$ .

Como perspectivas futuras, pode-se terminar a redução, e análise, do banco de dados de nuvens moleculares do grupo de polarimetria do IAG, aumentando assim o catálogo dessas e servindo como base para projetos cosmológicos como o do satélite Planck, e outros em planejamento, em retirar a influência da nossa própria Galáxia na sua análise para obter a Radiação Cósmica de Fundo (RCF), somando a outros trabalhos do grupo de polarimetria dando suporte para modelagens da nossa própria galáxia. Não se pode esquecer que o projeto Survey SOUTHPOL (20) pode ampliar esses dados sobre nuvens moleculares, juntamente com a sonda GAIA, fornecendo melhores resultados para as distâncias das nuvens.

## Referências Bibliográficas

Alfvén H., Existence of Electromagnetic-Hydrodynamic Waves. 1942, *Nature* 150, 405

Site do prof. Kepler de Souza Oliveira Filho e prof.a Maria de Fátima Oliveira Saraiva:

<http://astro.if.ufrgs.br/index.htm>

Blitz L., Magnani L., Mundy L., High-latitude molecular clouds. 1984, *ApJ* 282:L9-L12

Carretti E., Haverkorn M., McConnell D., Bernardi G., Cortiglioni S., McClure-Griffiths N. M. & Poppi S., PGMS: to study the Galactic magnetism out of the Galactic plane. 2009, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series* vol. 36, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica* vol. 27, pp 9-16

Chandrasekhar S. & Fermi E., Magnetic Fields in Spiral Arms, 1953, *ApJ* 118:113

Davis L., & Greenstein J. L., The Polarization of Starlight by Interstellar Dust Particles in a Galactic Magnetic Field. 1949, *Physical Review* 75, 1605

Davis, L., Jr., & Greenstein J. L., The Polarization of Starlight by Aligned Dust Grains. 1951, *Apj* 114, 206

van Dishoesck E. F., *Faraday Discuss* 2014, vol. 168, p. 9

Falceta-Gonçalves D., Lazarian A., & Kowal G., Studies of Regular and Random Magnetic Fields in the ISM: Statistics of Polarization Vectors and the Chandrasekhar-Fermi Technique. 2008, *Apj* 679, 537-551

Fosalba, P., Lazarian, A., Prunet, S., & Tauber, Astrophysical Polarized Backgrounds. 2002, *Aip* 609, 44-50

Franco G. A. P., High latitude molecular clouds - Distances derived from accurate photometry. 1989, *Aap* 223, 313

Site da gaveta polarimétrica:

<http://www.astro.iag.usp.br/~polarimetria/gaveta/descrip.htm>

Gomez de Castro A. I., Pudritz R. E. & Bastien P., The Structure of the Galactic Magnetic Field toward the High-Latitude Clouds. 1997, *ApJ* 476:717

Lobo Gomes A., Magalhães A. M., Pereyra A., & Rodrigues C. V., A New Optical Polarization Catalog for the Small Magellanic Cloud: The Magnetic Field Structure. 2015, *Apj* 806, 94

Hearty T., Fernández M., Alcalá J. M., Covino E. & Neuhäuser R., The Distance to the nearest star-forming clouds: MBM12 and MBM20. 2000, *AAp* 357, pp 681-685

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. 2001, *Apj* 561, 800

Hiltner W. A. & Johnson H. L., The Law of Interstellar Reddening and Absorption. 1956, *ApJ* 124, 367

Landsman, W. B. 1993, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 52, *Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, ed. *R. J. Hanisch, R. J. V. Brissenden, & J. Barnes*, 246

Lang, D., Hogg, D. W., Mierle, K., Blanton, M., & Roweis, S. 2010, *AJ*, 139, 1782

Lasker B. M., Lattanzi M. G., McLean B. J., et al. 2008, *AJ*, 136, 735

Maciel J. W., *Astrofísica do Meio Interestelar*. Edusp, 2002, 283

Magalhães A. M., Benedetti E. & Roland E. H., A Photoelectric Polarimeter with Tilt-Scanning Capability. 1984, *PASP* 96, p. 383

Magalhães A. M., de Oliveira C. M., Carciofi A., Costa R., Dal Pino E. M. G., Diaz M., Ferrari T., Fernandez C., Gomes A. L., Marrara L., Pereyra A., Ribeiro N. L., Rodrigues C. V., Rubinho M. S., Seriacopi D. B. e Taylor K., South Pol: Revealing the polarized

southern sky. 2012, American Institute of Physics Conference Series, vol. 1429, American Institute of Physics Conference Series, ed. *J. L. Hoffman, J. Bjorkman, & B. Whitney*, p. 244-247

Magalhães A. M., Rodrigues C. V., Margoniner V. E., Pereyra A. & Heathcote S., High Precision CCD Imaging Polarimetry. 1996, ed. *W. G. Roberge & D. C. B. Whittet*, *Polarimetry of the Interstellar Medium* vol. 97, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, p. 118

Magnani L., Blitz L. & Mundy L., Molecular Gas at High Galactic Latitudes. 1985, *ApJ* 295, pp 402-421

Magnani L., Hartmann D. & Speck B. G., A Catalog of Molecular Gas at High Galactic Latitudes. 1996, *ApJS* 106, p. 447

Massey P., A User's Guide to CCD Reductions with IRAF. 1997  
<http://iraf.noao.edu/docs/recommend.html>

McClure-Griffiths N. M., Pisano D. J., Calabretta M. R., Ford H. A., Lockman F. J., Staveley-Smith L., Kalberla P. M. W., Bailin J., Dedes L., Janowiecki S., Gibson B. K., Murphy T., Nakanishi H. & Newton-McGee K., GASS: The Parkes Galactic All-Sky Survey. I. Survey Description, Goals, and Initial Data Release. 2009, *ApJS* 181, 398-412

Site para acesso da GASS: <http://www.atnf.csiro.au/research/GASS/Data.html> e  
[https://www.astro.uni-bonn.de/hisurvey/AllSky\\_profiles/](https://www.astro.uni-bonn.de/hisurvey/AllSky_profiles/)

McGehee P. M., Star Formation and Molecular Clouds at High Galactic Latitude. 2008, *Handbook of Star Forming Regions Vol. II*, *Astronomical Society of the Pacific*, p. 813

Medhi B. J., Maheswar G., Pandey J. C., Kumar T. S. & Sagar R., Optical polarimetric study of open clusters: distribution of interstellar matter towards NGC 654. 2008, *MNRAS* 388, pp 105-116

Site do Observatório Pico dos Dias: <http://www.lna.br/opd/opd.html>

Penprase B. E., Photometric and spectroscopic analysis of high galactic latitude molecular clouds. II - High-resolution spectroscopic observations of NA I, CA II, CA I, CH, and CH(+1). 1993, *Apjs* 88, 433

Pereyra A., Dust and Magnetic Field in Dense Regions of the Interstellar Medium, Depto. de Astronomia, Instituto Astronômico e Geofísico, USP. 2000, Tese de Doutorado

Pereyra A. & Magalhães A. M., Polarimetric toward the IRAS Vela Shell I. The Catalog. 2002, ApJS 141, pp 469-483

Pereyra A. & Magalhães A. M., Polarimetric toward the Musca Dark Cloud I. The Catalog. 2004, ApJ 603, pp 584-594

Ramírez E. A., Magalhães A. M., Davidson J. W., Pereyra, A., & Rubinho, M., SOVEPOL: a reduction pipeline for imaging polarimetry data. 2015, ArXiv e-prints 1512.09085

Reach W. T., Wall W. F., & Odegard N., Infrared Excess and Molecular Clouds: A Comparison of New Surveys of Far-Infrared and H I 21 Centimeter Emission at High Galactic Latitudes. 1998, Apj 507, 507

Ribeiro N. L., A Estrutura do Campo Magnético na nuvem de Musca, Depto. de Astronomia, Instituto Astronômico e Geofísico, USP. 2013, dissertação de Mestrado

Rubinho M. S., A Estrutura do Campo Magnético do Meio Interestelar a partir de Observações de Aglomerados Abertos, Depto. de Astronomia, Instituto Astronômico e Geofísico, USP. 2015, dissertação de Mestrado

Rybicki G. B. & Lightman A. P., Radiative Processes in Astrophysics. *Wiley-VCH*, 2004

Tielens A., The Physics and Chemistry of Interstellar Medium. *Cambridge University Press*, 2005

Trippe S., Polarization and Polarimetry: A review, 2014, *Journal of Korean Astronomical Society*, vol. 47, no. 1, pp 15-39

Serkowski K., 8. Polarization Techniques, *Methods of Experimental Physics*. 1974, vol 12, p. 361

Serkowski K., Mathewson D. S., Ford V. L., Wavelength dependence of interstellar polarization and ratio of total to selective extinction. 1974, ApJ, vol 196, p. 261



Simmons J. F. L., & Stewart B. G., Point and interval estimation of the true unbiased degree of linear polarization in the presence of low signal-to-noise ratios. 1985, *Aap* 142, 100

Zweibel E. G., Magnetic field-line tangling and polarization measurements in clumpy molecular gas. 1990, *Apj* 362, 545



# Apêndice



## Lista de estrelas padrões

Lista de estrelas padrões observadas.

*Tabela A.1* - Tabela lista as estrelas padrões observadas para cada nuvem molecular estudada. A data e a identificação da estrela assim como se é uma padrão polarizada ou não polarizada seguem nas colunas 2 a 4. Nas demais colunas estão listados os resultados dos valores de polarização ( $p$ ), o ângulo de polarização observado ( $\theta_O$ ), por fim o  $\delta\theta$  usado na noite de observação, já feito o cálculo ponderado pelas estrelas padrões da noite.

Nuvem	Data	Estrela	Polarização	p (%)	$\theta_O$ (°)	$\delta\theta$ (°)
DIR009+30	25ago02	HD155197	sim	4,40(5)	66,2(3)	
		HD154892	não	0,10(5)	119(14)	37,0(4)
	27ago02	HD23512	sim	2,302(22)	171,75(28)	
		HD161056	sim	4,02(3)	31,40(23)	36,53(18)
	18set02	HD155197	sim	4,43(4)	65,40(28)	
		HD161056	sim	4,15(4)	29,19(28)	37,81(20)
	14out02	HD23512	sim	2,304(29)	171,3(3)	38,6(3)
	16out02	HD23512	sim	2,37(6)	172,8(8)	37,1(8)
	2jul03	HD155197	sim	4,29(8)	108,7(5)	
		HD161056	sim	4,43(4)	73,71(28)	173,53(26)
29jul10	HD110984	sim	3,8(5)	135,5(6)	136,1(6)	
DIR179-49	26ago02	HD23512	sim	2,20(12)	173,2(9)	36,7(9)
	1ago03	HD23512	sim	2,33(4)	32,1(6)	
		HD126593	sim	4,96(4)	77,9(3)	177,4(3)
	2ago03	BD+25727	sim	6,24(7)	38,2(3)	
		HD126593	sim	5,11(9)	77,7(3)	175,637(79)
	3ago03	HD155197	sim	4,44(5)	107,6(6)	175,6(6)
	25out03	BD+25727	sim	6,31(6)	169,33(27)	
		HD183143	sim	6,19(6)	134,0(3)	44,92(22)
	HD12021	não	0,24(5)	100(8)		
DIR280+55	8out00	bd+25727	sim	6,38(8)	144,86(29)	

Continua na próxima página...

Tabela A.1 - Continuação

Nuvem	Data	Estrela	Polarização	p (%)	$\theta_O(^{\circ})$	$\delta\theta(^{\circ})$
		HD161056	sim	4,07(5)	179,2(3)	68,4(3)
	19ago01	HD155197	sim	4,39(11)	25,4(5)	
		HD126593	sim	5,26(17)	177,1(4)	77,8(4)
	18out01	HD251204	sim	4,3(6)	70(8)	
		bd+25727	sim	6,76(23)	127,0(1,3)	82(5)
	30jul02	HD23512	sim	2,283(28)	82,6(7)	
		HD126593	sim	5,00(8)	126,4(3)	128,0(6)
	23ago02	HD23512	sim	1,5(6)	171,5(1,1)	
		HD115197	sim	4,39(9)	67,0(5)	37,3(6)
	25ago02	HD155197	sim	4,40(5)	66,2(3)	37,0(4)
		HD154892	não	0,10(5)	119(14)	
	10out02	HD23512	sim	2,36(8)	79,2(4)	130,7(4)
	11out02	bd+25727	sim	6,26(12)	91,42(5)	
		HD23512	sim	2,24(5)	172,8(5)	119,80(9)
	14out02	HD23512	sim	2,30(5)	171,4(3)	
		bd+25727	sim	6,48(3)	175,61(20)	38,28(19)
	15out02	HD23512	sim	2,23(7)	170,3(5)	
		HD183143	sim	6,37(11)	140,27(17)	39,4(5)
	3ago03	HD155197	sim	4,44(5)	107,6(6)	175,6(6)
DIR313-29	17ago01	HD23512	sim	2,14(12)	131,6(7)	
		HD126593	sim	5,25(14)	177,5(4)	77,8(3)
		HD9540	não	0,30(11)	119(6)	
	30jul02	HD23512	sim	2,283(28)	82,6(7)	
		HD126593	sim	5,00(8)	126,4(3)	128,0(6)
	25ago02	HD155197	sim	4,40(5)	66,2(3)	
		HD154892	não	0,10(5)	119(14)	37,0(4)
	27ago02	HD23512	sim	2,302(22)	171,75(28)	
		HD161056	sim	4,02(3)	31,40(23)	36,53(18)
	18set02	HD155197	sim	4,43(4)	65,40(28)	
		HD161056	sim	4,15(4)	29,19(28)	37,81(20)
	16out02	HD23512	sim	2,37(6)	172,8(8)	37,1(8)
	9nov02	HD23512	sim	2,07(11)	170,0(5)	
		BD+25727	sim	6,2(1,8)	90,93(10)	118,40(12)
	12nov02	HD23512	sim	2,25(4)	170,56(29)	
		BD+25727	sim	7(9)	94,10(14)	103,34(14)
DIR313-34	2jul03	HD155197	sim	4,29(8)	108,7(5)	
		HD161056	sim	4,43(4)	73,71(28)	173,53(26)
	30jul02	HD23512	sim	2,283(28)	82,6(7)	
		HD126593	sim	5,00(8)	126,4(3)	128,0(6)
	1ago03	HD23512	sim	2,33(4)	32,1(6)	
		HD126593	sim	4,96(4)	77,9(3)	177,4(3)
	14out02	HD23512	sim	2,30(5)	171,4(3)	

Continua na próxima página. . .

Tabela A.1 - Continuação

Nuvem	Data	Estrela	Polarização	p (%)	$\theta_O(^{\circ})$	$\delta\theta(^{\circ})$
		bd+25727	sim	6,48(3)	175,61(20)	38,28(19)
	19out02	HD43384	sim	2,58(6)	31,5(3)	138,3(5)
	20out02	HD43384	sim	2,90(13)	44,3(3)	125,5(5)
	8nov02	HD298383	sim	5,20(10)	20,1(3)	128,5(3)
	9nov02	HD23512	sim	2,07(11)	170,0(5)	
		BD+25727	sim	6,2(1,8)	90,93(10)	118,40(12)
	3ago03	HD155197	sim	4,44(5)	107,6(6)	175,6(6)
KM273+29	20abr01	HD155197	sim	4,49(13)	115,3(5)	
		HD298383	sim	5,24(9)	160,0(3)	168,41(29)
	21abr01	HD155197	sim	4,5(3)	109,3(4)	
		HD298383	sim	5,10(6)	160,0(4)	170,5(3)
	23abr01	HD298383	sim	5,24(3)	159,2(4)	169,4(4)
	24abr01	HD298383	sim	4,97(4)	159,9(4)	168,6(4)
	19jun02	HD110984	sim	5,81(9)	52,7(4)	
		HD126593	sim	4,81(7)	36,9(3)	38,56(25)
LDN134	18jun02	HD183143	sim	5,98(15)	141,6(3)	
		HD126593	sim	5,11(6)	38,61(20)	37,2(3)
	19jun02	HD110984	sim	5,81(9)	52,7(4)	
		HD126593	sim	4,81(7)	36,9(3)	38,56(25)
	20jun02	HD111579	sim	6,68(17)	64,2(3)	
		HD155197	sim	4,52(11)	66,6(3)	38,6(3)
	11out02	bd+25727	sim	6,26(12)	91,42(5)	
		HD23512	sim	2,24(5)	172,8(5)	119,80(9)
	10fev03	HD43384	sim	2,72(6)	41,1(4)	128,7(5)
MBM20	11out02	bd+25727	sim	6,26(12)	91,42(5)	
		HD23512	sim	2,24(5)	172,8(5)	119,80(9)
	15out02	HD23512	sim	2,23(7)	170,3(5)	
		HD183143	sim	6,37(11)	140,27(17)	39,4(5)
	16out02	HD23512	sim	2,37(6)	172,8(8)	37,1(8)
	18out01	HD251204	sim	4,3(6)	70(8)	
		bd+25727	sim	6,76(23)	127,0(1,3)	82(5)
	8nov02	HD298383	sim	5,20(10)	20,1(3)	128,5(3)
MBM21-22	8nov02	HD298383	sim	5,20(10)	20,1(3)	128,5(3)
	9nov02	HD23512	sim	2,07(11)	170,0(5)	
		BD+25727	sim	6,2(1,8)	90,93(10)	118,40(12)
MBM46-48	14out02	HD23512	sim	2,30(5)	171,4(3)	
		bd+25727	sim	6,48(3)	175,61(20)	38,28(19)
	16out02	HD23512	sim	2,37(6)	172,8(8)	37,1(8)
	3jul03	HD110984	sim	5,65(4)	95,6(4)	176,0(4)

Continua na próxima página. . .

Tabela A.1 - Continuação

Nuvem	Data	Estrela	Polarização	p (%)	$\theta_O(^{\circ})$	$\delta\theta(^{\circ})$
		HD12021	não	0,23(17)	141(15)	
	25out03	BD+25727	sim	6,31(6)	169,33(27)	
		HD183143	sim	6,19(6)	134,0(3)	44,92(22)
		HD12021	não	0,24(5)	100(8)	
	26out03	HD23512	sim	2,22(6)	164,5(7)	44,96(21)
		HD14069	não	0,25(6)	85(7)	
	1ago10	HD110984	sim	8(4)	7(7)	85(7)



# Apêndice B

## Dados adicionais

Segue os dados usados nos gráficos apresentados no corpo da dissertação.

*Tabela B.1* - Tabela lista as nuvens com suas respectivas campos, com informações sobre as estrelas HIP.

Nuvem	Região	RA (2000)	Dec (2000)	Dis. (pc)	err dis	p (%)	err p	$\theta_{HIP}$ (°)	err $\theta_{HIP}$
DIR009+30	central	20 10	-32 50						
	HIP99430	20 10 54	-32 19 24	191	25	0,739	0,375	122	1
	HIP99286	20 09 15	-33 21 59	199	38	0,645	0,061	23	1
	HIP99891	20 16 02	-33 15 23	144	26	0,283	0,074	87	8
	HIP99038	20 06 28	-31 34 09	84	8	0,227	0,057	28	8
	HIP99681	20 13 42	-34 07 06	163	22	0,103	0,098	6	11
	HIP99262	20 08 58	-33 00 47	81	10	0,089	0,054	147	35
HIP98977	20 05 40	-32 42 45	142	28	0,922	1,374	117	58	
DIR179-49	central	03 05	-00 36						
	HIP14105	03 01 53	-00 55 07	163	29	0,221	0,046	18	3
	HIP13946	02 59 38	-00 37 38	159	37	0,259	0,077	56	8
	HIP14289	03 04 13	-00 41 55	95	22	0,202	0,060	10	8
	HIP14736	03 10 18	-01 41 41	145	12	0,022	0,073	155	31
	HIP14113	03 02 00	+00 29 52	84	12	0,064	0,034	173	21
	HIP14033	03 00 42	-00 07 04	180	34	0,299	0,052	24	5
DIR280+55	central	02 29	-57 14						
	HIP11481	02 28 06	-57 39 04	107	9	0,205	0,156	146	7
	HIP11531	02 28 41	-56 26 10	125	11	0,123	0,153	58	7
	HIP11145	02 23 24	-56 48 48	157	17	0,146	0,145	37	8
	HIP11308	02 25 34	-58 10 46	187	28	0,022	0,150	54	16
	HIP11419	02 27 12	-57 24 54	211	37	0,224	0,050	20	71
	HIP12010	02 34 49	-56 59 08	226	50	0,225	0,059	172	7
	HIP11648	02 30 15	-57 48 34	303	50	0,339	0,076	112	4
HIP11882	02 33 16	-57 01 33	407	140	0,222	0,061	138	8	

Continua na próxima página...

Tabela B.1 - Continuação

Nuvem	Região	RA (2000)	Dec (2000)	Distância (pc)	err dis	p (%)	err p	$\theta_{HIP}$ (°)	err $\theta_{HIP}$
DIR313-29	central	19 52	-81 00						
	HIP97291	19 46 22	-80 38 35	156	26	0,027	0,056	123	45
	HIP98086	19 56 02	-81 20 59	227	19	0,197	0,221	45	5
	HIP96128	19 32 43	-81 31 50	117	8	0,007	0,037	149	106
	HIP99559	20 12 16	-80 51 12	108	12	0,053	0,074	178	48
	HIP95344	19 23 48	-81 32 26	93	7	0,029	0,063	118	32
	HIP95544	19 26 03	-80 14 14	126	13	0,102	0,056	79	12
	HIP100359	20 21 13	-81 36 57	69	3	0,034	0,096	95	50
	HIP96314	19 35 00	-81 45 11	177	12	0,123	0,12	60	5
DIR313-34	central	21 40	-79 10						
	HIP108615	22 00 11	-79 17 31	167	28	0,028	0,068	107	25
	HIP105316	21 19 49	-78 24 25	196	31	0,636	0,039	51	3
	HIP107782	21 50 06	-78 13 18	279	46	0,275	0,07	172	7
	HIP108045	21 53 22	-78 34 46	232	28	0,378	0,062	35	4
	HIP105514	21 22 15	-80 06 50	87	5	0,068	0,038	34	19
	HIP108449	21 58 10	-79 00 35	121	16	0,022	0,041	126	45
	HIP106406	21 33 07	-78 32 35	176	14	0,074	0,037	111	13
	HIP106881	21 38 56	-79 26 33	-					
KM273+29	central	10 54	-26 15						
	HIP53010	10 50 42	-25 31 21	342	117	0,036	0,073	30	51
	HIP53412	10 55 28	-26 58 44	284	40	0,857	0,066	61	3
	HIP53712	10 59 24	-26 46 07	308	68	0,809	0,179	62	5
	HIP53810	11 00 34	-25 51 22	197	33	0,354	0,164	71	5
LDN134	central	15 52	-04 11						
	HIP77542	15 49 58	-03 55 16	116	8	0,494	0,109	90	4
	HIP78116	15 57 03	-02 59 19	143	28	2,045	0,179	86	1
	HIP77410	15 48 12	-04 47 09	91	6	0,024	0,097	66	14
	HIP77332	15 47 16	-02 37 02	198	35	1,658	0,184	92	1
	HIP77864	15 53 57	-05 43 55	192	61	2,433	0,041	79	1
MBM20	central	04 35	-14 19						
	HIP21508	04 37 08	-14 07 03	100	10	0,173	0,035	32	10
	HIP21110	04 31 26	-13 38 39	113	6	0,045	0,099	117	9
	HIP21668	04 39 05	-15 12 59	96	12	0,053	0,099	116	31
	HIP21578	04 37 59	-13 01 56	137	58	0,633	0,124	69	3
	HIP21815	04 41 15	-13 56 25	188	29	0,411	0,019	173	5
	HIP20915	04 28 58	-13 39 41	153	25	0,029	0,037	39	36
MBM21-22	central	05 02	-08 29						
	HIP23704	05 05 43	-09 25 50	110	13	0,258	0,051	20	5

Continua na próxima página...

Tabela B.1 - Continuação

Nuvem	Região	RA (2000)	Dec (2000)	Distância (pc)	err dis	p (%)	err p	$\theta_{HIP}$ (°)	err $\theta_{HIP}$
	HIP23262	05 00 19	-08 38 35	178	28	0,064	0,082	166	14
	HIP23493	05 03 02	-08 39 47	188	24	0,099	0,018	93	13
	HIP23305	05 00 44	-07 31 54	197	38	0,124	0,066	3	9
	HIP23464	05 02 38	-08 53 39	291	43	0,169	0,039	78	8
MBM46-48	central	21 08	-09 36						
	HIP104461	21 09 36	-10 00 00	62	8	0,620	0,327	168	4
	HIP104310	21 07 53	-10 12 42	75	10	0,050	0,049	35	26
	HIP104557	21 10 47	-09 21 15	104	5	0,134	0,194	65	10
	HIP104132	21 05 52	-10 36 42	128	15	0,071	0,057	145	19
	HIP104427	21 09 14	-10 45 44	140	18	0,096	0,057	128	15
	HIP104300	21 07 46	-08 25 50	170	24	1,032	0,224	91	1
	HIP104554	21 10 44	-10 12 34	350	122	0,066	0,138	142	22

Tabela B.2 - Tabela lista as nuvens com suas respectivas campos, com suas informações.

Nuvem	Região	RA (2000)	Dec (2000)	$\langle q \rangle$	err $\langle q \rangle$	$\langle u \rangle$	err $\langle u \rangle$	$\theta_{gauss}$ (°)	err $\theta_{gauss}$
DIR009+30	central	20 10	-32 50						
	HIP99430	20 10 54	-32 19 24	0,00669	0,00013	-0,00957	0,00023	172	38
	HIP99286	20 09 15	-33 21 59	0,00804	0,00016	0,00093	0,00016	180	26
	HIP99891	20 16 02	-33 15 23	0,00156	0,00020	0,00247	0,00026	62	17
	HIP99038	20 06 28	-31 34 09	-	-	2°	Pico ?	170	30
	HIP99681	20 13 42	-34 07 06	-	-	-	-	-	-
	HIP99262	20 08 58	-33 00 47	-	-	-	-	-	-
	HIP98977	20 05 40	-32 42 45	-0,00174	0,00803	0,02422	0,01331	-	-
DIR179-49	central	03 05	-00 36						
	HIP14105	03 01 53	-00 55 07	0,0033	0,0003	0,0049	0,0003	1	38
	HIP13946	02 59 38	-00 37 38	0,0029	0,0002	0,0009	0,0005	-	-
	HIP14289	03 04 13	-00 41 55	0,0036	0,0002	0,0015	0,0003	4	29

Continua na próxima página. . .

Tabela B.2 - Continuação

Nuvem	Região	RA (2000)	Dec (2000)	$\langle q \rangle$	err $\langle q \rangle$	$\langle u \rangle$	err $\langle u \rangle$	$\theta_{gauss}$ ( $^{\circ}$ )	err $\theta_{gauss}$	
		HIP14736	03 10 18	-01 41 41	0,0005	0,0003	-0,0021	0,0004	138	35
		HIP14113	03 02 00	+00 29 52	0,00699	0,00009	0,0026	0,0002	8	40
		HIP14033	03 00 42	-00 07 04	0,0037	0,0004	0,0024	0,0003	-	-
DIR280+55	central	02 29	-57 14							
		HIP11481	02 28 06	-57 39 04	0,0022	0,0007	0,0014	0,0006	-	-
		HIP11531	02 28 41	-56 26 10	0,0020	0,0002	-0,0001	0,0003	-	-
		HIP11145	02 23 24	-56 48 48	-0,0015	0,0004	-0,0008	0,0004	-	-
		HIP11308	02 25 34	-58 10 46	-0,0040	0,0008	-0,0039	0,0009	103	31
		HIP11419	02 27 12	-57 24 54	-0,0044	0,0015	-0,0026	0,0008	-	-
		HIP12010	02 34 49	-56 59 08	0,000674	0,000010	-0,00190	0,00011	-	-
		HIP11648	02 30 15	-57 48 34	0,0029	0,0006	-0,0013	0,0012	-	-
		HIP11882	02 33 16	-57 01 33	0,0015	0,0004	-0,0014	0,0004	-	-
DIR313-29	central	19 52	-81 00							
		HIP97291	19 46 22	-80 38 35	0,0143	0,0004	0,0107	0,0004	15	9
		HIP98086	19 56 02	-81 20 59	0,0270	0,0004	-0,0037	0,0006	167	15
		HIP96128	19 32 43	-81 31 50	0,0179	0,0003	0,0024	0,0004	172	17
		HIP99559	20 12 16	-80 51 12	0,0288	0,0002	0,0060	0,0006	174	16
		HIP95344	19 23 48	-81 32 26	0,0207	0,0003	0,0039	0,0004	179	10
		HIP95544	19 26 03	-80 14 14	0,0246	0,0005	0,0119	0,0005	6	16
		HIP100359	20 21 13	-81 36 57	0,0298	0,0004	-0,0069	0,0005	169	11
		HIP96314	19 35 00	-81 45 11	0,0199	0,0011	0,0077	0,0015	7	2
DIR313-34	central	21 40	-79 10							

Continua na próxima página. . .

Tabela B.2 - Continuação

Nuvem	Região	RA (2000)	Dec (2000)	$\langle q \rangle$	err $\langle q \rangle$	$\langle u \rangle$	err $\langle u \rangle$	$\theta_{gauss}$ ( $^{\circ}$ )	err $\theta_{gauss}$	
		HIP108615	22 00 11	-79 17 31	0,00380	0,00018	-0,00535	0,00018	145	31
		HIP105316	21 19 49	-78 24 25	-0,00027	0,00044	0,00865	0,00044	33	17
		HIP107782	21 50 06	-78 13 18	0,00527	0,00144	-0,00680	0,00087	139	51
		HIP108045	21 53 22	-78 34 46	0,00441	0,00032	-0,00478	0,00038	160	11
		HIP105514	21 22 15	-80 06 50	0,00775	0,00020	-0,00810	0,00017	150	16
		HIP108449	21 58 10	-79 00 35	0,00138	0,00026	-0,00670	0,00018	134	20
		HIP106406	21 33 07	-78 32 35	0,00144	0,00016	0,00825	0,00007	39	54
		HIP106881	21 38 56	-79 26 33	0,00230	0,00017	-0,00438	0,00015	139	29
KM273+29	central	10 54	-26 15							
		HIP53010	10 50 42	-25 31 21	-0,00060	0,00017	0,00367	0,00012	42	17
		HIP53412	10 55 28	-26 58 44	-0,00531	0,00018	0,00634	0,00017	63	16
		HIP53712	10 59 24	-26 46 07	-0,00347	0,00027	0,00766	0,00021	47	20
		HIP53810	11 00 34	-25 51 22	-0,00370	0,00029	0,00626	0,00023	51	15
LDN134	central	15 52	-04 11							
		HIP77542	15 49 58	-03 55 16	-0,0241	0,0003	0,0077	0,0004	77	14
		HIP78116	15 57 03	-02 59 19	-0,0239	0,0004	0,0040	0,0004	84	6
		HIP77410	15 48 12	-04 47 09	-0,0184	0,0004	0,0057	0,0006	79	8
		HIP77332	15 47 16	-02 37 02	-0,0186	0,0002	-0,0002	0,0002	85	10
		HIP77864	15 53 57	-05 43 55	-	-	-	-	-	-
MBM20	central	04 35	-14 19							
		HIP21508	04 37 08	-14 07 03	-0,0138	0,0003	-0,0053	0,0004	91	20
		HIP21110	04 31 26	-13 38 39	0,0026	0,0010	0,0001	0,0009		

Continua na próxima página. . .

Tabela B.2 - Continuação

Nuvem	Região	RA (2000)	Dec (2000)	$\langle q \rangle$	err $\langle q \rangle$	$\langle u \rangle$	err $\langle u \rangle$	$\theta_{gauss}$ ( $^{\circ}$ )	err $\theta_{gauss}$
	HIP21668	04 39 05	-15 12 59	-0,0104	0,0003	0,00270	0,00021	77	62
	HIP21578	04 37 59	-13 01 56	-0,0038	0,0003	0,0050	0,0003	56	29
	HIP21815	04 41 15	-13 56 25	-0,0033	0,0006	0,0029	0,0004	64	53
	HIP20915	04 28 58	-13 39 41	0,0013	0,0003	-0,0021	0,0007	122	39
MBM21-22	central	05 02	-08 29						
	HIP23704	05 05 43	-09 25 50	0,0035	0,0003	-0,0005	0,0003	161	62
	HIP23262	05 00 19	-08 38 35	0,0028	0,0004	-0,0022	0,0005	106	47
	HIP23493	05 03 02	-08 39 47	-0,00253	0,00017	-0,00038	0,00019	84	49
	HIP23305	05 00 44	-07 31 54	0,0039	0,0007	0,0025	0,0005	3	30
	HIP23464	05 02 38	-08 53 39	-0,0027	0,0003	-0,0029	0,0003	99	125
MBM46-48	central	21 08	-09 36						
	HIP104461	21 09 36	-10 00 00	-	-	-	-	-	-
	HIP104310	21 07 53	-10 12 42	-0,00451	0,00020	0,00296	0,00026	77	36
	HIP104557	21 10 47	-09 21 15	-	-	-	-	-	-
	HIP104132	21 05 52	-10 36 42	-0,0041	0,0005	0,0031	0,0006	49	19
	HIP104427	21 09 14	-10 45 44	-0,0027	0,0003	-0,0002	0,0003	84	59
	HIP104300	21 07 46	-08 25 50	-	-	-	-	-	-
	HIP104554	21 10 44	-10 12 34	-0,0043	0,0003	0,0024	0,0004	68	45

# Apêndice C

---

## Dados do GASS

*Tabela C.1* - Tabela lista os ajustes da linha espectral do H. Densidade colunar e velocidade  $w$  proveniente da meia altura do ajuste gaussiano do espectro do H.

Nuvem	Região	RA (2000)	Dec (2000)	nH ( $cm^{-3}$ )	err nH	w ( $km/s$ )	err w
DIR009+30	central	20 10	-32 50	7,67E+20	2,30E+19	11,96	0,68
	HIP99430	20 10 54	-32 19 24	7,51E+20	2,25E+19	12,15	0,66
	HIP99286	20 09 15	-33 21 59	7,17E+20	2,15E+19	11,15	0,69
	HIP99891	20 16 02	-33 15 23	8,02E+20	2,41E+19	13,61	0,74
	HIP99038	20 06 28	-31 34 09	6,86E+20	2,06E+19	9,19	0,68
	HIP99681	20 13 42	-34 07 06	5,89E+20	1,77E+19	14,26	0,68
	HIP99262	20 08 58	-33 00 47	7,12E+20	2,14E+19	10,21	0,68
	HIP98977	20 05 40	-32 42 45	7,02E+20	2,11E+19	10,42	0,69
DIR179-49	central	03 05	-00 36	6,15E+20	1,85E+19	9,9	2,1
	HIP14105	03 01 53	-00 55 07	8,07E+20	2,42E+19	12,0	2,2
	HIP13946	02 59 38	-00 37 38	7,37E+20	2,21E+19	23,4	2,2
	HIP14289	03 04 13	-00 41 55	7,51E+20	2,25E+19	10,7	2,1
	HIP14736	03 10 18	-01 41 41	4,06E+20	1,22E+19	11,9	2,1
	HIP14113	03 02 00	+00 29 52	7,24E+20	2,17E+19	19,2	2,2
	HIP14033	03 00 42	-00 07 04	6,96E+20	2,09E+19	20,9	2,2
DIR280+55	central	02 29	-57 14	3,57E+20	1,07E+19	14,6	1,1
	HIP11481	02 28 06	-57 39 04	3,00E+20	9,00E+18	17,4	1,1
	HIP11531	02 28 41	-56 26 10	2,74E+20	8,22E+18	14,9	1,1
	HIP11145	02 23 24	-56 48 48	2,96E+20	8,88E+18	-	-
	HIP11308	02 25 34	-58 10 46	3,00E+20	9,00E+18	18,0	1,0
	HIP11419	02 27 12	-57 24 54	3,15E+20	9,45E+18	14,6	1,1
	HIP12010	02 34 49	-56 59 08	4,49E+20	1,35E+19	9,4	1,1
	HIP11648	02 30 15	-57 48 34	2,94E+20	8,82E+18	16,3	1,0
	HIP11882	02 33 16	-57 01 33	4,13E+20	1,24E+19	11,9	1,1
DIR313-29	central	19 52	-81 00	7,95E+20	2,39E+19	10,1	0,5
	HIP97291	19 46 22	-80 38 35	8,59E+20	2,58E+19	10,2	0,5
	HIP98086	19 56 02	-81 20 59	8,03E+20	2,41E+19	9,7	0,5
	HIP96128	19 32 43	-81 31 50	8,42E+20	2,53E+19	10,8	0,5
	HIP99559	20 12 16	-80 51 12	7,97E+20	2,39E+19	8,5	0,5

Continua na próxima página...

Tabela C.1 - Continuação

Nuvem	Região	RA (2000)	Dec (2000)	nH ( $cm^{-3}$ )	err nH	w (km/s)	err w
	HIP95344	19 23 48	-81 32 26	8,61E+20	2,58E+19	9,7	0,5
	HIP95544	19 26 03	-80 14 14	8,26E+20	2,48E+19	9,7	0,4
	HIP100359	20 21 13	-81 36 57	8,75E+20	2,63E+19	7,6	0,5
	HIP96314	19 35 00	-81 45 11	8,80E+20	2,64E+19	9,3	0,5
DIR313-34	central	21 40	-79 10	8,26E+20	2,48E+19	5,8	0,4
	HIP108615	22 00 11	-79 17 31	7,06E+20	2,12E+19	7,2	0,4
	HIP105316	21 19 49	-78 24 25	7,12E+20	2,14E+19	6,1	0,4
	HIP107782	21 50 06	-78 13 18	8,05E+20	2,42E+19	6,7	0,4
	HIP108045	21 53 22	-78 34 46	8,11E+20	2,43E+19	7,1	0,4
	HIP105514	21 22 15	-80 06 50	8,86E+20	2,66E+19	8,3	0,5
	HIP108449	21 58 10	-79 00 35	7,49E+20	2,25E+19	6,9	0,4
	HIP106406	21 33 07	-78 32 35	6,93E+20	2,08E+19	5,9	0,4
	HIP106881	21 38 56	-79 26 33	7,97E+20	2,39E+19	5,5	0,4
KM273+29	central	10 54	-26 15	5,29E+20	1,59E+19	7,0	1,0
	HIP53010	10 50 42	-25 31 21	6,47E+20	1,94E+19	7,9	1,0
	HIP53412	10 55 28	-26 58 44	5,35E+20	1,61E+19	6,7	1,0
	HIP53712	10 59 24	-26 46 07	4,98E+20	1,49E+19	11,8	1,0
	HIP53810	11 00 34	-25 51 22	4,67E+20	1,40E+19	9,0	1,0
LDN134	central	15 52	-04 11	8,97E+20	2,69E+19	5,8	0,3
	HIP77542	15 49 58	-03 55 16	9,34E+20	2,80E+19	5,3	0,4
	HIP78116	15 57 03	-02 59 19	9,78E+20	2,93E+19	6,2	0,4
	HIP77410	15 48 12	-04 47 09	1,02E+21	3,06E+19	5,7	0,3
	HIP77332	15 47 16	-02 37 02	7,49E+20	2,25E+19	4,6	0,3
	HIP77864	15 53 57	-05 43 55	9,57E+20	2,87E+19	6,4	0,3
MBM20	central	04 35	-14 19	4,39E+20	1,32E+19	31	4
	HIP21508	04 37 08	-14 07 03	5,54E+20	1,66E+19	24	4
	HIP21110	04 31 26	-13 38 39	4,83E+20	1,45E+19	24	4
	HIP21668	04 39 05	-15 12 59	6,21E+20	1,86E+19	3	4
	HIP21578	04 37 59	-13 01 56	4,33E+20	1,30E+19	17	4
	HIP21815	04 41 15	-13 56 25	5,48E+20	1,64E+19	23	4
	HIP20915	04 28 58	-13 39 41	4,84E+20	1,45E+19	30	4
MBM21-22	central	05 02	-08 29	6,02E+20	1,81E+19	23,4	1,2
	HIP23704	05 05 43	-09 25 50	5,80E+20	1,74E+19	15,7	1,2
	HIP23262	05 00 19	-08 38 35	5,80E+20	1,74E+19	20,9	1,2
	HIP23493	05 03 02	-08 39 47	5,47E+20	1,64E+19	19,6	1,2
	HIP23305	05 00 44	-07 31 54	3,43E+20	1,03E+19	20,8	1,2
	HIP23464	05 02 38	-08 53 39	5,21E+20	1,56E+19	17,7	1,2
MBM46-48	central	21 08	-09 36	5,74E+20	1,72E+19	9,1	0,7
	HIP104461	21 09 36	-10 00 00	7,08E+20	2,12E+19	7,4	0,7
	HIP104310	21 07 53	-10 12 42	6,42E+20	1,93E+19	6,6	0,7
	HIP104557	21 10 47	-09 21 15	6,28E+20	1,88E+19	9,8	0,7
	HIP104132	21 05 52	-10 36 42	6,05E+20	1,82E+19	6,4	0,7
	HIP104427	21 09 14	-10 45 44	5,54E+20	1,66E+19	8,1	0,7
	HIP104300	21 07 46	-08 25 50	3,99E+20	1,20E+19	12,2	0,7

Continua na próxima página...



Tabela C.1 - Continuação

---

---

Nuvem	Região	RA (2000)	Dec (2000)	nH ( $cm^{-3}$ )	err nH	w ( $km/s$ )	err w
	HIP104554	21 10 44	-10 12 34	6,76E+20	2,03E+19	7,8	0,7

---

---