

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

Giovani Heinzen Vicentin

**Aquisição, redução e análise de dados
polarimétricos para determinação de campos
magnéticos cósmicos**

São Paulo

2019

Giovani Heinzen Vicentin

**Aquisição, redução e análise de dados
polarimétricos para determinação de campos
magnéticos cósmicos**

Trabalho de Conclusão de Curso apresentado
ao Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências
Atmosféricas da Universidade de São Paulo
como requisito parcial para a obtenção do título
de Bacharel em Astronomia

Vertente: Pesquisa Básica

Orientadores: Prof.^a Dr.^a Elisabete Maria de
Gouveia Dal Pino (IAG/USP); Prof. Dr. Antônio
Mário Magalhães (IAG/USP)

São Paulo

2019

Dedico este trabalho às minhas avós, Odília e Eliza (in memoriam).

Agradecimentos

Aos meus pais, Ivone e Sidnei, por todo apoio e incentivo, principalmente durante estes últimos quatro intensos anos;

À minha irmã, Jéssica, pela inspiração para seguir os meus sonhos e objetivos;

Aos meus orientadores, Dra. Elisabete Dal Pino e Dr. Antônio Mário Magalhães;

Aos professores Ramachrisna Teixeira, Vera J. Pereira e Jorge L. Meléndez, pelas experiências no Observatório Abrahão de Moraes e em tutorias.

Às professoras Jane G. Hetem e Vera J. Pereira, pelas disciplinas ministradas e pela colaboração na minha época de Representante Discente.

Aos meus amigos e colegas de grupo, em especial ao Lucas e à Daiane, pela ajuda com observações e simulações.

Ao CNPq, pelo apoio financeiro, sob o projeto nº: 2018/2532;

Ao Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas - IAG e à Universidade de São Paulo - USP.

“Se vi mais longe foi por estar sobre os ombros de gigantes.”

Isaac Newton

“A vida sem luta é um mar morto no centro do organismo universal.”

Machado de Assis

Resumo

O estudo de campos magnéticos cósmicos é fundamental para a compreensão de inúmeros fenômenos astrofísicos. Nesse contexto, medidas polarimétricas podem nos dar informações importantes sobre a presença destes campos, que são difíceis de mensurar utilizando outras técnicas de observação.

Neste trabalho, mostramos o processo de aquisição de dados utilizando o polarímetro IAGPOL e a redução dos dados pela *pipeline* Solvepol, além de destacar os processos que polarizam a radiação em meios astrofísicos, com enfoque na Nuvem Escura da Musca. Também mostramos como pode-se determinar vários parâmetros físicos a partir da polarização usando simulações magneto-hidrodinâmicas.

Abstract

The study of cosmic magnetic fields is fundamental for understanding numerous astrophysical phenomena. In this context, polarimetric measurements can give us important information about the presence of these fields, which are difficult to commence using other observational techniques.

In this work, we show the process of data acquisition using the IAGPOL polarimeter and the data reduction by the Solvepol pipeline, also highlighting the processes that polarize the radiation in astrophysical media, focusing on the Musca Dark Cloud. We also show how we can determine several physical parameters from polarization using magneto-hydrodynamic simulations.

Lista de Figuras

1.1	Nuvem escura Barnard 68 (B68) observada em diferentes comprimentos de onda.	18
2.1	Mecanismo genérico de polarização da radiação.	23
2.2	Alinhamento do momento angular $\vec{\omega}$ de uma partícula alongada de poeira com o campo magnético \vec{B} no ISM.	24
2.3	Esquema da emissão de radiação Síncrotron polarizada.	25
2.4	Parâmetros de Stokes para a polarização linear e circular.	26
2.5	Ilustração do efeito de um prisma de calcita, construído com o seu eixo óptico (OA) a 45° em relação às suas faces de entrada e saída.	28
2.6	Aglomerado κ Crucis e mapa de vetores de polarização pelo IAGPOL	28
2.7	Esquema do polarímetro IAGPOL no LNA.	29
2.8	Região do céu a ser inicialmente observada pelo SOUTHPOL	30
2.9	Interface do Aladin Desktop na região do visível.	31
2.10	Esquema de como o conjunto de telescópios do CTA deverá se configurar.	33
3.1	Gráficos gerados pelo IRAF para o foco com uma estrela saturada.	37
3.2	Gráficos gerados pelo IRAF para o foco em boas condições para o objeto do campo.	37
3.3	Dados obtidos do IAGPOL para as magnitudes de objetos no campo de HD110984	38
3.4	Dados para o grau de polarização de objetos no campo de HD110984	39
3.5	Parâmetros de Stokes (Q e U) e histograma do ângulo de polarização θ para o campo.	39

3.6	Erro no grau de polarização em função da magnitude e mapa de vetores de polarização no plano do CCD	40
3.7	Imagem do campo de HD110984 sobreposta ao mapa de vetores de polarização.	40
3.8	Mapa de emissão polarizada por poeira na Via Láctea feito pelo Satélite Planck.	41
3.9	Histograma de densidade da polarização e erro na polarização em função da magnitude para o campo da estrela padrão HD172252.	42
3.10	Imagem do campo de HD172252 sobreposta ao mapa de vetores de polarização.	42
3.11	Gráficos gerados pelo IRAF para o melhor ajuste de foco na noite de 11 de julho de 2019.	43
3.12	G271.3 vista em brilho superficial pelo Herschel em 350 μm e os dados do Planck a 353 GHz	44
3.13	Região de G271.3 dividida em 16 campos para observação no LNA.	44
3.14	Mapa de vetores de polarização para a Nuvem Escura da Musca.	45
3.15	Evolução temporal do mapa dos vetores de polarização e densidade colunar para $M_S = 7.0$ e $M_A = 0.6$, com o campo magnético \vec{B} perpendicular à linha de visada.	49
3.16	Evolução temporal do mapa dos vetores de polarização e densidade colunar para $M_S = 7.0$ e $M_A = 0.6$, com o campo magnético \vec{B} paralelo à linha de visada.	50

Sumário

1. <i>Introdução</i>	17
1.1 O papel da polarização	19
1.2 Objetivos	20
2. <i>Metodologia</i>	23
2.1 Mecanismos de Polarização	23
2.1.1 Polarização por poeira	24
2.1.2 Radiação Síncrotron	24
2.2 Medida da Polarização	25
2.2.1 Parâmetros de Stokes	26
2.2.2 Medindo os Parâmetros de Stokes	27
2.3 Instrumentos e Softwares utilizados	27
2.3.1 IAGPOL	29
2.3.2 Pacote Solvepol	29
2.3.3 Aladin e TOPCAT	30
2.4 O GAPAE	31
2.4.1 Cherenkov Telescope Array	32
3. <i>Análise</i>	35
3.1 Procedimento de aquisição	35
3.1.1 Correções pré-observacionais	36
3.1.2 Estrelas padrões	37
3.2 Nuvem Filamentar G271.3+5.0	43
3.3 Nuvem Escura da Musca	45

3.4	Comparação com as simulações MHD	46
4.	<i>Conclusões</i>	53
	<i>Referências</i>	55

Introdução

Quando pensamos na matéria que compõe o Universo, é comum imaginarmos que ela se encontra em sua totalidade em estrelas ou em objetos compactos, como buracos negros e estrelas de nêutrons. No entanto, o ambiente entre estes objetos, o meio interestelar (ou *Interstellar Medium* - ISM, em inglês) não é absolutamente vazio, contendo gás e poeira, na forma de nuvens individuais e também em um meio difuso, além da chamada Matéria Escura, ainda pouco conhecida.

O ISM contém tipicamente um átomo de hidrogênio por centímetro cúbico e, aproximadamente, 100 grãos de poeira por quilômetro cúbico (Kepler, 2014). No entanto, assim como a matéria no Sistema Solar ou na Galáxia, a distribuição de gás e poeira no meio interestelar não é homogênea, e ao conglomerado destas partículas damos o nome de nuvens de gás ou nuvens de poeira, dependendo de sua composição.

A maior parte da matéria visível no Universo é composta por gás ionizado ou parcialmente ionizado, permeado por campos magnéticos - ou seja, em estado de plasma. Sendo assim, campos magnéticos funcionam como uma importante chave para compreender a formação e evolução de estruturas no Universo.

Campos magnéticos aparecem em diversos processos e ambientes: num laboratório de plasma, na coroa solar e na heliosfera, no meio interestelar, em galáxias, no meio intergalático e no Universo primordial.

Esses campos são notoriamente difíceis de observar no espaço, pois, conforme veremos na Seção 1.1, suas medições envolvem sinais polarizados e, na maioria das vezes, a polarização não é quantificada em análises fotométricas - medidas da intensidade da radiação observada.

Por outro lado, nos últimos anos entramos numa nova era para as observações as-

tronômicas, graças às novas instalações em vários domínios de frequência, que vêm nos possibilitando o estudo observacional de fenômenos antes pouco estudados, como a presença e interferência dos campos magnéticos em diferentes cenários. Para o estudo de nuvens de poeira, por exemplo, as observações no domínio do visível e do infravermelho nos trazem diferentes informações, conforme vemos na Figura 1.1. Veremos mais adiante, no entanto, que essas nuvens nos trazem ainda mais informações quando observadas não apenas em diferentes frequências, mas também quando as observamos em um polarímetro.

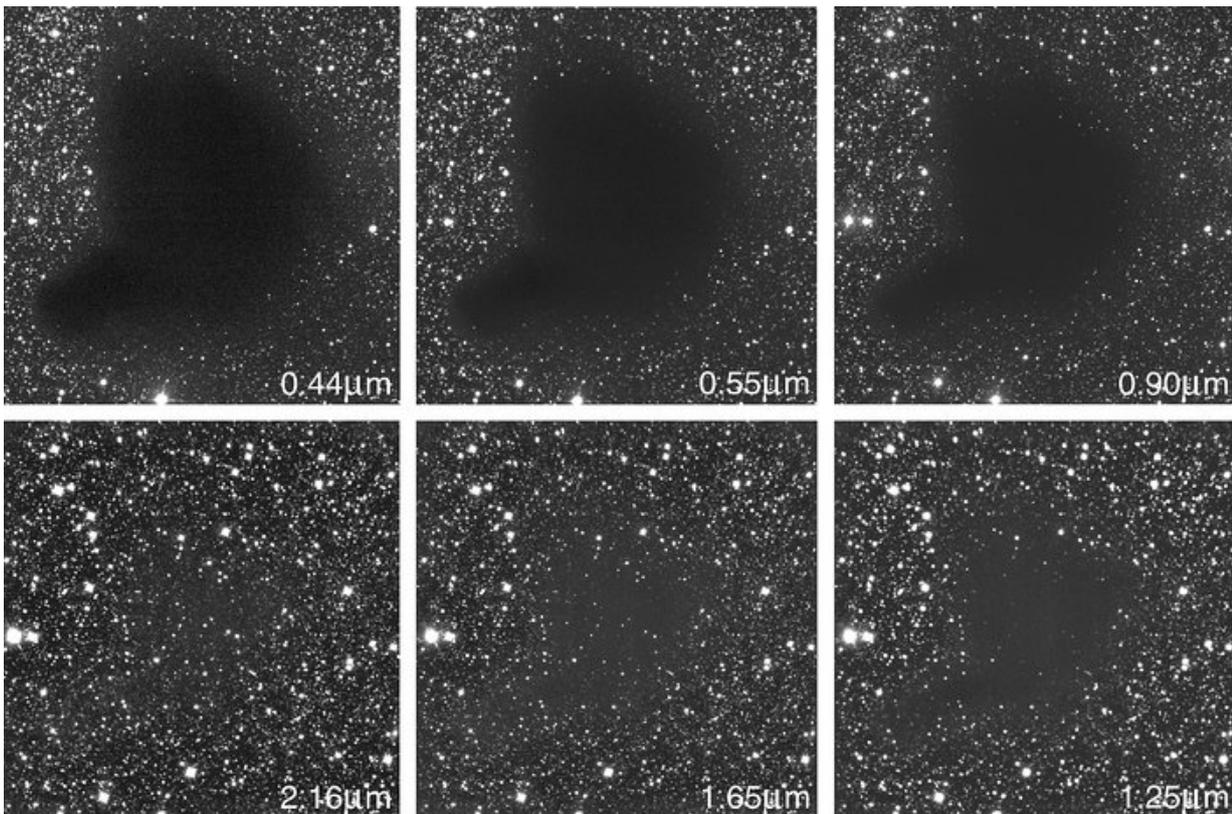


Figura 1.1: Nuvem escura Barnard 68 (B68) observada em diferentes comprimentos de onda - Créditos: ESO.

Polarímetros de imagem na região do visível e do infravermelho com capacidade polarimétrica no domínio submilimétrico foram instalados em novos telescópios e interferômetros, como o *Atacama Large Millimeter Array* (ALMA) no Chile. Essas instalações já permitem um grande avanço no conhecimento de campos magnéticos em regiões estelares, em nuvens moleculares e em discos protoplanetários. No domínio do rádio, novas instalações, como o *Low-Frequency Array* (LOFAR), o *Square Kilometer Array* (SKA) e o *Australian SKA Pathfinder* (ASKAP), também abordarão questões fundamentais sobre

a evolução do Universo, incluindo as origens das primeiras estrelas e a geração de campos magnéticos no espaço.

Outro grande instrumento internacional dedicado aos raios cósmicos, o *Cherenkov Telescope Array* (CTA), uma instalação de raios gama na faixa de energia GeV - TeV, terá impacto não só no domínio da astrofísica de altas energias, mas também em cosmologia e física fundamental, particularmente contribuindo para entender aceleradores de raios cósmicos e campos magnéticos cósmicos.

Mais um avanço é o levantamento da emissão polarizada, realizado pelo satélite Planck em uma ampla faixa de frequência (70 GHz a 353 GHz). Os dados polarizados foram divulgados publicamente em 2014 e serão utilizados neste trabalho.

É importante ressaltar, ainda, a participação brasileira no levantamento dessas análises polarimétricas, com os polarímetros IAGPOL, localizado no Observatório Pico dos Dias, do Laboratório Nacional de Astrofísica (OPD-LNA), em Brazópolis - MG e o SOUTHPOL, localizado no *Cerro Tololo Inter-American Observatory* (CTIO), no Chile. Grande parte deste trabalho foi realizado devido ao instrumento desenvolvido por professores e técnicos do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo (IAG-USP), o IAGPOL.

1.1 O papel da polarização

A obtenção dos dados da polarização de objetos astronômicos é fundamental para a compreensão de diversas classes de objetos que emitem ou absorvem radiação, desde ondas de rádio e sub-milimétricas, passando pelo infra-vermelho próximo e óptico, até raios-X.

Por outro lado, a base observacional da Astrofísica foi desenvolvida majoritariamente medindo-se o fluxo de radiação¹ ou brilho² dos objetos de interesse, seja em banda ou em forma espectral. Normalmente, medimos esse fluxo independentemente do estado de polarização do feixe de luz.

Existem vários processos, no entanto, que polarizam (linear ou circularmente) o feixe de luz recebido, seja na fonte ou ao longo do caminho para o observador. Portanto, podemos obter muita informação, codificada no estado de polarização da luz, medindo essa polarização. Exemplos de tais processos no domínio ultravioleta (UV), óptico e infravermelho

¹ Fluxo de radiação = energia/[unidade de área]/[unidade de tempo]

² Brilho = fluxo/[unidade de ângulo sólido]

próximo (*near-infrared* - NIR, em inglês) e os locais que podem aparecer são:

- Espalhamento por poeira:
 - Meio Interestelar (ISM)
 - Envoltórios de Objetos Estelares Jovens (*Young Stellar Objects*, YSO)
 - Envoltórios ao redor de estrelas AGB³
- Espalhamento Thompson:
 - Radiação Cósmica de Fundo (*Cosmic Microwave Background*, CMB)
 - Envoltórios de estrelas quentes
- Radiação Síncrotron:
 - Núcleos Ativos de Galáxias (*Active Galactic Nuclei*, AGN) e *AGN hot spots*
 - Gamma-ray Bursts* (GRBs)
- Radiação Cíclotron:
 - Anãs Brancas magnéticas em binárias cataclísmicas.

O estudo de dados observacionais por meio da polarização astronômica é, portanto, muito importante neste cenário, trazendo-nos informações além das obtidas, por exemplo, por análises fotométricas e espectrais.

Os mecanismos de polarização detalhados e a relação destes com a presença de campos magnéticos cósmicos serão explicados no Capítulo 2.

1.2 Objetivos

Com a realização deste trabalho, tivemos por objetivo introduzir o aluno às técnicas de aquisição, redução e análise de dados em Polarimetria Astronômica, realizando um profundo estudo tanto da base teórica e observacional quanto de instrumentação astronômica, conforme descrevemos no Capítulo 2.

Durante o projeto, o aluno aprendeu a descrever a luz polarizada através dos parâmetros de Stokes; utilizar o polarímetro IAGPOL, instalado no LNA, o qual pode ser acessado

³ *Asymptotic Giant Branch* (AGB) ou Ramo Assintótico das Gigantes, é uma região do diagrama HR populada por estrelas evoluídas, que já saíram da Sequência Principal, gigantes, frias e bastante luminosas.

remotamente; adquirir imagens polarimétricas com o IAGPOL; reduzir imagens e construir um catálogo de objetos do campo observado; analisar e interpretar os dados obtidos. Todos esses procedimentos encontram-se detalhados no Capítulo 3.

Do ponto de vista de pesquisa, tivemos por objetivo realizar o estudo polarimétrico para obtenção de campos magnéticos cósmicos na Nuvem Escura da Musca (*Musca Dark Cloud* - MDC, em inglês), conforme feito em Pereyra e Magalhaes (2004) e, neste trabalho, nas Seções 3.3 e 3.4, além da Nuvem Filamentar G271.3+5.0, para o qual fazemos parte de uma nova colaboração internacional que irá utilizar dados do satélite Planck, do IAGPOL, dentre outros instrumentos. Para esta última, como veremos na Seção 3.2, por questões meteorológicas, não conseguimos realizar as observações.

Afim de comparar os resultados da análise dos dados polarimétricos para a MDC, pretendíamos realizar simulações magneto-hidrodinâmicas (MHD) para obter parâmetros físicos como a intensidade do campo magnético e a densidade da região, além de estudar a influência da linha de visada nos parâmetros de Stokes e na polarização. Esse estudo é feito na Seção 3.4 e no Capítulo 4.

Metodologia

A realização deste projeto está baseada em um amplo estudo da base teórica, tanto na área de polarização astronômica quanto na área de fenômenos astrofísicos e simulações magneto-hidrodinâmicas e também na parte observacional e de instrumentação astronômica, descritos nas próximas seções.

2.1 Mecanismos de Polarização

De maneira genérica, a luz (radiação) pode ser polarizada por um mecanismo simples, conforme indicado na Figura 2.1. Neste esquema¹, temos uma fonte que produz uma radiação não polarizada. Ao atravessar um filtro polarizador, a radiação adquire um grau de polarização que, no caso da figura, é linear.

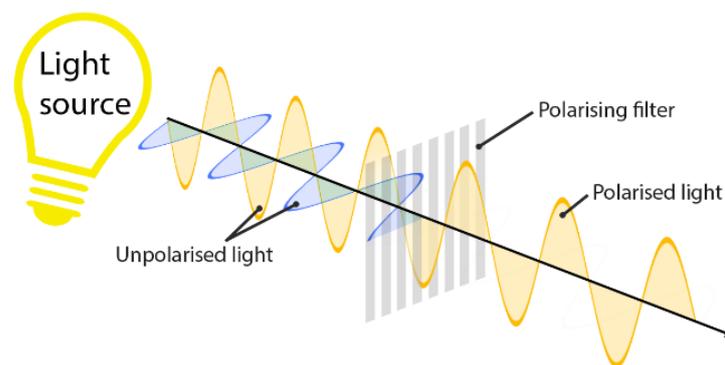


Figura 2.1: Mecanismo genérico de polarização da radiação.

Em meios astrofísicos, temos diferentes objetos que funcionam como emissores de radiação e vários processos que polarizam esta radiação, seja na própria fonte ou no caminho

¹ Extraído de <https://bit.ly/2wrut0A>. Acesso em 27/10/19.

até o observador. Exemplos destes mecanismos são a polarização por poeira e a radiação Síncrotron.

2.1.1 Polarização por poeira

Neste processo de polarização, temos grãos de poeira alongados que, possuindo quatro graus de liberdade (três translacionais e um rotacional), podem girar em torno de um dado eixo, adquirindo, assim, momento angular $\vec{\omega}$.

Na presença de um campo magnético \vec{B} , o momento angular do grão de poeira tende a se alinhar com o campo, de modo que $\vec{\omega} \parallel \vec{B}$, conforme a Figura 2.2. Daí, se a radiação proveniente de uma dada fonte atravessa uma região com grãos de poeira nestas condições, a radiação passa a ser linearmente polarizada, de modo que, ao medirmos o grau de polarização, podemos obter diretamente a direção das linhas de campo magnético.

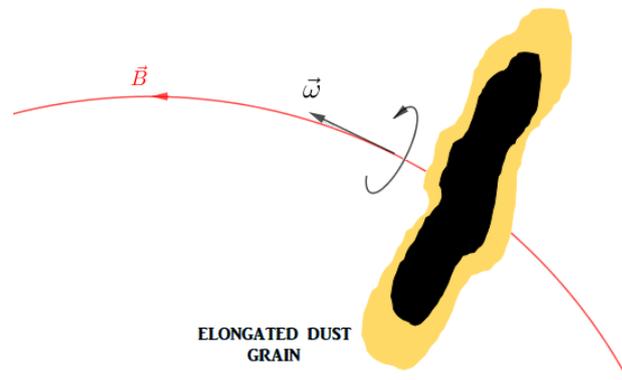


Figura 2.2: Alinhamento do momento angular $\vec{\omega}$ de um grão alongado de poeira com a linha de campo magnético \vec{B} no ISM.

Exemplos de ambientes astrofísicos onde podemos observar esse mecanismo de polarização são em nuvens escuras ou em toros de poeira entorno de AGNs. Lazarian (2007) e Hoang e Lazarian (2012) nos dão uma interessante revisão sobre a teoria de alinhamento de grãos de poeira na presença de campos magnéticos.

2.1.2 Radiação Síncrotron

Outro mecanismo de polarização, onde a fonte já produz uma radiação polarizada, é o da radiação Síncrotron. Neste caso, temos um elétron espiralando ao redor de uma linha de campo magnético. Acelerado, o elétron emite a denominada radiação Síncrotron, radiação

eletromagnética essa que tem o seu campo magnético \vec{B} alinhado com a linha de campo magnético do meio, de modo que o campo elétrico \vec{E} é emitido perpendicularmente à linha externa e, conseqüentemente, a radiação é linearmente polarizada - vide a Figura 2.3.

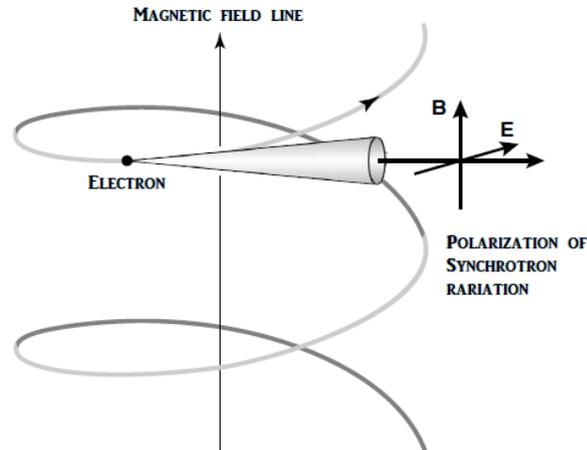


Figura 2.3: Esquema da emissão de radiação Síncrotron polarizada. Adaptado de Carroll e Ostlie (2007)

Já a polarização circular ocorre, por exemplo, em Masers² (Watson e Wyld, 2001) ou em ambientes na presença de campos magnéticos, que provocam uma fase entre os campos elétrico e magnético da radiação que atravessa o meio. Estudos deste tipo de polarização envolvem análises de Efeito Zeeman e, para tanto, utilizam de métodos de espectropolarimetria, que não serão abordados neste trabalho, mas podem ser melhor compreendidos em Goodrich et al. (1995).

2.2 Medida da Polarização

Uma forma de quantificar o grau de polarização (linear ou circular) da radiação é através dos *Parâmetros de Stokes* (Figura 2.4). A pipeline *Solvepol*, que será discutida na Seção 2.3.2, utiliza estes parâmetros para realizar a redução dos dados polarimétricos obtidos com o IAGPOL.

² *Microwave Amplification by Stimulated Emission of Radiation* (Maser) ou, em português, amplificação de microondas por emissão estimulada de radiação.

2.2.1 Parâmetros de Stokes

A polarização linear é geralmente medida através dos chamados parâmetros relacionados de Stokes, Q e U . Eles têm a mesma dimensão que I , o primeiro parâmetro de Stokes, que mede o fluxo do feixe. Eles são frequentemente expressos em forma fracionária ou percentual, $q = Q/I$ e $u = U/I$.

O parâmetro Q expressa a diferença de fluxo entre a luz polarizada nos ângulos de posição 0° e 90° , enquanto U se refere à diferença entre os ângulos de posição 45° e 135° . Os ângulos de posição equatorial são medidos de Norte para Leste.

A polarização linear, P , está relacionada a Q e U por $P = \sqrt{Q^2 + U^2}$, enquanto o ângulo de posição da polarização é $\theta = 0,5 \arctan(U/Q)$. Se a razão Sinal/Ruído polarimétrica, σ_P/P , for maior que cerca de 4, Q e U são estatisticamente distribuídos de maneira normal (Simmons e Stewart, 1985). Se eles são medidos com a mesma precisão, essa será a precisão de P também.

A polarização circular é expressa pelo quarto e último parâmetro de Stokes, V , que mede a quantidade de fluxo circularmente polarizado à direita sobre o fluxo polarizado à esquerda (Figura 2.4)³.

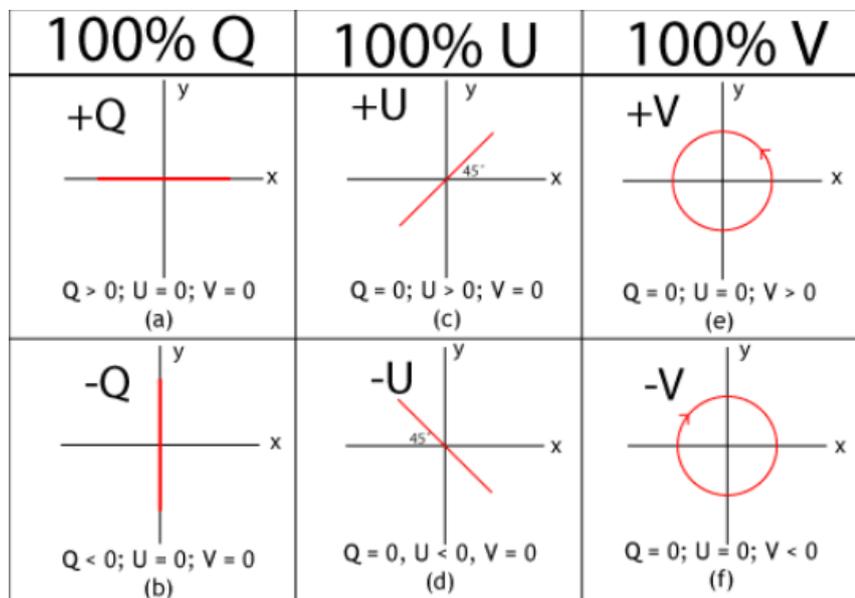


Figura 2.4: Parâmetros de Stokes para a polarização linear e circular.

³ Extraído de <https://bit.ly/30Vis11>. Acesso em 27/10/19.

2.2.2 Medindo os Parâmetros de Stokes

A técnica desenvolvida com sucesso no IAG e no OPD/LNA (Magalhaes et al., 1996) utiliza um polarizador de birrefringência, ou seja, um bloco de calcita duplo, ou prisma de Savart. Este prisma fornece, simultaneamente, duas imagens perpendicularmente polarizadas de objetos no campo (Figuras 2.5 e 2.6). Além disso, em vez de girar a câmera inteira, usamos uma lâmina retardadora de meia onda, que gira a polarização do feixe de luz que entra.

Também importante é o fato de que as duas imagens polarizadas do céu sob a das estrelas se superpõem (Figura 2.6). Essa técnica, portanto, cancela a polarização do céu, que pode ser muito alta sob a luz do luar, bem como a interferência (decaimento das contagens de fótons) quando uma nuvem atmosférica, por exemplo, atravessa o céu durante a medida.

Pode-se então mostrar (Magalhaes et al., 1984) que, se ϕ_i é o ângulo de orientação da lâmina de meia-onda, o fluxo ou contagens, N_1 e N_2 , de cada imagem (digamos, estelar) (Figura 2.6) nesta posição da lâmina, relacionam-se com os parâmetros de Stokes lineares por:

$$\left. \frac{N_1 - N_2}{N_1 + N_2} \right|_i = Q \cdot \cos(4\phi_i) + U \cdot \sin(4\phi_i). \quad (2.1)$$

Assim, as imagens tiradas nos ângulos de posição 0° , 22.5° , 45° e 67.5° , medirão, respectivamente, Q , U , $-Q$ e $-U$. No LNA, geralmente obtemos imagens do campo estelar em 8 ângulos de posição, 0° a 67.5° e 180° a 247.5° .

A polarização circular pode ser medida de forma semelhante obtendo imagens através de uma placa de quarto de onda. Uma relação semelhante à acima é obtida (Serkowski, 1974), mas agora a expressão também depende de V :

$$\left. \frac{N_1 - N_2}{N_1 + N_2} \right|_i = \frac{Q}{2} + \frac{Q}{2} \cdot \cos(4\phi_i) + \frac{U}{2} \cdot \sin(4\phi_i) - V \cdot \sin(2\phi_i). \quad (2.2)$$

2.3 Instrumentos e Softwares utilizados

Como já mencionado, neste projeto o aluno tem contato tanto com a área teórica quanto experimental. Dessa forma, para a realização da aquisição e processamento de dados, vários instrumentos e softwares se fazem necessários. Iremos descrevê-los nas próximas seções.

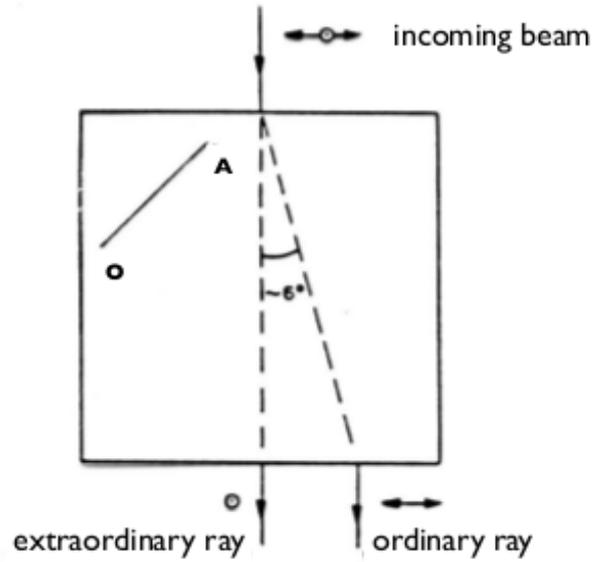


Figura 2.5: Ilustração do efeito de um prisma de calcita, construído com o seu eixo óptico (OA) a 45° em relação às suas faces de entrada e saída. A luz incidente é sempre dividida em dois feixes polarizados perpendicularmente. Se o feixe incidente tiver um fluxo maior em uma das polarizações indicadas, os feixes emergentes diferirão de acordo.

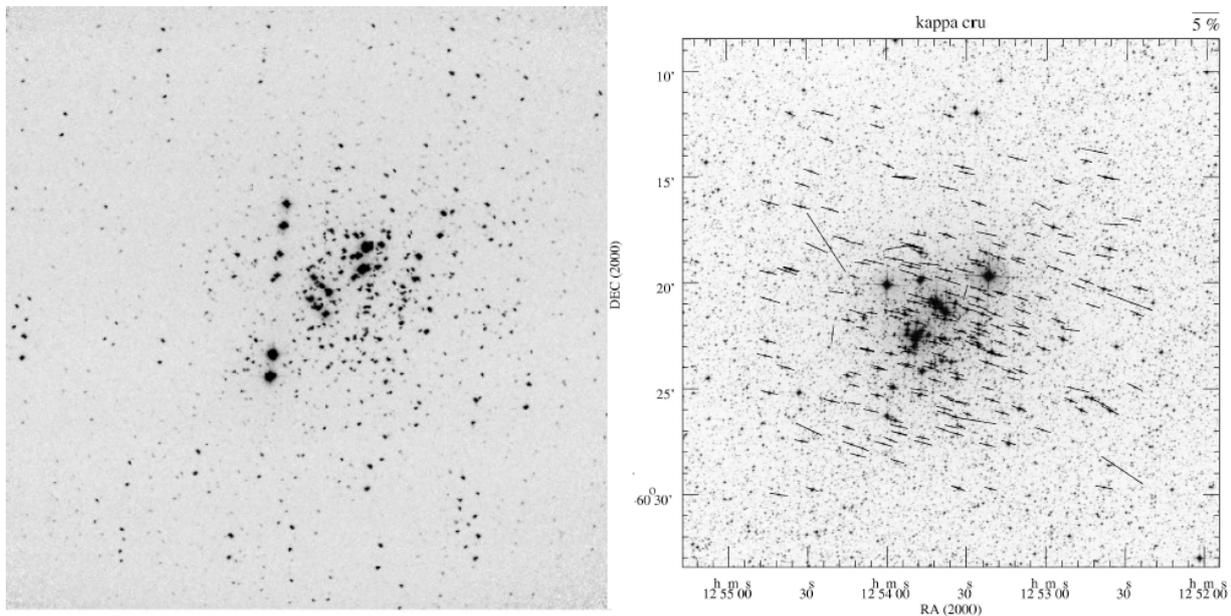


Figura 2.6: Esquerda: imagem do aglomerado aberto κ Crucis, obtido através de uma lâmina de meia-onda e um prisma de calcita do IAGPOL. Direita: Os vetores de polarização resultantes para κ Crucis, onde P & θ são plotados. Retirado de Magalhães et al. (2005)

2.3.1 IAGPOL

O IAGPOL é o Polarímetro do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas (IAG-USP) que se encontra no Laboratório Nacional de Astrofísica, feito pelo Departamento de Mecânica e a Seção Técnica de Eletrônica do IAG e supervisionado pelo Prof. Dr. Antônio Mário Magalhães.

O instrumento é composto por uma gaveta polarimétrica e uma caixa de drivers (Figura 2.7). A gaveta abriga os dispositivos ópticos e mecânicos e a caixa de drivers é composta por uma fonte de alimentação e circuitos eletrônicos de controle dos motores de passo e sensores de posição que acionam as partes ópticas.

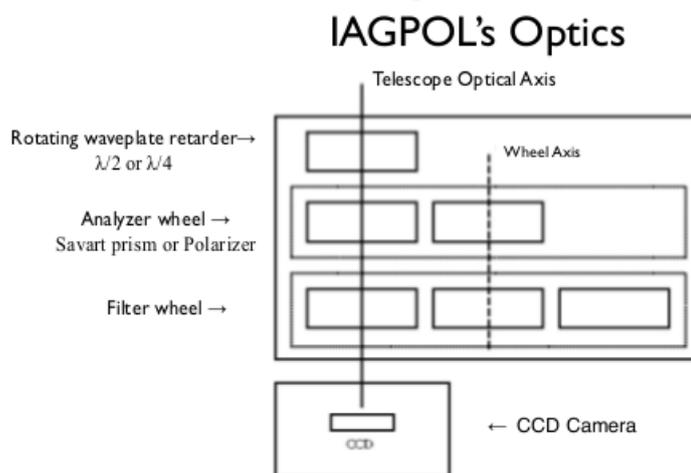


Figura 2.7: Esquema do polarímetro IAGPOL no LNA. Este conceito também está sendo usado com a câmera do infravermelho próximo, CamIV, no LNA.

O IAGPOL também foi precursor no SOUTHPOL, polarímetro elaborado pela equipe de estudos polarimétricos do IAG com colaborações nacionais e internacionais, acoplado ao telescópio T80, localizado no Cerro Tololo, Chile.

Este polarímetro tem por finalidade estudar o céu do hemisfério Sul, tendo em vista que não existe um survey polarimétrico nas bandas do óptico e infravermelho próximo do céu todo (*all-sky*) - vide a Figura 2.8.

2.3.2 Pacote Solvepol

A redução das imagens obtidas pelo IAGPOL é feita pelas tarefas do pacote *Solvepol* (Ramírez et al., 2017), escrito em IDL. As tarefas são baseadas no pacote *pccdpack* (Pereyra

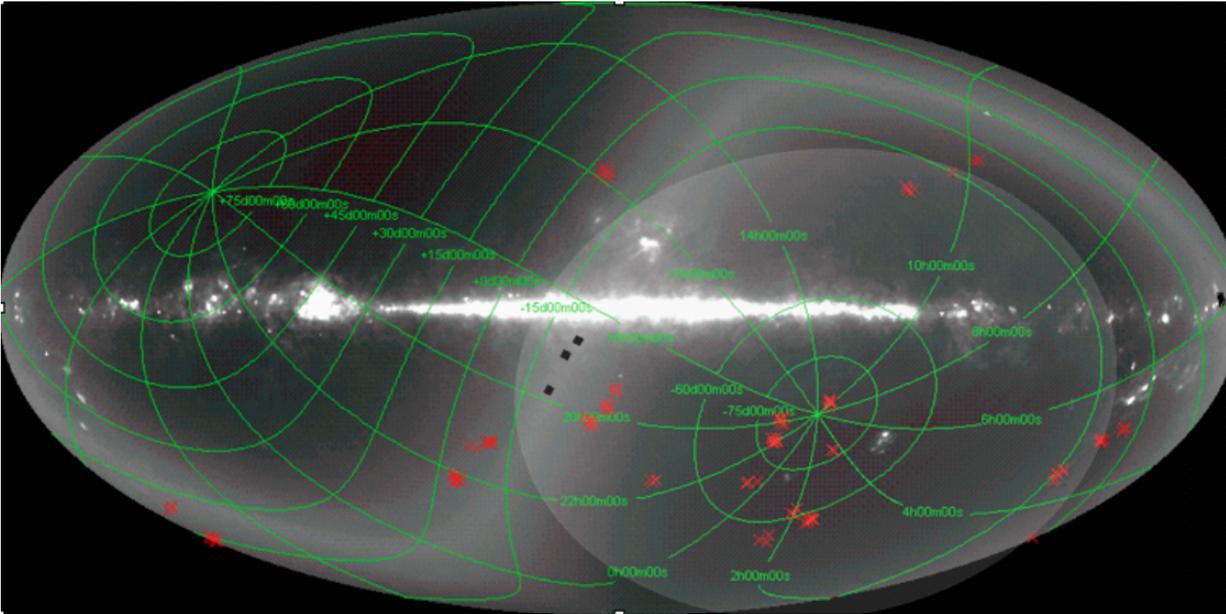


Figura 2.8: A área mais clara na imagem representa a região do céu a ser inicialmente observada pelo SOUTHPOL, i.e., $\text{Dec} \leq -15^\circ$. Ela inclui as Nuvens de Magalhães, grande parte do sul da Via Láctea e o centro da Galáxia. As regiões assinaladas indicam Nuvens de Alta Latitude Galáctica observadas no survey apresentado em Magalhães et al. (2005).

e Magalhaes, 2002), executado no ambiente IRAF.

A redução inicial das imagens segue o processo tradicional de correção por *bias* e *flat-field*. A seguir, é feita a fotometria dos objetos do campo. A partir daí, os dados são manipulados por rotinas específicas. O resultado é, para cada estrela do campo, a sua polarização linear, o erro e o ângulo desta polarização. Tarefas adicionais podem, por exemplo, graficar os resultados obtidos, conforme mostramos no Capítulo 3.

2.3.3 Aladin e TOPCAT

O *Aladin* é um atlas interativo que permite ao usuário visualizar imagens astronômicas digitalizadas (Figura 2.9) ou pesquisas completas, sobrepôr entradas de catálogos astronômicos ou bancos de dados e acessar interativamente dados e informações relacionadas a partir do banco de dados Simbad, do serviço Vizier e de outros arquivos para todos os objetos astronômicos conhecidos do campo.

Através do Aladin Desktop, podemos acessar catálogos astronômicos como o Gaia DR2, que nos traz diversas informações sobre os objetos do campo, tais como magnitude, paralaxe, absorção, dentre outros. Feito isso, usamos a ferramenta de *X-Match* do TOPCAT

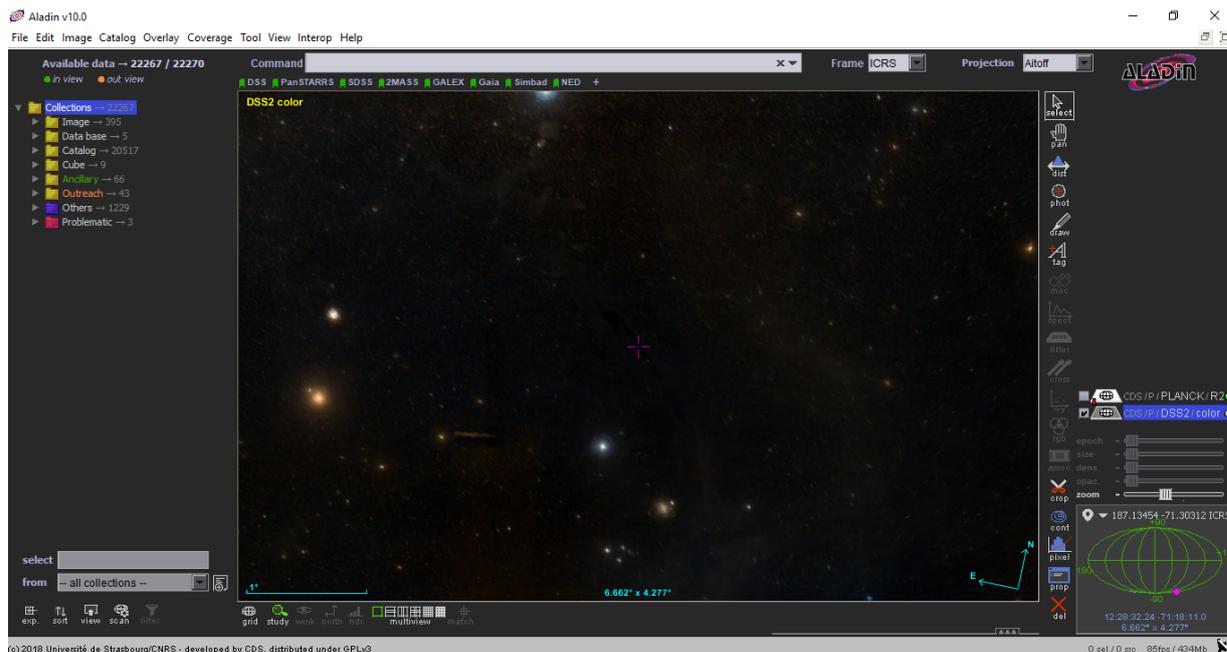


Figura 2.9: Interface do Aladin Desktop na região do visível. No centro da imagem (demarcado com o cursor roxo) temos a Nuvem Escura da Musca, que é um dos objetos deste estudo.

para formar uma tabela única com estas informações catalogadas.

O TOPCAT é um visualizador e editor gráfico interativo para dados tabulares. Seu objetivo é fornecer a maioria das ferramentas que os astrônomos precisam para análise e manipulação de catálogos de fontes e outras tabelas, embora também possa ser usado para dados não-astronômicos. Ele entende vários formatos importantes para a astronomia, incluindo FITS, VOTable e CDF, e mais formatos podem ser adicionados.

2.4 O GAPAE

Não poderíamos deixar de mencionar o Grupo de Altas Energias e Plasmas Astrofísicos (GAPAE) do IAG-USP, afinal, desde o segundo ano da graduação no Bacharelado em Astronomia no Instituto, o aluno vem sendo orientado pela Profa. Dra. Elisabete M. de Gouveia Dal Pino nas áreas de astrofísica de altas energias, plasmas e campos magnéticos cósmicos.

O GAPAE vem desenvolvendo, há mais de uma década, vários estudos utilizando magneto-hidrodinâmica (MHD) teórica e numérica, fazendo a descrição de fluidos para investigar plasmas astrofísicos e fenômenos de altas energias.

O estudo de fenômenos de altas energias, plasmas e campos magnéticos cósmicos abrange:

A - Processos fundamentais:

Reconexão

Dínamo

Aceleração de partículas de altas energias

Turbulência e campos magnéticos

Polarização da radiação por partículas de poeira

B - Campos magnéticos em ambientes astrofísicos:

O Sol e a heliosfera, vento solar

Turbulência interestelar

Campos magnéticos e formação estelar

Campos magnéticos em galáxias e aglomerados

Campos magnéticos primordiais

C - Desafios numéricos e observacionais

Diante disso, o estudante tem amplo contato com a área teórica e de simulações em Astrofísica, além de trabalhar com a parte observacional e de instrumentação Astronômica, podendo comparar os resultados simulados com os dados observacionais.

Nos últimos anos, o grupo ao qual pertence o aluno também esteve envolvido na matriz de um novo arranjo de telescópios, o CTA - descrito na Seção 2.4.1, daí a necessidade de se aprender também os processos de aquisição, redução e análise de dados, para comparação das simulações magneto-hidrodinâmicas com dados reais.

2.4.1 *Cherenkov Telescope Array*

O *Cherenkov Telescope Array* (CTA) é o observatório terrestre de próxima geração para a Astronomia de raios gama e altas energias. Com mais de 100 telescópios localizados nos hemisférios norte e sul (Figura 2.10), o CTA será o maior e mais sensível observatório de raios gama e de altas energias do mundo.

O IAG-USP, o Italian National Institute for Astrophysics (INAF) e a North-West University of South Africa (NWU) são parceiros na construção do *Astri Mini-Array*, um arranjo de telescópios de raios gama para observação do Universo a altíssimas energias, que será precursor do CTA. Esta colaboração é coordenada pela professora Elisabete Dal Pino, sendo que vários dos alunos do GAPAE são membros do consórcio CTA.

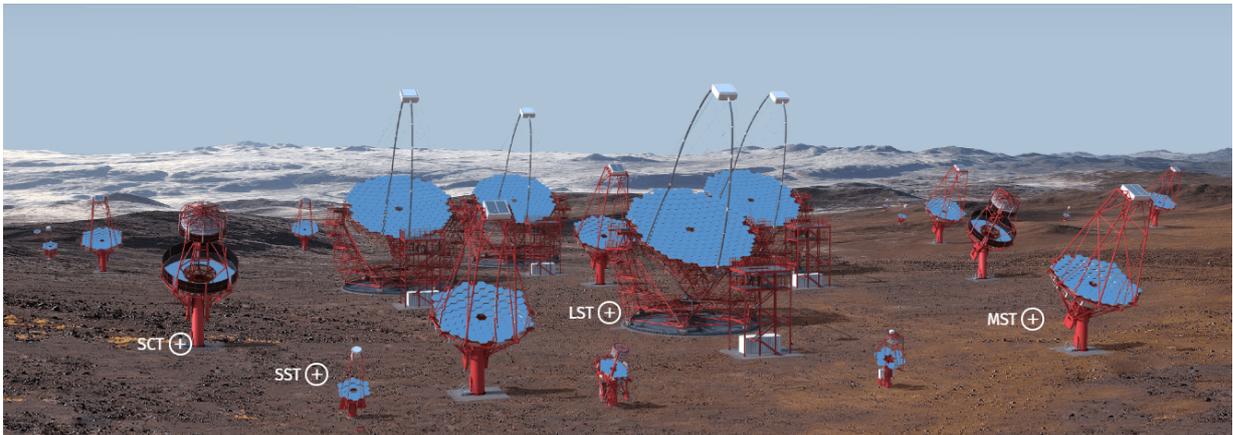


Figura 2.10: Esquema de como o conjunto de telescópios do CTA deverá se configurar. Cada tipo de telescópio, com diferentes aberturas, observará um intervalo específico de energias. O *Astri Mini-Array* está encarregado da construção dos primeiros protótipos dos telescópios do tipo SST (*Small-Sized Telescopes*) da imagem, que irão observar as mais altas energias em raios gama.

Análise

Neste capítulo iremos detalhar o processo de aquisição dos dados pelo IAGPOL, a redução através do pacote Solvepol e a análise dos dados reduzidos, tanto para estrelas conhecidas e amplamente analisadas - as estrelas padrões, quanto para os nossos objetos de estudo, a Nuvem Escura da Musca e a Nuvem Filamentar G271.3+5.0, além de comparar nossos resultados com as simulações MHD.

3.1 Procedimento de aquisição

Os dados para a realização das pesquisas da Nuvem Filamentar G271.3+5.0 (RA = 9h 54', Dec = -45d 48m) e de estrelas padrões no disco da Galáxia foram obtidos a partir das observações remotas feitas pelo aluno com o IAGPOL, no Observatório Pico dos Dias (OPD).

No dia 01 de março de 2019 o aluno fez um teste no OPD para familiarização com os equipamentos e softwares, além de testar o procedimento de acesso e comunicação remotos.

No total, para a observação da Nuvem Filamentar G271.3+5.0 o aluno teve acesso a oito noites de observação remota no OPD, nos dias 06, 07, 27 e 28 de março de 2019 e entre os dias 08 e 11 de abril de 2019. Infelizmente, as condições meteorológicas no local não foram propícias para as observações do campo de interesse em nenhuma das oito noites. No entanto, foi possível realizar alguns procedimentos que precedem as observações, bem como o apontamento para estrelas padrões.

Por conta das más condições meteorológicas, só puderam ser realizados os procedimentos de *flat-field* e *bias*, com a cúpula fechada. Apenas na noite de 09 de abril foi possível realizar, além dos processos já mencionados, a observação de uma estrela padrão

polarizada.

Diante disso, o aluno e o Prof. Antônio Mário Magalhães submeteram um novo pedido ao LNA, para observação de estrelas padrões polarizadas, afim de comparar os dados obtidos com a utilização do prisma de calcita e o polaroide simples.

Nos dias 10 e 11 de julho de 2019 o aluno realizou com sucesso as observações, adquirindo os dados de cinco estrelas padrões polarizadas na região do disco da Galáxia. Nas próximas subseções detalhamos o processo de aquisição e redução dos dados obtidos.

3.1.1 Correções pré-observacionais

Antes de realizar qualquer observação, são necessárias algumas medidas que permitem o melhoramento da imagem através da câmera CCD.

A correção por *flat-field*, ou correção de campo plano, é uma técnica usada para melhorar a qualidade da imagem. O principal objetivo do *flat-field* é corrigir a variação de sensibilidade pixel a pixel do CCD e/ou por distorções no caminho óptico. É um procedimento de calibração padrão, utilizado desde em câmeras digitais até grandes telescópios.

No OPD, para realizar o *flat-field* apontamos o telescópio para um quadro branco uniformemente iluminado e tomamos cerca de 100 imagens com um tempo de exposição tal que o número de contagens no CCD seja entorno de 45 mil, sendo que a saturação para o CCD do IAGPOL ocorre com cerca de 60 mil contagens.

Outro procedimento é chamado de *bias*, que representa a variação pixel a pixel do ponto zero do detector. Nesta etapa uma imagem é obtida sem tempo real de exposição - no caso do IAGPOL, $t_{\text{exp}}^{\text{min}} = 0,001$ s. A imagem assim obtida contém apenas sinal indesejado devido à eletrônica que elabora os dados do sensor, pontos de acumulação de carga dentro do próprio sensor (CCD).

Feitas as correções por flat e bias, quando as condições estão propícias para a abertura da cúpula, realizamos o foco do telescópio, apontando para uma estrela com magnitude entorno de 10 mag, de modo que a emissão da estrela não sature a contagem de fótons no CCD (Figuras 3.1 e 3.2).

Quando o número de contagens no sensor cai em função do raio conforme a linha tracejada (Figura 3.2, esquerda) e apresenta aspecto de círculos concêntricos, sem deformações (Figura 3.2, direita), temos um bom foco e podemos seguir para a observação de estrelas padrões e para o campo de interesse.

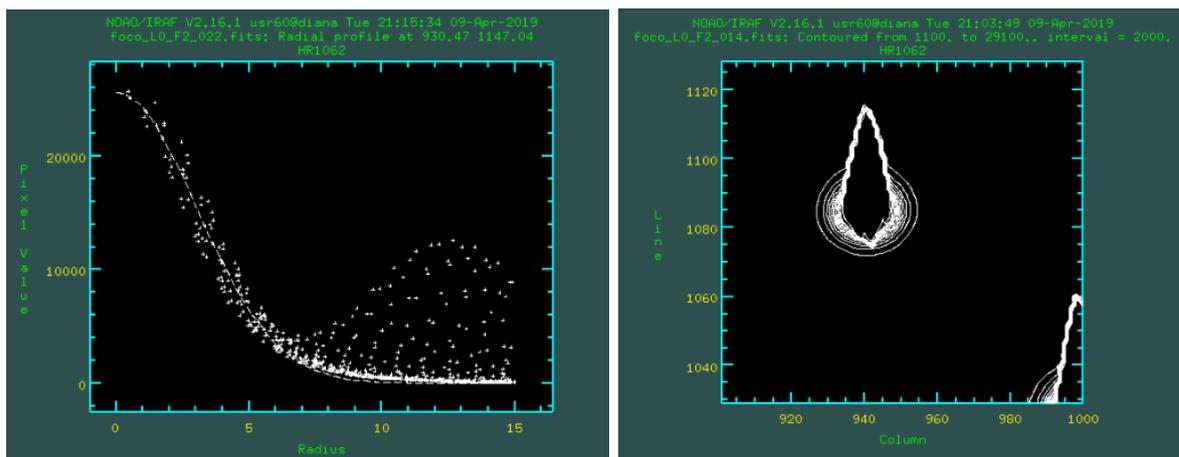


Figura 3.1: Gráficos gerados pelo IRAF para o foco de uma estrela saturada.

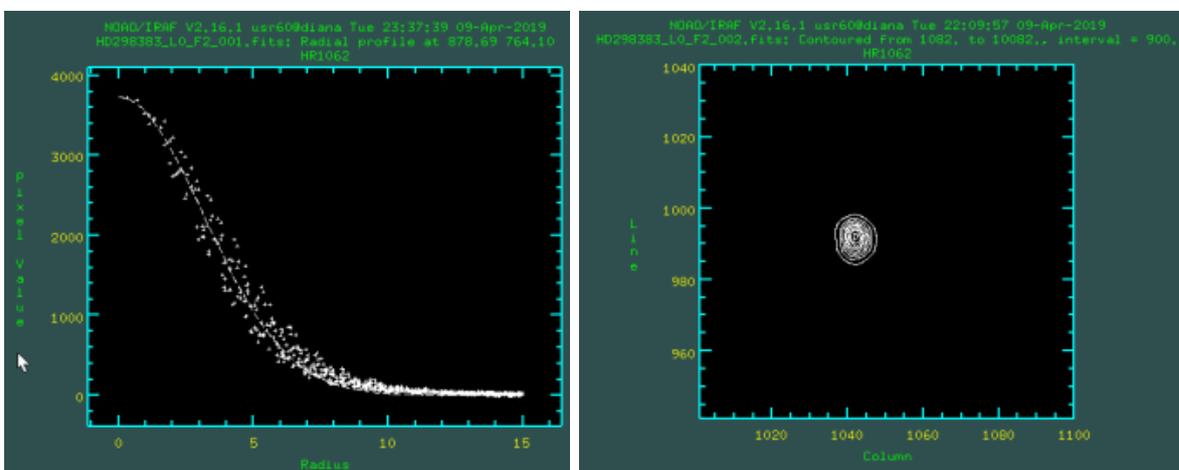


Figura 3.2: Gráficos gerados pelo IRAF para o foco em boas condições para o objeto do campo.

3.1.2 Estrelas padrões

Como já mencionado, parte do trabalho do aluno para realização deste projeto é a familiarização com o pacote Solvepol para a redução de dados. Mostramos a seguir os gráficos gerados pelo pacote para os dados obtidos para a região da estrela padrão HD110984.

O catálogo *Polarimetry Standard Stars*¹, com dados de estrelas padrões polarizadas e não polarizadas, é amplamente utilizado para observações no LNA e no CTIO, e foi dele que retiramos os dados da estrela HD110984.

Ao se observar um determinado campo com o IAGPOL, um dado obtido e graficado

¹ Disponível em: <http://www.astro.iag.usp.br/~polarimetria/padroes/index.html>. Acesso em 28/10/2019.

pelo Solvepol é a distribuição de magnitudes dos objetos do campo.

Na Figura 3.3 (esquerda) mostramos um histograma de magnitudes, isto é, o número de objetos com magnitudes medidas num dado intervalo. Perceba que o número de contagens deveria crescer exponencialmente com a magnitude. No entanto, por volta de ~ 15 mag o histograma passa a ter uma queda. Isso nos dá diretamente a magnitude limite para a qual temos uma boa precisão nas medidas, pois a partir daí não conseguimos observar objetos mais fracos. Este fato será melhor compreendido nos próximos gráficos.

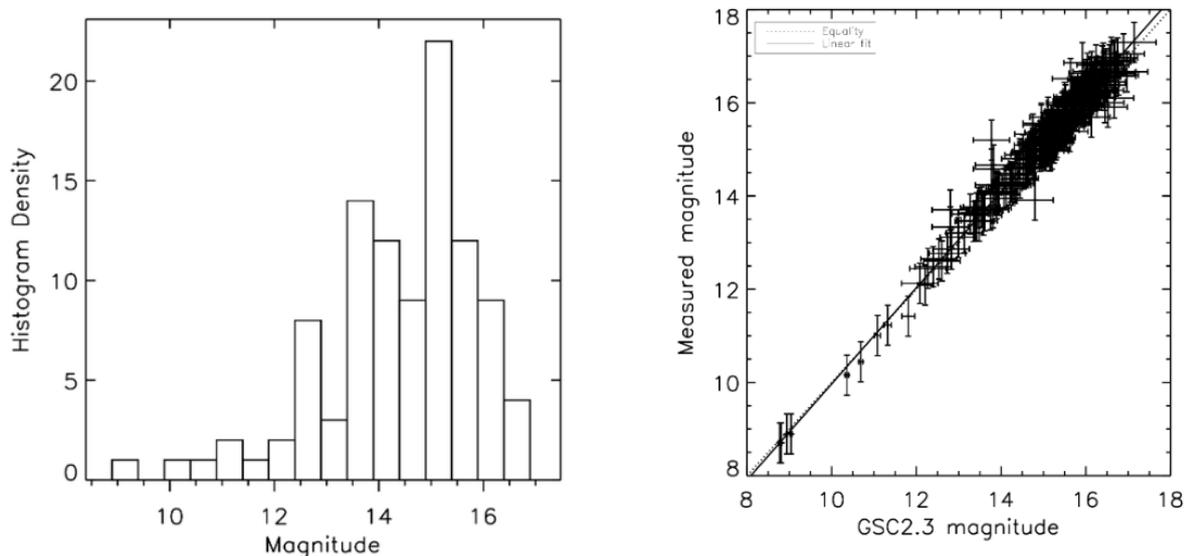


Figura 3.3: Esquerda: histograma do grau de polarização de objetos no campo de HD110984. Direita: comparação entre as magnitudes observadas e as catalogadas no GSC2.3 (magnitudes nas bandas J, F e N).

Medidas as magnitudes, a Figura 3.3 (direita) nos mostra uma comparação entre os dados medidos pelo IAGPOL e as magnitudes obtidas pelo catálogo GSC2.3 (*Guide Star Catalog - Version 2.3.2*). Note que o fit linear (reta sólida) e a reta da identidade (tracejada) estão muito próximas, mostrando que nossos resultados são confiáveis.

Na Figura 3.4 (esquerda) temos o gráfico da polarização, em %, de cada objeto versus sua magnitude. Perceba que, para objeto com magnitudes maiores que 15 mag, o erro associado à medida cresce consideravelmente, o que é melhor verificado na Figura 3.6 (esquerda), reforçando o que já havíamos discutido a partir do histograma de magnitudes (Figura 3.3). Já na Figura 3.4 (direita), os mesmos resultados sobre o grau de polarização são plotados na forma de histograma.

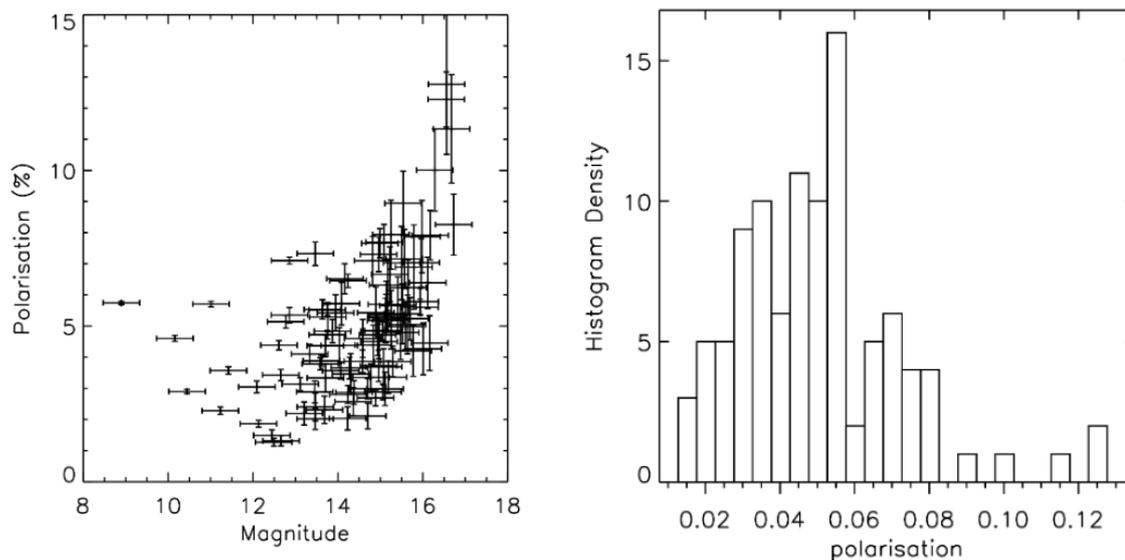


Figura 3.4: Esquerda: polarização em função da magnitude para objetos no campo de HD110984. Direita: histograma de densidade do grau de polarização.

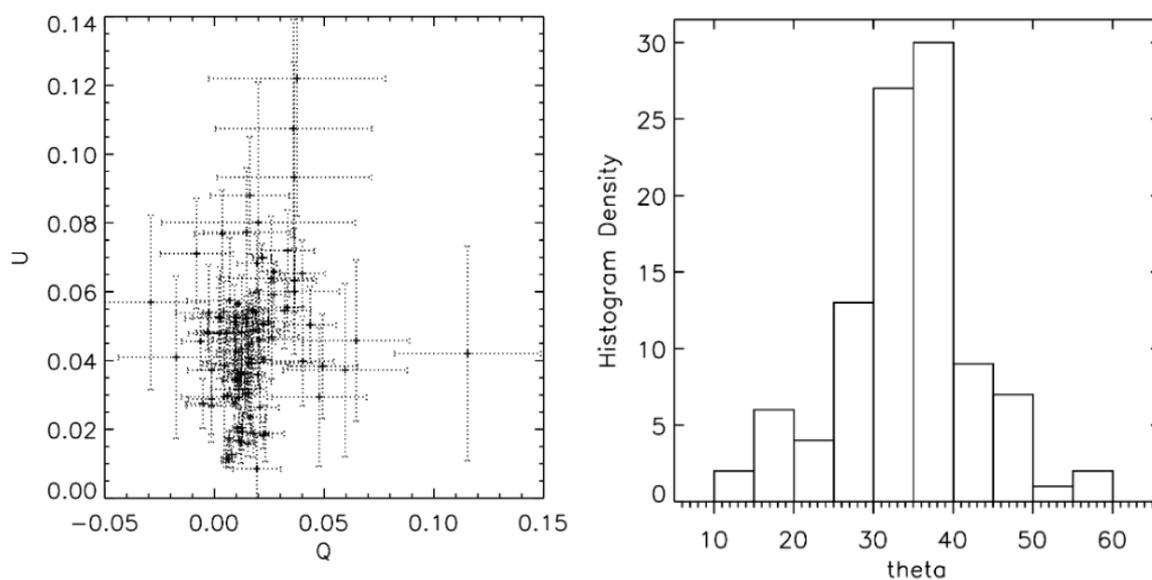


Figura 3.5: Esquerda: parâmetros de Stokes (Q e U). Direita: histograma do ângulo de polarização θ para o campo.

Os parâmetros Q e U , que são os dados retirados do IAGPOL conforme descrito anteriormente, são mostrados na Figura 3.5 (esquerda) e, a partir deles é que obtemos os valores para a polarização linear ($P = \sqrt{Q^2 + U^2}$) e o ângulo de polarização $\theta = 0,5 \arctan(U/Q)$ para cada objeto do campo - este último, mostrado no histograma da Figura 3.5 (direita).

Finalmente, com todas estas informações, são plotados o gráfico do erro na polarização

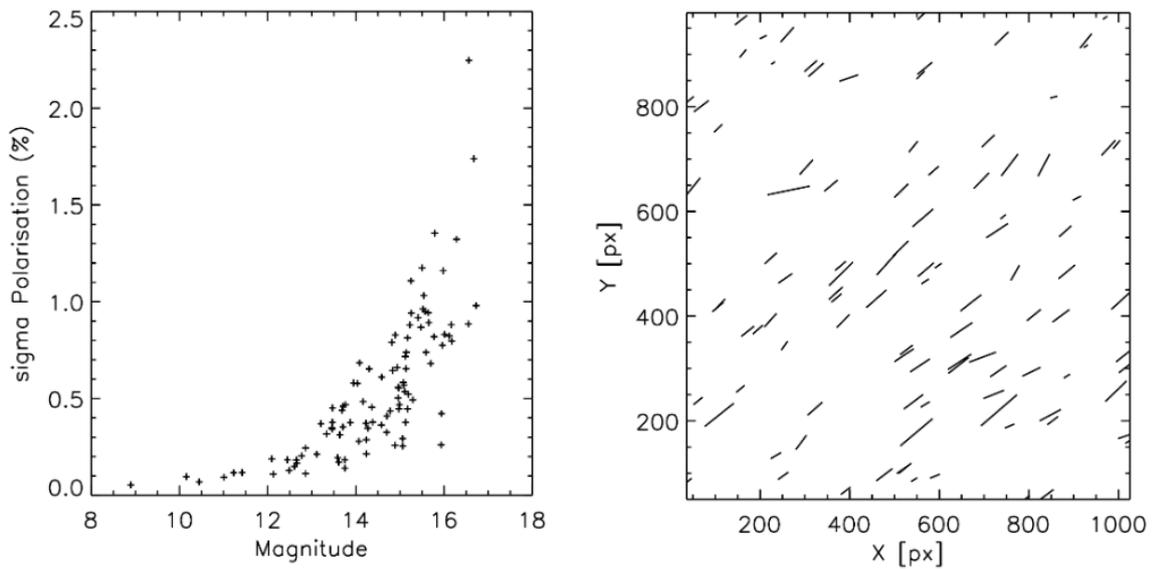


Figura 3.6: Esquerda: erro no grau de polarização em função da magnitude. Direita: mapa de vetores de polarização no plano do CCD.

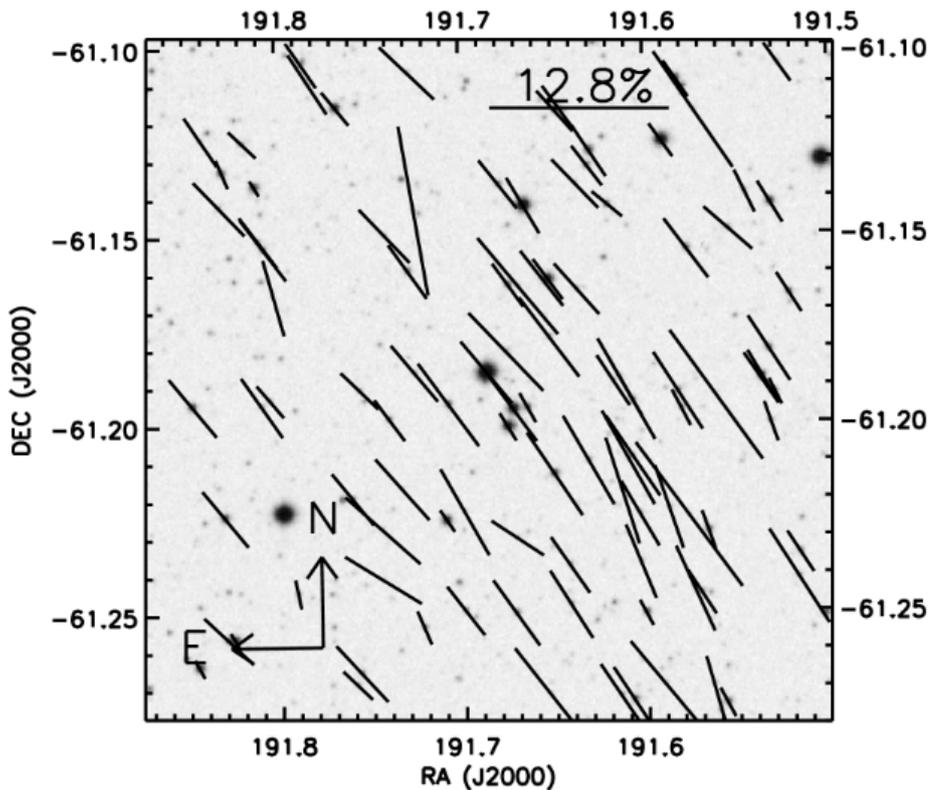


Figura 3.7: Imagem do campo de HD110984 sobreposta ao mapa de vetores de polarização.

em função da magnitude - Figura 3.6 (esquerda) e o mapa de vetores de polarização. Na Figura 3.6 (direita) temos um mapa X vs Y com tais informações, numa escala de px,

tal qual o campo observado no CCD do IAGPOL (nesta escala, 1000 px representam uma cobertura menor do que 30' no céu). Depois disso, os mesmos vetores são sobrepostos à imagem dos objetos do campo e colocados em um mapa de ascensão reta e declinação, conforme a Figura 3.7.

Com análises como essa, podemos determinar os vetores de polarização e a direção do campo magnético em pequenas escalas, que podem ser utilizados como comparação ou aperfeiçoamento de grandes levantamentos, como o mapa de emissão polarizada por poeira na Via Láctea feito pelo Satélite Planck, da Agência Espacial Europeia (*European Space Agency* - ESA), que pode ser observado na Figura 3.8.

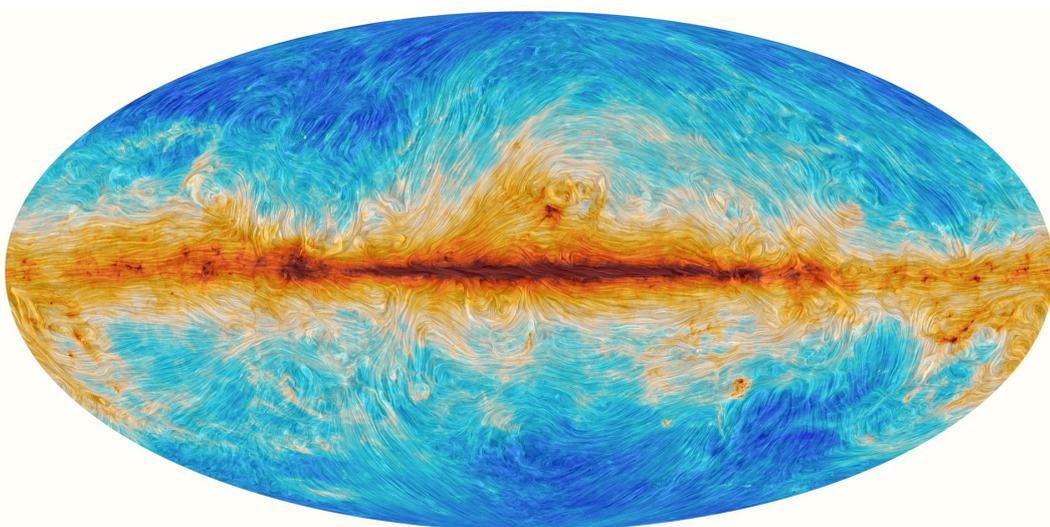


Figura 3.8: Mapa de emissão polarizada por poeira na Via Láctea feito pelo Satélite Planck.

Cabe ressaltar aqui que, em uma de nossas últimas observações, na noite de 11 de julho de 2019, conseguimos observar três campos estelares na região do disco da Galáxia, e para o campo da estrela padrão polarizada HD172252 (RA = 18 39 39.85, DEC = -11 52 43.0) obtivemos mais de 600 objetos com razão sinal-ruído $P/\sigma_P > 5$ - observe as Figuras 3.9 e 3.10.

Esse excelente resultado nos mostra quão bons podem ser os dados obtidos no LNA com o IAGPOL, e que podem ser ainda melhores em condições como as dos sítios do Chile - no caso, para o SOUTHPOL, por exemplo. Vale lembrar ainda que, para atingir esses resultados, tivemos um conjunto de fatores positivos, como um céu limpo e um ótimo ajuste de foco, conforme vemos na Figura 3.11.

Nós podemos ainda comparar estes dados observacionais com a previsão teórica para,

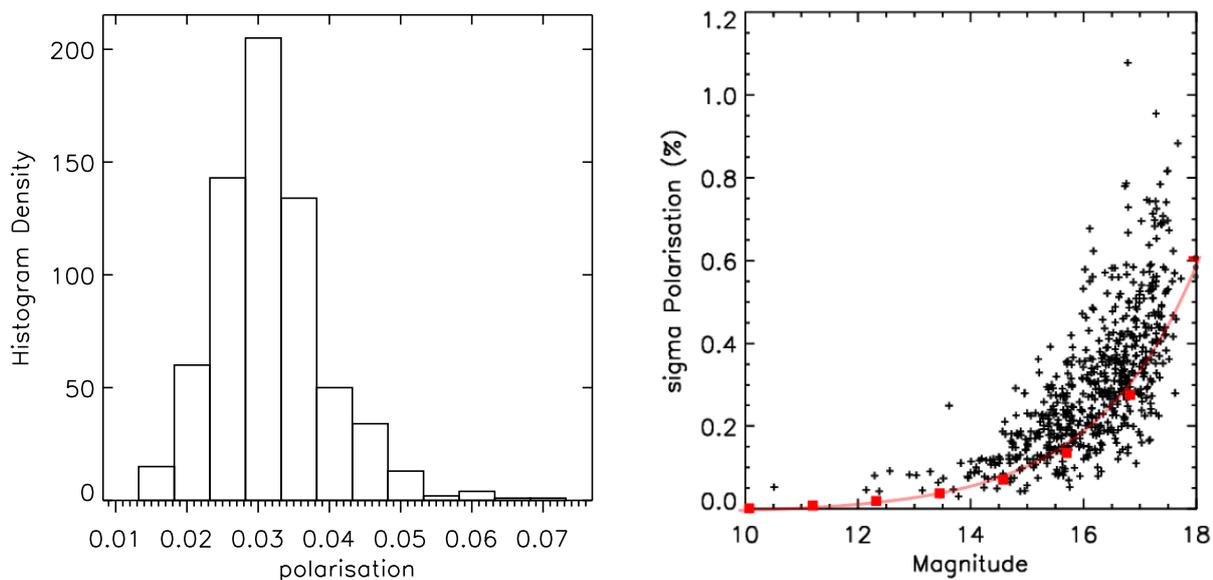


Figura 3.9: Esquerda: histograma de densidade da polarização para o campo de HD172252. Direita: erro na polarização em função da magnitude para o campo de HD172252 (pontos pretos) e curva teórica para a distribuição da contagem de fótons como uma Poissoniana (curva e pontos vermelhos).

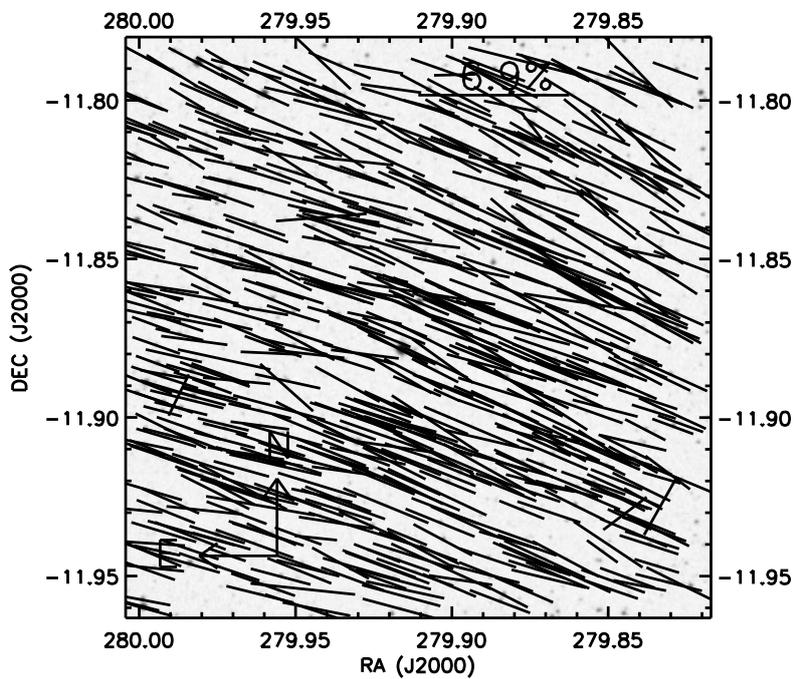


Figura 3.10: Imagem do campo de HD172252 sobreposta ao mapa de vetores de polarização.

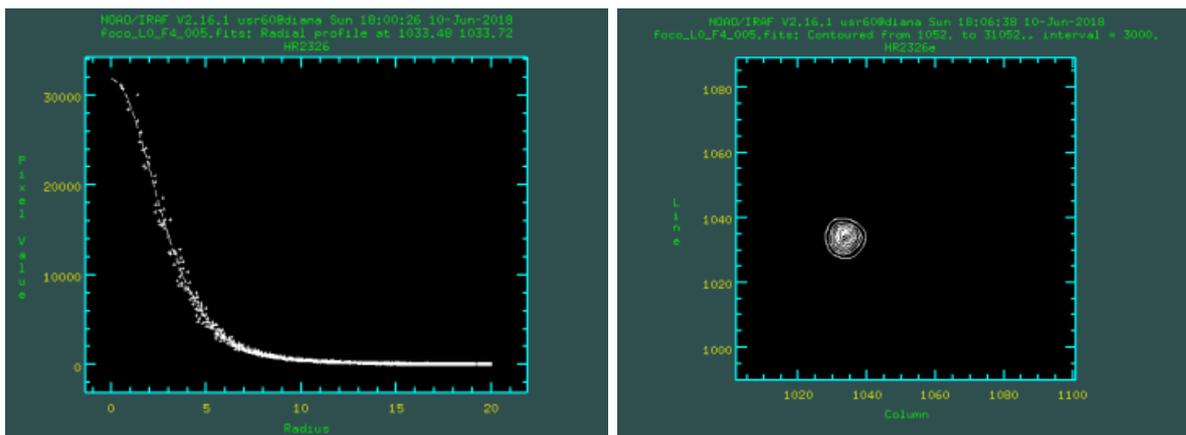


Figura 3.11: Gráficos gerados pelo IRAF para o melhor ajuste de foco na noite de 11 de julho de 2019.

por exemplo, a relação de σ_P em função da magnitude, considerando a distribuição de probabilidade de contagem dos fótons (distribuição de Poisson), o que é mostrado na curva vermelha sobreposta ao gráfico da Figura 3.9 (direita), onde também consideramos fatores como a magnitude para o fundo do céu, o tempo de integração, entre outros. Note que os pontos se encontram predominantemente acima da curva vermelha, isto porque a curva teórica representa um regime ideal de observação, que não atingimos facilmente no LNA. No entanto, o comportamento dos pontos observados não distam muito do esperado.

3.2 Nuvem Filamentar G271.3+5.0

A formação de nuvens densas e subsequente evolução de núcleos protoestelares são ditadas pelo balanço entre a gravidade, turbulência e campos magnéticos. O efeitos destes últimos são os menos conhecidos.

O professor Antonio Mário Magalhães faz parte de um grupo de 24 pesquisadores de países da América, Europa e Ásia que conseguiu 19 horas de observação com o experimento em balão BLAST-TNG, com a finalidade de observar a Nuvem Filamentar G271.3+5.0 (RA = 9h 54', Dec = -45d 48m). O objetivo é realizar um mapa de polarização de $1.5 \times 1.0 \text{ deg}^2$ (Figura 3.12) em $250 \mu\text{m}$, $350 \mu\text{m}$ e $500 \mu\text{m}$ (i.e., no sub-mm). O ângulo de polarização da emissão da poeira da nuvem nos permitirá:

1. medir a orientação do campo magnético em pequenas escalas;
2. correlacionar a polarização com a densidade colunar e a função de dispersão dos

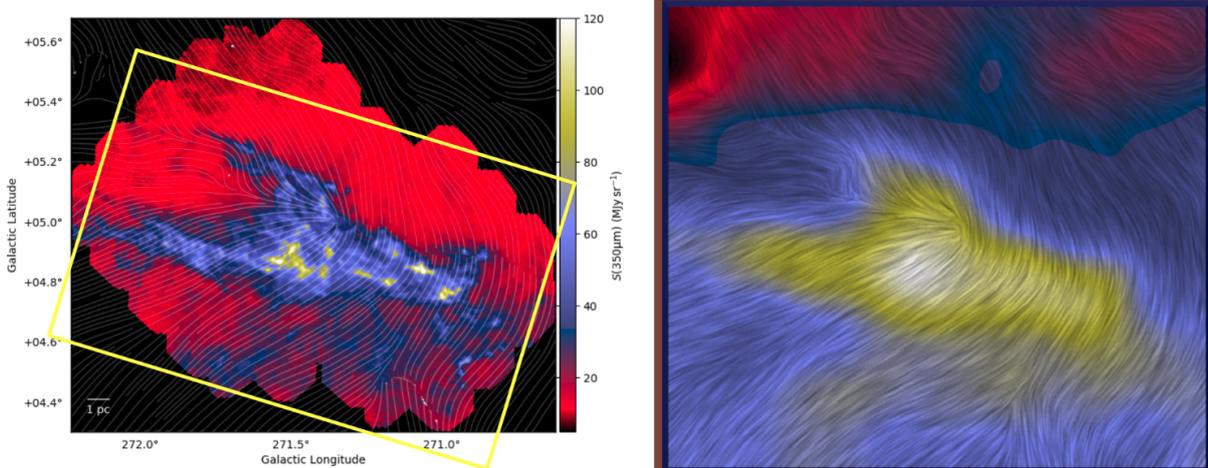


Figura 3.12: G271.3 vista em brilho superficial pelo Herschel em $350 \mu\text{m}$ (esquerda) e os dados do Planck a 353 GHz (direita). Os ângulos de polarização do Planck estão rotacionados em 90 graus para mostrar a orientação de campo magnético inferido no campo do céu, indicada como linhas dinâmicas no primeiro e como imagem de Line Integral Convolution (LIC) no segundo quadro. A caixa amarela corresponde ao mapa planejado de $1.5 \times 1.0 \text{ deg}^2$ do BLAST-TNG.

ângulos;

3. medir o espectro da polarização e correlacioná-lo com densidade colunar e temperatura da nuvem.

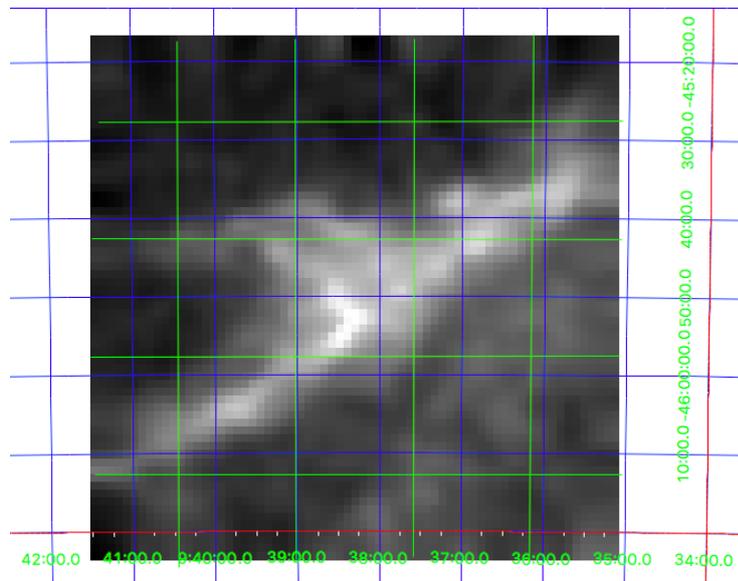


Figura 3.13: Região de G271.3 dividida em 16 campos para observação no LNA. A intersecção das linhas verdes representam os centros de cada campo.

No LNA (Figura 3.13), com o polarímetro + CCD IkonL + RF, estaremos observando a

polarização por absorção da poeira da nuvem nos filtros V e I. Isso nos dará a informação do campo magnético nas regiões mais externas, menos extintas da nuvem, complementando as observações com o BLAST-TNG.

Como já mencionado, das oito noites disponibilizadas para observação no OPD (no período de março e abril de 2019), em nenhuma tivemos condições meteorológicas propícias para observação do campo de interesse. Como após o mês de maio a Nuvem já se encontra próxima do horizonte, por ora estamos sem dados do IAGPOL para dar andamento às pesquisas sobre a Nuvem Filamentar G271.3+5.0.

3.3 Nuvem Escura da Musca

Afim de dar continuidade aos estudos já realizados em Pereyra e Magalhaes (2004), o estudante também está analisando a região da Nuvem Escura da Musca (MDC), para comparar os resultados obtidos para a MDC às nossas simulações magneto-hidrodinâmicas.

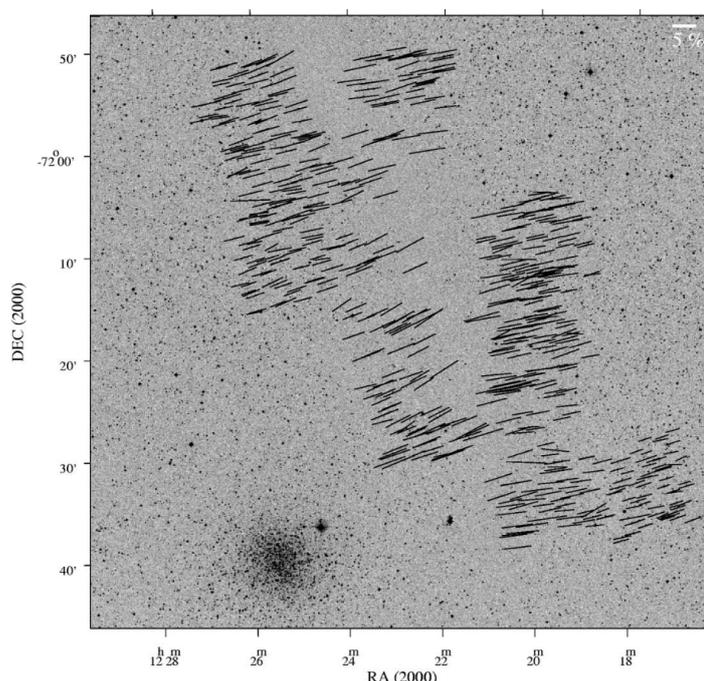


Figura 3.14: Mapa de vetores de polarização para a Nuvem Escura da Musca (Pereyra e Magalhaes, 2004).

Os principais resultados obtidos por Pereyra e Magalhaes (2004) foram dados polarimétricos para mais de 2500 objetos através da MDC, com o grau de polarização no intervalo de 2% a 7% sendo que, a partir do mapa de vetores de polarização, se determi-

nou que as linhas de campo magnético se encontram alinhadas com o semi-eixo menor da Nuvem, conforme vemos na Figura 3.14.

A distância de MDC até a Terra é estimada como sendo menor que $603_{-70}^{+91+133}$ pc, conforme Voirin et al. (2018). Esse valor será utilizado na Seção 3.4 para o cálculo do tamanho da caixa para a simulação.

3.4 Comparação com as simulações MHD

Conforme já vimos nas seções anteriores, através de medidas polarimétricas podemos obter o grau de polarização da radiação ao atravessar nuvens de poeira e determinar a direção do campo magnético nestes ambientes a partir dos vetores de polarização.

No entanto, é de extrema importância derivar parâmetros físicos como, por exemplo, a densidade, a intensidade do campo magnético e a temperatura da nuvem. Para inferir esses e outros parâmetros físicos e com o intuito de comparar os dados observacionais às simulações magneto-hidrodinâmicas, realizamos simulações numéricas utilizando o método de Chandrasekhar-Fermi.

Chandrasekhar e Fermi (1953) mostraram dois métodos independentes para estimar campos magnéticos no braço espiral em que nos encontramos na Galáxia. O primeiro método é baseado em uma interpretação da dispersão observada nos planos de polarização da luz de estrelas distantes, com o qual obtiveram uma estimativa de $H = 7.2 \times 10^{-6}$ G. O segundo método é baseado no equilíbrio do braço espiral, considerando a equipartição entre a pressão gravitacional com a pressão do gás e a magnética, método com o qual estimaram a intensidade do campo como $H = 6 \times 10^{-6}$ G. Suas técnicas foram precursoras para as simulações que hoje levam seus nomes.

Em nossas simulações nós resolvemos numericamente as equações de MHD ideal na forma conservativa (Falceta-Gonçalves et al., 2008), conforme as expressões 3.1 à 3.3:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \vec{v}) = 0, \quad (3.1)$$

$$\frac{\partial \rho \vec{v}}{\partial t} + \nabla \cdot \left[\rho \vec{v} \vec{v} + \left(p + \frac{B^2}{8\pi} \right) \vec{I} - \frac{\vec{B} \vec{B}}{4\pi} \right] = p \vec{f}, \quad (3.2)$$

$$\frac{\partial \vec{B}}{\partial t} - \nabla \times (\vec{v} \times \vec{B}) = 0, \quad (3.3)$$

com $\nabla \cdot \vec{B} = 0$, onde ρ , \vec{v} e p são a densidade, velocidade e pressão do plasma, \vec{B} é o vetor campo magnético, e \vec{f} representa a fonte de aceleração externa, responsável pela injeção da turbulência.

Temos diferentes mecanismos físicos que podem injetar turbulência no ISM, desde ventos estelares e ejeções de massa coronal até processos de *Feedback* de supernovas ou AGNs. Um estudo mais aprofundado sobre tais mecanismos se encontra em Chepurnov e Lazarian (2010).

Além disso, para criar os mapas de polarização, nestas simulações nós assumimos que toda a radiação que atravessa a nuvem é de origem exclusivamente térmica e que os grãos estão perfeitamente alinhados ao campo, conforme mencionado na seção 2.1.1. Considerando o mecanismo de polarização perfeitamente eficiente ($\epsilon = 1$), os parâmetros de Stokes para a polarização linear são dados por

$$q = \rho \cos 2\psi \sin^2 i, \quad (3.4)$$

$$u = \rho \sin 2\psi \sin^2 i, \quad (3.5)$$

sendo ρ a densidade local e i o ângulo de inclinação entre o campo magnético e a linha de visada (*line of sight* - LOS, em inglês).

Com isso, nossas simulações nos mostram, por exemplo, os mapas com a densidade colunar e a polarização para diferentes cenários, além da orientação e intensidade do campo magnético, dispersão do ângulo de polarização, entre outros parâmetros físicos.

Nas Figuras 3.15 e 3.16 mostramos a evolução temporal de uma região inicialmente isotérmica, com condições de contorno periódicas, na presença de campo magnético, onde as partículas se atraem gravitacionalmente e a linha de visada é paralela aos eixos x e z , respectivamente, e com parâmetros físicos da simulação dados pelos números de Mach sônico $M_S = 7.0$ e Alfvênico $M_A = 0.6$, isto é, um caso em que o fluido é supersônico ($M_S > 1$) e sub-Alfvênico ($M_A < 1$).

Para compreender o significado físico de M_S e M_A , antes vejamos que a equação de estado para a pressão (P) é dada pela expressão (3.6):

$$P = \frac{\rho k_B T}{\mu m_H}, \quad (3.6)$$

onde ρ representa a densidade do meio, k_B é a constante de Boltzmann, T é a temperatura, μ o peso molecular médio e m_H a massa do hidrogênio.

A velocidade do som, por sua vez, dependente da pressão e densidade do meio e, por consequência de (3.6), da composição molecular da nuvem, dada pela expressão (3.7):

$$c_s = \sqrt{\frac{P}{\rho}} \stackrel{(3.6)}{=} \sqrt{\frac{k_B T}{\mu m_H}}, \quad (3.7)$$

sendo que, geralmente, utilizamos o valor de $\mu = \bar{m}/m_H \approx 2.3$ como o peso molecular médio de uma nuvem no MIS.

O número de Mach sônico (M_S) é, então, definido pela razão entre a velocidade do fluido (v) e a velocidade do som (c_s) no mesmo fluido, isto é

$$M_S = \frac{v}{c_s}, \quad (3.8)$$

enquanto o número de Mach Alfvênico (M_A) é dado pela expressão (3.9), a razão entre a velocidade do fluido e a velocidade de Alfvén, sendo que esta última está intimamente relacionada com o campo magnético B , pela equação (3.10).

$$M_A = \frac{v}{v_A}, \quad (3.9)$$

$$v_A = \frac{B}{\sqrt{4\pi\rho}} \equiv \frac{b}{\sqrt{\rho}}. \quad (3.10)$$

Desse modo, as simulações mostradas nas Figuras 3.15 e 3.16 representam o caso em que o fluido tem velocidade maior que a velocidade do som no mesmo meio e menor que a velocidade de Alfvén para o campo magnético dado. A escolha destes valores seguem os resultados obtidos nas simulações de Falceta-Gonçalves et al. (2008) e Poidevin et al. (2013). Uma boa discussão sobre os números de Mach sônico e Alfvênico é encontrada em Tofflemire et al. (2011).

Para esta simulação, nós utilizamos o cluster do GAPAE, num total de 128 processadores. Do ponto de vista de simulação, nós não temos uma alta resolução, mas já podemos observar o comportamento das linhas de campo magnético com a evolução temporal e a formação de estruturas.

Nas Figuras 3.15 e 3.16 a escala temporal está em função do tempo de *free-fall* (t_{ff}). Essa escala de tempo é definida como o intervalo que uma nuvem de gás demora para colapsar

de um raio inicial típico $r = R$ até $r \approx 0$, considerando apenas a atração gravitacional, e desprezando termos como a pressão do gás ou pressão de radiação, sendo calculada através da expressão (3.11):

$$t_{\text{ff}} = \sqrt{\frac{3\pi}{32G\rho_0}}. \quad (3.11)$$

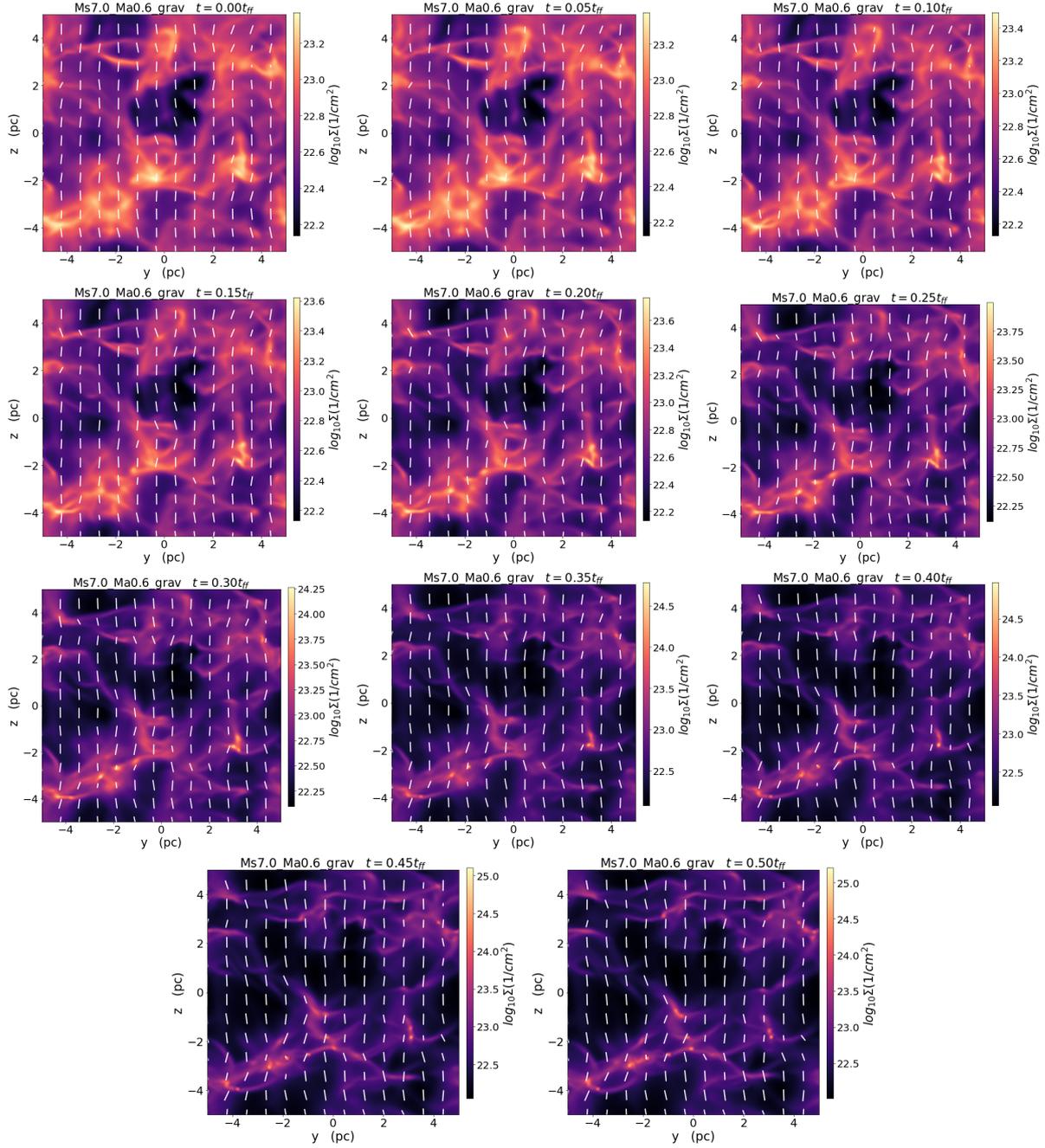


Figura 3.15: Evolução temporal do mapa dos vetores de polarização e densidade colunar para $M_S = 7.0$ e $M_A = 0.6$, com o campo magnético \vec{B} perpendicular à linha de visada.

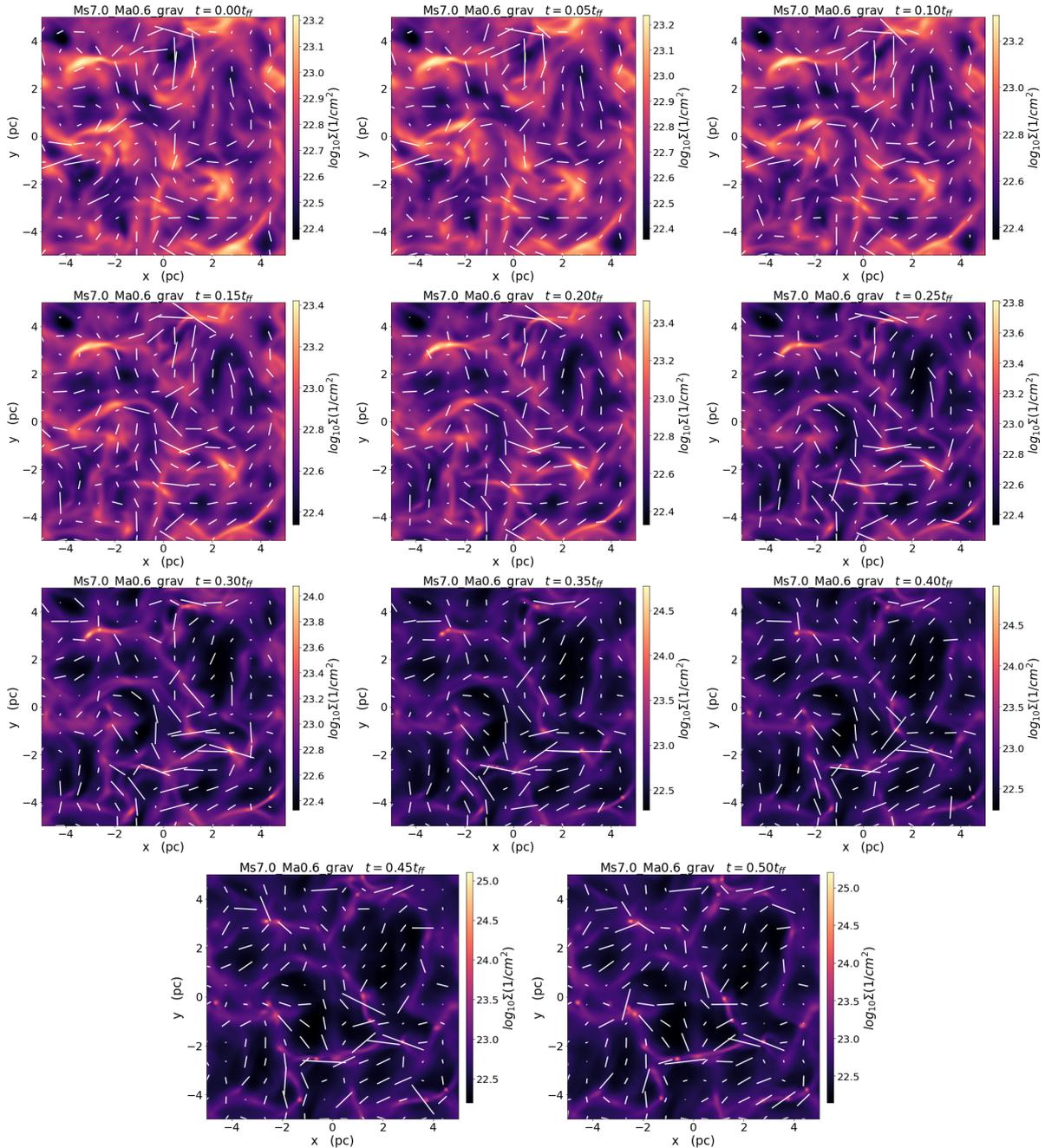


Figura 3.16: Evolução temporal do mapa dos vetores de polarização e densidade colunar para $M_S = 7.0$ e $M_A = 0.6$ com, o campo magnético \vec{B} paralelo à linha de visada.

Comparando os vetores de polarização na MDC (Figura 3.14) e a Figura 3.15, pela uniformidade dos vetores, que também representam a direção do campo magnético, acreditamos que a nossa linha de visada seja perpendicular ao campo \vec{B} . No entanto, isso pode não ser verdade para o interior da Nuvem, parte da qual não temos muitas informações por conta da densidade elevada, conforme vemos na Figura 3.14.

Uma análise interessante que pode ser feita tendo em vista a disposição dos mapas de

vetores de polarização é a influência do ângulo de visada (i), que é medido em relação à direção da linha de campo magnético. Na figura 3.15, temos que os vetores de polarização se distribuem de maneira bastante uniforme, seguindo o campo magnético, paralelo ao eixo z . Pequenos desvios são observados pelo acoplamento do campo magnético à matéria, devido à formação de estruturas.

Já no caso em que a nossa linha de visada é justamente paralela ao eixo z , conforme a Figura 3.16, esperávamos não ver polarização alguma, haja visto que as partículas de poeira estão rotacionando com momento angular $\vec{\omega}$ paralelo à nossa linha de visada - ou seja, não temos direção privilegiada para que a polarização ocorra. No entanto, o que observamos é a projeção das linhas de campo no plano do céu, causada pela turbulência injetada, e por isso os vetores têm uma disposição aleatória. Nessa situação, o fluido se movimenta e se acopla ao campo magnético, de modo que o que observamos são os vetores de polarização seguindo a turbulência, que não é uniforme como na Figura 3.15.

Análises mais quantitativas, como por exemplo a determinação da intensidade do campo magnético, a densidade da Nuvem, dentre outros parâmetros físicos, podem ser realizadas a partir destas simulações. No entanto, como fizemos apenas uma simulação com $M_S = 7.0$ e $M_A = 0.6$, não temos dados suficientes para comparação, e tampouco a resolução de nossa simulação é a melhor. Sendo assim, acreditamos que estes resultados iniciais das simulações MHD serviram para uma melhor compreensão do funcionamento da polarização e dos parâmetros de Stokes com relação à linha de visada, além do entendimento sobre a interação da matéria com o campo magnético e a familiarização do aluno com as simulações numéricas feitas pelo GAPAE.

Conclusões

O aluno já se encontra bastante familiarizado com os mecanismos de polarização e os parâmetros de Stokes, bem como com o funcionamento do polarímetro IAGPOL, a pipeline Solvepol para redução de dados e com as simulações magneto-hidrodinâmicas com o método de Chandrasekhar-Fermi (CF).

Embora o fato das condições meteorológicas não terem sido propícias para a observação da Nuvem Filamentar G271.3+5.0, o aluno realizou os procedimentos pré-observacionais e as observações de estrelas padrões na região do disco da Galáxia.

Para o campo da estrela padrão polarizada HD172252, obtivemos mais de 600 objetos com razão sinal-ruído $P/\sigma_P > 5$, onde observamos o comportamento do gráfico de σ_P em função da magnitude bem próximo ao da curva teórica, nos mostrando como nossos dados observacionais são de alto nível, mesmo em uma região não tão propícia para observações como, por exemplo, os sítios do Chile, onde se encontra instalado o SOUTHPOL.

Observações dos mesmos campos estelares foram realizadas também utilizando um polaroide simples que, diferente do prisma de Savart, não cancela fatores externos como a polarização do céu. Pretendemos, após a redução desses dados, comparar a eficácia do polaroide com relação ao prisma de calcita, através, por exemplo, dos erros nas medidas como função da magnitude.

Para comparar os resultados observacionais com a previsão teórica da magneto-hidrodinâmica (MHD) ideal, realizamos um estudo complementar da Nuvem Escura da Musca (MDC), além de simulações MHD utilizando método de Chandrasekhar-Fermi, que consiste na análise da distribuição dos vetores de polarização e densidade colunar para descrição de fenômenos astrofísicos na presença de campos magnéticos, focando na formação de nuvens de gás e poeira e futura comparação aos dados da MDC.

Realizamos uma simulação MHD utilizando o método de CF para o caso supersônico ($M_S = 7.0$) e sub-Alfvênico ($M_A = 0.6$), mostrando o comportamento das linhas de campo magnético e do mapa de densidade colunar através do tempo, em unidades do tempo de *free-fall*, antes do colapso total e subsequente formação de estruturas.

Observamos a distribuição dos vetores de polarização para os casos onde o campo magnético é perpendicular e paralelo à linha de visada, e percebemos, quando comparados aos dados da MDC, que o campo magnético nas regiões mais externas à Nuvem devem ser aproximadamente perpendiculares à nossa linha de visada, embora o comportamento do campo em regiões mais internas não possa ser bem determinado por falta de informações polarimétricas.

Ao passo em que melhoramos a resolução de nossas simulações e variamos as combinações de valores para os números de Mach M_S e M_A , poderemos inferir outros parâmetros físicos como a intensidade do campo magnético e a densidade da Nuvem Escura da Musca. Com esta simulação inicial, nosso intuito foi verificar o comportamento dos vetores de polarização com a variação do ângulo i nos parâmetros de Stokes.

Para dar continuidade a este trabalho, o aluno pretende seguir na Pós-Graduação em Astronomia, sob supervisão da Profa. Dra. Elisabete Dal Pino, na área de simulações MHD com foco em fenômenos de altas energias, como aceleração de partículas em jatos e discos de buracos negros. O aluno ainda pretende se graduar no Bacharelado em Física no Instituto de Física da USP (IFUSP), de modo que pode dar continuidade aos trabalhos na área de Polarimetria Astronômica como atividade de Iniciação Científica no próximo semestre.

Referências Bibliográficas

- Carroll B. W., Ostlie D. A., An Introduction to Modern Astrophysics 2nd (international) edn, 2007
- Chandrasekhar S., Fermi E., Magnetic Fields in Spiral Arms, *Astrophysical Journal*, 1953, vol. 118, p. 113
- Chepurnov A., Lazarian A., Extending the big power law in the sky with turbulence spectra from Wisconsin H α mapper data, *The Astrophysical Journal*, 2010, vol. 710, p. 853
- 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, *The Astrophysical Journal*, 2008, vol. 679, p. 537
- Goodrich R. W., Cohen M. H., Putney A., Spectropolarimetry. 2: Circular polarization optics and techniques, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 1995, vol. 107, p. 179
- Hoang T., Lazarian A., Acceleration of very small dust grains due to random charge fluctuations, *The Astrophysical Journal*, 2012, vol. 761, p. 96
- Kepler S. O. e Saraiva M. F., *Astronomia & Astrofísica*. 3 Edição. Porto Alegre. Editora Livraria da Física, 2014, p. 593
- Lazarian A., Tracing magnetic fields with aligned grains, *Journal of Quantitative Spectroscopy and Radiative Transfer*, 2007, vol. 106, p. 225
- Magalhães A. M., Pereyra A., Melgarejo R., de Matos L., Carciofi A. C., Benedito F. F. C., Valentim R., Vidotto A. A., da Silva F. N., de Souza P. P. F., Faria H., Gabriel V. S.,

- A Southern Optical/Infrared Survey of Interstellar Polarization. In *Astronomical Polarimetry: Current Status and Future Directions*, vol. 343 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 2005, p. 305
- Magalhaes A. M., Benedetti E., Roland E. H., A Photoelectric Polarimeter with Tilt-Scanning Capability, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 1984, vol. 96, p. 383
- Magalhaes A. M., Rodrigues C. V., Margoniner V. E., Pereyra A., Heathcote S., High Precision CCD Imaging Polarimetry. In *Polarimetry of the Interstellar Medium*, vol. 97 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 1996, p. 118
- Pereyra A., Magalhaes A., Polarimetry toward the IRAS Vela Shell. I. The Catalog, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 2002, vol. 141, p. 469
- Pereyra A., Magalhaes A. M., Polarimetry toward the Musca Dark Cloud. I. The Catalog, *The Astrophysical Journal*, 2004, vol. 603, p. 584
- Poidevin F., Falceta-Gonçalves D., Kowal G., de Gouveia Dal Pino E., Magalhães A. M., Magnetic field components analysis of the SCUPOL 850 μm Polarization Data Catalog, *The Astrophysical Journal*, 2013, vol. 777, p. 112
- Ramírez E. A., Magalhães A. M., Davidson Jr J. W., Pereyra A., Rubinho M., Solvepol: a reduction pipeline for imaging polarimetry data, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 2017, vol. 129, p. 055001
- Serkowski K., Polarimeters for Optical Astronomy. In *IAU Colloq. 23: Planets, Stars, and Nebulae: Studied with Photopolarimetry*, 1974, p. 135
- 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, *A&A*, 1985, vol. 142, p. 100
- Tofflemire B. M., Burkhart B., Lazarian A., Interstellar sonic and Alfvénic mach numbers and the tsallis distribution, *The Astrophysical Journal*, 2011, vol. 736, p. 60

Voirin J., Manara C. F., Prusti T., A revised estimate of the distance to the clouds in the Chamaeleon complex using the Tycho–Gaia Astrometric Solution, *Astronomy & Astrophysics*, 2018, vol. 610, p. A64

Watson W. D., Wyld H. W., The Relationship between the Circular Polarization and the Magnetic Field for Astrophysical Masers with Weak Zeeman Splitting, *The Astrophysical Journal*, 2001, vol. 558, p. L55