

Três aspectos fundamentais da Bolha Local

Wilson Reis Júnior

Outubro 2011

Wilson Reis Júnior

Três aspectos fundamentais da Bolha Local

Tese de Doutorado submetida à UNIVERSIDADE FEDERAL DE MINAS GERAIS como requisito parcial para a obtenção do grau de Doutor em física.

Orientador: Prof. Dr. Wagner José Corradi Barbosa (UFMG)

Departamento de Física - ICEX - UFMG

2011

AGRADECIMENTOS

- Aos meus pais, Wilson e Maria do Carmo, por tudo que fizeram por mim ao longo de minha vida.
- À minha família, Márcia e Marcelo, pelo apoio em todos os momentos.
- Ao meu orientador Dr. Wagner Corradi pelos ensinamentos, apoio, compreensão e incentivo.
- Ao Dr. Miguel de Avillez pela inestimável colaboração.
- Aos amigos do laboratório de astrofísica pela amizade, sugestões e pelas boas horas na sala do café.
- Aos professores do departamento de Física da UFMG, em especial aos professores do grupo de astrofísica.
- À FAPEMIG e ao Colegiado de Pós-Graduação em Física pelo apoio financeiro.
- Este trabalho fez uso dos dados do SIMBAD, operado por CDS, Strasbourg, France
- Este trabalho fez uso intensivo dos dados do "The General Catalogue of Photometric Data" (GCPD) 1997, A&AS 124, 349

Sumário

1	Introdução	1
1.1	A Bolha Local	2
1.1.1	Limites da Bolha Local	3
1.1.1.1	Limites da Bolha Local a partir da poeira interestelar	4
1.1.2	Características do gás na Bolha Local	6
1.1.3	Origem da Bolha Local	9
1.2	A Superbolha Órion-Eridanus	11
1.3	A associação de estrelas OB Scorpio-Centaurus	15
1.4	Trabalho proposto	17
2	Metodologia	20
2.1	Fotometria	20
2.1.1	O sistema fotométrico de Strömgren	21
2.1.2	Obtenção dos parâmetros estelares intrínsecos, excesso de cor e distância	21
2.1.2.1	Estrelas do Tipo Espectral F	22
2.1.2.2	Estrelas do Tipo Espectral A	24
2.1.2.3	Estrelas do Tipo Espectral B	24
2.1.2.4	Distâncias	25
2.1.3	Critérios de exclusão de estrelas com valores de excesso de cor $E(b-y)$ e de distância inadequados ao estudo do meio interestelar	25
2.1.4	Completeza dos dados	25
2.1.5	Método de análise dos dados fotométricos	26
2.2	Polarimetria	26
2.2.1	Polarização da luz	26
2.2.2	A elipse de polarização	28
2.2.3	Parâmetros de Stokes	30
2.2.4	Polarização interestelar	31
2.2.5	Mecanismos de alinhamento dos grãos	32
3	Dados observacionais	34
3.1	Dados fotométricos	34
3.2	Dados polarimétricos	36
3.2.1	Telescópios utilizados	37
3.2.2	Os polarímetros do OPD e CTIO	37
3.2.3	Determinação da Polarização	40
3.3	Dados espectroscópicos	42

4	Mapeamento Fotométrico da Bolha Local	43
4.1	A região de interação entre a Bolha Local e Loop I	43
4.2	O avermelhamento nas vizinhanças do Sol como um teste para modelos de origem e evolução da Bolha Local	60
5	A região de interação entre a Bolha Local e a Superbolha Órion-Eridanus	78
5.1	A interface entre a BL e a S-OE	79
5.2	Distribuição da poeira interestelar na direção da região de interação entre a BL e a S-OE	80
5.2.1	Distância das nuvens localizadas na direção da S-OE	81
5.2.2	Avermelhamento e polarização em intervalos de distância	89
5.3	Discussão dos resultados	96
6	Metalicidade da associação de estrelas OB Scorpio-Centaurus	99
6.1	Determinação da metalicidade dos subgrupos de Sco-Cen	101
6.2	Resultados	102
6.3	Discussão	103
7	Conclusão	106
7.1	Trabalhos Futuros	107
	REFERÊNCIAS	109

Lista de Figuras

1.1	Esquema das bolhas Loop I e Loop IV próximas ao Sol (Iwan, 1980)	2
1.2	Mapa do contorno da Bolha Local em NaI sugerido por Welsh et al. (2010)	4
1.3	Diagramas de P (%) vs. d (pc), apresentado por Santos et al. (2011), para áreas selecionadas sobre o anel proposto por Egger & Aschenbach (1995). .	5
1.4	Representação esquemática da Bolha Local no plano Galáctico na visão de Frisch (1995).	7
1.5	Representação esquemática da Nuvem Interestelar Local e das nuvens próximas	8
1.6	Mapa da região da superbolha de Órion-Eridanus em $100 \mu\text{m}$ (Verschuur et al., 1992)	12
1.7	Esquema da região da S-OE na visão de Burrows et al. (1993)	13
1.8	Imagem IRAS em $100 \mu\text{m}$ da região de interação entre a S-OE e a BL	15
1.9	Subgrupos de Sco-Cen como sugerido por de Geus (1992)	17
1.10	Representação das trajetórias dos subgrupos da Sco-Cen (Maíz-Apellániz, 2001).	18
2.1	Limites dos filtros do sistema Strömgren	22
2.2	Diagramas para análise da completeza	26
2.3	Diagramas de excesso de cor <i>vs.</i> distância para estrelas de nossa amostra localizadas próximas ao plano Galáctico	27
2.4	Esquema de um feixe de luz linearmente polarizada	28
2.5	Esquema de um feixe de luz elipticamente polarizada	29
2.6	Onda eletromagnética deslocando-se na direção $\hat{\mathbf{z}}$	29
2.7	Esquema da polarização da luz estelar ao passar por grãos de poeira alinhados	31
3.1	Distribuição de todas as estrelas cujos dados foram utilizados em nossas análise fotométricas	35
3.2	Localização das estrelas com dados fotométricos na direção da S-OE. . . .	35
3.3	Localização das estrelas com dados polarimétricos na direção da S-OE. . .	36
3.4	Imagens dos telescópios utilizados	37
3.5	Esquemas dos polarímetros do OPD e CTIO	38
3.6	Esquemas do retardador de meia-onda	38
3.7	Imagem do retardador utilizado no CTIO	39
3.8	Esquemas do prisma de Savart	40
3.9	Imagem do prisma de Savart	40
3.10	Localização das estrelas com dados em Na I disponíveis na literatura. . . .	42

4.1	Representação esquemática das bolhas próximas ao Sol na visão de Welsh et al. (1994).	44
4.2	Representações esquemáticas das bolhas Local e Loop I	44
4.3	Imagem em raios-x e do HI na direção da região de interação entre a Bolha Local e Loop I (Egger & Aschenbach, 1995)	45
4.4	Mapa da distribuição do excesso de cor no plano Galáctico até $d = 500$ pc .	61
4.5	Mapa da densidade do HI próximo ao Sol no plano Galáctico	62
5.1	Mapa da distribuição do excesso de cor para $E(b - y) \geq 0,^m040$	78
5.2	Imagem IRAS em $100 \mu\text{m}$ da região de interação entre a S-OE e a BL	79
5.3	Resultado geral da polarização na direção da S-OE.	80
5.4	Resultado da fotometria na direção da S-OE.	81
5.5	Diagramas de excesso de cor e da polarização <i>vs.</i> distância das estrelas localizadas na direção da nuvem interestelar “Loop A”	82
5.6	Diagramas de excesso de cor e da polarização das estrelas localizadas na direção da nuvem interestelar G191-52	83
5.7	Diagramas de excesso de cor e da polarização das estrelas localizadas na direção da nuvem interestelar G207-50	84
5.8	Diagramas de excesso de cor e da polarização das estrelas localizadas na direção da nuvem interestelar “Loop B”	85
5.9	Diagramas de excesso de cor e da polarização das estrelas localizadas na direção da nuvem interestelar L1642	86
5.10	Diagramas de excesso de cor e da polarização das estrelas localizadas na direção da nuvem interestelar G191-28	87
5.11	Diagramas de excesso de cor e da polarização das estrelas localizadas na direção da nuvem interestelar L1569	88
5.12	Diagramas de excesso de cor e da polarização das estrelas localizadas na direção da S-OE para $d < 100$ pc	89
5.13	Diagramas de excesso de cor e da polarização das estrelas localizadas na direção da S-OE para $50 < d < 100$ pc	90
5.14	Diagramas de excesso de cor e da polarização das estrelas localizadas na direção da S-OE para $100 < d < 160$ pc	91
5.15	Diagramas de excesso de cor e da polarização das estrelas localizadas na direção da S-OE para $160 < d < 220$ pc	92
5.16	Diagramas de excesso de cor e da polarização das estrelas localizadas na direção da S-OE para $220 < d < 280$ pc	93
5.17	Diagramas de excesso de cor e da polarização das estrelas localizadas na direção da S-OE para $280 < d < 340$ pc	94
5.18	Diagramas de excesso de cor e da polarização das estrelas localizadas na direção da S-OE para $340 < d < 370$ pc e para $d > 370$ pc	95
5.19	Componentes da velocidade do NaI sobrepostas na imagen IRAS em $100 \mu\text{m}$ da S-OE	96
5.20	Esquema da região da S-OE na visão de Burrows et al. (1993) e imagem IRAS em 100μ com os resultados da polarização	98
6.1	Localização dos subgrupos da Sco-Cen como sugerido por de Geus (1992) .	100
6.2	Esquema da formação estelar sequencial em Sco-Cen	100

6.3	Localização em coordenadas Galácticas das estrelas utilizadas para determinar a metalicidade dos subgrupos de Sco-Cen	102
6.4	Diagrama (Fe/H) vs. $l(^{\circ})$ para as estrelas de Sco-Cen	104

Lista de Tabelas

1.1	Subdivisões da Sco-Cen e a posição aproximada do centro de cada subgrupo	16
2.1	Condições do fator C	23
3.1	Estrelas padrão polarizadas observadas	41
3.2	Estrelas padrão não polarizadas observadas	41
4.1	Cores utilizadas na análise do avermelhamento	61
5.1	Cores utilizadas na análise do avermelhamento	81
5.2	Distância das nuvens na direção de S-OE	89
6.1	Idades dos sub-grupos da Sco-Cen	99
6.2	Símbolos utilizados na representação dos subgrupos de Sco-Cen	102
6.3	Estrelas selecionadas com os respectivos valores de δ_{m_1} , distância fotométrica, distância trigonométrica, longitude Galáctica e latitude Galáctica, tipo espectral, metalicidade das estrelas selecionadas e o respectivo erro. Subgrupo UCL	103
6.4	Estrelas do subgrupo LCC	103
6.5	Estrelas do subgrupo US	104
6.6	Metalicidade média dos subgrupos da Sco-Cen	105

Resumo

O Sol está imerso em uma região de densidade extremamente baixa e forma bastante irregular conhecida como Bolha Local (BL). Acredita-se que a BL possa ter sido formada pela explosões de supernova próximas à posição atual do Sol. Estas explosões teriam varrido o meio interestelar, criando assim uma cavidade que pode ser preenchida por gás quente. Na maior parte das direções, o contorno da BL é definido por uma parede de Hidrogênio neutro, frio e denso. Entre as características fundamentais da BL podemos citar: *i*) sua origem e idade; *ii*) seus limites com bolhas vizinhas; *iii*) o estado físico do gás no seu interior, incluindo a ionização; *iv*) a composição química do material interestelar; *v*) sua pressão interna.

Este trabalho tenta fornecer argumentos que ajudem a responder a três desses aspectos fundamentais da BL. Limites: determinando que estruturas compõem a interface da BL com a Superbolha Loop I e com a Superbolha Órion-Eridanus (S-OE) bem como as distâncias das nuvens localizadas nessas direções. Origem: mapeando a distribuição do excesso de cor $E(b - y)$ na BL e corroborando o modelo 3D mais recente da origem e evolução conjunta da BL e Loop I. Composição química: determinando a metalicidade dos subgrupos que compõem a associação de estrelas OB Scorpio-Centaurus (Sco-Cen), associação esta que teria originado a BL e Loop I.

Para tanto, a fotometria Strömrgren foi utilizada para construir mapas do avermelhamento interestelar nas vizinhanças do Sol e para determinar a metalicidade das estrelas da Sco-Cen. Os dados fotométricos $uvbyH\beta$ foram obtidos do “General Catalogue of Photometric Data”, complementados por dados de catálogos mais recentes, resultando numa amostra final de 8492 estrelas. Com os resultados da distribuição da poeira interestelar determinamos o contorno da BL e o comparamos à distribuição do Sódio neutro interestelar (NaI). Isto nos permitiu corroborar o modelo mais recente da origem e evolução conjunta da BL e da Superbolha Loop I desenvolvido por Avillez & Breitschwerdt (2012).

Com a polarimetria determinamos a distância das nuvens localizadas na direção da S-OE e através do grau e da orientação dos vetores de polarização analisamos a estrutura da interface nesta direção. Os dados polarimétricos foram coletados com os telescópios IAG 0,60 m e P&E 1,60 m do Observatório Pico dos Dias (OPD/LNA/MCT) e com o telescópio de 0,90 m do Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO - Chile), resultando em uma amostra de 501 estrelas.

Sobre os limites da BL com Loop I os principais resultados de nosso trabalho são que até 60 - 80 pc o excesso de cor permanece baixo ($E(b - y) \leq 0,^m040$) em todas as direções sendo o valor típico igual a $0,^m020$. A esperada transição para $E(b - y) \geq 0,^m070$ no suposto anel de interação que contornaria a região de interação ocorre em $d = 110 \pm 20$ pc na parte esquerda do anel e $d = 280 \pm 50$ pc em seu lado direito. Portanto, os dados do excesso de cor não mostram o anel, como proposto por Egger & Aschenbach (1995). Caso o anel exista ele é extremamente fragmentado e distorcido.

Sobre o mapeamento do avermelhamento interestelar nas vizinhanças do Sol e validação do modelo de origem e evolução da BL, temos que a distância até o limite da BL varia com a latitude e com a longitude Galáctica, sendo que a menor distância ($d \approx 80$ pc) ocorre em $l \approx 0^\circ$, com $20^\circ \leq b \leq 40^\circ$ e em $15^\circ \leq l \leq 30^\circ$ próximo ao plano Galáctico. Existem vários túneis que conectam a BL às bolhas vizinhas. O mapa do excesso de cor corrobora o modelo de origem e evolução da BL, em conjunto com Loop I, desenvolvido por Avillez & Breitschwerdt (2012).

Sobre a região de interação entre a BL e a S-OE, analisando conjuntamente os dados da fotometria, polarimetria e em NaI, sugerimos que a distância até a região de interação entre a BL e a S-OE está entre 150 e 180 pc. As distâncias das nuvens interestelares localizadas na direção da S-OE determinadas pela fotometria e pela polarimetria são: Loop A $d \approx 120 - 140$ pc; G191-52 $d \geq 160$ pc; G207-50 $d \approx 170$ pc; Loop B $d \approx 170$ pc; L1642 $d \approx 160$ pc; G191-28 $d \approx 150$ pc; L1569 $d \approx 140$ pc. Sugerimos ainda que essas nuvens fazem parte de um anel que contornaria a região de interação entre a BL e S-OE o que corrobora o esquema sugerido por Burrows et al. (1993).

Sobre a metalicidade da Sco-Cen mostramos que a metalicidade do subgrupo UCL é $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,032$, de LCC é $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,012$, e de US é $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,104$. Embora os valores da metalicidade para UCL e LCC sejam próximos, podemos observar que os valores para o subgrupo LCC são ligeiramente superiores, podendo indicar que sua formação foi um pouco posterior à de UCL. A maior metalicidade do subgrupo mais jovem, US, sugere que a nuvem interestelar que originou este subgrupo, deve ter sido enriquecida com metais provenientes das explosões de supernova no subgrupo mais antigo (UCL).

Abstract

The Sun is located in a low density region and quite irregular shape named Local Bubble (LB). The LB is thought to have been formed by supernovae explosions near the current position of the Sun. These explosions would have swept the interstellar medium, creating a cavity filled with hot gas. The boundary of the LB is mostly defined by a wall of neutral, cold and dense Hydrogen. Among its fundamental characteristics are *i*) its origin and age; *ii*) its boundary with neighbouring bubbles; *iii*) the physical state of the gas in its interior, including the ionization state; *iv*) the chemical composition of the material; *v*) its inner pressure.

This work attempts to provide arguments that help answering three of these fundamental aspects of the LB. Limits: by determining the LB boundaries in the direction of the Loop I Superbubble and Orion-Eridanus Superbubble (OE-S). Origin: by mapping the colour excess distribution in the solar neighborhood to test the most recent 3D model of the joint evolution of the LB and Loop I. Chemical composition: by determining the metallicity of the subgroups that form the Scorpio-Centaurus association (Sco-Cen).

In our work we have used Strömgren photometry to build maps of the interstellar reddening and to determine the metallicity of Sco-Cen. The photometric $uvbyH\beta$ data were obtained from the “General Catalogue of Photometric Data”, complemented with data from newer catalogs, resulting in a final sample of 8492 stars. With the photometric results, we have built a detailed map of the color excess distribution in the Sun’s vicinity and compared it to the map of the LB boundaries in interstellar neutral Sodium (NaI). We also corroborate the most recent joint model of the origin and evolution of the LB and Loop I, developed by Avillez & Breitschwerdt (2012).

The polarimetry was used to determine the distance of the clouds located in the direction towards OE-S and, through the degree and orientation of the polarization vectors, to make an analysis of the interface’s structure. The polarimetric data were collected with the IAG 0,60m and P&E 1,60 m telescopes in Observatório Pico dos Dias (OPD/LNA/MCT) and with the 0,90 m telescope in Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO - Chile). Our final sample is composed by 501 stars.

About the interface between the LB and Loop I our main results are that: up to 60 - 80 pc the colour excess remains below $E(b-y) \leq 0^m040$ in all directions, with 0^m020 being a typical value. The expected transition to $E(b-y) \approx 0^m070 - 0^m100$, corresponding to the ring’s column density, occurs on the western part of the ring at $d = 110 \pm 20$ pc, whereas on the eastern side it is not clearly seen before $d = 280 \pm 50$ pc. The colour excess distribution does not show the interaction ring, as proposed by Egger & Aschenbach (1995).

About the mapping of the colour excess in the solar neighborhood, and the validation of the model of the origin and evolution of the LB, the main results can be summed up as follows: the distance to the wall of dust varies with the Galactic longitude and latitude, being the smallest distance about 80 pc for $l = 0^\circ$ at $20^\circ \leq b \leq 40^\circ$ and for $15^\circ \leq l \leq 30^\circ$ around the Galactic plane. There are many tunnels and holes in the cavity wall that connect the LB with the neighboring bubbles. The colour excess map corroborate the model of origin and evolution of the LB and Loop I, developed by Avillez & Breitschwerdt (2012).

About the interface between the LB and the OE-S the analysis of the photometric, polarimetric and NaI data shows that the distance to the interface varies from 150 to 180 pc. The distances to the interstellar clouds in this direction are: Loop A $d \approx 120 - 140$ pc; G191-52 $d \geq 160$ pc; G207-50 $d \approx 170$ pc; Loop B $d \approx 170$ pc; L1642 $d \approx 160$ pc; G191-28 $d \approx 150$ pc; L1569 $d \approx 140$ pc. The clouds that compose this interface seem to form a ring around the region, this result corroborate the model suggested by Burrows et al. (1993)

Although the metallicity of UCL and LCC subgroups are very similar, the LCC one is slightly higher, suggesting that its formation occurred after UCL. The metallicity in the US subgroup is greater than the other two subgroups; the metallicity of subgroup UCL is $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,032$, of LCC is $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,012$, and of US is $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,104$. Both results suggest that the interstellar cloud, that generates the US subgroup, was enriched by supernovae explosions at UCL subgroup.

Capítulo 1

Introdução

O meio interestelar (MI) é um componente fundamental da estrutura Galáctica. O MI é composto por gás, poeira interestelar e partículas de alta energia chamadas raios cósmicos. O gás apresenta-se em fases distintas, de neutro denso e frio até altamente ionizado e extremamente difuso e quente. As partículas de poeira interestelar são muito pequenas apresentando um diâmetro característico da ordem de $0,1 \mu\text{m}$. Em galáxias como a Via Láctea o MI está em permanente evolução através da transformação de nuvens densas e frias em estrelas que, durante sua evolução, enriquecem o gás interestelar com elementos pesados provenientes de explosões de supernova. Além disso, grãos de poeira são formados na ejeção dos envoltórios de estrelas nas fases de gigante vermelha, supergigante e nebulosa planetária. O MI também transfere energia e momentum, absorvendo ondas de choque de supernovas e ventos de estrelas de alta massa.

Explosões de supernova e ventos de estrelas massivas têm um profundo efeito no MI incluindo a criação de grandes cavidades no gás interestelar. Nesta interpretação, a onda de choque originando-se da estrela central varre o material vizinho, deixando uma grande região com baixa densidade. Esta região evacuada aparece como um buraco na distribuição do material interestelar, envolvido por uma parede de gás neutro e denso. Estas cavidades, frequentemente chamadas de bolhas interestelares, apresentam-se, tipicamente, com diâmetro de $\approx 100 \text{ pc}$ e densidade de gás neutro $n(\text{H}) \approx 0.01 \text{ cm}^{-3}$ (Weaver, 1979). Essas cavidades podem conter gás quente que emite radiação-X difusa, particularmente se tiver acontecido um evento para reaquecê-la, tal como uma supernova (Heiles, 1998). Estas bolhas interestelares estão presentes não só na Galáxia (e.g. superbolhas de Órion-Eridanus, Cygnus e Loop I), mas também em outras. Portanto, não é surpreendente que o Sol esteja localizado no interior de uma dessas cavidades. Na Fig.1.1 temos a representação pictórica da bolha Loop I e Loop IV na visão de Iwan (1980); nesta figura o Sol está localizado na interseção dos eixos.

O Sol está localizado em uma região de baixa densidade e forma bastante irregular conhecida como Bolha Local (BL). Próximo à BL existem diversas outras cavidades que, devido à proximidade, podem estar interagindo com a BL. Como exemplos de bolhas vizinhas temos a superbolha Órion-Eridanus (S-OE), Gum Nebula, Loop I, II, III e IV (Berkhuijsen et al., 1971; Iwan, 1980; Welsh et al., 1994; Egger et al., 1996; Egger, 1998).

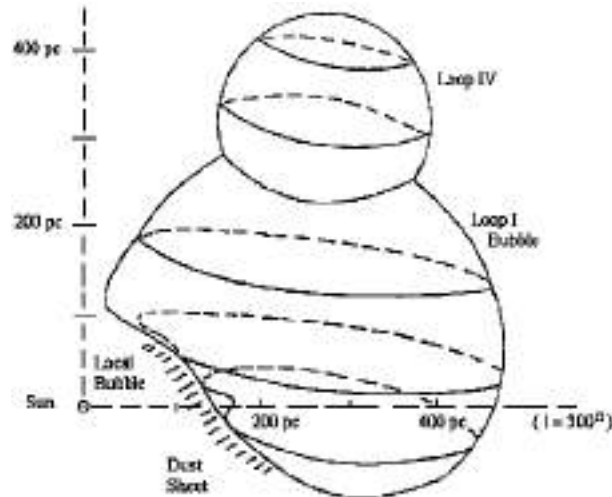


Figura 1.1: Esquema das bolhas Loop I e Loop IV próximas ao Sol (Iwan, 1980). Nesta figura o Sol está localizado na origem dos eixos.

1.1 A Bolha Local

Vários são os aspectos que caracterizam as bolhas interestelares. No caso da BL podemos enumerar os seguintes aspectos principais:

1. Acredita-se que a Bolha Local possa ter sido formada pela explosão de uma ou mais supernova nas proximidades do Sol há alguns milhões de anos atrás (e.g. Cox & Reynolds, 1987; Kosarev et al., 1994; Frisch, 1993; Breitschwerdt et al., 2000; Maíz-Apellániz, 2001; Fuchs et al., 2006; Breitschwerdt & de Avillez, 2006).
2. O meio interestelar dentro da BL é caracterizado, de uma forma geral, por uma densidade extremamente baixa ($n_{HI} \leq 0,005 \text{ cm}^{-3}$). Entretanto, dentro desta cavidade existem diversas nuvens de baixa densidade ($n_{HI} \geq 0,05 \text{ cm}^{-3}$) parcialmente ionizadas. O próprio Sol está localizado dentro, ou próximo à borda, de uma dessas nuvens conhecida como Nuvem Interestelar Local (NIL) (e.g., Frisch & York, 1983; Lallement, 1998).
3. Devido às características cinemáticas das nuvens próximas ao Sistema Solar, Breitschwerdt et al. (2000) sugerem que estas nuvens são material ejetado da região de interação entre a BL e a bolha Loop I, resultantes das instabilidades magnetohidrodinâmicas nessa região. Por outro lado, Frisch (1995) sugere que a NIL e as outras nuvens próximas são parte da “shell” em expansão originada no subgrupo US da associação de estrelas OB Scorpio-Centaurus.
4. Devido à observações de raios-X de baixa energia pensava-se que a cavidade da BL era preenchida com gás quente ($T \approx 10^6 \text{ K}$) (e.g., Snowden et al., 1995; Snowden, 1998). Entretanto, recentemente foi descoberto que a interação entre os íons do vento solar com partículas interestelares neutras, que atravessam o Sistema Solar, podem ser responsáveis por grande parte ou até a totalidade da intensidade dos raios-X de baixa energia observados (Robertson & Cravens, 2003; Koutroumpa et al., 2009).

5. Diversos autores apresentam a forma da BL, em uma visão simplista, como uma esfera com diâmetro de ≈ 100 pc. Em uma visão mais realista a BL apresenta uma forma bastante irregular, sendo que seus limites, em várias direções, ainda não são bem definidos.

Embora esteja bem estabelecido que a BL, volume do meio interestelar no qual o Sol está contido, seja uma região com gás de densidade extremamente baixa, as características físicas do plasma que a preenche permanecem alvo de grande debate. Isto decorre do fato de estarmos embebidos na estrutura e as nuvens interestelares mais próximas serem difusas e tênues, dificultando a determinação de seus parâmetros físicos.

1.1.1 Limites da Bolha Local

A BL é a região com aparente falta de material frio e denso, $n(\text{H}) \approx 0.005 \text{ cm}^{-3}$, contida dentro de ≈ 100 pc do Sol (Weaver, 1979). Portanto, os limites da BL são definidos como a distância na qual uma parede de Hidrogênio frio, denso e neutro é primeiramente observado (e.g. Iwan, 1980; Frisch & York, 1983; Welsh et al., 1994; Redfield, 2006).

A forma e a distância deste envoltório de HI pode ser inferida através de várias técnicas. A linha de absorção do NaI é um bom indicador da quantidade total de gás interestelar neutro presente ao longo da linha de visada. Esta idéia é válida uma vez que o NaI geralmente reside em regiões interestelares frias ($T < 1000$ K) e predominantemente neutras (Hobbs, 1978). Além disto, foi mostrado que a coluna de densidade do NaI, para valores de $\log N_{(\text{NaI})} > 11.0 \text{ cm}^{-2}$, está bem correlacionada com a coluna de densidade total do Hidrogênio neutro (Ferlet et al., 1985).

O primeiro mapa com os limites da BL, utilizando linhas de absorção do NaI, foi apresentado por Welsh et al. (1994). Subsequentemente Sfeir et al. (1999) e Lallement et al. (2003) aumentaram o número de linhas de visada e construíram novos mapas da distribuição do NaI até 350 pc do Sol. Recentemente Welsh et al. (2010) utilizaram uma amostra composta por linhas de absorção de NaI na direção de 1678 estrelas. Estes estudos confirmam a existência de uma cavidade na distribuição do gás interestelar neutro em torno do Sol. A distância do limite da BL é considerada como sendo onde a coluna de densidade do HI é $N_{\text{HI}} > 5 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$. A BL seria assimétrica, com raio mínimo de 60 pc na direção da longitude Galáctica $l = 0^\circ$ e teria extensão máxima em torno de 200 pc na direção $l = 235^\circ$. Também estaria possivelmente sendo comprimida, no plano Galáctico, pela expansão de bolhas jovens adjacentes, que tem pressão interna maior que a velha e quiescente Bolha Local. Seria conectada às bolhas interestelares vizinhas através de vários túneis estreitos de baixa densidade de gás neutro. Além disso a BL seria alongada na direção Norte-Sul, como uma chaminé, extendendo-se até às regiões internas do halo Galáctico. Essa característica da BL, juntamente com sua inclinação, levou diversos pesquisadores, e.g. Lallement (2007), a sugerirem que a origem da BL estaria associada ao “Cinturão de Gould” (suposto anel de associações de estrelas jovens localizadas nas vizinhanças do Sol).

Na Fig. 1.2 temos o contorno da Bolha Local, segundo Welsh et al. (2010), no plano Galáctico (à esquerda) e perpendicular ao plano Galáctico (à direita). Nessa figura a área mais clara representa a região de menor densidade e as linhas contínuas representam isocontornos de densidade do NaI com valores de $\log n_{\text{NaI}} = -9,5; -9,1; -8,5$ e $-7,8 \text{ cm}^{-3}$.

Apesar de diversas técnicas terem sido utilizadas, a determinação dos limites da BL na

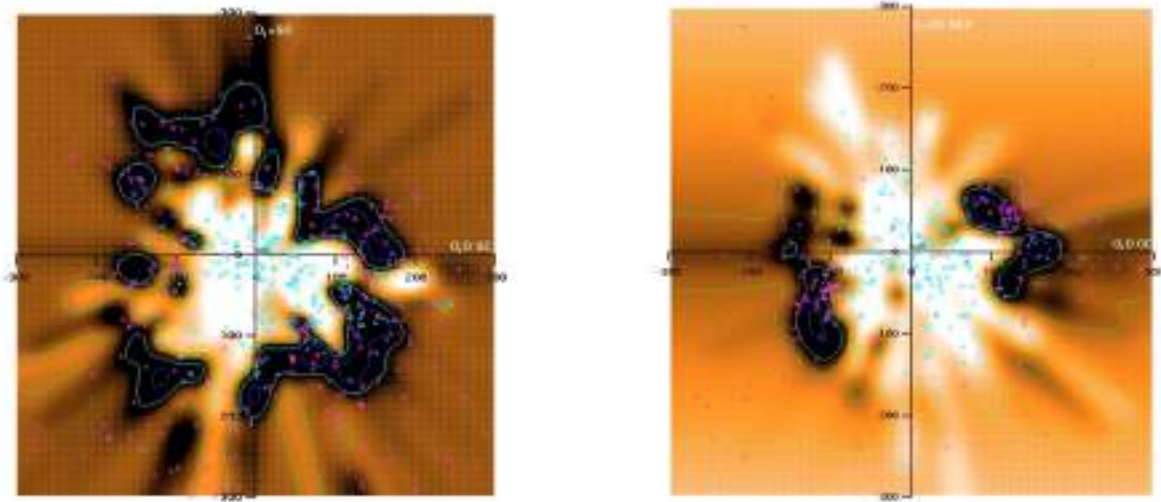


Figura 1.2: Mapas do contorno da BL em NaI; (*à esquerda*) no plano Galáctico, (*à direita*) perpendicular ao plano Galáctico (Welsh et al., 2010). A linha verde representa o limite da BL.

direção de outras bolhas vizinhas, como a Superbolha Órion-Eridanus, permanece pouco precisa.

1.1.1.1 Limites da Bolha Local a partir da poeira interestelar

Knude (1979) mostrou que a poeira interestelar também pode ser utilizada como um indicador do HI e, portanto, pode ser utilizada para definir os limites da BL. A fotometria Strömrgren fornece medidas precisas do excesso de cor ao longo da linha de visada e da distância das estrelas. O excesso de cor, que está relacionado à extinção da luz estelar, ocorre sempre que a radiação eletromagnética propaga em um meio com partículas de tamanho próximo a seu comprimento de onda e é um indicador da quantidade de material ao longo da linha de visada. Em geral, o feixe transmitido é reduzido em intensidade por dois processos físicos: absorção e espalhamento.

Através de calibrações empíricas do sistema fotométrico de Strömrgren podemos determinar como o meio interestelar afeta a luz emitida pelas estrelas. Entretanto, devido às calibrações existentes, a fotometria Strömrgren fornece valores confiáveis para o excesso de cor ($E(b - y)$) e distância apenas para estrelas mais quentes que o tipo espectral G2.

Em particular, Perry & Jonhston (1982) utilizaram os dados da fotometria Strömrgren de 3867 estrelas de tipos espectrais A e F para construir um mapa do avermelhamento interestelar para distâncias de até 300 pc do Sol. Como resultado, eles sugerem que o avermelhamento é desprezível para distâncias menores que 200 pc. Reis (2007), utilizando fotometria Strömrgren, mostrou que o lado oeste da interface entre a BL e a bolha Loop I está localizado a uma distância $d \approx 90$ pc, enquanto o lado leste está a $d \geq 250$ pc. Além disso, foi mostrado que essa interface apresenta uma forma extremamente irregular.

Os grãos de poeira interestelar que causam a extinção, também podem polarizar a luz estelar. A polarização da luz das estrelas pelo meio interestelar fornece evidência que ao menos uma componente dos grãos de poeira responsáveis pela extinção, tem propriedades ópticas anisotrópicas, provavelmente, devido à sua forma alongada e a seu alinhamento

com o campo magnético Galáctico ou com o campo magnético específico de uma determinada região. Além disso, a polarimetria pode detectar a presença de material pouco denso mais facilmente que a fotometria, *i.e.* no caso dos menores valores de $E(b - y)$. Em particular, Santos et al. (2011) determinaram a polarização de 878 estrelas do catálogo Hipparcos localizadas na direção da região de interação entre a BL e Loop I. Os resultados sugerem que a estrutura que envolve a região de interação é altamente distorcida e fragmentada, corroborando os resultados de Reis (2007). Na Fig. 1.3 temos os diagramas de P (%) vs. d (pc), apresentado por Santos et al. (2011), para áreas selecionadas sobre o anel proposto por Egger & Aschenbach (1995). Como podemos observar, as distâncias até as estruturas que polarizam a luz estelar é bastante diferente nos lados leste e oeste do anel de interação.

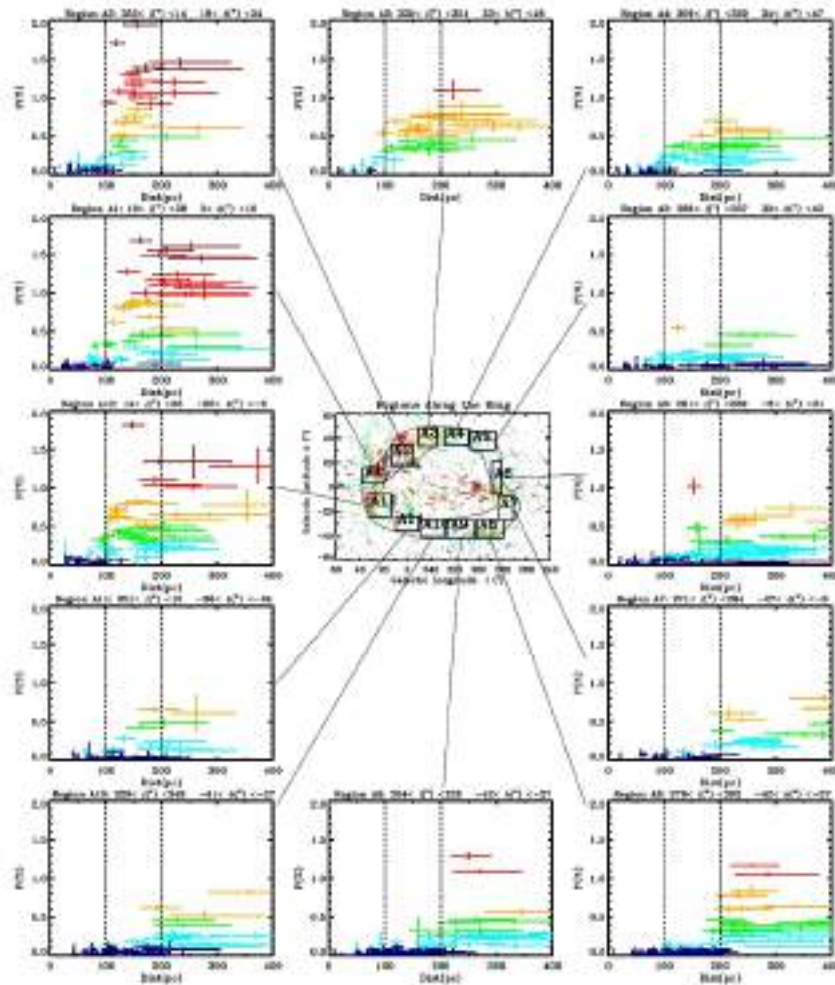


Figura 1.3: Diagramas de P (%) vs. d (pc), apresentado por Santos et al. (2011), para áreas selecionadas sobre o anel proposto por Egger & Aschenbach (1995).

Assim, utilizando a fotometria e a polarimetria, para um grande conjunto de estrelas, podemos determinar a distância até os limites da BL.

1.1.2 Características do gás na Bolha Local

Até o final dos anos 90 acreditava-se que devido ao aquecimento do meio interestelar, oriundo de explosões de Supernova, a BL era preenchida com gás altamente ionizado a uma temperatura $\approx 10^6$ K (e.g., Snowden et al., 1990, 1995; Snowden, 1998). Este pensamento originava-se das observações de raios-X de baixa energia (SXR). Modelos de emissão de plasmas em equilíbrio de ionização colisional (CIE - onde o número de ionizações é igual ao número de recombinações) sugeriam que a intensidade medida poderia ser obtida em um volume estendendo-se por aproximadamente 100 pc, com uma pressão térmica comparável à esperada em uma grande cavidade quente em equilíbrio com seu envoltório, isto é $\frac{p}{k} \approx 10.000 - 20.000 \text{ cm}^{-3} \text{ K}$. A produção dos raios-X tinha de ser local, uma vez que as paredes de HI, que envolvem a BL, são opacas a este comprimento de onda.

A anticorrelação observada entre a intensidade da emissão dos SXR e a coluna de densidade do HI deu origem ao “Displacement Model” (Sanders et al., 1977; Cox & Reynolds, 1987; Snowden et al., 1990). Nesse modelo a intensidade observada dos SXR seria proporcional à distância, em uma determinada linha de visada, ocupada pelo gás quente. Assim, conhecendo o raio da BL em uma direção, os raios em outras direções seriam estimados a partir das intensidades observadas dos SXR, considerando-se que a temperatura e densidade são as mesmas em todas as direções. Snowden (1998), utilizando este método, sugeriu que a distância do Sol até os limites da BL variariam de $d \approx 40$ pc até $d \approx 100$ pc. Entretanto, medidas da coluna de densidade do NaI sugeriam a existência de uma cavidade maior, Cavidade Local, cujo raio variaria entre ≈ 40 pc até ≈ 200 pc do Sol. Portanto, acreditava-se que a região preenchida com gás quente estaria contida dentro dessa cavidade.

Nos dias atuais, o estado físico do gás que preenche a BL é alvo de intenso debate. Lisse et al. (1996) e Cravens (1997) observaram que a troca de cargas entre íons altamente carregados do vento solar e partículas neutras de origem cometária (SWCX) emitiam raios-X no interior do Sistema Solar. Nessa troca de cargas, os elétrons absorvidos pelos íons sofrem diversos decaimentos radiativos produzindo fótons na energia dos raios-X observados (Shelton, 2009).

Esta descoberta mostrou que o vento solar também poderia realizar esta troca de cargas com as partículas interestelares neutras que atravessam o Sistema Solar. O SWCX é não isotrópico, pois depende da atividade solar, apresentando variações em curtos e longos períodos. Robertson & Cravens (2003) efetuaram cálculos da intensidade da emissão proveniente do SWCX e sugerem que 50% do fluxo observado em raios-X de baixa energia, no plano Galáctico, poderiam ser resultado destas reações. Koutroumpa et al. (2009) construíram modelos da intensidade e características espectrais do SWCX. Seus resultados sugerem que, para baixas latitudes Galácticas, a emissão devido ao SWCX poderia ser responsável pela maior parte, se não toda, a intensidade dos SXR observados. Esta nova informação levou vários pesquisadores a sugerirem que a BL pode não ser tão quente quanto se imaginava (e.g., Welsh & Shelton, 2010). Neste caso o gás quente estaria localizado apenas em altas latitudes. Entretanto, Snowden (2009) salienta que atualmente não é possível separar, observacionalmente, a emissão proveniente de cada um dos dois mecanismos e que apenas a espectroscopia em raios-X de alta resolução, proposta para futuras missões, poderá determinar qual fração do fluxo de SXR observado é proveniente do SWCX. Além disso, uma forte evidência para a presença de gás quente no interior da BL é a anticorrelação existente entre o fluxo dos SXR e a distribuição do HI.

Outras informações sobre o meio interestelar local podem ser obtidas com o estudo das nuvens de baixa densidade localizadas dentro da BL. Dentro dos limites da BL existem várias nuvens difusas de gás morno ($T \approx 7000$ K) e parcialmente ionizado ($n_e \approx 0,3$ cm^{-3}) com densidade $n \approx 0,3$ cm^{-3} e dimensões entre 0,5 e 5,0 pc (e.g. Lallement et al., 1986; Welsh, 2009). O próprio Sistema Solar está localizado dentro ou próximo à borda de uma destas nuvens conhecida como Nuvem Interestelar Local (NIL). A NIL é uma nuvem parcialmente ionizada, cuja razão entre a densidade de elétrons livres e a densidade de átomos é $n_e/n \approx 0,3 - 0,7$, de gás morno, $T \approx 10^4$ K, baixa densidade ($n \approx 0,1$ cm^{-3}) e tem dimensões de 3 a 5 pc (e.g., Cox & Reynolds, 1987; Snowden et al., 1990). Estudos da distribuição do gás interestelar em linhas de absorção do HI e molecular (H_2), NaI e Cálcio ionizado (CaII), mostram que nas vizinhanças dessa nuvem existem outras nuvens com, aproximadamente, as mesmas características. Lallement (1998) identificou outras cinco pequenas nuvens dentro de um raio de 10 pc do Sol, sendo a mais próxima conhecida como “Nuvem G”.

A densidade de elétrons da NIL, calculada usando-se diferentes métodos e em diferentes direções, varia de $n_e = 0,05$ cm^{-3} (Lallement & Ferlet, 1997) até $n_e = 0,3$ cm^{-3} (Gry et al., 1995). Isto pode ser um sinal de ausência de equilíbrio de ionização. Na NIL, segundo vários autores, o Hélio está superionizado em relação ao Hidrogênio, reforçando a idéia dessa falta de equilíbrio (Breitschwerdt et al., 2000). Cox & Reynolds (1987) argumentam que a ausência de equilíbrio pode ser decorrência de um vigoroso fluxo de UV ocorrido entre 0,1 e 1 milhão de anos atrás.

O vetor velocidade da NIL e da nuvem G apontam no sentido contrário à direção de Sco-Cen. Isso levou diversos autores (e.g. Frisch, 1998) a sugerirem que a existência dessas nuvens estaria relacionada a um fluxo de material vindo de Loop I na direção do Sistema Solar. Na Fig. 1.4 temos uma representação esquemática da Bolha Local projetada sobre o plano Galáctico na visão de Frisch (1995). Nesta figura, o Sol está localizado na interseção das setas azul e laranja, sendo que a seta laranja (maior) indica a direção do movimento solar e a azul (menor) indica a direção do fluxo da Nuvem Local, no padrão de repouso local¹. Os arcos em azul representam estruturas em expansão originadas de supernovas na associação de estrelas OB Scorpio-Centaurus (Sco-Cen), representada por círculos localizados entre $300^\circ \leq l \leq 360^\circ$. Também estão representadas as posições aproximadas da S-OE ($l \approx 200^\circ$) e da Gum Nebula.

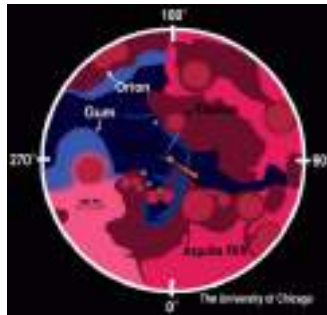


Figura 1.4: Representação esquemática da Bolha Local no plano Galáctico na visão de Frisch (1995).

¹Padrão de referência centrado no Sol para o qual a velocidade média das estrelas próximas é zero.

Segundo Breitschwerdt et al. (2000), a NIL e as outras nuvens próximas seriam “blobs” de matéria ejetados da região de interação entre a BL e a bolha Loop I, devido a instabilidades magneto-hidrodinâmicas. As interfaces condutivas entre as nuvens e o gás quente que preenche a BL deveriam ser detectadas em várias direções. Entretanto, a procura pelos íons que comporiam esta interface, como o CIV e o SiIV, mostra poucos resultados (Lallement, 2007). A temperatura da NIL foi medida em várias linhas de visada. Os valores medidos, em diferentes linhas de visada, variam de $T = 9700 \pm 900$ K a $T = 5800 \pm 700$ K. Essa variação nas temperaturas pode ser evidência da existência de um gradiente de temperaturas dentro da NIL (Redfield et al., 2004). Na Fig. 1.5 temos a representação esquemática da NIL e das nuvens próximas na visão de Lallement (1998).

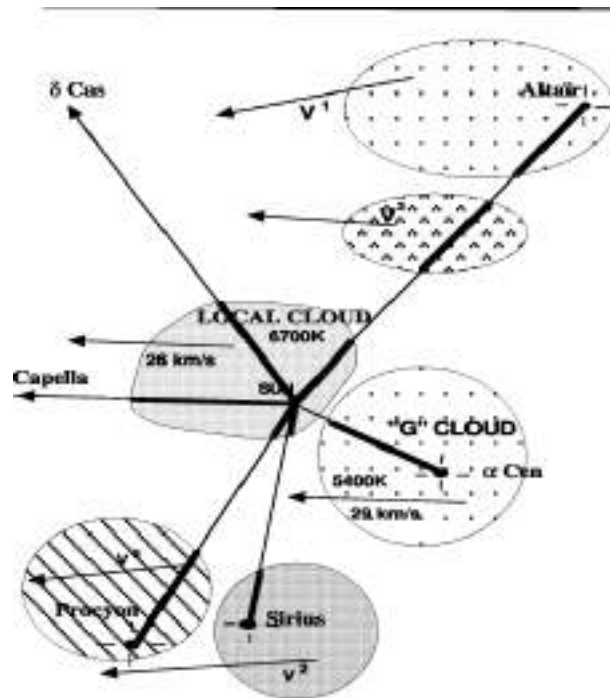


Figura 1.5: Representação esquemática da Nuvem Interestelar Local e das nuvens próximas com a indicação dos movimentos relativos do Sol e das nuvens (Lallement, 1998).

Uma importante fonte de informação sobre o gás no espaço interestelar é fornecida pelo íon OVI no ultravioleta distante ($\lambda = 1031,93 \text{ \AA}$ e $\lambda = 1037,62 \text{ \AA}$). A conversão de OV em OVI requer uma energia de 113,9 eV. Este valor elevado de energia sugere que a origem do OVI encontrado no meio interestelar é devido às colisões eletrônicas em um gás quente e não à fotoionização de um gás morno. Para um gás em CIE, o pico de abundância do OVI ocorre a $T = 2,8 \times 10^5$ K (Sutherland & Dopita, 1993). Assim, considerando-se que o gás no meio interestelar esteja em CIE, o OVI seria um indicador de regiões onde o gás quente (10^6 K) que preenche a cavidade, em contato com o gás morno das nuvens de baixa densidade (10^4 K), está esfriando. Entretanto, observações mostram uma coluna de densidade do OVI bem inferior ao previsto (Oegerle et al., 2005). Além disto, Hurwitz et al. (2005) utilizando dados do “Cosmic Hot Interstellar Plasma Spectrometer - (CHIPS)”

mostram que a emissão difusa no ultravioleta extremo (EUV) é muito mais fraca do que o previsto para um gás quente em CIE. A explicação para a baixa emissão no EUV inclui a ionização fora do equilíbrio para o plasma que preenche a BL.

Para a maior parte dos íons, a temperaturas inferiores a 10^6 K, a escala de tempo da recombinação é superior à escala de tempo de resfriamento. Desta forma o plasma desvia-se do CIE e permanece ionizado enquanto esfria (fora do equilíbrio de ionização). Para o plasma fora do equilíbrio a estrutura de ionização depende não só da temperatura. Apresentando variações temporais e na localização esta estrutura também depende das condições iniciais, da dinâmica e de sua história (e.g. Avillez & Breitschwerdt, 2010).

Nestas condições o OVI pode ocorrer em temperaturas bem inferiores a 10^6 K. Portanto, a distribuição e a coluna de densidade do OVI são um indicador da temperatura e do estado de ionização do plasma. Para uma descrição mais completa do estado físico real do plasma devemos também conhecer a distribuição de outros íons como o NV e o CIV de modo a podermos incluir mais vínculos na história do plasma.

Como se pode observar, o meio interestelar local apresenta várias componentes à várias temperaturas. O uso de diversos indicadores do estado físico e da composição química fornece dados que devem ser analisados em conjunto para que possamos ter uma visão geral do meio interestelar local. Entretanto, muitas vezes esses dados são conflitantes ou ambíguos, favorecendo múltiplas visões do estado físico. O conhecimento acurado da distribuição da poeira interestelar nas proximidades do Sol, incluindo a determinação dos limites da BL, fornece dados valiosos para a compreensão do meio interestelar local e esse é o principal foco deste trabalho.

1.1.3 Origem da Bolha Local

Existem várias idéias em relação a origem da Bolha Local. Historicamente, o conceito da formação da BL é uma disputa entre:

- A visão em que uma ou mais explosões de supernova, em uma região próxima ao Sol, formaram a cavidade e a região emissora de raios-X de baixa energia, sendo assim uma entidade independente (e.g., Cox & Anderson, (1982); Cox & Snowden, (1986); Cox & Reynolds, (1987); Edgar & Cox, (1993); Smith & Cox, (1998); Cox & Snowden, (1998); Smith & Cox, (2001); Breitschwerdt & Berghöfer (2002); Fuchs et al. (2006)).
- A visão que a BL é parte da superbolha formada por épocas sucessivas de formação estelar na Sco-Cen, tendo expandido assimetricamente na região de baixa densidade entre os braços espirais da Galáxia (Bochkarev, 1987; Frisch, 1981; Frisch & York, 1983, 1986; Frisch, 1995). Entretanto, os modelos que consideram a BL como parte de uma superbolha tem dificuldade em explicar o gás quente que envolve o Sistema Solar, uma vez que existe uma densa parede de gás neutro entre nós e a Sco-Cen, fora explicar a própria existência desta parede (Cox, 1998).
- As visões alternativas em que a existência da cavidade não estaria relacionada à atividade estelar. Bruhweiler (1996) sugere que a BL pode não existir, sendo os contornos da região onde está localizado o Sistema Solar definidos, na verdade, pela interseção de frentes de choque de gás denso e neutro de grandes estruturas interestelares. Mebold et al. (1998) sugerem que a BL não é nada mais que um

lugar típico entre os braços espirais da Galáxia, enquanto Lépine & Sartori (2003) sugerem que a região de baixa densidade é resultado da ação dos braços espirais sobre o material entre eles.

Atualmente os modelos de origem da BL mais aceitos são aqueles em que múltiplas explosões de supernova são responsáveis pela origem da BL, com resfriamento do gás fora do equilíbrio e com emissão de raios-X de baixa energia acompanhando sua expansão.

Buscando pelas explosões de supernova que possam ter originado a BL, Breitschwerdt & Berghöfer (2002) realizaram uma procura por aglomerados, de estrelas massivas, próximos, que tivessem passado através da BL, cujos membros mais massivos já tivessem explodido mas, cujas estrelas de tipo mais tardio permanecessem presentes. Estudos detalhados dos dados do satélite “*Hipparcos*” (ESA, 1997) tem mostrado a existência de grupos estelares em movimento. Tais grupos, “*star streams*”, são identificados por uma componente de velocidade similar na direção de rotação da Galáxia.

Asiain et al. (1999) mostraram que no grupo móvel das Plêiades quatro diferentes subgrupos podem ser encontrados, com idades muito diferentes, variando de 20 a 300 milhões de anos. O subgrupo mais novo (B1) é também o mais distinto e o único que permanece concentrado no espaço. O centro de massa destas estrelas está localizado a 135 ± 15 pc do Sol e sua idade é estimada em 20 ± 10 milhões de anos. Se a função de massa inicial deste aglomerado jovem é similar ao das associações OB observadas em nossa vizinhança (Massey et al., 1995) e levando-se em conta que duas estrelas de $10-11 M_{\odot}$ permanecem presentes, estima-se, de modo conservador, que 19 explosões de supernovas já tenham ocorrido. A trajetória percorrida pelo subgrupo B1 foi calculado empregando-se a equação de movimento fornecida por Asiain et al. (1999) e concluíram que há treze milhões de anos atrás o centro de massa deste subgrupo estaria localizado dentro do volume da BL, sendo este o tempo estimado da primeira explosão de supernova ($M \approx 20M_{\odot}$).

A partir destas conclusões os autores sugerem um cenário em que a BL foi criada por 10 a 20 explosões de supernovas entre 10 e 20 milhões de anos atrás, sendo o valor preferido de 14,5 milhões de anos e que na época das primeiras explosões as estrelas do aglomerado estariam imersas em uma nuvem molecular.

Os modelos desenvolvidos por Breitschwerdt & de Avillez (2006) e Avillez & Breitschwerdt (2009) incluem a evolução conjunta da BL e da bolha Loop I em um meio turbulento sob condições de CIE. A BL é energizada pelas estrelas faltantes no subgrupo B1 das Plêiades e Loop I é energizada por 39 explosões de supernova de Sco-Cen. Estes modelos reproduzem o tamanho e geometria das duas bolhas, definidos pelas linhas de absorção do NaI, assim como a distribuição do OVI dentro da cavidade da BL. Ainda de acordo com estes modelos, os valores observados para a coluna de densidade do OVI indicam que a última supernova ocorreu há 0,5 milhões de anos.

Avillez & Breitschwerdt (2012) apresentam a primeira simulação fora do equilíbrio de ionização da evolução conjunta da BL com Loop I incluindo a turbulência do meio interestelar. O atraso nas recombinações resulta em pequenas colunas de densidade para íons como o CIV, NV e OVI, condizente com o que é observado, sendo que este atraso também é responsável pela emissão do SXR à baixas temperaturas. Para determinar o número de explosões de supernova responsáveis pela criação da BL os autores utilizaram o mesmo processo de Fuchs et al. (2006). Esta simulação : (i) modela hidrodinamicamente a evolução da BL e traça sua estrutura de ionização de uma forma dependente do tempo; (ii) estuda a distribuição espacial do CIV, NV e OVI; (iii) vincula a idade da LB à

distribuição desses íons; *(iv)* utiliza as abundâncias solares apresentadas por Asplund et al. (2009).

Os resultados encontrados por Avezil & Breitschwerdt (2012) mostram que a BL e Loop I evoluíram conjuntamente no tempo na maior parte de tempo de existência da BL e que, no futuro, as duas bolhas irão se fundir com o material de Loop I expandindo-se no interior da cavidade da BL. Estes resultados mostram ainda que: *(i)* a última supernova, que reaqueceu a BL, teria ocorrido entre 0,5 e 0,8 milhões anos atrás; *(ii)* o OVI apresenta uma distribuição “clumpy”, resultante do resfriamento local e da turbulência, com maiores valores da coluna de densidade próximos ao envoltório da BL.

Como o número de estrelas com excesso de cor determinado em nosso trabalho é muito superior ao número de objetos com dados em NaI, os limites da BL podem ser melhor definidos utilizando-se os dados da distribuição do $E(b-y)$. Portanto, a comparação entre a distribuição do excesso de cor com as densidades de HI produzidas pelos modelos teóricos pode ser utilizada para a validação desses modelos.

1.2 A Superbolha Órion-Eridanus

Heiles (1976), realizando estudos sobre a expansão dos envoltórios de estruturas interestelares de HI, “shells” de HI, de alta latitude ($|b| \geq 10^\circ$), observou estruturas com emissão em $H\alpha$ e uma cavidade na distribuição do Hidrogênio neutro na região da constelação de Eridanus. Tradicionalmente as estruturas na região de Órion e de Eridanus eram estudadas separadamente e supostamente independentes. Reynolds & Ogden (1979), utilizando espectros em $H\alpha$, sugeriram que as várias estruturas nessa região poderiam ser parte de uma única e grande estrutura ao invés de uma superposição de objetos não relacionados.

Observações em rádio da vizinhança da associação Órion OB1, realizadas por Brown et al. (1995), mostraram uma cavidade preenchida com gás quente ionizado envolvida por uma “shell” de HI em expansão, centrada em $l \approx 200^\circ$ e $b \approx -33^\circ$. Comparações de dados em raios-X e infravermelho, realizadas por Burrows et al. (1993) e Snowden et al. (1995), revelaram uma estrutura emissora em raios-X que liga Eridanus até a região de Órion.

Esta superbolha, chamada de Superbolha Órion-Eridanus (S-OE), aparece em emissão em HI, $H\alpha$, raios-X de baixa energia e em $100 \mu\text{m}$ no infravermelho. As estruturas em arco com emissão em $H\alpha$ sugerem que a maior parte do gás quente ($T \approx 1.2 - 1.6 \times 10^6$ K) esteja confinado a uma única estrutura com uma “shell” em expansão (Reynolds & Ogden, 1979; Burrows et al., 1993; Brown et al., 1995; Snowden et al., 1995). Os limites da cavidade são definidos por uma coluna de densidade de HI de $\approx 5 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ (Snowden et al., 1995), o que equivale a um excesso de cor $E(b-y) \approx 0,^m065$, considerando válida a relação sugerida por Knude (1979). Na Fig. 1.6 temos os mapas da S-OE em $100 \mu\text{m}$ apresentados por Verschuur et al. (1992) e por Snowden et al. (1995).

Acredita-se que ela teria sido criada por ventos estelares e explosões de supernova associadas com as estrelas massivas da associação Órion OB1 ($200^\circ \leq l \leq 212^\circ$; $-22^\circ \leq b \leq -15^\circ$; $d \approx 400 \text{ pc}$). A associação Órion OB1 está localizada dentro dos limites da cavidade, mas não no centro da bolha. Isto pode ser devido à maior densidade na direção do plano Galáctico que faz com que a expansão seja maior na direção perpendicular ao plano deixando a bolha com uma forma alongada (Reynolds & Ogden, 1979; Brown et al., 1995; Wilson et al., 2005). A presença da associação Órion OB1 dentro da cavidade permite que a radiação UV emitida pelas estrelas quentes desta associação mantenham

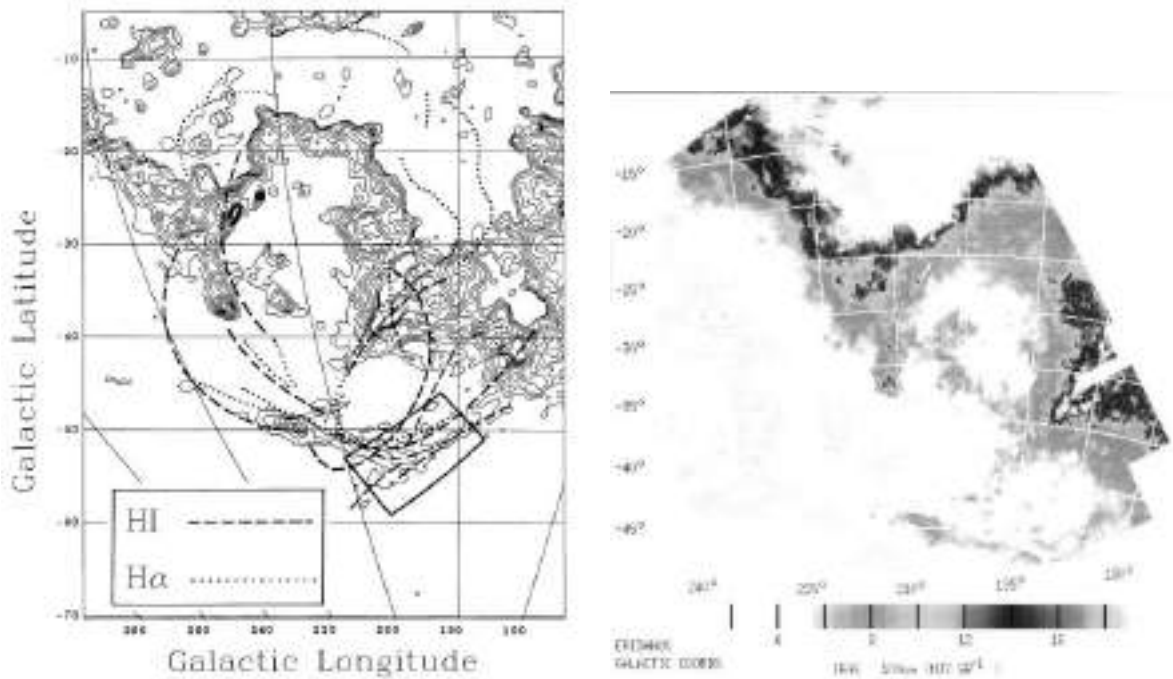


Figura 1.6: (à esquerda) Mapa da região da S-OE em $100 \mu\text{m}$ (Verschuur et al., 1992) onde as linhas pontilhadas e as linhas tracejadas indicam a localização aproximada dos filamentos de $\text{H}\alpha$ e dos filamentos de H I respectivamente. (à direita) mosaico de imagens do IRAS em $100 \mu\text{m}$ da mesma região (Snowden et al., 1995).

o nível de ionização na cavidade. De acordo com Snowden et al. (1995), a S-OE estaria localizada entre as coordenadas Galácticas $-50^\circ \leq b \leq -15^\circ$ e $195^\circ \leq l \leq 210^\circ$.

Embora a figura simples de uma única superbolha criada por ventos estelares e supernovas ocorridas na região de Órion OB1 explique vários aspectos observacionais, os dados sugerem um modelo muito mais complexo que pode envolver múltiplas supernovas e frentes de choque de vento estelar (Welsh et al., 2005). Welsh et al. (2005), utilizando linhas de absorção do Na I e do Ca II na direção de 16 estrelas quentes, juntamente com dados da literatura de 13 estrelas de mesmas características, localizadas entre $-60^\circ \leq b \leq -30^\circ$ e $190^\circ \leq l \leq 225^\circ$, detectaram múltiplas componentes de velocidades radiais (positivas e negativas). Isso sugere a presença de várias “shells” de gás em expansão produzidas por supernovas e/ou choque de vento estelar.

Essa cavidade é uma das mais próximas à BL e existem evidências que as duas bolhas estejam em interação. Burrows & Guo (1996) identificaram componentes de velocidades positivas ($0,5 \leq v \leq 8,8 \text{ kms}^{-1}$) e negativas ($-38,7 \leq v \leq -18,0 \text{ kms}^{-1}$) na direção da nuvem G201-47 ($l \approx 201^\circ$; $b \approx -47^\circ$). A distância dessas componentes seria de $159 \pm 16 \text{ pc}$, sendo sugerido que a componente positiva está relacionada com o envoltório em expansão da BL e a componente negativa seria produzida pelo limite próximo da S-OE vindo em nossa direção. Neste caso, os dois envoltórios estariam localizados em um pequeno intervalo de distância e poderiam estar em interação.

Entre as várias componentes de velocidade identificadas por Welsh et al. (2005) na direção de S-OE, ou próxima à ela, as duas principais ($V_{LSR} \approx 7 \text{ kms}^{-1}$ e $V_{LSR} \approx -8 \text{ kms}^{-1}$) também estariam relacionadas com os envoltórios em expansão da BL e da S-OE. As distâncias destas componentes seriam de 140 - 150 pc e 163 - 180 pc, respectivamente; o

que concorda com os resultados de Burrows & Guo (1996). A primeira dessas componentes é observada em 70% das linhas de visada enquanto a segunda é observada somente entre $-50^\circ \leq b \leq -30^\circ$ e $190^\circ \leq l \leq 215^\circ$.

Burrows et al. (1993) sugerem que as nuvens L1642 (MBM20) e L1569 estariam localizadas na interface entre a BL e a S-OE. Neste caso a interação entre as frentes de choque das duas bolhas teria comprimido os envoltórios de HI e formado as nuvens. Esta região estaria compreendida entre as coordenadas $-50^\circ \leq b \leq -30^\circ$ e $185^\circ \leq l \leq 210^\circ$. Na Fig. 1.7 temos a representação esquemática da região da interface entre a BL e a S-OE na visão de Burrows et al. (1993) onde podemos observar a localização de L1642 e L1569.

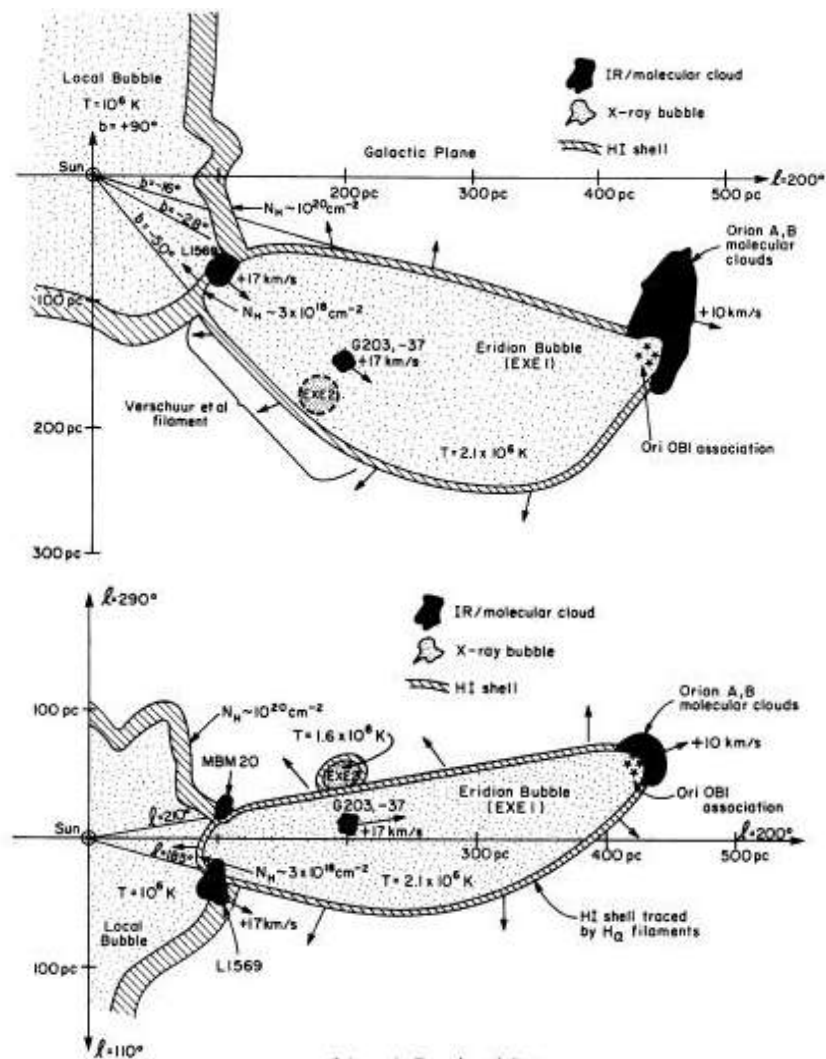


Figura 1.7: Esquema da região da S-OE na visão de Burrows et al. (1993); (*acima*) corte vertical na longitude Galáctica $l = 200^\circ$ e (*abaixo*) vista superior (olhando para baixo) da região. Neste esquema podemos observar que as nuvens L1569 e L1642 (MBM20) estariam localizadas na região de interação entre a BL e a S-OE.

Snowden et al. (1995), utilizando dados do ROSAT “All Sky Survey” nas bandas de 1/4 keV e 3/4 keV na direção da S-OE, identificaram várias sombras nos raios-X de baixa

energia. A comparação dos mapas em raios-X com os dados do IRAS em $100 \mu\text{m}$ mostra que diferentes níveis de absorção nos raios-X são associados com filamentos emissores no infravermelho de brilho superficial similar. Isto levou à conclusão que algumas dessas nuvens se localizam entre nós e a cavidade da S-OE, outras dentro e outras depois da parte de trás dessa cavidade. Conforme indicado na Fig. 1.8 algumas dessas nuvens interestelares seriam:

- L1642 (MBM20), $l \approx 211^\circ$ e $b \approx -37^\circ$, que estaria localizada dentro da BL.
- G203-37, $l \approx 203^\circ$ e $b \approx -37^\circ$, que estaria localizada dentro da cavidade da S-OE.
- G204-31, $l \approx 204^\circ$ e $b \approx -31^\circ$, que estaria localizada no lado próximo da cavidade da S-OE, mas além da Bolha Local.
- G203-39, $l \approx 203^\circ$ e $b \approx -39^\circ$, que estaria localizada no lado próximo da cavidade da S-OE e pode representar uma condensação na “*shell*” da cavidade.
- G201-43, $l \approx 201^\circ$ e $b \approx -43^\circ$, o mesmo de G203-39.

Além das nuvens apontadas por Snowden et al. (1995), outras nuvens podem ser observadas na direção da região de interação entre as bolhas. Dentre elas temos:

- L1569, $l \approx 189^\circ$ e $b \approx -36^\circ$.
- MBM21, $l \approx 208^\circ$ e $b \approx -28^\circ$.
- G191-28, $l \approx 191^\circ$ e $b \approx -28^\circ$.
- G191-52, $l \approx 191^\circ$ e $b \approx -52^\circ$.
- G201-47, $l \approx 201^\circ$ e $b \approx -47^\circ$.
- G207-50, $l \approx 207^\circ$ e $b \approx -50^\circ$.

Dentre as nuvens observadas na direção de S-OE destaca-se L1642. Lynds 1642 é uma nuvem escura de alta latitude ($l \approx 211^\circ$; $b \approx -37^\circ$) com a presença de formação estelar. Em sua parte mais densa, duas estrelas binárias pré-sequência principal foram identificadas por Reipurth & Heathcote (1990) e Sandell et al. (1991). Devido à alta latitude e distância, L1642 é suficientemente distante do plano Galáctico para minimizar a confusão com o gás e poeira de fundo. As imagens IRAS em $100 \mu\text{m}$ mostram L1642 como a cabeça de uma estrutura em forma de cometa cuja calda aponta na direção do plano Galáctico. As estimativas para a massa da nuvem variam entre $60 M_\odot$ Lehtinen et al. (2004) e $84 M_\odot$ Liljestrom (1991).

Apesar de ser uma nuvem muito estudada, existem muitas divergências quanto à distância de L1642. Magnani & de Vries (1986), através de contagem de estrelas, estimaram esta distância entre 75 e 125 pc. Franco (1989), utilizando fotometria *wby*H β para estrelas localizadas próximas a L1642, sugere uma distância entre 200-230 pc. Hearty et al. (2000), utilizando linhas de absorção de Na I na direção de cinco estrelas, sugerem que a distância de L1642 está entre os limites de 112 e 161 pc.

Portanto a determinação precisa da distância, não só de L1642, mas também das outras nuvens que se encontram na mesma direção pode estabelecer quais nuvens estariam na

interface e fornecer os limites precisos de distância da cavidade. Na Fig. 1.8 temos a imagem IRAS (100 μm) da região de interação entre a BL e a S-OE, onde as partes mais escuras representam as regiões de menor densidade de poeira interestelar e as partes mais claras as regiões de maior densidade. Nessa figura também estão indicados os nomes das diversas nuvens localizadas sobre a projeção.

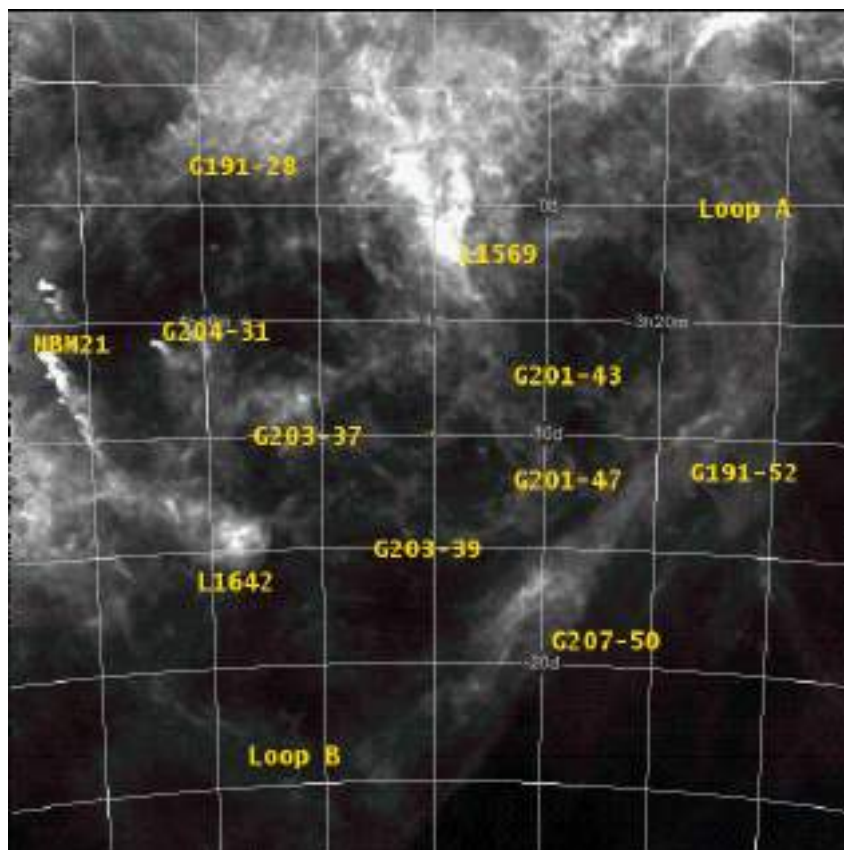


Figura 1.8: Imagem IRAS em 100 μm na direção da região de interação entre a S-OE e a BL. Nesta imagem podemos observar a presença das diversas nuvens que compoariam a região de interação. Nesta imagem as partes mais escuras representam as regiões de menor densidade de poeira interestelar e as partes mais claras as regiões de maior densidade.

1.3 A associação de estrelas OB Scorpio-Centaurus

Ambartsumian (1947) definiu as associações OB como regiões onde a densidade de estrelas de tipos espectrais O e B é bem mais alta que a média das estrelas de campo. São formações estelares muito jovens em comparação com a idade da Galáxia, o que pode ser verificado pela presença de estrelas de tipo espectral O e B. Reeves (1978) sugere que o tempo de vida desse tipo de associação é de $1-2 \times 10^7$ anos e podem consistir de diferentes gerações estelares. Ao contrário do que ocorre nos aglomerados, onde a atração gravitacional entre as estrelas governa sua dinâmica, o campo gravitacional da

Galáxia é que governa a dinâmica das associações OB. Assim, após alguns milhões de anos as estrelas que compõem uma associação encontram-se dispersas, sendo então difícil identificar sua origem comum. Suas dimensões podem variar de alguns parsec até algumas centenas de parsec, sendo normalmente subdivididas em subgrupos.

Várias propriedades observadas das associações OB mostram um mecanismo de formação estelar sequencial induzido por explosões de supernova. Estes incluem a separação espacial e uma diferença sistemática na idade dos subgrupos em uma dada associação, o alinhamento dos subgrupos ao longo do plano Galáctico e sua expansão física (Elmegreen & Lada, 1977). Como protótipo deste mecanismo, de formação sequencial induzido, temos a associação de estrelas OB de Órion. Esta associação é subdividida em quatro subgrupos com diferenças de idade de onze milhões de anos (Cunha et al., 1998). Assim temos que a formação de estrelas em uma associação não é um processo contínuo. Quando a formação estelar cessa em uma região ela pode ter início em uma nova região adjacente (Blaauw, 1964).

Sco-Cen é a associação de estrelas OB mais próxima do Sol e está localizada na faixa de longitude Galáctica entre $290^\circ \leq l \leq 360^\circ$. Devido às suas características diferenciadas Blaauw (1964) subdividiu a associação Sco-Cen em três sub-grupos: Upper Centaurus Lupus (UCL), Lower Centarus Crux (LCC) e Upper Scorpius (US). A localização aproximada do centro destes sub-grupos pode ser vista na Tab. 1.1 e a localização dos subgrupos, em coordenadas Galácticas pode ser vista na Fig.1.9.

Tabela 1.1: Subdivisões da Sco-Cen (Blaauw, 1964) e a posição aproximada do centro de cada subgrupo

Subgrupo	Long. Galáctica (graus)	Lat. Galáctica (graus)	Distância ao centro (pc)
UCL	320 ± 3	10 ± 3	140 ± 20
LCC	300 ± 5	8 ± 5	130 ± 24
US	347 ± 2	21 ± 2	160 ± 22

A diferença de idades e a separação espacial entre os subgrupos de Sco-Cen levou Preibisch & Zinnecker (1999) a sugerirem que o processo de formação estelar no subgrupo mais novo (Upper-Scorpius) pode ter sido desencadeado por ondas de choque de supernovas localizadas no subgrupo mais velho (Upper-Centaurus-Lupus). Uma vez que o material ejetado por supernovas enriquece o meio interestelar de materiais sintetizados nas estrelas mais massivas, pode-se supor que a metalicidade do subgrupo mais jovem seja superior à do subgrupo mais antigo. Assim, espera-se que a metalicidade do subgrupo US seja superior à dos subgrupos mais antigos UCL e LCC. Com a escolha de uma amostra de estrelas adequada podemos verificar se os valores da metalicidade, determinados através de calibrações do sistema Strömgren, do subgrupo mais jovem (US) são superiores aos dos demais subgrupos.

A origem de bolhas interestelares está associada à atividade de estrelas massivas que estão localizadas, principalmente, em associações OB. Entretanto, dentro da BL não existe

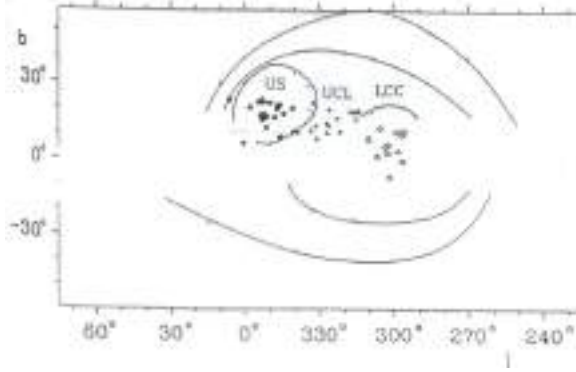


Figura 1.9: Localização dos subgrupos da Sco-Cen, em coordenadas Galácticas e representação esquemática das “shells” de cada subgrupo em expansão na visão de de Geus (1992).

este tipo de associação.

Sucessivas explosões de supernova nas proximidades do Sol e em Sco-Cen são sugeridas como sendo responsáveis pela origem das bolhas Local e Loop I (e.g., Frisch, 1995; Maíz-Apellániz, 2001; Berghöfer & Breitschwerdt, 2002; Fuchs et al., 2006; Avillez & Breitschwerdt, 2009). Segundo Fuchs et al. (2006); Breitschwerdt & de Avillez (2006); Avillez & Breitschwerdt (2009) a BL teria sido produzida pela explosão de 19 estrelas com massas entre 8,2 - 21,5 M_{\odot} que hoje pertencem aos subgrupos de Sco-Cen, enquanto Loop I teria sido produzida pela explosão de 39 supernovas de Sco-Cen.

Utilizando dados astrométricos do satélite “*Hipparcos*” (ESA, 1997), Maíz-Apellániz (2001) mostrou que há 5 milhões de anos atrás parte da Sco-Cen, em especial o subgrupo LCC, estava localizada mais próxima da posição que o Sol ocupa hoje (Fig.1.10). Comparando os resultados de Leitherer (1999) com o número de estrelas OB observadas nesta associação e utilizando a função de massa inicial de Salpeter para estrelas com até 100 M_{\odot} e metalicidade do Sol, Maíz-Apellániz (2001) sugere que ocorreram explosões de supernova em número suficiente nos subgrupos UCL e LCC para criar tanto a BL quanto a bolha Loop I. Na Fig.1.10 temos a representação das trajetórias dos subgrupos da Sco-Cen segundo Maíz-Apellániz (2001)

Percebemos assim que Sco-Cen pode estar relacionada não só com a origem de Loop I, mas também com a origem da própria BL. Portanto a metalicidade do material que constitui o meio interestelar na BL pode ser similar à de Sco-Cen. Além disso, conhecendo melhor as propriedades de Sco-Cen estaremos conhecendo melhor a história da BL.

1.4 Trabalho proposto

O presente trabalho tem como objetivo abordar três dos aspectos fundamentais da BL, a saber:

- Mapear a distribuição do excesso de cor ($E(b - y)$) na BL e validar o modelo 3D mais recente da origem e evolução conjunta da BL e Loop I.
- Determinar que estruturas compõem a interface da BL com a S-OE e determinar

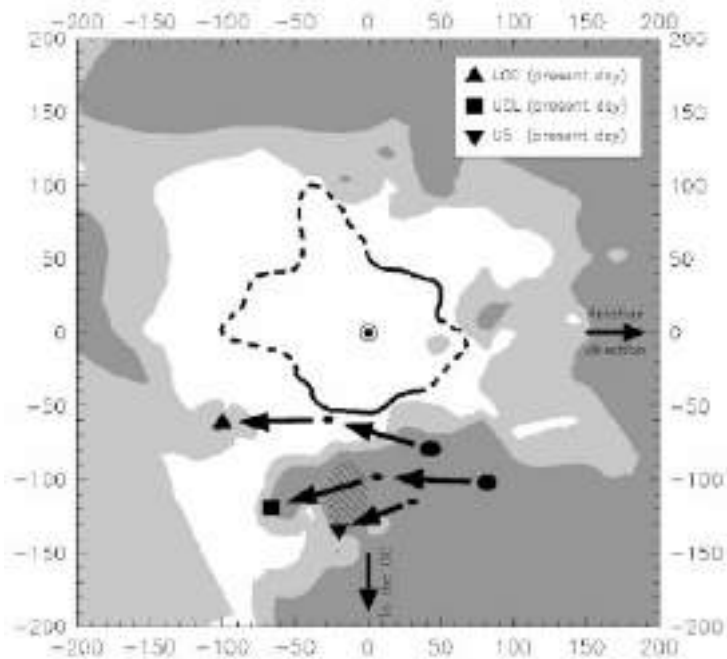


Figura 1.10: Representação das trajetórias dos subgrupos da Sco-Cen (Maíz-Apellániz, 2001), onde o triângulo para cima representa LCC, o quadrado é UCL e o triângulo para baixo é US. As setas indicam as posições dos subgrupos há 5 e 10 milhões de anos atrás. A cavidade da Bolha Local, parte mais clara, está representada no plano Galáctico como sugerido por Sfeir et al. (1999). A linha tracejada representa o contorno da Bolha Local Quente sugerida por Snowden (1998). Nesta representação podemos observar que no passado o subgrupo LCC esteve dentro do contorno da BL proposta por Sfeir et al. (1999).

suas distâncias.

- Determinar, através da fotometria Strömgren, a metalicidade dos subgrupos que compõem Sco-Cen.

Para determinar os limites da BL primeiramente complementamos o trabalho iniciado no mestrado sobre a interface entre as bolhas Local e Loop I. Neste trabalho a estrutura anular, observada em dados de raios-X e HI, que foi sugerida como sendo o contorno da região de interação entre as duas bolhas por Egger & Aschenbach (1995), teve sua existência questionada em um estudo do avermelhamento interestelar na direção da zona de interação entre a BL e Loop I ($275^\circ \leq l \leq 35^\circ$ e $-45^\circ \leq b \leq 45^\circ$) por Reis & Corradi (2006) e Reis (2007). No doutorado realizamos um estudo da completude da amostra utilizada em cada uma das áreas selecionadas na verificação da existência do anel. Além disso, verificamos como a variação do R_V poderia alterar as distâncias calculadas e, conseqüentemente, nossos resultados. Com os resultados verificamos que nossa amostra era adequada para o estudo da região de interação entre a BL e Loop I. Devido às diferentes características da quantidade de material - excesso de cor $E(b - y)$ e distância ao longo do suposto anel e de sua região interna, mostramos que tal anel, caso seja de fato uma única estrutura, é extremamente fragmentado e distorcido (Reis & Corradi, 2008). Estes resultados foram corroborados pelo estudo polarimétrico da região de interação realizado

por Santos et al. (2011).

Como uma sequência natural dos mapeamentos fotométricos, realizamos o mapeamento completo do excesso de cor nas vizinhanças do Sol para $0^\circ \leq l \leq 360^\circ$ e $|b| \leq 60^\circ$ para $d \leq 500$ pc. Neste trabalho, (Reis et al., 2011) determinamos os limites da BL em excesso de cor e realizamos uma comparação destes limites com os limites em NaI determinados por Welsh et al. (2010). Além disto, realizamos uma comparação entre nossos resultados e as mais recentes simulações da origem e evolução da BL em conjunto com Loop I, realizadas por Avillez & Breitschwerdt (2012).

Realizamos também um estudo mais detalhado da distribuição do material interestelar na direção da interface entre a BL e a S-OE. Neste novo trabalho determinamos as distâncias de nuvens que se localizam na direção da S-OE e quais destas estruturas comporiam a interface entre as duas bolhas.

Para esse estudo realizamos uma análise fotométrica da região através de diagramas de excesso de cor *vs.* distância. Complementando a análise fotométrica realizamos observações polarimétricas no filtro V de Johnson das estrelas do catálogo Hipparcos (ESA, 1997) e das estrelas para as quais determinamos as distâncias fotometricamente, localizadas na direção da interface entre as bolhas. A combinação das distâncias com os resultados da polarimetria permitiu a determinação da distância do meio polarizador. Diagramas de polarização *vs.* distância e $E(b - y)$ *vs.* distância e os vetores de polarização foram utilizados na análise. Os resultados obtidos foram comparados com as imagens IRAS em $100 \mu\text{m}$ e com os dados em NaI utilizados por Welsh et al. (2005), caracterizando assim o meio interestelar nesta direção.

Paralelamente aos trabalhos citados determinamos, através do sistema Strömgren, a metalicidade de cada subgrupo que compõe Sco-Cen. O índice δ_{m_1} do sistema Strömgren está relacionado à metalicidade da estrela. Portanto, de modo a verificar esta diferença nos subgrupos de Sco-Cen, utilizamos a calibração empírica sugerida por Berthet (1990) para a determinação do $[\text{Fe}/\text{H}]$ médio dos subgrupos de Sco-Cen. Seleccionamos as estrelas sugeridas como sendo membros dos subgrupos por Eggen (1983), de Geus (1989) e de Zeeuw et al. (1999). Encontramos que a metalicidade do subgrupo mais jovem, US, é maior que a dos outros subgrupos que compõem a associação. Este resultado reforça a ideia que a formação estelar em US foi induzida por ondas de choque de supernovas originadas em UCL e fornece os valores médios esperados para a metalicidade do meio interestelar nas vizinhanças do Sol.

Esta tese foi organizada da seguinte forma: No Cap. 2 temos uma descrição da metodologia utilizada em nosso trabalho. No Cap. 3 apresentamos os dados observacionais utilizados. No Cap. 4 temos o mapeamento da interface entre a BL e a bolha Loop I, a distribuição do material nas vizinhanças do Sol e a validação do mais recente modelo de origem e evolução da BL em conjunto com Loop I desenvolvido por Avillez e colaboradores. No cap. 5 temos o estudo do meio interestelar na direção de regiões de interação entre a BL e a S-OE e no Cap. 6 temos o estudo da metalicidade da associação de estrelas OB Scorpio-Centaurus. No Cap. 7 apresentamos nossas conclusões.

Capítulo 2

Metodologia

As propriedades do meio interestelar local podem ser estudadas através de várias técnicas. Em nosso trabalho utilizaremos inicialmente a fotometria Strömgren e a polarimetria.

A fotometria Strömgren fornece medidas precisas do excesso de cor e da distância. Excesso de cor, que está relacionado à extinção da luz estelar, ocorre sempre que a radiação eletromagnética propaga em um meio com partículas pequenas. Em geral o feixe transmitido é reduzido em intensidade por dois processos físicos; absorção e espalhamento. Através de calibrações empíricas do sistema fotométrico de Strömgren podemos determinar como o meio interestelar afeta a luz emitida pelas estrelas. Entretanto, a fotometria Strömgren fornece valores confiáveis para o excesso de cor e distância apenas para estrelas mais quentes que G2. Esta restrição não se aplica à polarização.

A polarização da luz das estrelas pelo meio interestelar fornece evidência que ao menos uma componente dos grãos responsáveis pela extinção tem propriedades ópticas anisotrópicas, provavelmente devido à forma alongada e ao alinhamento dos grãos de poeira interestelar com o campo magnético Galáctico. Além disso a polarimetria pode detectar a presença de material pouco denso mais facilmente que a fotometria no caso dos menores valores de $E(b - y)$.

Nas seções seguintes apresentaremos alguns aspectos da fotometria Strömgren e da polarização da luz estelar.

2.1 Fotometria

O principal objetivo da fotometria astronômica é a determinação do fluxo emitido por um objeto celeste como função do comprimento de onda. Através da fotometria podemos determinar os valores do excesso de cor e da distância para um conjunto de estrelas medindo os seus brilhos (magnitudes) em vários comprimentos de onda.

Um sistema fotométrico baseia-se em um conjunto de filtros, que selecionam a luz de determinados comprimentos de onda ao longo do espectro, e um conjunto de estrelas padrão. Utilizaremos em nossa pesquisa o sistema fotométrico de Strömgren.

2.1.1 O sistema fotométrico de Strömgen

O sistema $uvbyH\beta$ proposto por Strömgen (1956, 1963, 1966) e complementado por Crawford & Barnes (1966) é definido pelos filtros de banda intermediária ($uvby$) e banda estreita ($H\beta$). Os filtros ($uvby$) estão centrados em 3500 Å, 4100 Å, 4700 Å e 5500 Å, sendo que a largura de cada filtro em comprimento de onda, $\Delta\lambda$, são respectivamente, 300 Å, 190 Å, 180 Å e 230 Å.

O limite inferior do filtro u (3150 Å), bem como o limite superior do filtro y (5650 Å) encontram-se na região transparente da atmosfera, tornando os limites deste sistema independentes da atmosfera terrestre. O filtro y foi planejado de tal forma que a magnitude y correlacione bem com a magnitude V do sistema UBV de Johnson. Entre os filtros u e v encontra-se a descontinuidade de Balmer. Na Fig. 2.1 temos o espectro característico de estrelas de tipos espectrais B0, A0, F2 e G8 da sequência principal juntamente com as curvas de transmissão dos filtros UBV de Johnson e $uvbyH\beta$ do sistema Strömgen.

Os filtros b e y não transmitem linhas importantes do espectro e, portanto, o índice de cor ($b - y$), que mede a inclinação do contínuo, apresenta-se relativamente livre do efeito de bloqueio da radiação por linhas espectrais fracas e pode ser um bom indicador da temperatura efetiva. Entretanto, este índice é afetado pelo avermelhamento interestelar.

Para medir o efeito do acobertamento de linhas de absorção (rebaixamento do contínuo devido ao excesso de linhas de absorção) introduz-se a diferença de índices de cor $m_1 = (v - b) - (b - y)$. Assim, se duas estrelas de mesma temperatura e gravidade superficial tiverem composições químicas diferentes, essas diferenças serão reveladas por valores diferentes do índice m_1 .

Analogamente, estrelas de mesma temperatura podem ter luminosidades diferentes, caso tenham gravidades superficiais diferentes. Para se determinar como a inclinação do contínuo fica afetada pela descontinuidade de Balmer, que se correlaciona com a gravidade superficial, define-se outra diferença de índices de cor, $c_1 = (u - v) - (v - b)$. Como o efeito de bloqueio em u é aproximadamente o dobro do em v , elimina-se este efeito, deixando-se apenas os efeitos da descontinuidade de Balmer, portanto independentes da composição química da estrela.

A fotometria Strömgen é complementada pelo parâmetro β . Este parâmetro é obtido pela razão de dois filtros interferenciais centrados sobre a linha $H\beta$ ($\lambda = 4861$ Å), sendo um filtro de banda larga ($\Delta\lambda \cong 150$ Å) e outro estreito ($\Delta\lambda \cong 30$ Å). Desta forma este índice é independente não só da extinção atmosférica mas também do avermelhamento interestelar. O parâmetro β é indicador de temperatura para estrelas de tipo espectral A e F e de luminosidade para estrelas O e B.

Resumindo, o sistema Strömgen fornece medidas para a magnitude visual, temperatura efetiva, acobertamento de linhas metálicas e a descontinuidade de Balmer.

2.1.2 Obtenção dos parâmetros estelares intrínsecos, excesso de cor e distância

Para a determinação dos parâmetros estelares intrínsecos, excesso de cor e distância, utilizamos as calibrações de Crawford (1978, 1979) para estrelas de tipos espectrais B e A. Para as estrelas de tipo espectral F utilizamos a calibração de Crawford (1975) para calcular M_V e Olsen (1988) para o cálculo de $(b - y)_0$.

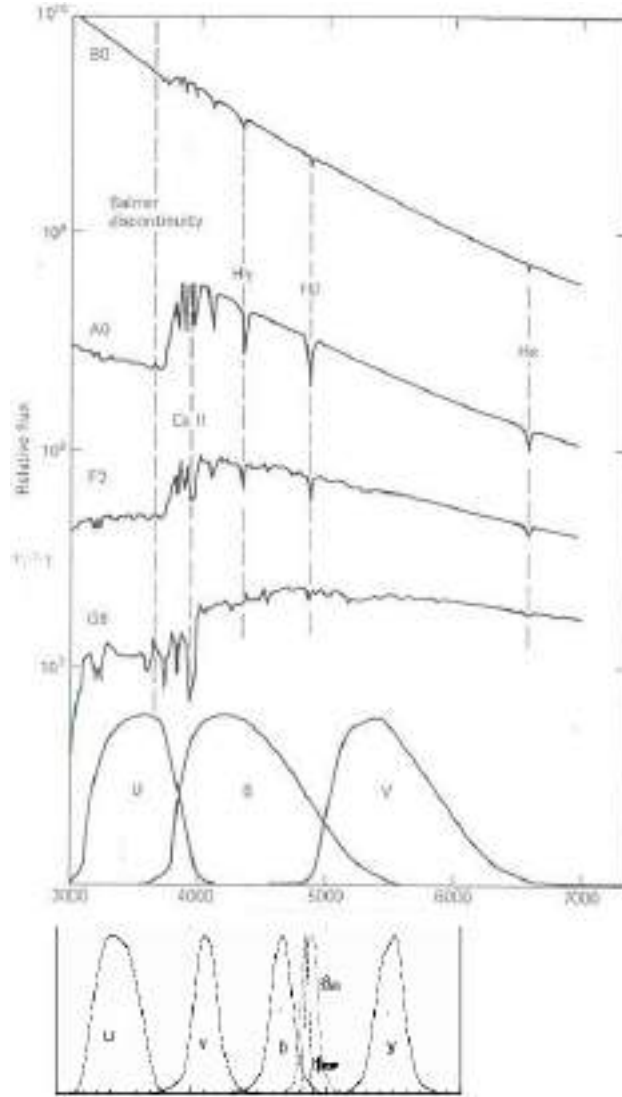


Figura 2.1: Espectro típico de estrelas de tipos espectrais B0, A0, F2 e G8 da sequência principal juntamente com as curvas de transmissão dos filtros UBV de Johnson e $uvbyH\beta$ do sistema Strömgren. Podemos observar que todas as bandas encontram-se dentro da região transparente da atmosfera.

2.1.2.1 Estrelas do Tipo Espectral F

Para as estrelas F, o parâmetro β e o índice de cor $(b - y)$ são indicadores da temperatura efetiva. Como β não é afetado pelo avermelhamento interestelar e pelo bloqueio de linhas, ele é escolhido como parâmetro independente na calibração da cor intrínseca $(b - y)_0$. São definidos dois novos parâmetros:

$$\delta m_1(\beta) = m_1^{std} - m_1^{obs}; \quad (2.1)$$

$$\delta c_1(\beta) = c_1^{obs} - c_1^{std}, \quad (2.2)$$

onde m_1^{obs} e c_1^{obs} são os índices medidos e m_1^{std} e c_1^{std} são os índices padrões obtidos por Crawford (1975) e Olsen (1988), para um dado valor de β . O parâmetro δm_1 leva em conta que duas estrelas de mesma temperatura (β) podem sofrer bloqueios de linha diferentes. O parâmetro δc_1 leva em conta que duas estrelas de mesma temperatura (β) podem ter descontinuidades de Balmer diferentes. Desse modo δm_1 é um indicador de metalicidade e δc_1 é um indicador de diferenças de luminosidade (gravidade superficial). Os parâmetros intrínsecos, ou seja, corrigidos do excesso de cor ($E(b - y)$), são dados por:

$$\delta m_0 = \delta m_1 + 0,32E(b - y) \text{ e} \quad (2.3)$$

$$\delta c_0 = \delta c_1 - 0,20E(b - y). \quad (2.4)$$

A calibração para a cor intrínseca $(b - y)_0$ utilizada foi a de Olsen (1988) em vez da calibração de Crawford (1975) de modo a incluir as estrelas fracas em metais. Para a obtenção de $(b - y)_0$ utiliza-se um processo iterativo até que $\Delta(b - y)_0 \leq 0,0001$. Começando-se com os valores medidos utilizamos as seguintes equações:

- para $\delta m_0 < 0,060$;

$$(b - y)_0 = 0,217 + 1,34\Delta\beta + 1,6(\Delta\beta)^2 + C\delta c_0 - (0,16 + 4,5\delta m_0 + 3,5\Delta\beta)\delta m_0. \quad (2.5)$$

- para $\delta m_0 > 0,060$;

$$(b - y)_0 = 0,217 + 1,34\Delta\beta + 1,6(\Delta\beta)^2 + C\delta c_0 - 0,24\delta m_0 + 0,035. \quad (2.6)$$

onde $\Delta\beta = 2,72 - \beta$ e o fator C é definido por:

$$C(\beta, \delta m_0) = 4,9\Delta\beta + 32,2\delta m_0 - 262,0(\delta m_0)^2 - 1,31. \quad (2.7)$$

Contudo, o fator C deve obedecer as condições especificadas na Tabela 2.1:

Tabela 2.1: Condições do fator C

Condições	Valor de C
$C > 1,6\Delta\beta$ e $0,05 \leq \delta m_1 \leq 0,09$	$C = 1,6\Delta\beta$
$C \leq 0,013$ e $\delta m_1 > 0,02$	$C = 0,013$
$C \leq -0,05$	$C = -0,05$

De posse de $(b - y)_0$ calcula-se o valor do excesso de cor $E(b - y)$.

Para a determinação da magnitude absoluta utilizamos a calibração de Crawford (1975), tal que:

$$M_V = M_V^{std} - (9,0 + 20,0\Delta\beta)\delta c_0; \quad (2.8)$$

onde a M_V^{std} é a M_V interpolada na relação padrão a partir de β .

2.1.2.2 Estrelas do Tipo Espectral A

Para estrelas do tipo A ($A3 - A9$), os índices tem as mesmas funções que no tipo F. O parâmetro β é o indicador da temperatura efetiva e c_1 o indicador de luminosidade. Estrelas com δc_1 muito negativo podem ser binárias ou peculiares. Enquanto estrelas com $\delta m_1 < -0,020$ são, em sua maioria, estrelas metálicas.

Para estrelas $A0 - A2$, a descontinuidade de Balmer, que é função da gravidade superficial, passa a ser afetada pela temperatura, tornando-se função das duas grandezas. Como o resultado das calibrações para estrelas pertencentes a este grupo não são precisos, elas serão excluídas das análises.

As relações utilizadas para o cálculo da cor intrínseca, $(b - y)_0$, serão as de Crawford (1979). As equações são utilizadas em um processo iterativo, semelhante ao das estrelas F, até a convergência em $(b - y)_0$. Nesse caso temos:

- se $\delta m_0 < 0,0$;

$$(b - y)_0 = 2,946 - \beta - 0,1\delta c_0 - 0,25\delta m_0. \quad (2.9)$$

- se $\delta m_0 > 0,0$;

$$(b - y)_0 = 2,946 - \beta - 0,1\delta c_0. \quad (2.10)$$

A magnitude absoluta é calculada com a seguinte equação :

$$M_V = M_V^{std} - 9\delta c_0. \quad (2.11)$$

2.1.2.3 Estrelas do Tipo Espectral B

Para as estrelas tipo espectral B utilizamos a calibração de Crawford (1978). Para estas estrelas o índice β está relacionado com a luminosidade e c_1 com a temperatura efetiva. Os valores de $(b - y)_0$, β_{ZAMS} e m_0 são interpolados a partir de c_0 através da relação padrão, lembrando que:

$$c_0 = c_1 - 0,2E(b - y). \quad (2.12)$$

Assim o cálculo de c_0 é realizado por um processo iterativo até a convergência em $\Delta C_0 < 0,0001$. Na primeira iteração o valor de $(b - y)_0$ é interpolado a partir de c_1 . Este valor é utilizado no cálculo de $E(b - y)$ e, portanto, no novo valor de c_0 que é a base para a interpolação.

O cálculo da magnitude absoluta utiliza as seguintes equações:

- Para $0,20 \leq c_0 \leq 0,90$;

$$M_V = M_V^{std} - 10\Delta\beta; \quad (2.13)$$

onde $\Delta\beta = \beta(std, c_0) - \beta$.

- Para c_0 fora do intervalo;

$$M_V = M_V^{std}. \quad (2.14)$$

2.1.2.4 Distâncias

A absorção total A_V é obtida do mesmo modo para as estrelas AF e para as OB. Assim a determinação da distância d (em parsec) independentemente do tipo espectral, sendo obtida através de:

$$d = 10^{(V_0 - M_V - 4,3E(b-y) + 5)/5}. \quad (2.15)$$

A determinação dos erros dos parâmetros estelares intrínsecos, excesso de cor e distância foram obtidos para cada estrela individualmente, seguindo o método sugerido por Reis & Corradi (2008), que é uma variação do método sugerido por Knude (1978) complementado, para maior confiabilidade, com o erro da interpolação. O procedimento completo pode ser visto em Reis (2007) e Reis & Corradi (2008) (seção 4.1).

2.1.3 Critérios de exclusão de estrelas com valores de excesso de cor $E(b - y)$ e de distância inadequados ao estudo do meio interestelar

Nem todas as estrelas observadas são úteis para o estudo do avermelhamento interestelar. Estrelas evoluídas ou que possuam peculiaridades no espectro desviam muito das calibrações, e os resultados obtidos podem não ser de boa qualidade. Olsen (1979) estudando a distribuição das estrelas A e F no diagrama $[c_1]$ vs. $[m_1]$ delimitou as regiões onde se situam estrelas peculiares, metálicas e de alta luminosidade. Tobin (1985) estudando a distribuição das estrelas do tipo espectral B no diagrama β vs. c_0 , que é semelhante a um diagrama HR, derivou critérios para distinguir estrelas peculiares e evoluídas (classe de luminosidade).

Em nossa análise aplicamos os critérios de exclusão de Olsen (1979) e Tobin (1985), assim como eliminamos as estrelas conhecidas na literatura como duplas ou com peculiaridades. Também foram eliminadas as estrelas cuja distância fotométrica não coincidiu com a distância trigonométrica fornecida pelo satélite *Hipparcos*, dentro da margem de erros.

2.1.4 Completeza dos dados

Em uma amostragem com a magnitude limitada, os dados do avermelhamento são esperados ser completos até o excesso de cor máximo observável para cada distância. Na Fig. 2.2 temos o diagrama de excesso de cor ($E(b - y)$) vs. d (pc) para estrelas localizadas em $0^\circ \leq l \leq 360^\circ$ e $|b| \leq 60^\circ$ de tipos espectrais B, A e F da sequência principal. As linhas pontilhadas representam a distância máxima que uma estrela, de um determinado tipo espectral e com $V = 9^m0$, pode ser observada, para um dado excesso de cor.

Através de histogramas das magnitudes em V determina-se o limite para o qual a amostra pode ser considerada completa. Este limite é aquele onde o número de estrelas

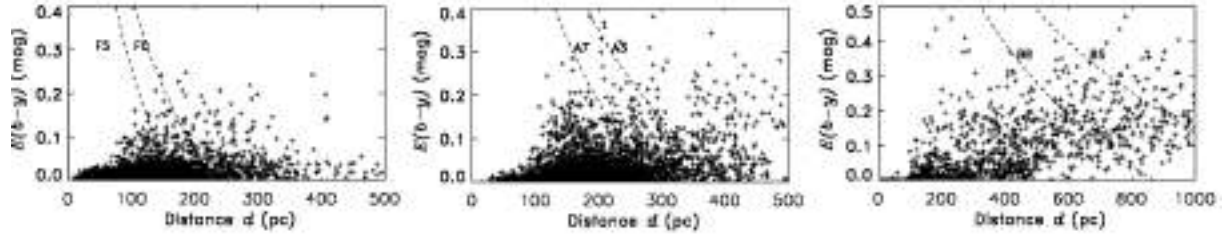


Figura 2.2: Diagramas de excesso de cor *vs.* distância das estrelas de nossa amostra, separadas por tipo espectral. As linhas pontilhadas representam a distância máxima que uma estrela da sequência principal, de um determinado tipo espectral e com $V = 9^m0$, pode ser observada, para um dado excesso de cor.

decrece acentuadamente, sendo necessário verificar se esse limite tem algum efeito nos excessos de cor observados.

Devido à amostragem de magnitude limitada, para uma dada cor, a probabilidade de observar estrelas menos evoluídas diminui com a distância, implicando que poderemos ser incapazes de observar as estrelas mais velhas, ricas em metais, à uma mesma distância. A tendência, a grandes distâncias, é observar apenas as estrelas menos avermelhadas. Portanto, é necessário verificar se este tipo de tendência também está presente nos nossos dados.

2.1.5 Método de análise dos dados fotométricos

A análise dos dados fotométricos é realizada através de diagramas de $E(b - y)$ *vs.* d de áreas selecionadas. Também foram confeccionados mapas do $E(b - y)$ em função da latitude e da longitude Galáctica, divididos em intervalos de distância, intervalos de latitude Galáctica e longitude Galáctica. Nestes diagramas buscamos identificar os limites da BL e as distâncias das nuvens localizadas na direção da S-OE. Knude (1978) mostra que o avermelhamento devido a uma pequena nuvem interestelar é da ordem de 0^m030 , como o valor médio da incerteza dos valores calculados de $E(b - y)$ é igual a 0^m011 , consideramos que o limite da BL é caracterizado pelo conjunto de estrelas que primeiramente apresentar $E(b - y) \geq 0^m040$; este mesmo critério é utilizado para determinar a distância das nuvens difusas na direção da S-OE. Na Fig. 2.3 temos, como exemplo, os diagramas de excesso de cor por distância para estrelas de nossa amostra localizadas próximas ao plano Galáctico $|b| \leq 7,5^\circ$, juntamente com o contorno da BL em Na I sugerido por Welsh et al. (2010). Os diagramas com a análise dos dados fotométricos serão apresentados nos Caps. 4, 5 e 6.

2.2 Polarimetria

2.2.1 Polarização da luz

Para o estudo da polarização podemos considerar que a luz é uma onda eletromagnética. Ondas eletromagnéticas são constituídas pela combinação de um campo elétrico \vec{E} com um campo magnético \vec{B} oscilantes. Sendo ortogonais entre si e em relação à direção de propagação, os campos \vec{E} e \vec{B} propagam com a mesma direção e sentido. As relações entre

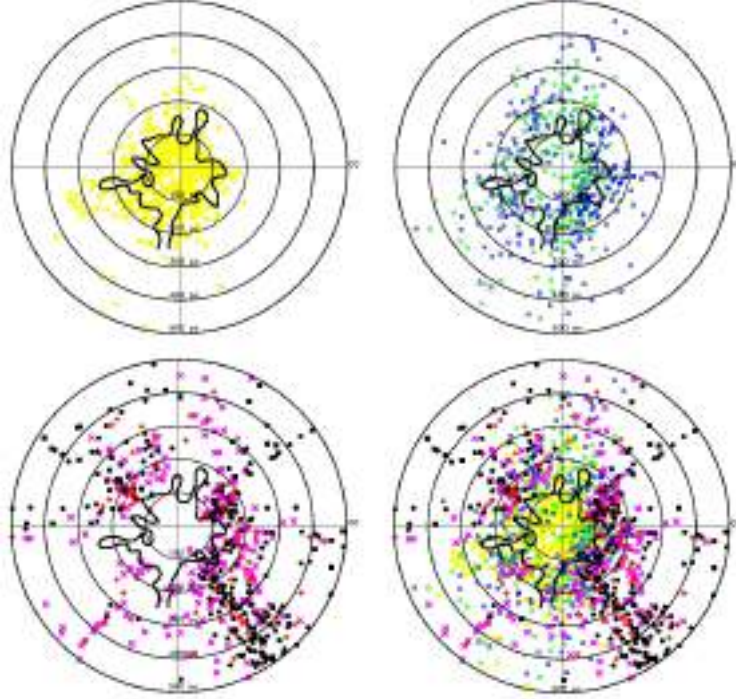


Figura 2.3: Diagramas de excesso de cor *vs.* *d* das estrelas de nossa amostra localizadas próximas ao plano Galáctico $|b| \leq 7,5^\circ$ até $d = 500$ pc. As cores representam os diferentes valores de $E(b-y)$; $E(b-y) \leq 0,^m010$ pontos amarelos; $0,^m010 \leq E(b-y) \leq 0,^m020$ pontos verdes; $0,^m020 \leq E(b-y) \leq 0,^m040$ pontos azuis; $0,^m040 \leq E(b-y) \leq 0,^m070$ pontos púrpura; $0,^m070 \leq E(b-y) \leq 0,^m100$ pontos vermelhos; $E(b-y) \geq 0,^m100$ pontos pretos. A linha contínua representa o contorno onde $\log n_{NaI} = -9, 1$.

os campos \vec{E} e \vec{B} são descritas pelas equações de Maxwell. Estas equações mostram que a variação de um dos campos induz a formação do outro e vice-versa. Assim, para a descrição da onda eletromagnética, utilizamos normalmente apenas o campo \vec{E} .

Além da direção de propagação e da frequência, a radiação eletromagnética é caracterizada por seu estado de polarização. A luz emitida por um único átomo é polarizada, ou seja, o vetor campo elétrico é sempre dirigido em um plano que contém a linha ao longo da qual oscila a distribuição de cargas e a direção de propagação da radiação. Entretanto, a luz emitida por uma coleção de átomos normalmente não é polarizada, uma vez que não há relação entre a orientação da direção de oscilação das cargas em um átomo e a orientação dessa oscilação em outro átomo. Assim não há relação entre a direção da polarização da luz por uma coleção de átomos, ou seja, ocorrem todas as polarizações possíveis não havendo uma preferencial. Nesse caso dizemos que a luz é não polarizada.

Um feixe de luz está polarizado quando o campo elétrico da luz, que passa por um meio, tende a vibrar em uma direção particular. Portanto, em um feixe de luz totalmente polarizado o campo elétrico vibra somente em uma direção. O meio termo entre a luz polarizada e a não polarizada é chamada de luz parcialmente polarizada. Um feixe de luz parcialmente polarizado pode ser decomposto em duas componentes, uma completamente polarizada e outra não polarizada. A fração da intensidade da componente completamente polarizada relativa a intensidade total em uma mesma onda luminosa pode ser expressa

através do grau de polarização :

$$P = \frac{I_{polarizada}}{I_{polarizada} + I_{n.polarizada}},$$

onde $I_{polarizada}$ é a intensidade da parte polarizada da luz e $I_{polarizada} + I_{n.polarizada}$ é a intensidade total do feixe luminoso.

Um feixe de luz inicialmente não polarizado pode tornar-se polarizado. Alguns mecanismos para essa transformação são: reflexão em uma superfície; espalhamento por gás; absorção diferencial.

A polarização da luz pode ser classificada em três tipos: linear; circular e elíptica. Essa classificação se refere à figura desenhada pelo vetor campo elétrico resultante no plano perpendicular à direção de propagação do feixe. A luz é definida como linearmente polarizada se o plano de oscilação do vetor campo elétrico permanece constante durante a propagação. Para que isso ocorra é necessário que as componentes x e y do vetor campo elétrico estejam em fase (Feynman et al., 1963). Na Fig. 2.4 temos a representação da superposição de diferentes amplitudes quando as vibrações em x e em y estão em fase.

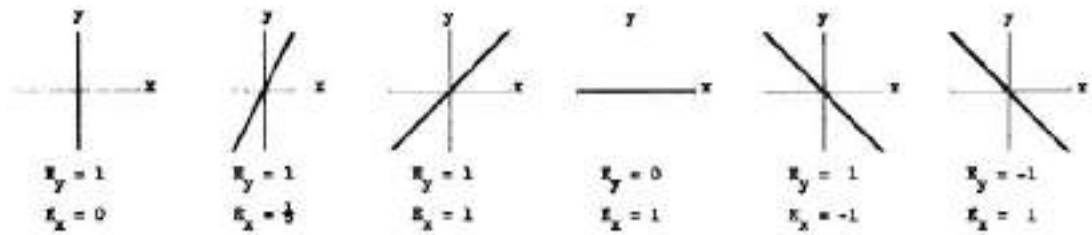


Figura 2.4: Esquema da superposição de diferentes amplitudes das vibrações nas direções x e y supondo que as vibrações estão em fase. Como resultado temos luz linearmente polarizada (Feynman et al., 1963).

Quando a vibração da componente x do campo elétrico não está em fase com a componente y , o vetor campo elétrico resultante descreve uma elipse, sendo que este movimento é circular quando as componentes tem a mesma amplitude e diferença de fase igual a $\pm\frac{\pi}{2}$. Na Fig. 2.5 temos a representação das vibrações do vetor campo elétrico nas direções x e y com mesma amplitude mas com diferenças de fase.

2.2.2 A elipse de polarização

Como visto na seção anterior, no caso mais geral o vetor campo elétrico resultante descreve uma elipse. Passaremos agora às características dessa elipse. Na Fig. 2.6 temos a representação da elipse formada pelo vetor campo elétrico quando a onda eletromagnética desloca-se na direção \hat{z} .

As componentes ortogonais do campo elétrico nas direções \hat{x} e \hat{y} são representadas por ondas planas:

$$E_x = E_{0x} \cos(\vec{k} \cdot \vec{r} - \omega t + \psi_x) \quad \text{e} \quad E_y = E_{0y} \cos(\vec{k} \cdot \vec{r} - \omega t + \psi_y),$$

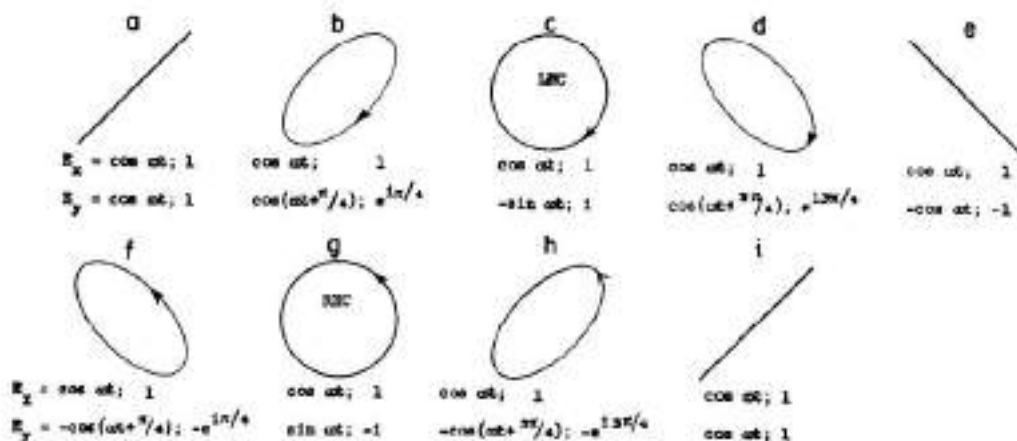


Figura 2.5: Esquema de um feixe de luz elipticamente polarizada onde as vibrações não estão, necessariamente, em fase (Feynman et al., 1963).

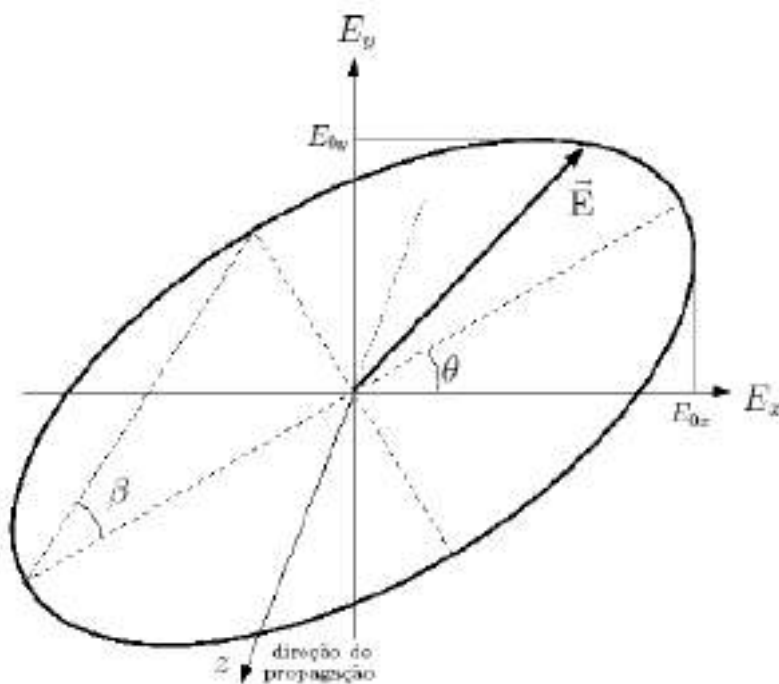


Figura 2.6: Onda eletromagnética deslocando-se na direção \hat{z} e com o vetor campo elétrico descrevendo uma elipse. O ângulo θ indica a inclinação da elipse em relação ao sistema de coordenadas e $\tan\beta$ representa a razão entre o eixo menor e o eixo maior da elipse.

onde $\vec{r} = (x, y, z)$, ω é a frequência angular, \vec{k} é o vetor de onda, ψ_x é a constante de fase e E_{0x} é a amplitude da onda na direção x , enquanto ψ_y e E_{0y} representam as mesmas grandezas na direção y . Como pode ser visto na Fig. 2.6 essa elipse é rotacionada em relação ao sistema de coordenadas E_x e E_y . Manipulando as equações das componentes do campo elétrico temos como resultado a equação de uma elipse (a descrição completa pode ser vista em Alves (2004)):

$$\frac{E_x^2}{E_{0x}^2} + \frac{E_y^2}{E_{0y}^2} - 2\frac{E_x}{E_{0x}}\frac{E_y}{E_{0y}}\cos\psi = \text{sen}^2\psi \quad (2.16)$$

O ângulo θ , representado na Fig. 2.6, indica a inclinação da elipse em relação ao sistema de coordenadas. Esse ângulo pode ser determinado através de uma transformação de coordenadas onde os novos eixos coordenados são alinhados com os eixos maior e menor da elipse. Assim temos:

$$\tan 2\theta = \frac{2E_{0x}E_{0y}\cos\psi}{E_{0x}^2 - E_{0y}^2} \quad (2.17)$$

O caso de nosso interesse, polarização linear, ocorre quando $\psi = n\pi$, onde $n = 0, 1, 2, \dots$. Uma análise mais completa da elipse de polarização pode ser vista em Santos (2009).

2.2.3 Parâmetros de Stokes

As propriedades da luz elipticamente parcialmente polarizada podem ser completamente descritas por quatro parâmetros conhecidos como parâmetros de Stokes. Estes parâmetros fornecem a intensidade da luz não polarizada, o grau de elipticidade, a direção do eixo maior da elipse e o sentido de circulação do vetor campo elétrico. Os quatro parâmetros são:

$$\begin{aligned} I &= \langle E_{0x}^2 \rangle + \langle E_{0y}^2 \rangle \\ Q &= \langle E_{0x}^2 \rangle - \langle E_{0y}^2 \rangle \\ U &= \langle 2E_{0x}E_{0y}\cos\psi \rangle \\ V &= \langle 2E_{0x}E_{0y}\text{sen}\psi \rangle \end{aligned} \quad (2.18)$$

O grau de polarização (P) da radiação é dado por:

$$P = \frac{(Q^2 + U^2 + V^2)^{1/2}}{I} = \frac{I_P}{I} \quad (2.19)$$

onde I representa a intensidade total do feixe luminoso e não depende dos parâmetros geométricos da elipse. Os demais parâmetros estão diretamente relacionados aos ângulos θ e β que descrevem a elipse (a descrição completa pode ser vista em Alves (2004); Santos (2009)). Desta forma temos:

$$\begin{aligned} Q &= I\cos(2\theta)\cos(2\beta) \\ U &= I\text{sen}(2\theta)\cos(2\beta) \\ V &= I\text{sen}(2\beta) \end{aligned} \quad (2.20)$$

Utilizando esses parâmetros o ângulo de polarização é dado por:

$$\theta = \frac{1}{2}\arctan\frac{U}{Q} \quad (2.21)$$

Podemos observar que a fase absoluta de cada onda não aparece explicitamente nas equações acima. Assim, temos o princípio da equivalência óptica em que em um feixe

resultante da combinação dos feixes incidentes os parâmetros de Stokes são a soma dos parâmetros de cada feixe individual.

A polarização linear ocorrerá quando $\beta = 0^\circ$, desse modo a elipse se transformará em uma reta e a luz será parcial e linearmente polarizada. O grau de polarização linear pode ser obtido dos parâmetros de Stokes:

$$P = \frac{(Q^2 + U^2)^{1/2}}{I} \quad (2.22)$$

2.2.4 Polarização interestelar

Quando um feixe de luz atravessa um meio contendo grãos de poeira, o feixe transmitido sofre uma redução de sua intensidade devido à absorção verdadeira e ao espalhamento. Se os grãos de poeira são alongados e apresentam uma direção preferencial de alinhamento, a componente da luz paralela ao eixo maior dos grãos sofre maior extinção que a componente perpendicular. Assim o meio interestelar funciona como um elemento di-crótico, ou seja, existe uma extinção diferencial determinada pelo alinhamento dos grãos. Atravessando uma região com essas características, o feixe propagado estará linearmente polarizado. Podemos então supor que existe uma correlação positiva entre a polarização e o avermelhamento interestelar (Whittet, 1992). Em geral apenas estrelas avermelhadas exibem polarização. Na Fig. 2.7 temos uma representação esquemática do processo de polarização da luz pelo meio interestelar.

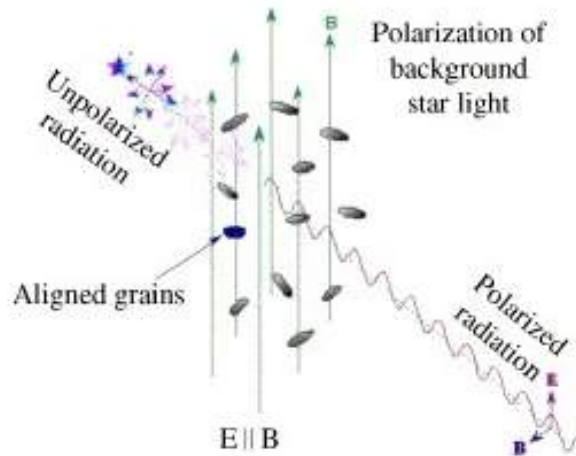


Figura 2.7: Esquema da polarização da luz estelar ao passar por grãos de poeira alinhados (Lazarian, 2007). Podemos observar que o vetor campo elétrico do feixe de luz transmitido é paralelo ao campo magnético responsável pelo alinhamento dos grãos.

Determinando a polarização da luz emitida por estrelas cuja distância é previamente conhecida podemos determinar a distância até o meio polarizador. A luz das estrelas que estiverem localizadas à frente da nuvem de poeira não será polarizada, enquanto a luz daquelas em que a distância for superior a da nuvem terão sua luz com algum grau de polarização. Portanto, através das medidas da polarização de estrelas do catálogo

Hipparcos (ESA, 1997), que fornece com precisão a distância de estrelas localizadas até $d \approx 200$ pc, e das estrelas cuja distância fotométrica é conhecida, podemos determinar o limite inferior da distância das estruturas responsáveis pela polarização da luz estelar.

2.2.5 Mecanismos de alinhamento dos grãos

Para produzir a polarização da luz das estrelas os grãos de poeira interestelar, que se encontram na linha de visada, devem estar alinhados em uma direção preferencial. Na maior parte dos casos o eixo maior do grão alinha-se perpendicularmente ao campo magnético da região (Lazarian, 2007).

Entretanto, nem todos os grãos, responsáveis pela extinção, alinham-se. De acordo com Lazarian (2007):

- Grãos menores que o tamanho crítico não se alinham ou são marginalmente alinhados.
- Grãos carbonáceos não são alinhados.
- Uma parte substancial de pequenos grãos localizados dentro de nuvens moleculares não são alinhados.
- Os grãos podem estar alinhados com seu eixo maior paralelo ao campo magnético.

Também é observado que a eficiência no alinhamento dos grãos é muito superior no meio interestelar difuso em relação às nuvens densas, uma vez que nas nuvens densas o número maior de colisões tende a desalinhar os grãos.

Basicamente os mecanismos sugeridos como responsáveis pelo alinhamento dos grãos de poeira são provenientes de interações entre um campo magnético e os grãos. O tipo de interação depende do material que é feito o grão, da sua velocidade de rotação, temperatura, etc.

Os grãos de poeira encontram-se imersos em nuvens de gás. Colisões aleatórias dos átomos do gás transmitem, aos grãos de poeira, energia rotacional e translacional. Nesse processo a velocidade angular do grão aumenta até ficar limitada pelo atrito rotacional com o gás (Whittet, 2003). Na presença de um campo magnético os dipolos atômicos tendem a se alinhar. Uma vez que este é um processo interno ocorre a conservação do momento angular e a rotação ocorrerá, principalmente, sobre o eixo principal de inércia, sendo que os principais mecanismos de alinhamento dos grãos, devido a interações com um campo magnético, são:

- Paramagnético (Davis-Greenstein): Este mecanismo prevê o alinhamento dos grãos por dissipação paramagnética da energia cinética de rotação. Na presença de um campo magnético externo, os dipolos dos elétrons não emparelhados tendem a se alinhar com o campo externo \vec{B} . Como os grãos estão com sentidos de rotação aleatórios, surge um torque dissipativo que lentamente remove a componente da rotação perpendicular a \vec{B} , fazendo com que o momento angular e \vec{B} fiquem alinhados. Como as colisões dos átomos do gás com os grãos se opõem a este alinhamento, este mecanismo apresenta baixa eficiência. Uma segunda condição para o alinhamento paramagnético é a necessidade que $T_{gas} \neq T_{graos}$ (Jones & Spitzer, 1967).

- Superparamagnético: Se os grãos de material paramagnético contêm encrustações de material ferromagnético, o valor da susceptibilidade magnética pode aumentar em até 10^6 (Jones & Spitzer, 1967). O processo de alinhamento ocorre de maneira similar ao do mecanismo de Davis-Greenstein, entretanto o tempo de relaxação é reduzido na mesma proporção do aumento da susceptibilidade. Portanto o alinhamento dos grãos em rotação térmica ocorre por relaxação superparamagnética e deve ser mantida a condição de $T_{gas} \neq T_{graos}$.
- Rotação supratérmica (mecanismo de Purcell): A rotação é dita supratérmica se a energia cinética de rotação for muito maior que a resultante das colisões com o gás. Em relação ao mecanismo de Davis-Greenstein, o mecanismo de Purcell apresenta duas importantes diferenças: *i*) Não é necessária a diferença de temperatura entre os grãos e o gás. *ii*) a orientação dos grãos é menos vulnerável às colisões aleatórias com o gás.

Também é sugerido um processo mecânico para o alinhamento dos grãos (Gold, 1952). Nesse processo o grão oblato, interagindo com um fluxo de átomos de gás, adquire um momento angular que, em média, será perpendicular à direção do fluxo. Portanto, a direção preferencial do alinhamento será ao longo da direção do fluxo de gás. Segundo Lazarian (2007) este mecanismo seria eficiente somente para fluxos supersônicos. Alguns problemas relacionados a este mecanismo se devem ao ganho de cargas elétricas pelos grãos que, portanto, passariam a se alinhar de acordo com a orientação do campo \vec{B} que é um processo mais efetivo.

Um outro mecanismo que recentemente foi reconsiderado é o de torques radiativos. Nesse mecanismo, primeiramente sugerido por Harwit (1970), os fótons incidentes, de origem estelar, poderiam transferir seu momento angular intrínseco aos grãos de poeira. Draine & Weingartner (1996, 1997) mostraram que esses torques podem estar presentes em todos os grãos de formas irregulares e que os torques radiativos podem gerar uma rotação supratérmica produzindo o alinhamento de maneira similar ao mecanismo de Purcell (Lazarian, 2007).

Uma descrição completa desses mecanismos pode ser visto em Whittet (1992), Alves (2004) e Santos (2009).

Capítulo 3

Dados observacionais

Para a realização deste trabalho utilizamos dados fotométricos, polarimétricos e dados espectroscópicos de linhas de absorção do NaI. Os dados fotométricos e espectroscópicos foram obtidos da literatura, enquanto os dados polarimétricos foram coletados em observatórios localizados no Brasil e no Chile.

3.1 Dados fotométricos

Os dados fotométricos ($uvbyH\beta$) foram obtidos do “General Catalogue of Photometric Data” (GCPD), compilado por Hauck & Mermilliod (1998). Seleccionamos as estrelas que possuem o conjunto completo de dados (V , $b - y$, m_1 , c_1 e β), eliminando as estrelas que em sua classificação possuam observações de variabilidade, binaridade ou que apresentem alguma peculiaridade em seu espectro.

Das estrelas seleccionadas, a maioria não apresentava os erros das medidas. Como esses valores são necessários para a determinação dos erros dos parâmetros intrínsecos, excesso de cor e distância, efetuamos uma busca nos artigos de origem dos dados. Sempre que possível utilizamos a média dos erros, na falta dessa, utilizamos os erros individuais de cada medida. O procedimento completo para a obtenção e tratamento dos dados fotométricos pode ser visto em Reis (2007) e Reis & Corradi (2008). Esse artigo encontra-se anexo no Cap. 4.

Para o estudo da interface entre a BL e Loop I a amostra utilizada é constituída por 4346 estrelas a até 500 pc do Sol.

Para o mapa da distribuição do excesso de cor para $d \leq 500$ pc e $|b| \leq 60^\circ$ utilizamos os dados do GCPD complementados por dados de 820 estrelas disponíveis em catálogos mais recentes. A amostra total é composta por 8492 estrelas. Na Fig.3.1 temos um diagrama de latitude Galáctica \times longitude Galáctica onde é mostrado a distribuição de todas nossas estrelas utilizadas nas análises fotométricas.

Para o estudo da região de interação entre a BL e a S-OE nossa amostra fotométrica é compreendida de 350 estrelas, com distâncias entre 12 e 480 pc. Como podemos observar na Fig.3.2, temos várias estrelas localizadas nas direções das principais nuvens, entre-

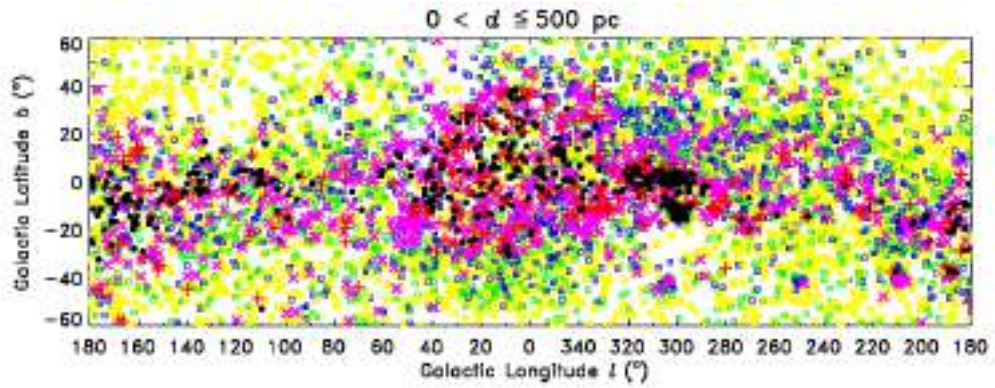


Figura 3.1: Distribuição de todas as estrelas cujos dados foram utilizados em nossas análise fotométricas.

tanto a cobertura espacial não permite uma análise completa da distribuição da poeira interestelar em toda a região.

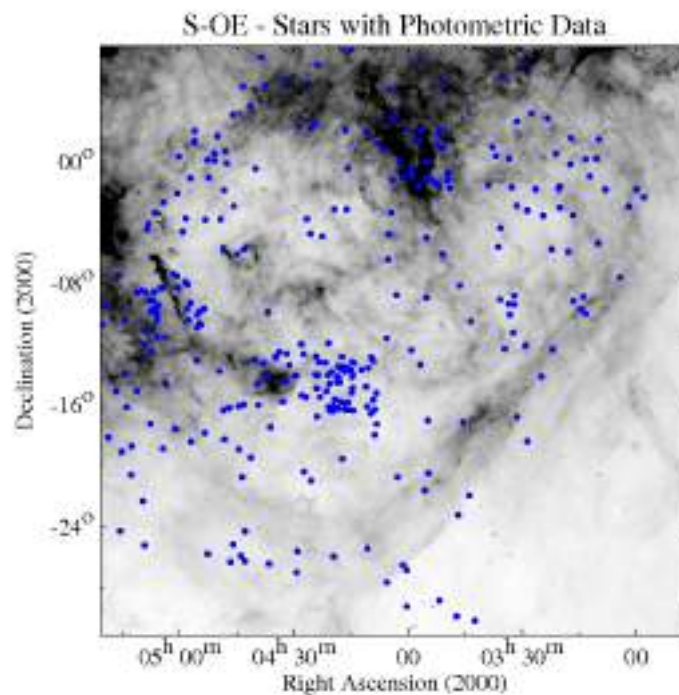


Figura 3.2: Imagem IRAS em $100 \mu\text{m}$ na direção da região de interação entre a S-OE e a BL. Nesta imagem os pontos azuis representam a localização das estrelas com dados fotométricos na direção da S-OE.

3.2 Dados polarimétricos

Os dados polarimétricos foram coletados com os telescópios IAG 0,60 m e P&E 1,60 m do observatório Pico dos Dias (OPD/LNA/MCT) e com o telescópio de 0,90 m do Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO - Chile). As observações foram realizadas entre Novembro/2008 e Fevereiro/2011 (OPD). No CTIO as observações foram realizadas em Outubro/2009 e Janeiro/2011. Os dados foram adquiridos, em ambos OPD e CTIO, através de câmera CCD acoplada ao polarímetro.

Foram observadas estrelas localizadas na direção da S-OE e na direção entre a S-OE e o suposto anel sugerido por Egger & Aschenbach (1995). Na direção da S-OE foram coletados dados polarimétricos de 444 estrelas. Além dos dados coletados utilizamos os dados polarimétricos de 57 estrelas do catálogo de Heiles (2000) localizadas na mesma direção, resultando em uma amostra de 501 estrelas. Neste trabalho utilizaremos apenas os dados polarimétricos das estrelas localizadas na direção da S-OE. Na Fig. 3.3 temos a distribuição das estrelas com dados polarimétricos sobrepostas à imagem IRAS em $100\mu\text{m}$ na direção da S-OE.

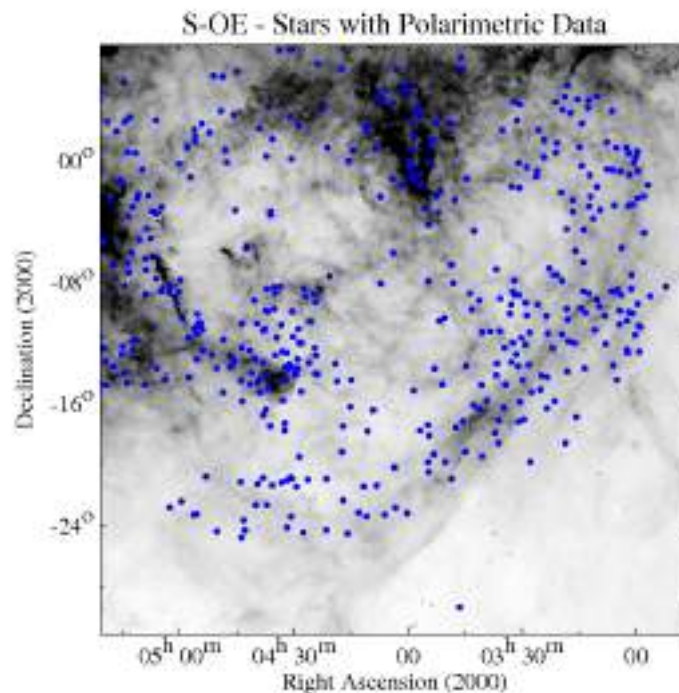


Figura 3.3: Imagem IRAS em $100\mu\text{m}$ na direção da região de interação entre a S-OE e a BL. Nesta imagem os pontos azuis representam a localização das estrelas com dados polarimétricos na direção da S-OE. Como podemos observar nossa amostra cobre as principais estruturas da região.

3.2.1 Telescópios utilizados

Em nossas observações polarimétricas utilizamos três telescópios refletores:

1. Perkin-Elmer: de 1,6 m de diâmetro e razão focal $f/10$, é o principal telescópio do OPD.
2. Boller & Chivens: de 0,6 m de diâmetro e razão focal $f/13,5$; este telescópio faz parte de um convênio entre o Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA) e o Instituto Astronômico e Geofísico da Universidade de São Paulo (IAG-USP).
3. Boller & Chivens: de 0,9 m de diâmetro do CTIO.

Na Fig. 3.4 temos as imagens dos três telescópios utilizados para a obtenção dos dados polarimétricos.



Figura 3.4: Imagens dos três telescópios utilizados: (à esquerda) P&E 1,6 m; (ao centro) B&C 0,6 m; (à direita) B&C 0,9 m.

3.2.2 Os polarímetros do OPD e CTIO

Em nossas observações para a medida de polarização da luz das estrelas utilizamos os polarímetros do LNA e do Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO). Ambos os polarímetros foram desenvolvidos sob a supervisão do Dr. Antonio Mário Magalhães (Magalhães et al., 1996).

O instrumento utilizado no OPD é constituído basicamente pela gaveta polarimétrica e uma caixa de drivers. Na gaveta temos os dispositivos ópticos e mecânicos. Na caixa de drivers temos a fonte de alimentação e os circuitos eletrônicos responsáveis pelo controle dos motores de passo e dos sensores de posição, que acionam as partes ópticas. Na Fig. 3.5 temos um esquema do polarímetro utilizado no OPD.

A gaveta é acoplada à câmera direta de tal forma que a luz da estrela passe pela óptica antes de atingir o detector. Basicamente dois elementos ópticos são inseridos no caminho do feixe de luz originado do telescópio.

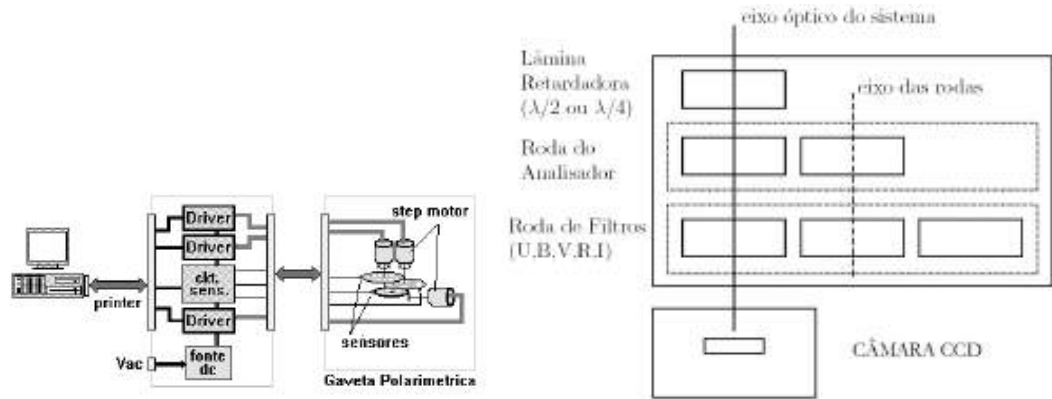


Figura 3.5: Esquema dos polarímetros utilizados no OPD/LNA/MCT e no CTIO.

1. Retardador de meia onda acromático.
2. Analisador.

O retardador consiste em uma placa plano-paralela, de um cristal uniaxial, cortada com o eixo óptico paralelo às faces da placa. No feixe de luz incidente ele introduz uma diferença de fase (retardância) entre a componente do campo elétrico paralela (extraordinário) e perpendicular (ordinário) ao eixo óptico do cristal. A retardância depende dos índices de refração ordinário e extraordinário do retardador, da espessura da placa e do comprimento de onda da luz incidente. Como o cristal utilizado é acromático podemos considerar a retardância como constante dentro da faixa do visível.

Na análise da luz linearmente polarizada, é utilizada a lâmina de meia onda que insere uma diferença de fase $\Delta\phi = \pi$, ou seja, uma diferença do caminho óptico entre os feixes $\Delta L = \lambda/2$. Na Fig. 3.6 temos o esquema do retardador de meia onda.

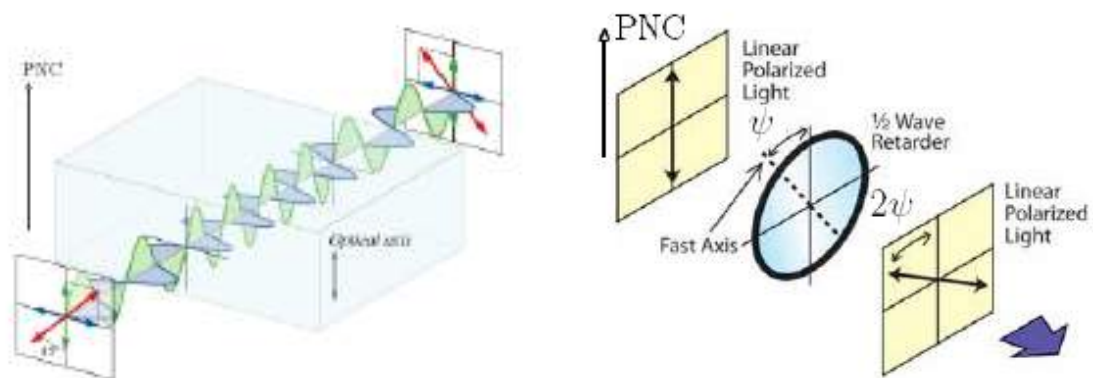


Figura 3.6: Esquema do retardador acromático de meia onda.

O efeito da rotação da lâmina sobre a luz incidente plano polarizada na direção Θ , em relação ao pólo norte celeste (PNC), é o de causar uma rotação em seu plano de polarização de tal forma que a luz emergente seja polarizada na direção $2\Psi - \Theta$, onde Ψ é

a orientação do eixo óptico da lâmina em relação ao PNC. O elemento polarizador possui seu eixo óptico fixo que não deve ser alterado ao longo da noite uma vez que os ângulos de polarização são obtidos em relação a Ψ .

Através de medidas em várias posições do retardador podemos calcular a polarização da luz do objeto de interesse. A diferença entre duas posições consecutivas é de $22,5^\circ$, assim uma volta completa do retardador consiste de 16 posições da lâmina. Entretanto, do ponto de vista óptico, a cada 4 posições temos a mesma configuração. Portanto, a medida da polarização pode ser obtida com apenas 4 imagens. Em nossas observações, para diminuir o erro das medidas, utilizamos 8 posições da lâmina para os objetos de programa e 16 posições para as estrelas padrão.

Nesses polarímetros o retardador é colocado à frente do analisador e é girado, evitando assim a necessidade de girar o analisador ou o detector, ao registrar a modularização da luz polarizada. Na Fig. 3.7 temos a imagem do retardador utilizado no polarímetro do CTIO.



Figura 3.7: Imagem do retardador utilizado no CTIO.

O analisador utilizado para fontes pontuais é o prisma de Savart. Ele consiste de dois prismas de calcita cimentados com seus eixos ópticos perpendiculares entre si. Cada um dos prismas de calcita é construído de forma que seu eixo óptico faça um ângulo de 45° com a normal à superfície. O primeiro cristal separa o feixe incidente em dois feixes com polarizações ortogonais comumente chamados de ordinário e extraordinário. Na Fig. 3.8 temos o esquema da passagem da luz através do prisma de Savart.

A combinação dos dois prismas de calcita no prisma de Savart faz com que o feixe ordinário do primeiro cristal seja o extraordinário do segundo e vice-versa. Portanto, com este arranjo, não faz sentido definir um feixe ordinário e um extraordinário para o sistema. Como resultado final temos dois feixes com polarizações ortogonais deslocados ao longo de uma diagonal em relação à direção do feixe incidente inicial. Assim podemos fazer o cálculo diferencial dos parâmetros polarimétricos e fazer as observações mesmo sob condições não fotométricas. Como outras vantagens temos que a soma das intensidades dos dois feixes resultantes é aproximadamente igual à do feixe incidente havendo pouquíssima perda de sinal e que a polarização do céu é automaticamente cancelada. Na Fig. 3.9 temos a

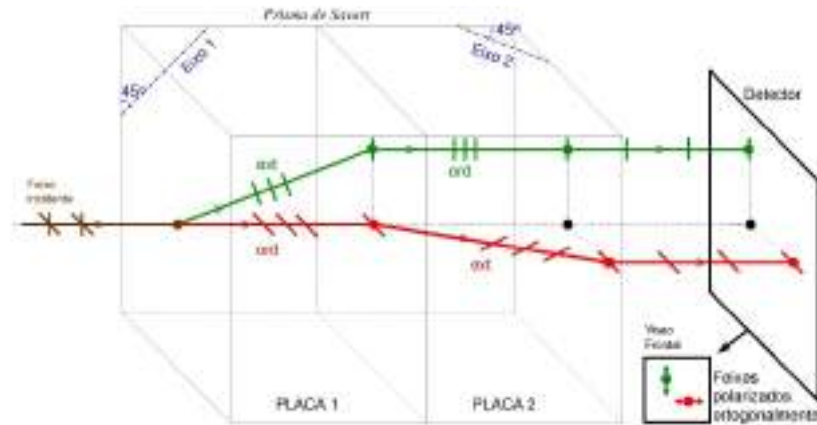


Figura 3.8: Esquema da passagem da luz através do prisma de Savart.

imagem do prisma de Savart utilizado no CTIO.

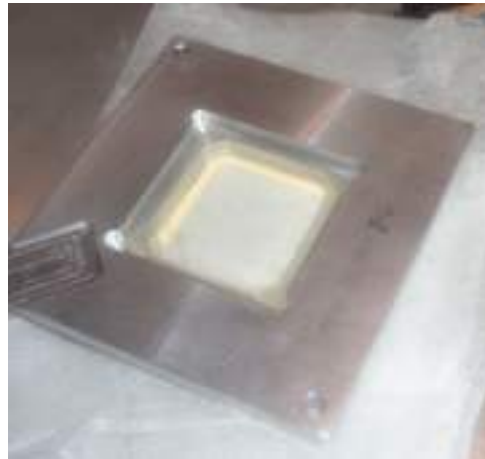


Figura 3.9: Imagem do prisma de Savart utilizado no CTIO.

Apesar do princípio de funcionamento ser o mesmo, os polarímetros do OPD e do CTIO apresentam muitas diferenças. Ao contrário do polarímetro do OPD o equipamento utilizado no CTIO não possui roda de filtros nem uma roda com vários tipos de analisadores. Assim, a configuração montada no início deve ser utilizada durante toda a noite. Uma outra diferença é que no polarímetro do OPD a rotação da lâmina retardadora é realizada por um processo totalmente mecânico através de motores de passo, enquanto que no CTIO a rotação é manual, com quatro passos para girar a lâmina em uma posição.

3.2.3 Determinação da Polarização

As medidas da polarização foram realizadas apenas com o filtro V de Johnson e os dados foram reduzidos utilizando-se tarefas específicas do IRAF seguindo um procedimento semelhante ao descrito por Santos (2009).

As contagens nas imagens ordinária e extraordinária de uma mesma estrela servem de

entrada para um código FORTRAN, PCCDPACK, que fornece o grau de polarização da luz estelar. Assim, para cada conjunto de imagens nas oito, ou dezesseis, posições da lâmina retardadora de meia onda, podemos determinar o grau e o ângulo de polarização instrumental. Para a transformação do ângulo de polarização instrumental para o sistema equatorial utilizamos os ângulos obtidos das estrelas padrões polarizadas. Uma vez que é conhecido o ângulo de polarização dessas estrelas, em relação ao pólo norte celeste, podemos determinar a correção a ser feita nos ângulos de polarização das estrelas de programa; $\Delta\theta = \theta_{Cat} - \theta_{Obs}$, onde $\Delta\theta$ é a correção a ser feita no ângulo de polarização das estrelas; θ_{Cat} é o valor de catálogo do ângulo de posição e θ_{Obs} é o ângulo instrumental obtido. Assim em cada noite foram observadas duas estrelas padrão polarizadas e uma estrela padrão não polarizada para que seja determinado o ângulo de referência e o ponto zero de polarização. Na Tab. 3.1 temos nossos resultados médios para as estrelas padrão polarizadas e, para comparação, os valores de catálogo.

Tabela 3.1: Estrelas padrão polarizadas observadas

Star	V (mag)	Pol (%) catálogo	$\theta(^{\circ})$ catálogo	Pol (%) medida
HD 168625	8,44	4,42 (0,20)	14,00	4,548 (0,025)
HD 38563A	10,42	4,19 (0,05)	97,00	3,988 (0,042)
HD 38563B	10,56	1,78 (0,12)	4,00	1,820 (0,039)
HD 23512	8,15	2,26 (0,01)	29,90	2,324 (0,023)
HD 110984	9,00	5,70 (0,01)	91,65	5,686 (0,027)
HD 111579	9,10	6,46 (0,01)	103,11	6,609 (0,037)
HD 210121	7,69	1,21 (0,04)	154,00	1,244 (0,025)
HD 170938	7,92	3,69 (0,20)	119,00	3,738 (0,054)

Na Tab. 3.2 temos nossos resultados médios para as estrelas padrão não polarizadas observadas Podemos observar que, como era esperado, todas apresentam um baixíssimo grau de polarização próximo ao valor dos erros.

Tabela 3.2: Estrelas padrão não polarizadas observadas

Star	V (mag)	Pol (%) medida
HD 7552	8,03	0,043 (0,045)
HD 90156	6,92	0,048 (0,021)
HIP 10205	7,90	0,069 (0,038)

Para cada noite utilizamos o valor médio de $\Delta\theta$ para fazer a correção do ângulo de polarização em relação ao pólo norte celeste. Desse modo, o ângulo de polarização da luz

de uma estrela será dado por $\theta = \theta_{Obs} + \Delta\theta$.

3.3 Dados espectroscópicos

Welsh et al. (2005) utilizaram linhas de absorção do NaI na direção de 16 estrelas quentes, juntamente com dados da literatura de 13 estrelas de mesmas características, localizadas na direção da S-OE. Para essas estrelas foram determinadas várias componentes de velocidade para o NaI interestelar. Em nosso trabalho utilizamos estes dados, em conjunto com os dados fotométrico e polarimétricos, para o estudo da região de interação entre a BL e a S-OE.

Na Fig. 3.10 temos a imagem IRAS em $100 \mu\text{m}$ da região mapeada onde mostramos a posição das estrelas com dados de linhas de absorção do NaI apresentados por Welsh et al. (2005). Estes dados, apresentam as diferentes componentes de velocidade com os respectivos valores de coluna de densidade. Apesar de representarem um conjunto de dados muito menor que o fotométrico e o polarimétrico, os dados em NaI são úteis para a construção de uma visão global do meio interestelar nessa direção.

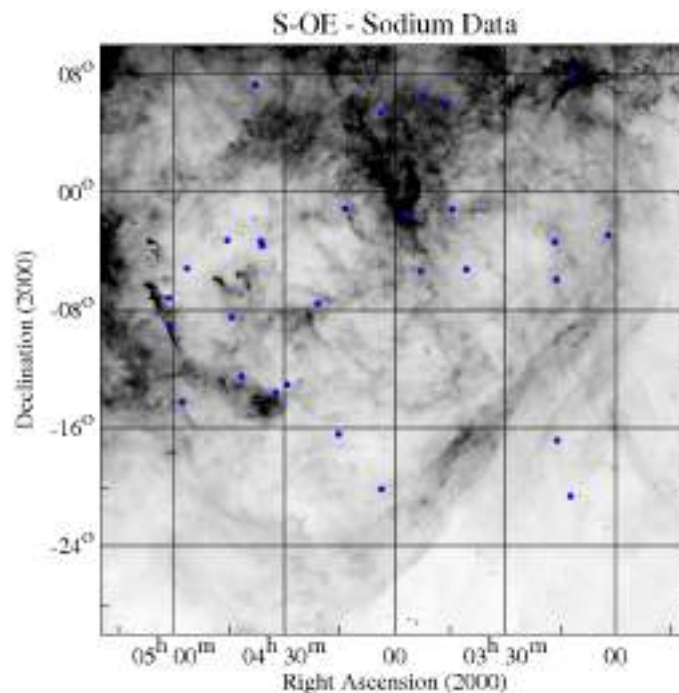


Figura 3.10: Imagem IRAS em $100 \mu\text{m}$ na direção da região de interação entre a S-OE e a BL. Nesta imagem temos a localização das estrelas com dados em NaI apresentados por Welsh et al. (2005).

Capítulo 4

Mapeamento Fotométrico da Bolha Local

Estruturas como bolhas são frequentemente observadas, na nossa e em outras galáxias, mostrando que a Bolha Local não é um objeto único sendo, inclusive, rodeada por várias bolhas interestelares de propriedades similares. Algumas destas bolhas estão muito próximas e podem estar em interação com a BL. Como exemplos de nossas vizinhas temos Gum Nebula, Loop I, II, III e IV, Cygnus e a S-OE (Berkhuijsen et al., 1971; Iwan, 1980; Welsh et al., 1994; Egger et al., 1996; Egger, 1998). Na Figura 4.1 temos uma representação esquemática da morfologia do meio interestelar local indicando as bolhas próximas na visão de Welsh et al. (1994).

A bolha Loop I apresenta densidade muito baixa, $n_{HI} \leq 0,001 - 0,003 \text{ cm}^{-3}$, e é preenchida com gás quente, $T \approx 10^6 K$ (Weaver, 1979; de Geus, 1992; Egger & Aschenbach, 1995; Egger, 1998). Acredita-se que Loop I tenha sido formada por explosões de supernova e ventos estelares das estrelas da associação Sco-Cen que, agindo sobre o material interestelar deixado após a formação estelar, criaram uma bolha de gás e poeira concêntrica à esta associação (Iwan, 1980; de Geus, 1992; Egger & Aschenbach, 1995). Na Fig. 4.2 temos as representações esquemáticas da Bolha Local e da bolha Loop I segundo Iwan (1980), à esquerda e Breitschwerdt et al. (2000), à direita.

4.1 A região de interação entre a Bolha Local e Loop I

Devido à proximidade entre a BL e Loop I, acredita-se que elas estejam sofrendo algum tipo de interação. Uma estrutura anular, observada em dados de raios-X e HI, foi sugerida como sendo o contorno da região de interação entre as duas bolhas por Egger & Aschenbach (1995). Na Fig. 4.3 temos (à direita) a imagem do satélite ROSAT mostrando as sombras nos raios-X de baixa energia na direção de Loop I que levaram à suposição da existência do anel e (à esquerda) a distribuição do HI na direção da bolha Loop I.

A existência deste anel foi questionada recentemente por Reis (2007) em um estudo do avermelhamento interestelar na direção da zona de interação entre a BL e Loop I ($275^\circ \leq l \leq 35^\circ$ e $-60^\circ \leq b \leq 60^\circ$). O anel de interação entre as bolhas proposto por Egger & Aschenbach (1995) seria caracterizado por valores de excesso de cor entre $0,^{m}070$

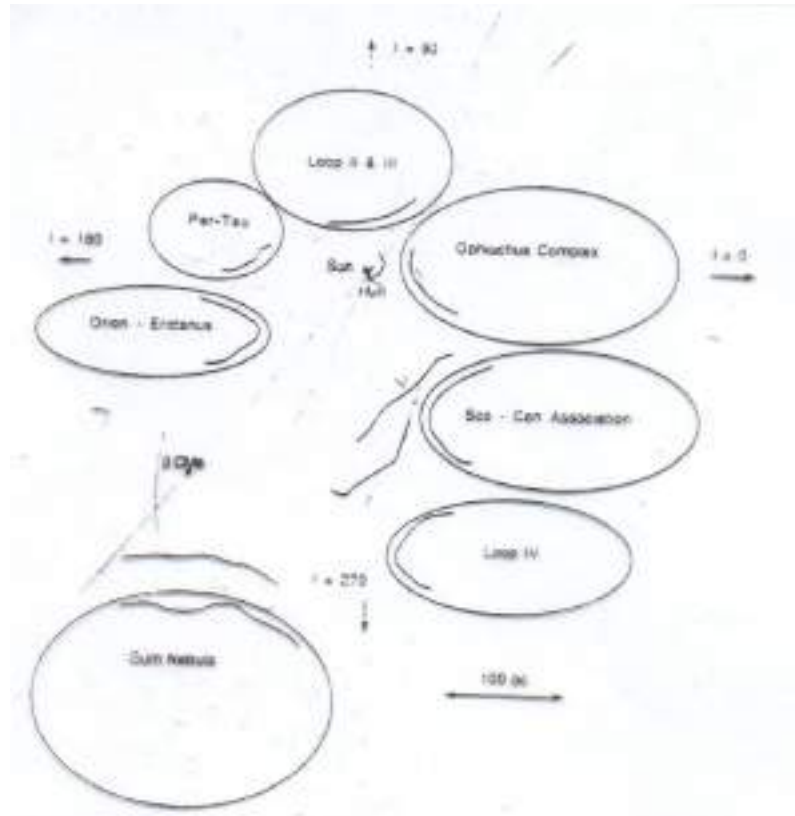


Figura 4.1: Representação esquemática das bolhas próximas ao Sol na visão de Welsh et al. (1994).

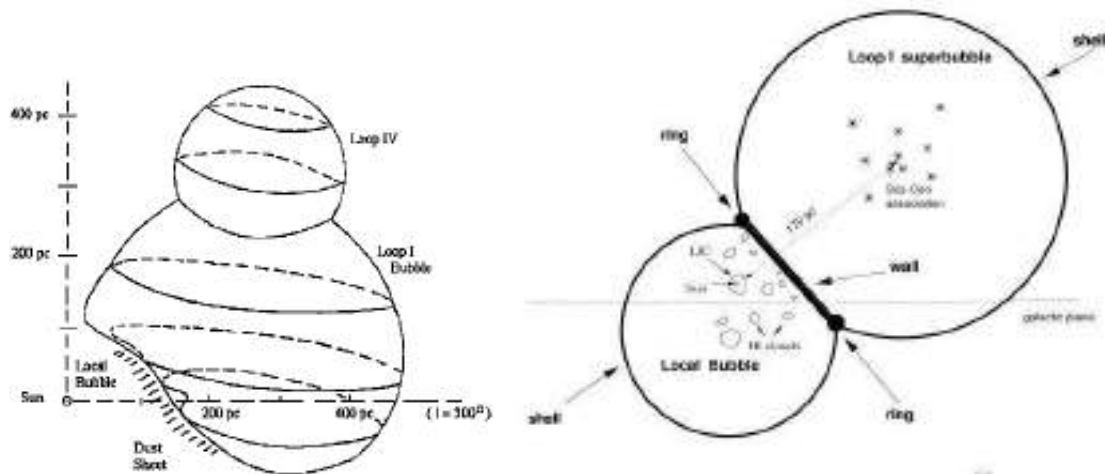


Figura 4.2: Representações esquemáticas das bolhas Local e Loop I (à esquerda) vista de um observador no plano Galáctico localizado em $l = 270^\circ$, na visão de Iwan (1980) e (à direita) vista de cima para baixo de acordo com Breitschwerdt et al. (2000).

e $0,^{m}100$. Os diagramas de $E(b - y)$ vs. distância, mostram que o excesso de cor aumenta para os valores esperados no anel em $d \approx 110$ pc em seu lado esquerdo, enquanto do lado direito tais valores somente ocorrem em $d \approx 280$ pc.

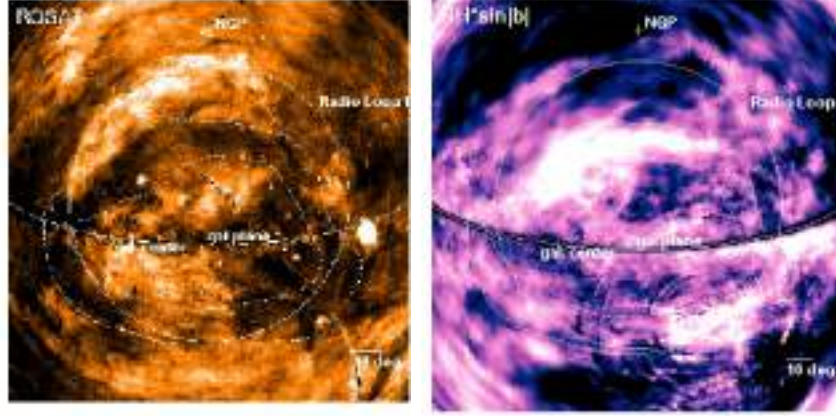


Figura 4.3: (*à esquerda*) Imagem em raios-X na direção da bolha Loop I. As partes mais claras representam as regiões de maior intensidade na emissão de raios-x de baixa energia (0,25 keV); (*à direita*) temos o mapa da distribuição do HI no anel de interação (Egger & Aschenbach, 1995). A linha da esquerda até a direita representa o plano Galáctico. O contorno de Loop I é representado por um círculo. As duas linhas concêntricas representam, aproximadamente, os limites do anel de HI e as partes claras representam as sombras no raio-X (0.1-2.0 keV).

Complementando o trabalho do mestrado (Reis, 2007) realizamos no doutorado o estudo detalhado da completeza da amostra utilizada. Para garantir que nossa amostra era adequada para medir a possível existência de um salto no excesso de cor de $E(b-y) = 0^m015$ para $E(b-y) = 0^m070-0^m100$ a uma distância de 100 pc, construímos histogramas da magnitude V , do índice β e da magnitude absoluta M_V para cada área utilizada na análise da existência do suposto anel. Com a análise dos histogramas reforçamos que nossa amostra seria capaz de detectar o salto no excesso de cor, caso ele existisse, em cada uma das sub-áreas analisadas. Devido às diferentes características da quantidade de poeira, dadas pelo excesso de cor $E(b-y)$, e da distância das várias partes ao longo do anel e de sua região interna, mostrou-se que é improvável que tal anel seja de fato uma estrutura única ou, caso seja, é extremamente fragmentado e retorcido. Este trabalho, somado ao trabalho realizado no mestrado resultou no artigo “Mapping the interface between the Local and Loop I bubbles using Strömgren photometry” (Reis & Corradi, 2008).

As principais conclusões deste trabalho publicado foram:

- Até 60 - 80 pc o excesso de cor permanece baixo ($E(b-y) \leq 0^m040$) em todas as direções sendo o valor típico igual a 0^m020 .
- A esperada transição para $E(b-y) \geq 0^m070$ no suposto anel de interação ocorre em $d \approx 110$ pc na parte esquerda do anel e $d \approx 280$ pc em seu lado direito.
- Os dados fotométricos não mostram a presença do anel de interação entre as bolhas Local e Loop I, como proposto por Egger & Aschenbach (1995).

Este resultado foi corroborado por Santos et al. (2011) que, utilizando dados polarimétricos de 878 estrelas na direção do suposto anel, mostrou que as distâncias e as direções dos vetores de polarização são incompatíveis com a forma e a localização do anel sugerido por Egger & Aschenbach (1995). Nosso artigo, Reis & Corradi (2008) é mostrado a seguir.

Mapping the interface between the Local and Loop I bubbles using Strömgen photometry

W. Reis and W. J. B. Corradi

Departamento de Física – ICEx – UFMG, Caixa Postal 702, 30.123-970 Belo Horizonte – MG, Brazil
e-mail: [wilsonr;wag]@fisica.ufmg.br

Received 24 May 2007 / Accepted 23 April 2008

ABSTRACT

Context. The Sun is located inside an extremely low density region of quite irregular shape called the Local Bubble or Local Cavity. The fraction of this cavity filled with extremely hot gas is known as the Local Hot Bubble. Close to the Local Bubble, there is an even larger cavity known as Loop I. A ring-like feature observed in X-ray and H α has been proposed as the contour of the bubbles interaction zone around 70 pc.

Aims. Our goal is to identify the interface between the Local and Loop I Bubbles and discuss the ring's existence using Strömgen $m\text{by}H\beta$ data.

Methods. We have used the $m\text{by}H\beta$ data of the General Catalogue of Photometric Data, covering the region defined by the Galactic coordinates: $250^\circ \leq l \leq 50^\circ$ and $-60^\circ \leq b \leq 60^\circ$ to obtain $E(b - y)$ colour excess and distances. A set of exclusion criteria have been applied to eliminate the values inappropriate to the study of the interstellar reddening distribution. The final sample is composed of 4346 stars located up to 500 pc from the Sun.

Results. The expected transition to $E(b - y) = 0^m070 - 0^m100$, corresponding to the ring's column density, occurs on the western part of the ring at $d = 110 \pm 20$ pc, whereas on the eastern side it is not clearly seen before $d = 280 \pm 50$ pc. Near the Galactic plane the presence of the dark clouds is clearly established by $E(b - y) \geq 0^m100$ on the western side at about 100–150 pc and about 120–180 pc on the eastern side. Beyond these distance ranges the number of unreddened stars decreases considerably indicating the location of these large dark cloud complexes. In the southernmost part of the ring the reddening remains very low, typically $E(b - y) = 0^m020$ in all its extension, except towards the Mensa constellation where a possible transition is observed at $d = 200 \pm 20$ pc. In the northernmost part the colour excess increases with distance in a gradual way, such that $0^m020 \leq E(b - y) \leq 0^m040$ becomes predominant only after $d = 120 \pm 15$ pc.

Conclusions. If the ring really exists the colour excess distribution indicates that it is very fragmented and distorted. However, the different characteristics of the reddening inside and along the ring do not support the existence of a ring.

Key words. ISM: bubbles – ISM: dust, extinction – ISM: individual objects: Local Bubble – ISM: individual objects: Loop I – stars: distances – techniques: photometric

1. Introduction

The Sun is located inside an extremely low density region ($n_H \leq 0.005 \text{ cm}^{-3}$) of quite irregular shape called the Local Bubble (LB) or Local Cavity. The fraction of this cavity filled with extremely hot gas ($T \approx 10^6 \text{ K}$) is known as the Local Hot Bubble (LHB) (e.g., Paresce 1984; Cox & Reynolds 1987; Snowden et al. 1990; Warwick et al. 1993; Leroy 1999; Steir et al. 1999; Breitschwerdt et al. 2000; Lallement et al. 2003; Welsh & Lallement 2005).

In the direction of the Scorpio-Centaurus OB association (Sco-Cen), there is an even larger cavity known as Loop I. It is believed that Loop I has been formed by the action of the stellar wind and supernova explosions of the stars located in the Sco-Cen, that acting on the interstellar material, left after the star formation, created a bubble of gas and dust concentric to this association (e.g., Weaver 1979; Deane 1980; de Geus 1989).

Historically, the concept of the formation of the LB is a dispute among three views: (I) the view that one or more supernova explosions, near the Sun, formed the cavity and the soft X-ray emitting region (e.g., Cox & Smith 1974; Cox & Anderson 1982; Cox & Reynolds 1987; Smith & Cox 2001; Matz-Apellániz 2001; Berghöfer & Breitschwerdt 2002; Fuchs et al. 2006); (II) the view that the Loop I superbubble has been formed by successive epochs of star formation in the Sco-Cen, having expanded

asymmetrically into the low density inter-arm region surrounding the Sun (e.g., Frisch 1981; Frisch & York 1983; Bochkarev 1987; Frisch 1995; Wollenb 2007); (III) some alternative views where the notion of the low density region around the Sun as a bubble is dismissed (e.g., Bruhweiler 1996; Mebold et al. 1998; Lépine & Sartori 2003).

Under class “I” models, Cox & Smith (1974) have shown that the number of supernova in the Galaxy has been high enough for supernova remnants (SNRs) to occupy a significant fraction of the interstellar medium.

A more detailed model for the Local Bubble was developed by Cox & Anderson (1982), in which they considered that only one supernova occurring in the vicinity of the Sun in an environment of low density ($n = 0.004 \text{ cm}^{-3}$) would have been sufficient to create what we observe today. However, if the surrounding interstellar density is about 0.1 cm^{-3} , a sequence of supernova explosions in the same region would be necessary to construct the cavity of low density of the observed size and to reheat its interior. Models with this line of thought have been developed by Cox & Snowden (1986); Cox & Reynolds (1987); Edgar & Cox (1993) and Smith & Cox (1998).

Smith & Cox (2001) have shown that two or three supernova explosions in a diffuse interstellar medium would be able to generate a hot bubble like the LB. In this model the supernovae

explosions would be random. Following the same line of reasoning, Maiz-Apellániz (2001) suggested that the LB and Loop I could have started as a single entity, originating from supernova explosions in the Upper-Centaurus-Lupus (UCL) sub-group of the Sco-Cen. Later, three supernovae explosions in the Lower-Centaurus-Crux (LCC) subgroup of the Sco-Cen would have been responsible for the expansion in the direction of the LB.

Breitschwerdt et al. (2000) show a schematic representation of the interaction between the LB and the neighboring Bubble Loop I (see Breitschwerdt et al. 2000, Fig. 1). Using Hipparcos stellar distances and the results of the kinematical analysis suggested by Azzam et al. (1999), Berghöfer & Breitschwerdt (2002) suggested that thirteen million years ago, the center of mass of the Pleiades B1 subgroup was located inside the volume of the LB, and 10–20 supernovae explosions in this subgroup would have been responsible for the LB creation.

Assuming a background medium pre-structured by previous generations of supernova explosions, Breitschwerdt & Avillex (2006) have suggested an age of $14.5^{+0.7}_{-0.4}$ Myr for the LB, which would have been reheated by 19 supernovae explosions to date. Fuchs et al. (2006), instead, suggested that 14–20 supernovae explosions originating in LCC and UCL would have been responsible for the LB origin.

Under the notion of class “II” models, Frisch (1981); Frisch & York (1983, 1986); Frisch (1995) proposed that the LB is part of a superbubble, created by the stellar activity in the Sco-Cen, that expanded through the low density region among the Galaxy spiral arms. Frisch (1998) shows a schematic representation of the three shells from the star formation in the Sco-Cen (see Frisch 1998, Fig. 2).

Bochkarev (1987) suggested that the solar system is near the limit of a low density region ($n \approx 1 \times 10^{-3} - 4 \times 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$) filled with hot gas (10^6 K) called the Local Cavern. The center of the Local Cavern would be located in the Sco-Cen region and would be involved by a gas envelope that would be observed as H α filaments with a mass of the order of $10^6 M_{\odot}$, the distance between the center and the envelope being approximately 150–200 pc.

Wolfehen (2007) proposed a model consisting of two synchrotron-emitting shells, namely S1 (LCC bubble) and S2 (Loop I bubble), expanding with different velocities. In this picture S1 is about 6 Myr old and S2 is 1–2 Myr old. The Sun would reside within S1, but near its border. The shock front of S2 would have hit S1 just recently (10^4 yr ago or less), giving rise to the X-ray emission observed as the North Polar Spur.

Under the alternative class “III” models Bruhweiler (1996) and Mebold et al. (1998) argue that a Bubble may not even exist, the LB being only the intersecting contour of the neighbouring bubbles. Another idea has been proposed by Lépine & Sartori (2003) where the presence of sheet-like structures of gas and dust near the Sun would be created by the shock of a spiral arm with the interstellar medium.

Due to the proximity of the LB and Loop I, it is believed that they may be interacting. Indications of the existence of a ring-like structure of dense neutral matter that would be the contour of the interaction zone between the two bubbles has been identified in X-ray and neutral hydrogen data by Egger & Aschenbach (1995). Such an interface would be located in the region defined by the Galactic coordinates: $275^{\circ} \leq l \leq 35^{\circ}$ and $-45^{\circ} \leq b \leq 45^{\circ}$. It has been also suggested by Frisch (2007) that the interstellar large scale structures, identified in her mean extinction map in this direction, would make up the ring (see her Fig. 1).

Different authors present different values for the distance of this interaction zone between the LB and Loop I: Centurion & Vladilo (1991) analyzing UV spectra of eight stars in the region

defined by the Galactic coordinates $315^{\circ} \leq l \leq 330^{\circ}$ and $15^{\circ} \leq b \leq 25^{\circ}$ suggested that the gas wall is located at a distance of 40 ± 25 pc from the Sun, Egger & Aschenbach (1995) using data compiled by Fruscione (1994) suggested that the distance would be approximately 70 pc, Corradi et al. (2004) using Strömgren photometry and high-resolution spectroscopy suggested the existence of two sheet-like structures, one at $d \leq 60$ pc and another around 120–150 pc that is supposedly the interaction zone between the bubbles.

To determine the distance of the interaction zone between the LB and Loop I we investigated the interstellar reddening in the region defined by the Galactic coordinates $250^{\circ} \leq l \leq 50^{\circ}$ and $-60^{\circ} \leq b \leq 60^{\circ}$. The Strömgren $mbyH\beta$ data was taken from the “General Catalogue of Photometric Data” (GCPD), compiled by Hauck & Mermilliod (1998). The initial sample is composed of 8430 stars.

The determination of the intrinsic stellar parameters, colour excesses and distances are described in Sect. 2. The data, error analysis and the application of the exclusion criteria are described in Sect. 3. Limiting magnitude effects on $E(b-y)$ and distances are described in Sect. 4, and colour excess diagrams are used in Sect. 5 to investigate the reddening distribution. The ring-like feature is investigated in Sect. 6. A discussion of the results is given in Sect. 7 and the conclusions are summarized in Sect. 8.

2. Intrinsic stellar parameters, colour excess and distance

The determination of the distances and $E(b-y)$ colour excesses was done using the calibrations of Crawford (1975) and Olsen (1988) for the F-type stars, and Crawford (1978, 1979) for the B-type and A-type stars, respectively.

The standard values of the physical parameters were obtained through interpolation in the standard relations of each spectral type. The error determination of the intrinsic stellar parameters, colour excesses and distances have been obtained for each star individually following the method suggested by Knude (1978) complemented with the interpolation error, for greater reliability.

In a generic way for the colour excess we have:

$$E(b-y) = (b-y) - (b-y)_0$$

where the intrinsic colour $(b-y)_0$ is calculated according to the spectral type and $(b-y)$ is the measured colour index. In the following subsections we present how the intrinsic stellar parameters, colour excesses and distances are calculated for each spectral type. The error determination steps are also described.

2.1. F-type stars

For the F-type stars intrinsic colour $(b-y)_0$ we used the calibration established by Olsen (1988). The procedure is used iteratively until convergence set by $\Delta(b-y)_0 \leq 0.0001$ is reached. In the first iteration the measured values are used. The intrinsic colour is calculated as:

$$(b-y)_0 = 0.217 + 1.34\Delta\beta + 1.6(\Delta\beta)^2 + C\delta_{C1} - (0.16 + 4.5\delta\omega_0 + 3.5\Delta\beta)\delta\omega_0; \text{ for } \delta\omega_0 < 0.060, \quad (1)$$

$$(b-y)_0 = 0.217 + 1.34\Delta\beta + 1.6(\Delta\beta)^2 + C\delta_{C1} - (0.24\delta\omega_0 + 0.035); \text{ for } \delta\omega_0 \geq 0.060, \quad (2)$$

where $\Delta\beta = 2.72 - \beta$. The reddening free parameters are $\delta\omega_0 = \delta\omega_1 + 0.32E(b-y)$ and $\delta_{C1} = \delta_{C1} - 0.20E(b-y)$. Stars

with $\delta m_0 > 0^m 1.35$, which characterize the most extreme population II, were excluded from our analysis. The C factor defined by

$$C = 4.9\Delta\beta + 32.2\delta m_0 - 262.0(\delta m_0)^2 - 1.31$$

has to obey the following boundary conditions:

Boundary condition	C
if $C > 1.6\Delta\beta$ and $0.05 \leq \delta m_0 \leq 0.09$	then $C = 1.6\Delta\beta$
if $C \leq 0.013$ and $\delta m_0 > 0.02$	then $C = 0.013$
if $C \leq -0.05$	then $C = -0.05$

The errors of the intrinsic stellar parameters are obtained as:

$$\sigma_{(b-y)_0} = \left[(F_\beta \sigma_\beta^{obs})^2 + (F_{\delta m_0} \sigma_{\delta m_0})^2 + (F_{\delta c_0} \sigma_{\delta c_0})^2 \right]^{1/2}; \quad (3)$$

where

$$F_\beta = \frac{\partial(b-y)_0}{\partial\beta}, \quad F_{\delta m_0} = \frac{\partial(b-y)_0}{\partial\delta m_0}, \quad F_{\delta c_0} = \frac{\partial(b-y)_0}{\partial\delta c_0},$$

σ_β being the measurement error in β and

$$\sigma_{\delta m_0} = \left[\left(\sigma_{m_1}^{obs} \right)^2 + \left(\frac{\partial m_0}{\partial\beta} \sigma_\beta^{obs} \right)^2 + (0.32\sigma_{E(b-y)})^2 \right]^{1/2},$$

$$\sigma_{\delta c_0} = \left[\left(\sigma_{c_1}^{obs} \right)^2 + \left(\frac{\partial c_0}{\partial\beta} \sigma_\beta^{obs} \right)^2 + (0.2\sigma_{E(b-y)})^2 \right]^{1/2}.$$

where $\sigma_{m_1}^{obs}$ and $\sigma_{c_1}^{obs}$ are the measurement errors in m_1 and c_1 , respectively. The error in the colour excess is calculated as:

$$\sigma_{E(b-y)} = \left[\left(\sigma_{(b-y)}^{obs} \right)^2 + \left(\sigma_{(b-y)_0} \right)^2 \right]^{1/2}, \quad (4)$$

where $\sigma_{(b-y)}^{obs}$ is the measurement error in $(b-y)$ and $\sigma_{(b-y)_0}$ is calculated in an interactive way until convergence in $\sigma_{E(b-y)}$.

For the calculation of the absolute magnitude we used the standard relation from Crawford (1975):

$$M_V = M_V^{std} - (9.0 + 20.0\Delta\beta)\delta c_0. \quad (5)$$

Therefore, the resulting error in the absolute magnitude is calculated as:

$$\begin{aligned} (\sigma_{M_V})^2 = & \left(\sigma_{M_V^{std}} \right)^2 + \left(20\delta c_0 \sigma_\beta^{obs} \right)^2 + \left((9 + 20\Delta\beta)\sigma_{\delta c_0} \right)^2 \\ & + \left(\frac{\partial M_{V2AMS}}{\partial\beta} \times \sigma_\beta^{obs} \right)^2; \end{aligned} \quad (6)$$

where $\sigma_{M_V^{std}} = 0.25$ is the calibration error. The interpolation error of $M_{V2AMS}(\beta)$ is taken into account by the last term on the right side of Eq. (6).

2.2. A-type stars

For the A stars intrinsic colour $(b-y)_0$ we used the calibration established by Crawford (1979). The calibration is used iteratively until convergence in $(b-y)_0$. The intrinsic colour is calculated as:

$$(b-y)_0 = 2.946 - \beta - 0.1\delta c_0 - 0.25\delta m_0; \quad \text{if } \delta m_0 < 0.0, \quad (7)$$

$$(b-y)_0 = 2.946 - \beta - 0.1\delta c_0; \quad \text{if } \delta m_0 > 0.0, \quad (8)$$

For the (A3–A9) type stars, the indexes have the same meanings as for the F-type stars. To the A stars of the intermediate group (A1–A2), the Balmer jump that is a function of the surface gravity also becomes affected by the temperature; thus the calibrations for this group are not very accurate. Therefore, in this work they have been excluded.

The intrinsic colour error is calculated in an interactive way until convergence in $\sigma_{E(b-y)}$. Since $\sigma_{\delta m_0}$ and $\sigma_{\delta c_0}$ depend on $\sigma_{E(b-y)}$, the equations are:

$$\sigma_{(b-y)_0} = \left[\left(\sigma_\beta^{obs} \right)^2 + (0.25\sigma_{\delta m_0})^2 + (0.1\sigma_{\delta c_0})^2 \right]^{1/2}; \quad \text{if } \delta m_0 \leq 0.0, \quad (9)$$

$$\sigma_{(b-y)_0} = \left[\left(\sigma_\beta^{obs} \right)^2 + (0.25\sigma_{\delta m_0})^2 \right]^{1/2}; \quad \text{if } \delta m_0 > 0.0. \quad (10)$$

The values of $\sigma_{\delta m_0}$ and $\sigma_{\delta c_0}$ are calculated in the same way as for the F-type stars.

The absolute magnitude is calculated with the following equation:

$$M_V = M_V^{std} - 9\delta c_0. \quad (11)$$

The error in the absolute magnitude is calculated as:

$$\sigma_{M_V} = \left[\left(\sigma_{M_V^{std}} \right)^2 + (9\sigma_{\delta c_0})^2 + \left(\frac{\partial M_{V2AMS}}{\partial\beta} \times \sigma_\beta^{obs} \right)^2 \right]^{1/2}, \quad (12)$$

where $\sigma_{M_V^{std}} = 0.30$ and the last term is the interpolation error of $M_{V2AMS}(\beta)$.

2.3. B-type stars

In these stars the β index is related to the luminosity and c_0 to the effective temperature. The $(b-y)_0$, β_{ZAMS} and m_0 values are interpolated from c_0 through the calibration established by Crawford (1978). The calibration is used iteratively until convergence in c_0 .

The error in the intrinsic colour is calculated by:

$$\sigma_{(b-y)_0} = \left(\frac{\partial(b-y)_0}{\partial c_0} \times \sigma_{c_0} \right)^2; \quad (13)$$

where $\frac{\partial(b-y)_0}{\partial c_0}$ is the derivative of the polynomial generated for $(b-y)_0$ as a function of c_0 from the standard relation. For σ_{c_0} we have:

$$\left(\sigma_{c_0} \right)^2 = \left(\sigma_{c_1}^{obs} \right)^2 + (0.2\sigma_{E(b-y)})^2; \quad (14)$$

where $\sigma_{c_1}^{obs}$ is the observed c_1 error and $\sigma_{E(b-y)}$ is calculated as described in Sect. 2.1 (Eqs. (3) and (4)).

The absolute magnitude is calculated by the following equations:

$$M_V = M_V^{std} - 10(\beta_{ZAMS} - \beta) \quad \text{for } 0.20 \leq c_0 \leq 0.90 \quad (15)$$

$$M_V = M_V^{std} \quad \text{for } c_0 < 0.20. \quad (16)$$

Stars with $c_0 > 0.90$ were excluded from our analysis.

The M_V error is calculated as:

$$\left(\sigma_{M_V} \right)^2 = \left(\frac{\partial M_V}{\partial\beta} \times \sigma_\beta^{obs} \right)^2 + \left(\sigma_{M_V^{std}} \right)^2; \quad (17)$$

where $\sigma_{M_V^{std}} = 0.20$.

The $M_V(\beta)$ reference lines of Crawford (1978) are in good agreement with the trigonometric luminosities, as confirmed in the test of the photometric distances of the B III, IV and V type stars via the Hipparcos parallaxes, done by Kalcheva & Knude (1998).

Table 1. Effect of different R_V values on the adopted distances, taken at a colour excess $E(b-g) = 0^m100$. The plus and minus signs indicate whether the calculated distance is larger or smaller, respectively.

R_V (UBV)	1.5	2.0	2.5	3.1	3.5	4.0	5.0
R_V (uvby)	2.1	2.8	3.5	4.3	4.9	5.6	6.9
Δd	-10%	-7%	-4%	-	+3%	+6%	+13%

2.4. Distances

The distance does not depend on the spectral type, being calculated as:

$$\log d = (V - M_V - 4.3E(b-g) + 5)/5, \quad (18)$$

assuming the standard extinction law ($R_V(\text{uvby}) = 4.3$).

The distance error is calculated by taking into account the dependences on V , M_V and $E(b-g)$. Thus we have:

$$(\sigma_d)^2 = (F_V\sigma_V)^2 + (F_{M_V}\sigma_{M_V})^2 + (F_{E(b-g)}\sigma_{E(b-g)})^2, \quad (19)$$

where $F_V = (d/5)\ln 10$, $F_{E(b-g)} = -4.3F_V$, $F_{M_V} = -F_V$.

It could be argued that the distances would be underestimated in those directions where higher R_V values might be found, particularly some directions towards the Galactic center. However, as noted by Fitzpatrick & Massa (2007), the regions where R_V is greater than 4.3 are few, small and extremely localized.

To give an idea of how the distances would be affected by the difference in R_V , we calculated the percentual distance difference Δd , taken for $E(b-g) = 0^m100$, as shown in Table 1. The lowest R_V values would take into account the higher X-ray and far-UV energy density inside the bubbles while the highest values would be associated with those very dense cores. Our choice for R_V is shown to be appropriate when the photometric distances are compared to the Hipparcos distances in Sect. 3.2.

3. The data

In order to obtain the interstellar reddening towards the interaction zone we used the *uvby*H β data from the ‘‘General Catalogue of Photometric Data’’ (GCPD), compiled by Hauck & Mermilliod (1998). We selected the stars with a complete set of data (V , $b-g$, m_1 , c_1 , β), eliminating the stars classified as doubles, variables and peculiars in the GCPD.

The individual errors of the measured values (σ_V^{obs} , σ_{b-g}^{obs} , $\sigma_{m_1}^{obs}$, $\sigma_{c_1}^{obs}$, σ_{β}^{obs}) were taken from the original papers. Whenever possible the average errors were used.

The initial sample has 8430 stars covering the region defined by the Galactic coordinates: $250^\circ \leq l \leq 50^\circ$ and $-60^\circ \leq b \leq 60^\circ$.

3.1. Error analysis

As can be seen on the left side of Fig. 1 the histogram of the error in $E(b-g)$, namely $\sigma_{E(b-g)}$, shows greater concentration around 0^m010 , with a dispersion of $\approx 0^m007$. To assure the reliability of our results we decided to accept only $\sigma_{E(b-g)} \leq 0^m025$, that is limited to the average of $\sigma_{E(b-g)}$ plus 2 times the dispersion.

Since the error of the distance (σ_d) is proportional to the distance of the star, we have used the relative error σ_d/d in our analysis. As can be seen in the histogram of σ_d/d on the right side of Fig. 1, the σ_d/d shows higher concentration around 0.15, with a dispersion of ≈ 0.075 . Consistently with $\sigma_{E(b-g)}$, the accepted values were limited to $\sigma_d/d \leq 0.30$.

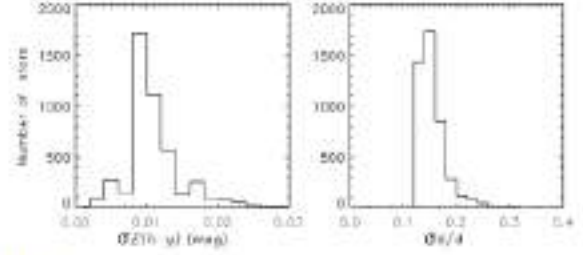


Fig. 1. Histograms for $\sigma_{E(b-g)}$ and (σ_d/d) . Notice that $\sigma_{E(b-g)} \approx 0^m010$ and $\sigma_d/d \approx 0.15$. The accepted values were limited to $\sigma_{E(b-g)} \leq 0^m025$ and $\sigma_d/d \leq 0.30$. The cut-off in the histograms is due to the distribution of the measurement errors.

3.2. Application of the exclusion criteria

For a colour excess to be useful for interstellar medium studies a set of selection criteria must be met. The exclusion photometric criteria are those proposed by Olsen (1979), Crawford (1975, 1978, 1979) and Tobin (1985).

For the B stars it should be kept in mind that possible Balmer line emission makes the absolute magnitudes and thus the distances less precise. We have chosen the Tobin (1985) exclusion criteria, even at a cost of excluding more than 40% of the B-type stars of the available sample.

We also used the SIMBAD database at CDS to verify the characteristics of the stars in our sample and to eliminate any object classified as double, peculiar or variable.

In each set of $E(b-g)$ the unreddened values are expected to be clustered around zero. As can be seen in the histogram of $E(b-g)$ shown in Fig. 2, the Gaussian curve indicates that there is no zero point effect. The center of the Gaussian is located at 0^m005 and $\sigma = 0^m020$ and as can be seen in Fig. 2 the number of stars below $n\sigma$ are within expectation.

Very few higher negative colour excess values (i.e. $E(b-g) \leq -0^m011$) are still present in the final sample after the application of the exclusion criteria. Most of them are within $1.3 \times$ the average of $\sigma_{E(b-g)}$. Although they indicate a possible star peculiarity we have kept them in the final sample but with a separate code in the figures.

To verify the precision of the photometric distances (d_{phot}) and to ensure the validity of $R_V = 4.3$, we compared our results with the trigonometric distances (d_{Hip}) determined by the Hipparcos satellite. We considered only stars with $\sigma_{\pi}/\pi \leq 0.30$, that is, the same error range used for the photometric distances. We eliminated those stars whose d_{Hip} did not coincide with d_{phot} within the error range. The stars eliminated by this criterion did not show any trend with spatial location.

In Fig. 3 we show the physical stellar parameters of the selected stars with the superposition of the standard relation curves. We do not observe any major systematic disagreement with the standard relation. We also give the $[c_1]$ vs. $[m_1]$ diagram of the selected stars. The stars of the intermediate group (A1–A2) were eliminated, as were stars brighter than luminosity class III and spectral types G, K and M.

Our final sample has 4346 stars up to 500 pc from the Sun. The distribution of the final sample over the studied area is given in Fig. 4 and the ring-like feature proposed by Egger & Aschenbach (1995) is also plotted for reference. As can be seen the part of the ring located at $200^\circ \leq l \leq 310^\circ$ and $-35^\circ \leq b \leq -25^\circ$ is less densely populated.

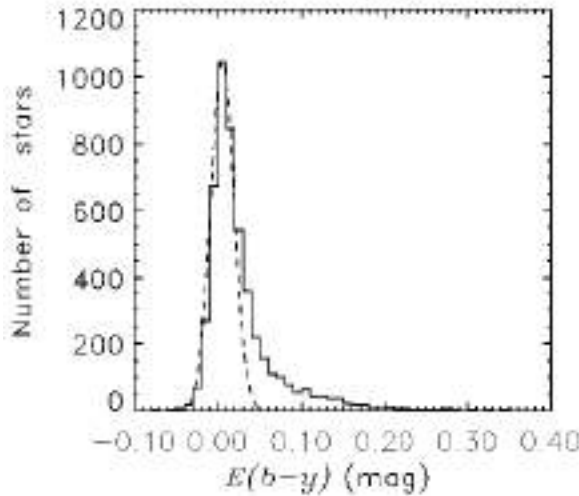


Fig. 2. Histogram of the colour excess for the stars of our sample. The Gaussian curve indicates that there is no zero point effect.

4. Limiting magnitude effects on $E(b-y)$ and distances

In a magnitude limited sample, the reddening data are expected to be complete to a maximum observable colour excess given at each distance (Knude 1987).

The histograms of the V magnitudes, shown in Fig. 5, indicate that there is a decrease in the number of stars fainter than $V \approx 9^m0$ for the F-, $V \approx 9^m5$ for the A- and $V \approx 10^m0$ for the B-type stars.

As our sample may be complete only down to these values, it would be important to see if this limit has any effect on the colour excess distribution.

The $E(b-y)$ vs. distance diagrams for the F-, A- and B-type stars of the final sample are shown in Fig. 6. They illustrate that higher values of colour excesses could have been detected, if they exist. In these diagrams the dotted and dashed curves indicate the maximum detectable $E(b-y)$ as a function of the distance for classes F0 V, F5 V, A7 V, A3 V, B8 V and B5 V stars with magnitude $V = 8^m3$ and $V = 9^m5$, respectively.

When the F-type stars are no longer capable of picking up the larger reddenings, the A- and B-type stars, being intrinsically brighter, exist in enough numbers to detect such larger reddenings, if present.

According to Egger & Aschenbach (1995), the column density of neutral hydrogen in the line of sight of the ring jumps from 10^{20} cm^{-2} to $7 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ at $d \approx 70 \text{ pc}$, corresponding to $E(b-y)$ from $\approx 0^m015$ to $\approx 0^m100$, if it is assumed that the standard relation between $E(b-y)$ and N_{H} (Knude 1978b) is valid.

Since the data sample is drawn from a general photometric compilation, and the original data was obtained for different purposes we have also to verify whether the data are pertinent to our analysis. In particular, we need to know if the final sample is adequate for measuring the possible existence of an extinction jump from $E(b-y) \approx 0^m015$ to $E(b-y) \approx 0^m100$ around 100 pc, which would correspond to the bubbles' ring. We refer the reader to Sect. 6.4 where we show separate histograms of the V magnitudes of the β index and the absolute magnitude M_V for each area used to investigate the existence of the bubbles' interface.

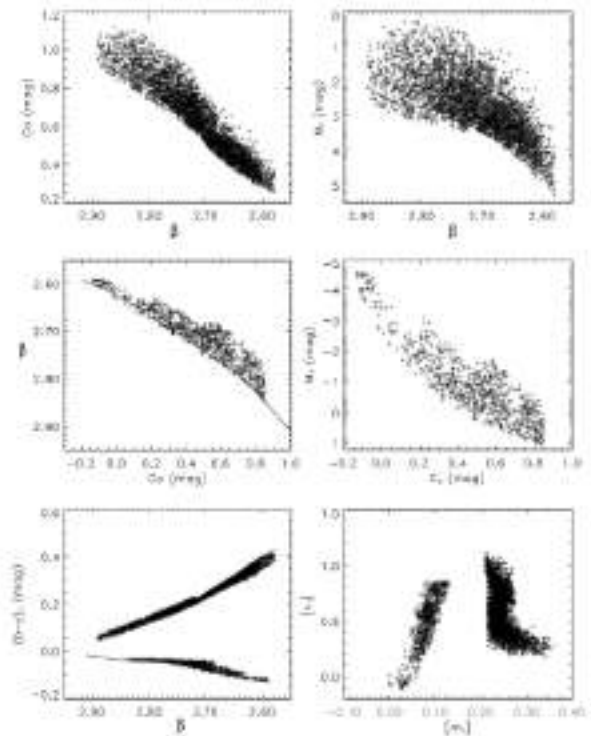


Fig. 3. (Top-left) c_0 vs β and (top-right) M_V vs β diagrams for the AF stars. (middle-left) β vs. c_0 , (middle-right) M_V vs. c_0 diagrams for OB select stars. (bottom-left) $(b-y)_0$ vs. β and (bottom-right) $[c_1]$ vs. $[m_1]$ diagrams for the final sample. Notice that we do not observe any major systematic disagreement with the standard relation. Further details in the text.

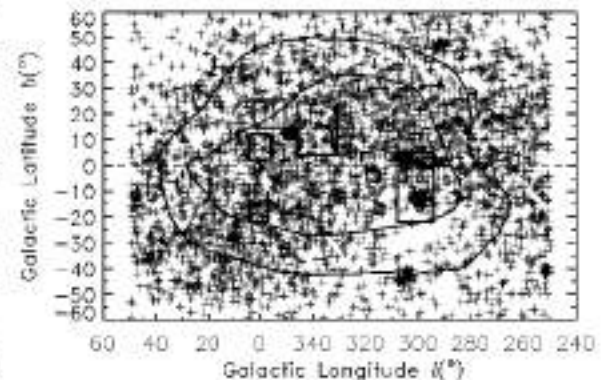


Fig. 4. Distribution of the final sample over the studied area. The ring-like feature proposed by Egger & Aschenbach (1995) is also plotted for reference. As can be seen the part of the ring located at $290^\circ \leq l \leq 310^\circ$ and $-35^\circ \leq b \leq -25^\circ$ is less densely populated.

5. The interstellar reddening towards the interaction zone

To investigate the interstellar reddening distribution towards the interaction zone of the two bubbles we will plot the colour excess as a function of the Galactic coordinates (l, b). The colour

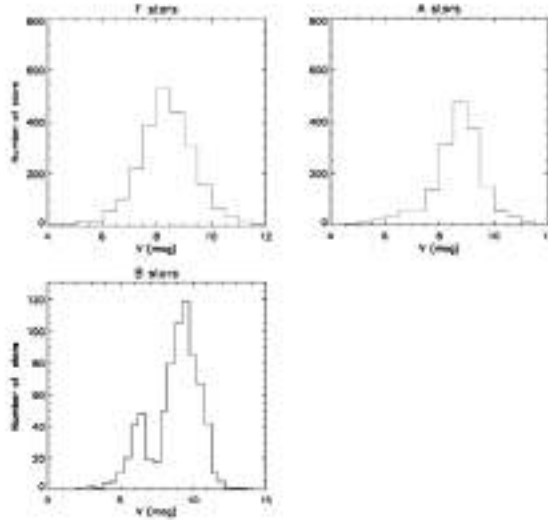


Fig. 5. Histograms of V magnitude for the F- (top-left), A- (top-right) and B-type stars (bottom). Note the decrease in the number of stars fainter than $V \approx 9.0$ for the F-, $V \approx 9.5$ for the A- and $V \approx 10.0$ for the B-type stars, meaning that the final sample may be complete, in magnitude, only down to these values.

excesses are divided according to the symbols and colors shown in Table 2.

This division is based on the fact that typically stars with $E(b-y) \leq 0.010$ can be considered unreddened, consistently with $\sigma_{E(b-y)} \approx 0.011$. Stars that present $E(b-y) \geq 0.040$ are probably screened by at least one small diffuse interstellar cloud, whose mean colour excess is around 0.030 according to Knude (1978). Stars showing $E(b-y) \geq 0.100$ are certainly screened by at least one dense interstellar cloud.

Figure 7 shows the stars according to their position in the sky and divided to intervals of 30 pc to 300 pc, and by 50 pc intervals to 500 pc. The ring-like feature proposed by Egger & Aschenbach (1995) and a schematic contour of the ρ Oph, Lupus, R CrA, G317-4, Southern Coalsack, Chamaeleon and Musca dark clouds are also plotted in this figure for reference. For clarity the cloud's names are indicated in Fig. 8.

Our data show that up to 60 pc the $E(b-y)$ values are below 0.040 in all directions, 0.020 being a typical value. The first stars with reddening corresponding to the ring column density – $E(b-y) \approx 0.100$ – appear on the western side between $90 < d \leq 120$ pc, whereas on the eastern side they appear only after $d \approx 270$ pc.

On the western side most of stars beyond 120 pc show a colour excess between $0.070 < E(b-y) < 0.100$, whereas on the eastern side we still have many stars with $E(b-y) < 0.020$ up to 270 pc, where a definite transition occurs to $E(b-y) \approx 0.070-0.100$.

From 100–180 pc we clearly see the presence of the dark clouds, as indicated by the black circles $E(b-y) > 0.100$ in Fig. 7. A thorough discussion will be given in the next section.

5.1. Analysis of the reddening as function of the distance and the Galactic latitude

Complementing the previous diagrams we will plot diagrams of d (pc) vs. Galactic longitude $l(^{\circ})$ for five Galactic latitude strips

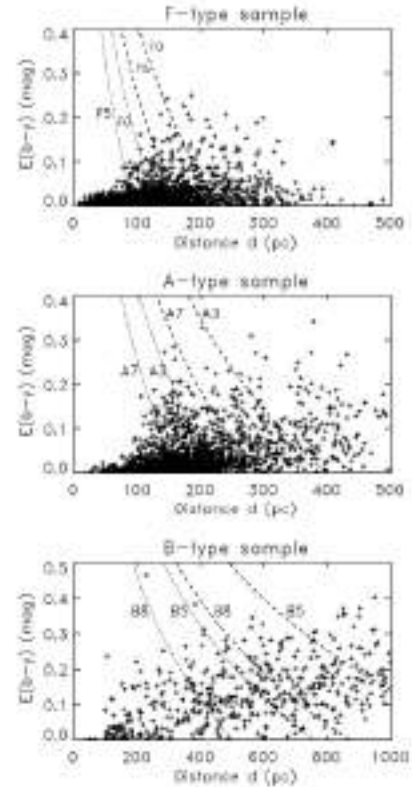


Fig. 6. $E(b-y)$ vs. d (pc) diagram for the F-, A- and B-type stars of the final sample (from top to bottom). The dotted and dashed curves indicate the maximum detectable $E(b-y)$ as a function of the distance for classes F0 V, F5 V, A7 V, A3 V, B8 V and B5 V stars with magnitude $V = 8.5$ and $V = 9.5$. Assuming they exist, the greater reddenings could be picked up by the intrinsically brighter stars of the sample.

Table 2. Symbols and colors used in the reddening analysis.

$E(b-y)$ (mag)	Symbol	Color	B & W
≤ -0.011	open triangle	black	black
$-0.011-0.010$	square	yellow	light gray
$0.010-0.020$	open square	green	light gray
$0.020-0.040$	\times	light blue	light gray
$0.040-0.070$	\times	purple	dark gray
$0.070-0.100$	+	red	black
$0.100-0.200$	circle	black	black
≥ 0.200	square	black	black

of 20° width each. These diagrams are presented in Fig. 8 together with the position of each strip and are analysed in the next paragraphs.

– Region I ($30^{\circ} < b \leq 50^{\circ}$):

The majority of the stars in this direction show $E(b-y) < 0.020$ (yellow and green squares) up to 100 pc on the western side ($340^{\circ} < l < 50^{\circ}$) and up to 150 pc on the eastern side ($340^{\circ} > l > 250^{\circ}$). A transition to $E(b-y) \approx 0.040$ (purple crosses) occurs approximately at 120 pc only on the western side. In the direction of the ring, the expected transition to $E(b-y) \approx 0.070-0.100$ (red plus signs) is not observed,

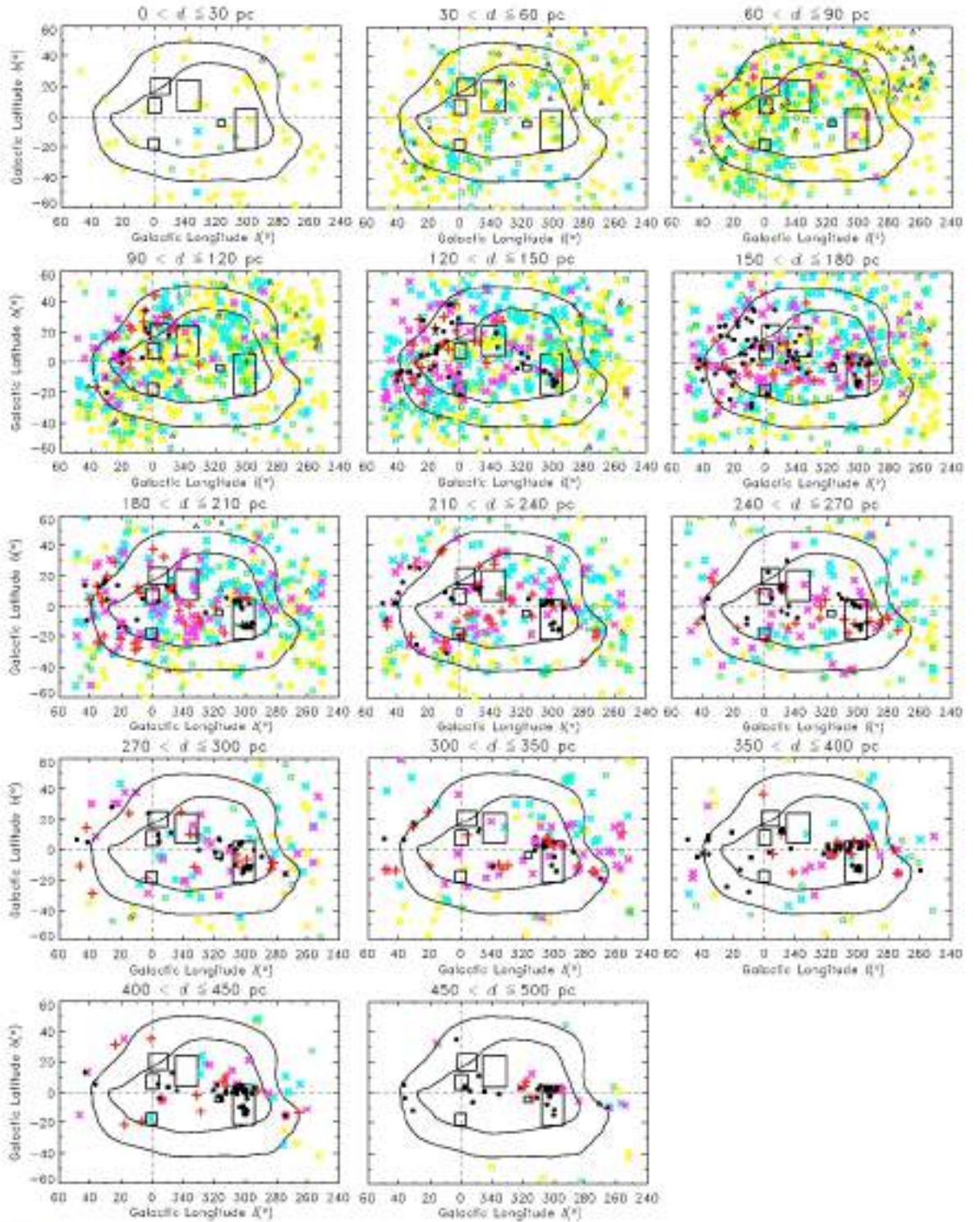


Fig. 7. Diagrams of colour excess distribution divided by intervals of the distance to $d = 500$ pc. Our data show that up to 60 pc the $E(b - g)$ values are below 0^m040 in all directions, 0^m020 being a typical value. The first stars with reddening corresponding to the ring column density - $E(b - g) \approx 0^m100$ - appear on the western side between $90 < d \leq 120$ pc, whereas on the eastern side they appear only after $d \approx 270$ pc.

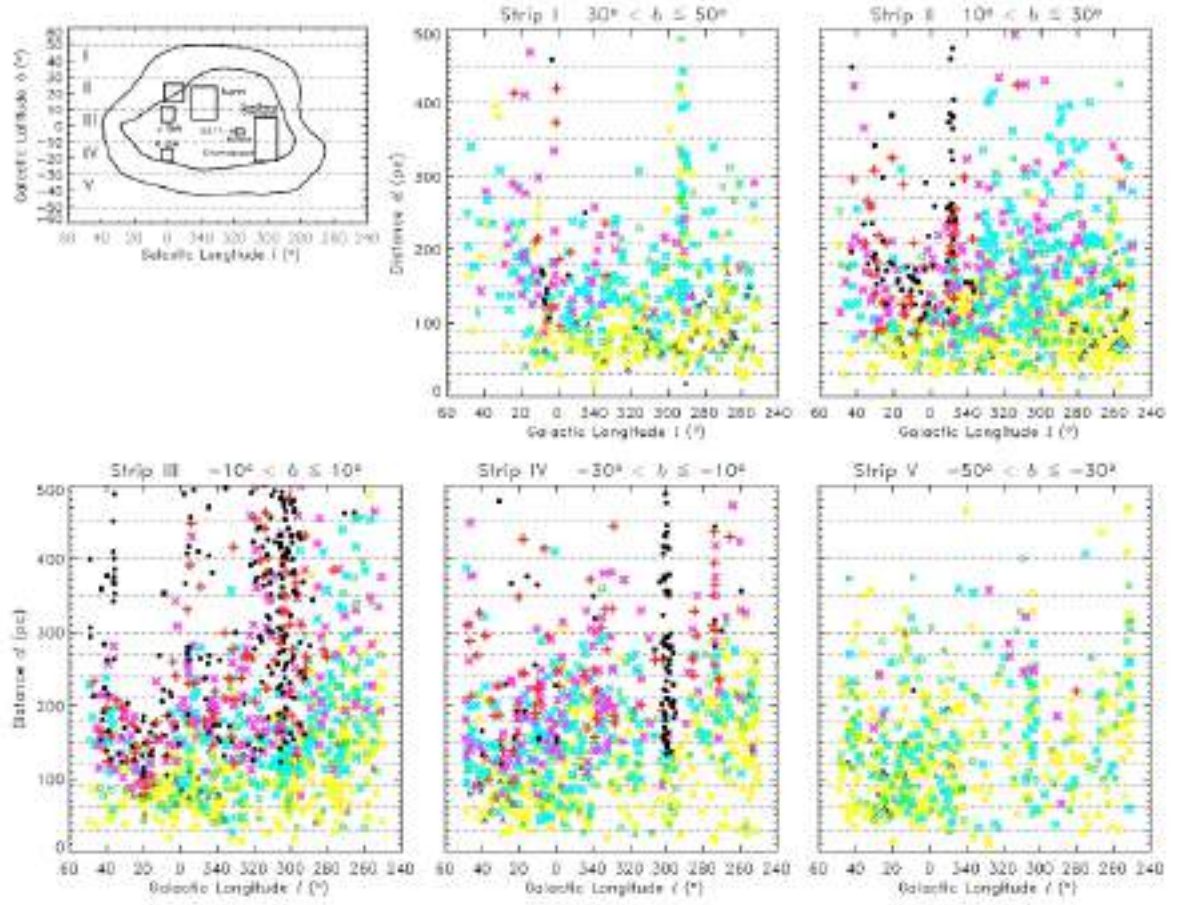


Fig. 8. Diagrams of the distribution of colour excess in Galactic latitude intervals. Notice that the expected transition to $E(b-y) \approx 0.070-0.100$ occurs on the western part at 90–120 pc, whereas on the eastern side it is not clearly seen before 280 pc. Near the Galactic plane the presence of the dark clouds is clearly identified by $E(b-y) \geq 0.100$. In the southernmost part of the ring the reddening remains very low, typically $E(b-y) \approx 0.020$ in all its extension, except towards the Mensa constellation where a possible transition is observed at $d \approx 200$ pc.

except for a small region around $l \approx 10^\circ$ associated with the ρ Oph molecular cloud where $E(b-y) > 0.100$ (black dots).

– Region II ($10^\circ < b \leq 30^\circ$):

A transition to $E(b-y) \approx 0.070-0.100$ (red plus signs) appears at about 90 pc between $350^\circ \leq l \leq 30^\circ$. However, in the eastern side a similar transition is not observed. Even a minimum color excess cannot be clearly assigned, given the large number of stars with $E(b-y) \approx 0.020$ (yellow and green squares) up to at least 150 pc. Still on the western side, several stars present $E(b-y) > 0.100$ (black dots) from 100–150 pc indicating that some parts of the Lupus and Oph-Sgr molecular clouds have been crossed.

– Region III ($-10^\circ < b \leq 10^\circ$):

A transition to $E(b-y) \approx 0.070-0.100$ (red plus signs) occurs at about 90 pc on the western side of the ring ($25^\circ \leq l \leq 40^\circ$), changing to 120–150 pc in its central parts ($285^\circ \leq l \leq 25^\circ$). A similar transition on its eastern side is not clearly observed up to $d \approx 280$ pc (no red plus signs are seen). Between $250^\circ \leq l \leq 285^\circ$, most stars show very low reddening $E(b-y) < 0.020$ (yellow and

green squares) up to $d = 240$ pc, with a hint of a minimum value of $E(b-y) \approx 0.040$ (purple crosses) from 180 pc. The directions with $E(b-y) > 0.100$ (black dots) indicate the presence of the molecular clouds; on the western side they are seen from 100–150 pc (Scutum and Lupus) whereas on the eastern side they are seen from 120–180 pc (G317-4, Coalsack, Musca).

– Region IV ($-30^\circ < b \leq -10^\circ$):

The reddening in this region follows the same trend as the previous strip. Remarkably, between $265^\circ \leq l \leq 290^\circ$, the values of $E(b-y) \geq 0.100$ (black dots) only appear at $d \approx 280$ pc. But, in the area internal to the ring we have the presence of the molecular clouds Sag-South, Aql-South and R CrA at 120–150 pc on the western side and Chamaeleon at $d \approx 140$ pc on the eastern side.

– Region V ($-50^\circ < b < -30^\circ$):

There is no sign of the transition to $E(b-y) \approx 0.070-0.100$ (no red plus signs). A hint of a transition to $E(b-y) > 0.040$ (purple crosses) occurs at 200 ± 20 pc, but is restricted to $270^\circ \leq l \leq 310^\circ$ and $-45^\circ \leq b \leq -33^\circ$. This is about the

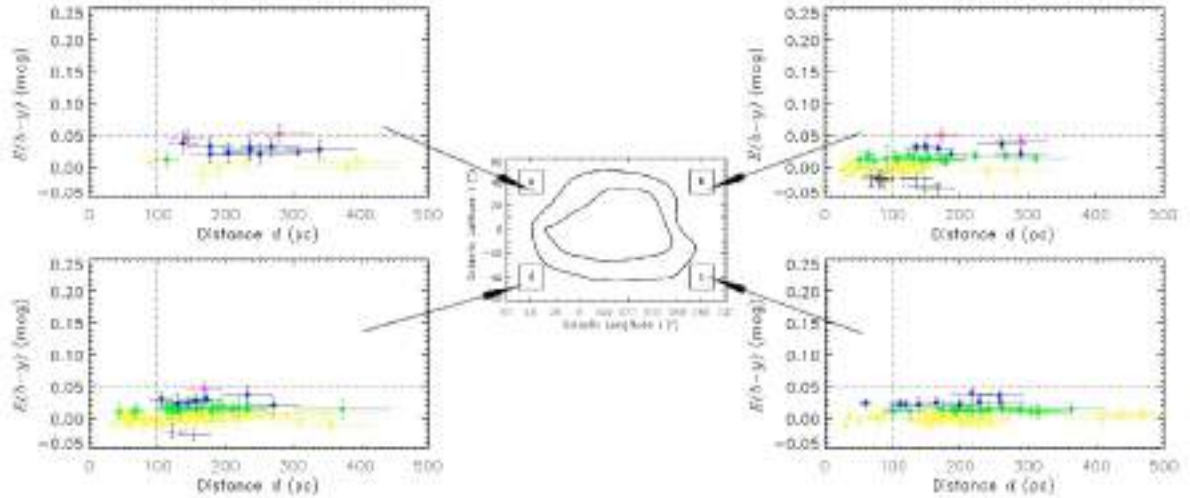


Fig. 9. $E(b-y)$ (mag) vs. distance d (pc) diagrams (areas outside the ring). In the areas outside the ring the colour excess remains low ($E(b-y) < 0^m040$) up to the maximum distance of the stars of our sample, 0^m020 being a typical value.

same position and distance as the bright infrared filament observed by Penprase et al. (1998). The reddening remains very low in the whole area (yellow and green squares and light blue crosses), $E(b-y) = 0^m020$ being a typical value.

Thus, the expected transition to $E(b-y) \approx 0^m070 - 0^m100$ occurs in the western part of the ring at about 90 and 120 pc, whereas on the eastern side it is not clearly seen before 280 pc. Near the Galactic plane the presence of the dark clouds is clearly identified by $E(b-y) \geq 0^m100$ on the western side at about 100–150 pc and a little further on the eastern side, at about 120–180 pc. In the southernmost part of the ring the reddening remains very low, typically $E(b-y) = 0^m020$ in all its extension, except towards the Mensa constellation where a possible transition is observed at $d \approx 200$ pc.

6. On the existence of a ring-like feature

The ring-like feature proposed by Egger & Aschenbach (1995) would be the most prominent characteristic of the interaction zone. To identify the ring we plot diagrams of $E(b-y)$ (mag) vs. d (pc), with the respective errors, for areas outside the ring, along the ring feature contour and inside the ring. In these diagrams the horizontal dashed line indicates $E(b-y) = 0^m050$ and the vertical dashed line $d = 100$ pc.

6.1. Analysis of the $E(b-y)$ vs. distance diagrams for areas outside the ring feature

In Fig. 9 (from “a” to “d”) we present the $E(b-y)$ (mag) vs. d (pc) diagrams for areas outside the ring. The respective coordinates are given in Table 3.

In the areas outside the ring the colour excess remains low ($E(b-y) < 0^m040$) up to the maximum distance of the stars of our sample, 0^m020 being a typical value.

Table 3. Coordinates of the areas outside the ring.

Area	$l_{\text{max}}(^{\circ})$	$l_{\text{min}}(^{\circ})$	$b_{\text{max}}(^{\circ})$	$b_{\text{min}}(^{\circ})$
a	30	50	30	50
b	250	270	30	50
c	250	270	-50	-30
d	30	50	-50	-30

6.2. Analysis of the $E(b-y)$ vs. distance diagrams for areas along the ring

In Fig. 10 (from “e” to “o”) we present the same diagrams for the areas located along the ring. The respective coordinates are given in Table 4.

On the western side of the ring, in areas “e”, “n” and “o”, the first very reddened stars ($0^m070 \leq E(b-y) \leq 0^m100$) appear at 110 ± 20 pc.

Area “e” contains the molecular cloud Oph-Sgr ($8^{\circ} < l < 40^{\circ}$, $9^{\circ} < b < 24^{\circ}$) and area “n” contains the Sag-South and Aql-South ($27^{\circ} < l < 40^{\circ}$, $-21^{\circ} < b < -10^{\circ}$). In both areas there is a transition to $E(b-y) \geq 0^m100$ at 130 ± 20 pc, indicating the distance to these two objects.

Near the Galactic plane, in the general direction of the Scutum dark cloud ($l = 25$, $b = 1$), area “o” shows a first jump to higher colour excess values at 130 ± 20 pc and a second jump at 300 ± 40 pc.

In the northernmost part of the ring, area “f”, the colour excess increases with the distance in a gradual way, such that $0^m020 \leq E(b-y) \leq 0^m040$ becomes predominant only after $d = 120 \pm 15$ pc. In the eastern side of the ring, areas “g” and “h”, the colour excess remains below $E(b-y) \leq 0^m040$ up to the maximum observed distance. Only very few stars show a reddening slightly greater than this after $d = 180 \pm 20$ pc.

In area “i” the reddened stars ($0^m070 \leq E(b-y) \leq 0^m100$) appear only at $d = 280 \pm 50$ pc. After this distance the reddening remains constant. Remarkably, this area contains the above-mentioned infrared bright filament towards the Mensa constellation that is also located at 230 ± 30 pc and has a HI column density $N_{\text{HI}} = (8.22 \pm 2.5) \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ (Penprase et al. 1998) and corresponding $E(b-y) = 0^m120 \pm 0^m040$.

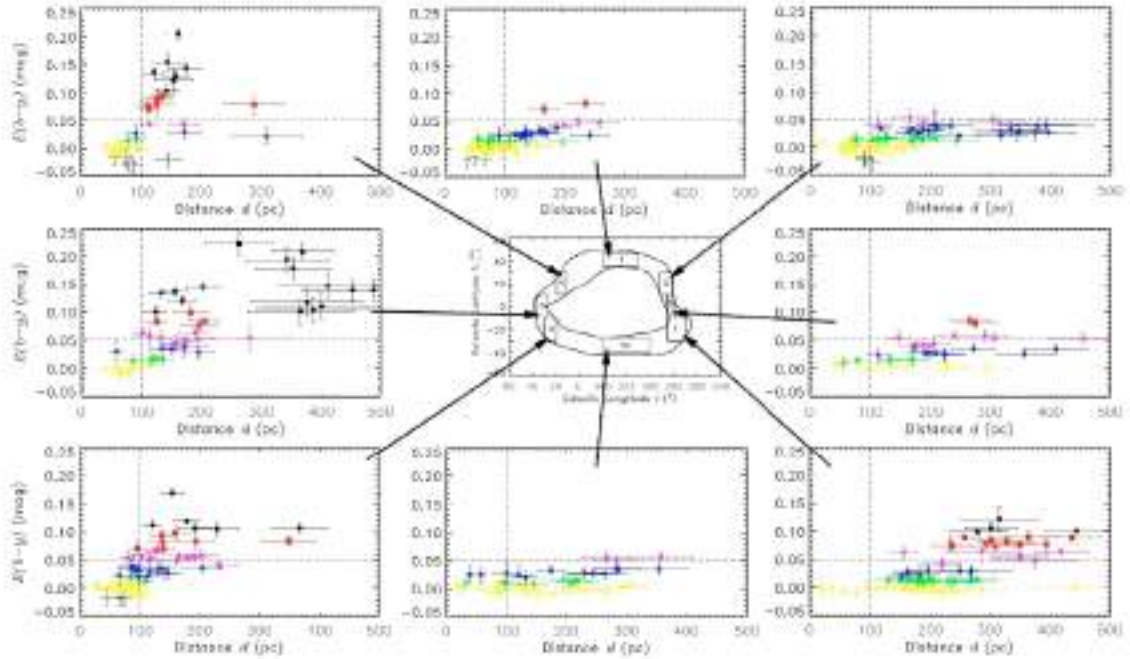


Fig. 10. $E(b-y)$ (mag) vs. distance d (pc) diagrams (areas located along the ring). On the western side of the ring the colour excess increase to values greater than $E(b-y) \geq 0^m070$ at $d = 110 \pm 20$ pc whereas on the eastern side the same values of colour excess occur only in area “r”, but at $d = 280 \pm 50$ pc. In the northern parts of the ring the colour excess change in a gradual way (area “t”) while in its southern parts (area “m”) the colour excess remains low ($E(b-y) \leq 0^m040$) up to $d \approx 300$ pc.

Table 4. Coordinates of the areas located along the ring.

Area	$l_{\text{min}}(^{\circ})$	$l_{\text{max}}(^{\circ})$	$b_{\text{min}}(^{\circ})$	$b_{\text{max}}(^{\circ})$
e	10	20	10	30
f	310	340	35	47
g	282	292	10	30
h	280	285	-10	10
i	270	285	-30	-10
m	300	340	-40	-27
n	20	30	-30	-10
o	27	37	-10	10

The colour excess in the southern part of the ring, area “m”, remains low ($E(b-y) \leq 0^m040$), at least up to $d \approx 300$ pc.

On the western side of the ring the distribution of the colour excess occurs in a very different way than the eastern side (both to northern and southern areas). Such results have led us to think that the annular ring feature may not be a real entity.

6.3. Analysis of the $E(b-y)$ vs. distance diagrams for the areas inside the ring

The same diagrams for areas “p” to “t”, inside the ring are shown in Fig. 11. The respective coordinates are given in Table 5.

The presence of the dark clouds, clearly identified by $E(b-y) \geq 0^m100$, can be seen on the western side at about 100–150 pc and on the eastern side at about 120–180 pc in all areas, except for area “q”. Beyond these distance ranges the number of unreddened stars decreases considerably indicating the location of these large dark cloud complexes.

In area “p” we have Lupus IV and Lupus V at $d \approx 100$ pc; in area “r” we have Coalsack at $d \approx 160$ pc and Chameleon at $d \approx 140$ pc; in area “s” we have RCrA at $d \approx 140$ pc; and in area “x” we have Lupus I at $d \approx 150$ pc.

In area “t”, near the Scutum dark cloud ($l = 25, b = 1$), there is also a first jump to higher colour excess values at $d = 130 \pm 20$ pc and a hint of a second jump at $d = 300 \pm 40$ pc.

6.4. Limiting magnitude effects on $E(b-y)$ and distances of the selected areas

To ensure that the final sample is adequate for measuring the possible existence of an extinction jump from $E(b-y) = 0.015$ to $E(b-y) = 0^m070 - 0^m100$ around 100 pc we have also drawn separate histograms of the V magnitudes, the β index and the absolute magnitude M_V for each area that has been used to analyse the existence of the bubbles’ interface.

As can be seen in Fig. 12 the histograms of the V magnitudes may be considered complete up to $V \approx 8.5-9.0$ for all areas.

The histograms of the β index, Fig. 13, show that the sample has enough A-type stars to detect the higher values of colour excess when the F-type stars are not capable of detecting them any longer.

As can be inferred from Fig. 14 and 15, the typical M_V in the selected areas is around 3^m0 and 2^m0 for the F- and A-type stars, respectively.

Taking one of the lowest limiting magnitude cases among the studied areas, $V = 8^m5$, the F-type stars of the sample could have detected $E(b-y) = 0^m100$ up to 103 pc and the A-type stars up to a distance of 164 pc. If we consider $E(b-y) = 0^m050$, the corresponding distances would be 114 pc and 180 pc for the

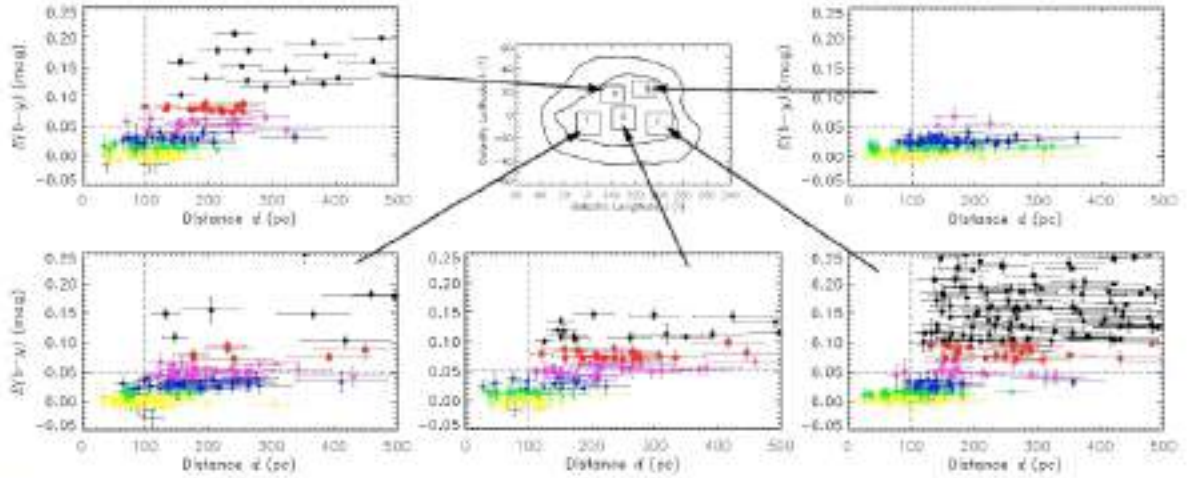


Fig. 11. $E(b-y)$ (mag) vs. distance d (pc) diagrams (areas inside the ring). The presence of the dark clouds, clearly identified by $E(b-y) \geq 0^m100$, can be seen on the western side at about 100–150 pc and on the eastern side at about 120–180 pc in all areas, except for area “q”. Beyond these distance ranges the number of unreddened stars decreases considerably indicating the location of these large dark cloud complexes.

Table 5. Coordinates of areas located inside the ring.

Area	$l_{\text{area}}(^{\circ})$	$b_{\text{area}}(^{\circ})$	$l_{\text{area}}(^{\circ})$	$b_{\text{area}}(^{\circ})$
p	330	350	10	25
q	303	323	15	30
r	290	310	-18	2
s	320	340	-13	7
t	350	10	-18	2

F- and A-type stars, respectively. Thus, our sample is able to detect a jump in colour excess from 0^m015 to 0^m100 around 100 pc.

Looking at the histograms of β and M_V – Figs. 13–15 – one might infer that there are no selection effects on the colour excess vs. distance diagrams. There are regions with higher limiting magnitude and better spectral type coverage where greater reddenings are not detected, whereas there are areas with worse spectral coverage and lower limiting magnitude where greater reddenings are detected. Therefore, we conclude that if the reddening were present it could be detected.

7. Discussion

Analyzing these diagrams, we can summarize the results in the following way:

- until 60–80 pc the colour excess remains below $E(b-y) \leq 0^m040$ in all directions, with 0^m020 a being typical value;
- the expected transition to $E(b-y) \approx 0^m070 - 0^m100$ occurs on the western part of the ring at $d = 110 \pm 20$ pc, whereas on the eastern side it is not clearly seen before 280 ± 50 pc;
- in the northernmost area of the ring there seems to be a gradual increase from 0^m020 to around 0^m050 , while in the southernmost area the colour excess remains constant up to the maximum surveyed distance. However, a possible transition is observed at 200 ± 20 pc towards the Mensa constellation in this region;
- in the internal part of the ring the main features are defined by the dark clouds, clearly identified by $E(b-y) \geq 0^m100$ on the western side at about 100–150 pc and on the eastern

side at about 120–180 pc. Beyond these distance ranges the number of unreddened stars decreases considerably indicating the location of these large dark cloud complexes;

- in the external parts of the ring the colour excess remains below 0^m040 in all directions.

Comparing our results with the literature ones we observe that Sfeir et al. (1999) identify a tunnel in $l = 330^{\circ}$, $b \approx 12^{\circ}$ until $d \approx 160$ pc. The existence of this tunnel is confirmed in our work, since in this direction we find $E(b-y) \leq 0^m010$ until $d \approx 150$ pc. Perry & Johnston (1982) suggests that the effects of interstellar reddening may be ignored for stars within 80 pc in agreement with our results.

On the other hand, Centurion & Vladilo (1991) analyzing UV spectra of eight stars in the region defined by the Galactic coordinates $310^{\circ} \leq l \leq 330^{\circ}$ and $15^{\circ} \leq b \leq 25^{\circ}$ observe an increase in the column density of the neutral sodium at $d = 40 \pm 25$ pc and suggest that this is the distance of the interface between the LB and Loop I. However, in our work, we verify that up to 60 pc $E(b-y) \leq 0^m020$ in all directions and that in this direction, in particular, we have stars considered without reddening ($E(b-y) \leq 0^m010$) up to 180 pc (see Fig. 7).

Kaade & Hog (1998) estimated the distance to the star-forming clouds in the Lupus IV and Lupus V region as around 100 pc. Franco (2002) report a somewhat greater distance of 150 pc to Lupus I. We also observe a similar behaviour in the Lupus direction, which suggests that the Lupus region may have two distinct structures.

Our results for the infrared filament towards the Mensa constellation (210 ± 20 pc) supports the distance determination of 230 ± 30 pc by Penprase et al. (1998). This reinforces our findings that the eastern and western parts of the ring are located at different distances.

Frisch (2007) uses mean extinction maps to study the distribution of the ISM surrounding the LB. $E(B-V)$ is calculated from the photometric data in the Hipparcos catalog and averaged over stars in a sector with a width of $\pm 13^{\circ}$ and overlapping distance uncertainties. Like us, Frisch (2007) sees the same large scale features that would compose the ring, and a similar spatial distribution of the colour excess. Since her map samples the

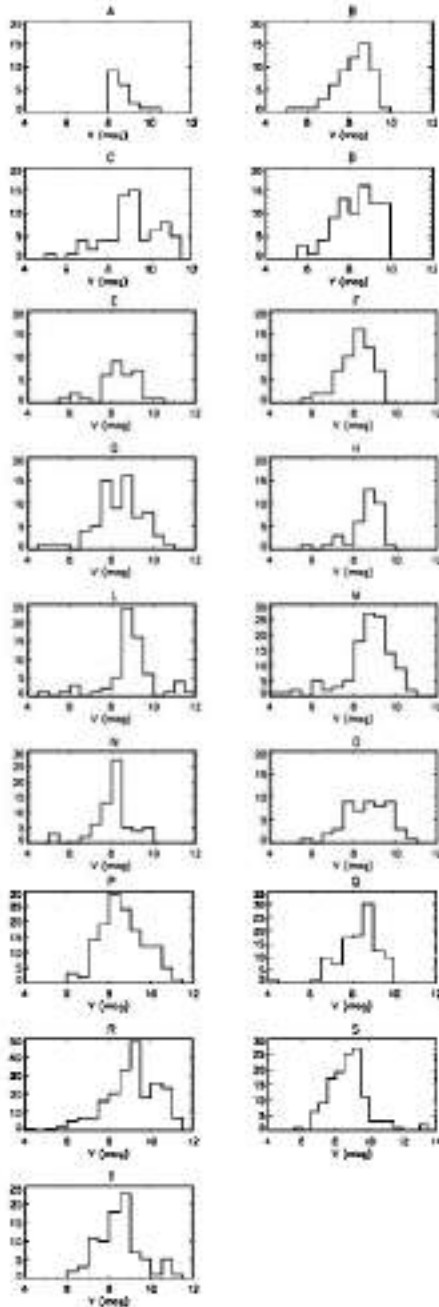


Fig. 12. Histograms of the V magnitude for the analysed areas.

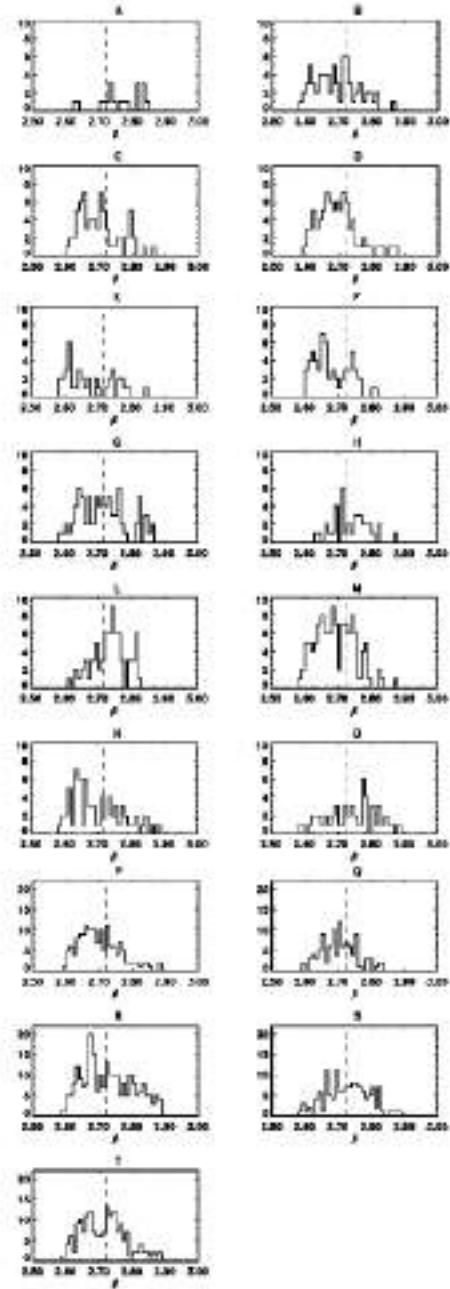


Fig. 13. Histograms of the β index for all areas. The dashed line indicate $\beta = 2.72$, which leaves the A-type stars on the right side and the F-type stars on the left side.

whole distance interval up to 500 pc it is difficult to infer the precise location of the material, but the mean extinction values are also very different to both the eastern and western sides of the ring.

The same difference of the gas column density between the eastern and western sides of the ring can be seen in Fig. 3c of Park et al. (2007) that shows a N_{H} map for $b \geq 25^\circ$ and $90^\circ \leq l \leq -90^\circ$. In such map N_{H} changes from

$\approx 7 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ ($E(b - y) \approx 0.100$) on the western side to $\approx 4.5 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ ($E(b - y) \approx 0.070$) on the eastern side.

Wolleben (2007) calls attention to the fact that the sky projection of his two overlapping synchrotron shells, although resembling a ring-like structure, are in fact the result of two superimposed HI shells that are expanding with different velocities.

Taken together these results suggest that either the ring is not a real entity or it is very fragmented and highly distorted.

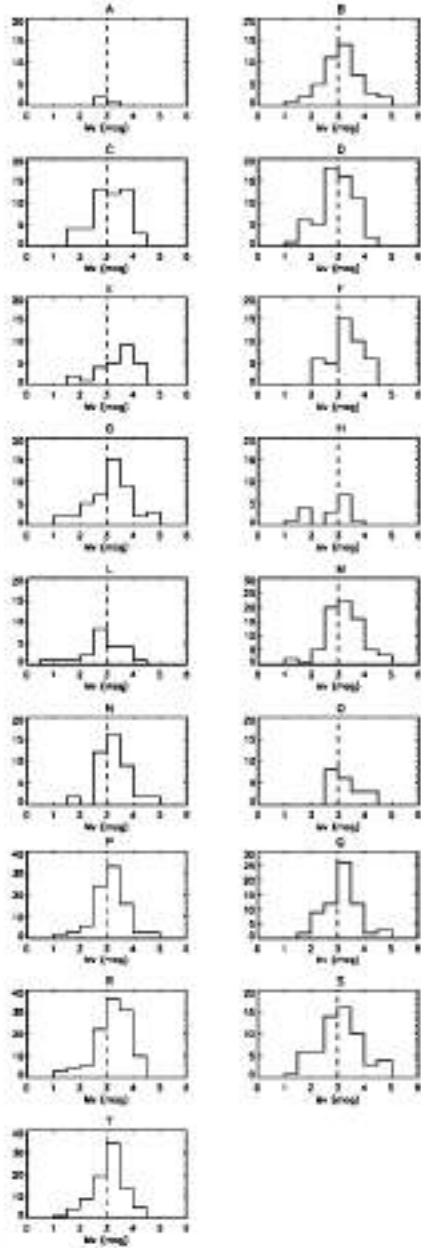


Fig. 14. Histograms of the M_V for F-type stars for all analysed areas. The dashed line indicates $M_V = 3.90$.

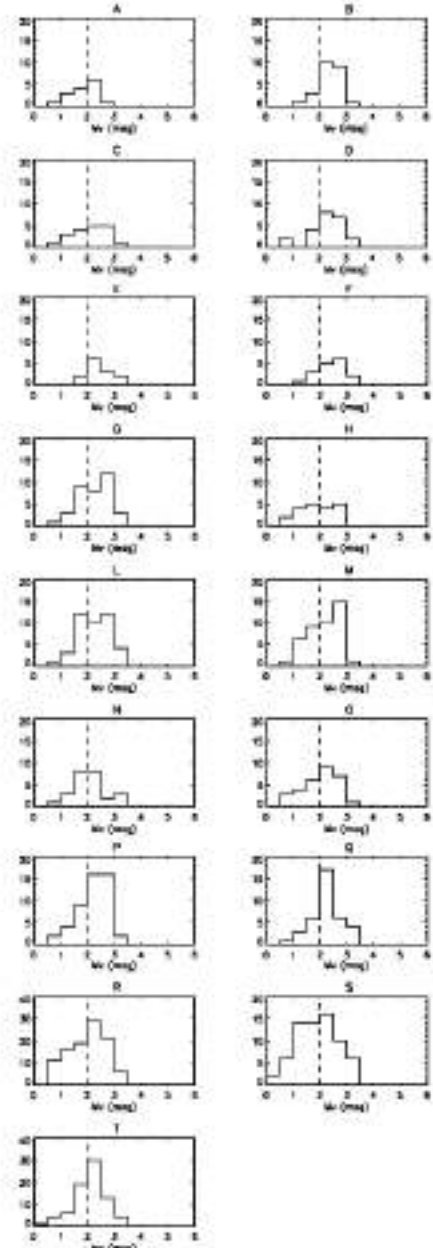


Fig. 15. Histograms of the M_V for A-type stars for all analysed areas. The dashed line indicates $M_V = 2.90$.

8. Conclusions

In the reddening distribution analysis we have tried to identify the ring suggested by Egger & Aschenbach (1995), since it would be the most prominent feature of the interaction region. The results can be summed up as follows:

- Until 60–80 pc the colour excess remains below $E(b-y) \leq 0.040$ in all directions, 0.020 being a typical value.

- The expected transition to $E(b-y) \approx 0.070 - 0.100$ occurs on the western part of the ring about 110 ± 20 pc, whereas on the eastern side it is not clearly seen before 280 ± 50 pc.
- In the northernmost area of the ring there seems to be a gradual increase from 0.020 to around 0.050 , while in the southernmost area the colour excess remains constant up to the maximum surveyed distance. However, a possible transition is observed at 200 ± 20 pc towards the Mensa constellation in this region.

- In the internal part of the ring the main features are defined by the dark clouds, clearly identified by $E(b - y) \geq 0^m 100$. Our results corroborate their earlier distance determination, that is Lupus IV and Lupus V at $d = 110 \pm 20$ pc; Lupus I and Ophi-Sgr at 140 ± 20 pc; Aql-South, Sag-South and RCrA at $d = 140 \pm 20$ pc; Coalsack at $d = 160 \pm 20$ pc; Chamaeleon and G317-4 at $d = 140 \pm 20$ pc; Scutum with two main parts at $d = 130 \pm 20$ pc and $d = 300 \pm 40$ pc, respectively.

If the ring-like feature, as proposed by Egger & Aschenbach (1995), really exists the colour excess distribution suggests that it is very fragmented and extremely distorted, once its western side reaches at $d = 110 \pm 20$ pc and its eastern side at $d = 280 \pm 50$ pc. However, the very different characteristics of the reddening inside and along the ring-like feature do not support the hypothesis of a ring.

Acknowledgements: W. Reis and W. J. B. Corradi acknowledge support from the Brazilian Agencies CAPES and Fapemig (Grants No. EDT 188303 and CEX 96104).

References

- Asiani, R., Figeas, F., & Torii, J. 1999, *A&A*, 350, 434
 Breitschwendt, D., Freyberg, M. J., & Egger, R. 2000, *A&A*, 361, 303
 Berghöfer, T. W., & Breitschwendt, D. 2002, *A&A*, 390, 299
 Bochkarev, N. G. 1987, *Ap&SS*, 138, 229
 Breitschwendt, D., & Avilés, M. A. 2006, *A&A*, 452L, 1B
 Brufweiler, F. C. 1996, *Astrophysics in the Extreme Ultraviolet*, ed. S. Bowyer, & R. F. Malina (Dordrecht: Kluwer), Proc. IAU Coll., 152, 261
 Ceamanos, M., & Vladilo, G. 1991, *ApJ*, 372, 494
 Corradi, W. J. B., Franco, G. A. P., & Knude, J. 2004, *MNRAS*, 347, 1005
 Cox, D. P., & Anderson, P. R. 1982, *ApJ*, 253, 268
 Cox, D. P., & Reynolds, R. J. 1987, *ARA&A*, 25, 303
 Cox, D. P., & Smith, B. W. 1974, *ApJ*, 189, 109
 Cox, D. P., & Snowden, S. L. 1986, *Adv. Space Res.*, 6, 97
 Crawford, D. L. 1975, *AJ*, 80, 955
 Crawford, D. L. 1978, *AJ*, 83, 48
 Crawford, D. L. 1979, *AJ*, 84, 1858
 de Geus, E. J. 1989, *A&A*, 216, 44
 Edgar, R. J., & Cox, D. P. 1993, *ApJ*, 413, 190
 Egger, R. J., & Aschenbach, B. 1995, *A&A*, 294, L25
 ESA 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogues*, ESA SP-1200, ESA Publications Division, Noordwijk
 Fitzpatrick, E. L., & Massa, D. 2007, *ApJ*, 663, 320
 Franco, G. A. P. 2002, *MNRAS*, 331, 474
 Frisch, P. C. 1981, *Nature*, 293, 377
 Frisch, P. C. 1995, *SSRv*, 72, 499
 Frisch, P. C. 1998, *LNP*, 506, 269
 Frisch, P. C. 2007, *SSRv*, 130, 355
 Frisch, P. C., & York, D. G. 1983, *ApJ*, 271, 59
 Frisch, P. C., & York, D. G. 1986, in *The Galaxy and the Solar System (Tucson: University of Arizona Press)*, ed. R. Sridharowksi, J. N. Bahcall, & M. S. Matthews, 83
 Fruscione, A., Hawkins, I., Jelinsky, P., & Wiercigroch, A. 1994, *ApJS*, 94, 127
 Fuchs, B., Breitschwendt, D., Avilés, M. A., Dettum, C., & Flynn, C. 2006, *MNRAS*, 373, 993
 Hauck, B., & Mermillod, M. 1998, *A&AS*, 129, 431
 Ivan, D. 1980, *ApJ*, 239, 316
 Kalcheva, N., & Knude, J. 1998, *A&A*, 337, 178
 Knude, J. 1978, *A&AS*, 33, 347
 Knude, J. 1978, in *Astronomical Papers dedicated to B. Strömgren Copenhagen Univ. Obs., Copenhagen*, ed. A. Reiz, & J. Andersen, 273
 Knude, J. 1987, *A&A*, 171, 289
 Knude, J., & Hog, E. 1998, *A&A*, 338, 897
 Lallement, R., Welsh, B. Y., Vergely, J. L., Crifo, F., & Sfeir, D. 2003, *A&A*, 411, 447
 Lépine, J. R. D., & Santori, M. J. 2003, *ASSL*, 299, 63
 Leroy, J. L. 1999, *A&A*, 346, 955
 Malo-Apellániz, J. 2001, *ApJ*, 560, 83
 Mebold, U., Kemp, J., & Kalberla, P. M. W. 1998, *LNP*, 506, 199
 Olsen, E. H. 1979, *A&AS*, 37, 367
 Olsen, E. H. 1988, *A&A*, 189, 173
 Passee, F. 1984, *AJ*, 89, 1022
 Park, J. W., Min, K. W., Seon, K. L., et al. 2007, *ApJ*, 665, L39
 Pappageorgis, B. E., Lauer, J., Aufreicht, J., et al. 1998, *ApJ*, 492, 617
 Perry, C. L., & Johnston, L. 1982, *ApJS*, 50, 451
 Sfeir, D. M., Lallement, R., Crifo, F., et al. 1999, *A&A*, 346, 785
 Smith, R. K., & Cox, D. P. 1998, *LNP*, 506, 133
 Smith, R. K., & Cox, D. P. 2001, *ApJS*, 134, 283
 Snowden, S. L., Cox, D. P., McCannott, D., et al. 1990, *ApJ*, 354, 211
 Tobin, W. 1985, *A&A*, 142, 189
 Warwick, R. S., Barber, C. R., Hodgkin, S. T., & Pye, J. P. 1993, *MNRAS*, 262, 289
 Warner, H. 1979, in *Large-Scale Characteristics of the Galaxy*, ed. W. B. Burton (Dordrecht: Reidel), Proc. IAU Symp., 84, 295
 Welsh, B. Y., & Lallement, R. 2005, *A&A*, 436, 615
 Wielebin, M. 2007, *ApJ*, 664, 349

4.2 O avermelhamento nas vizinhanças do Sol como um teste para modelos de origem e evolução da Bolha Local

A BL é envolvida por uma parede de gás e poeira, não somente na direção de Loop I, mas também em quase todas as outras direções. Embora os limites da cavidade tenham sido estudados por uma grande variedade de técnicas, a determinação acurada de sua forma e localização permanece em aberto.

A maior parte do meio interestelar local é caracterizada por um baixo avermelhamento e uma distribuição muito heterogênea do material. Portanto, uma densa malha de estrelas, observadas com um sistema fotométrico capaz de determinar o excesso de cor, de forma confiável para o estudo do meio interestelar, deve ser utilizada para determinar a distribuição da poeira na vizinhança solar. O sistema fotométrico de Strömgren, acoplado a restritivos critérios de exclusão de dados inadequados ao estudo do meio interestelar, mostra-se um excelente método para este propósito.

Complementando o trabalho de mapeamento da interface entre a Bolha Local e Loop I (Reis & Corradi, 2008), realizamos o mapeamento da distribuição do excesso de cor $E(b-y)$ cobrindo a região definida pelas coordenadas Galácticas $0^\circ \leq l \leq 360^\circ$ e $|b| \leq 60^\circ$ até a distância de 500 pc. Os dados fotométricos foram obtidos do “General Catalogue of Photometric Data” (GCPD) complementados por dados de 820 estrelas disponíveis em catálogos mais recentes. A descrição de todo o processo de obtenção da amostra e dos parâmetros estelares intrínsecos, excesso de cor e distância pode ser visto em Reis (2007) e Reis & Corradi (2008).

Foram utilizados dados da fotometria Strömgren para 8492 estrelas. Construímos mapas da distribuição da poeira no plano Galáctico e em planos perpendiculares a esse. Devido à densa malha de estrelas, localizadas a até $d \approx 270$ pc, estes mapas são capazes de mostrar as flutuações em pequena escala do material e os limites da BL.

Como discutido em Reis & Corradi (2008) a interface entre a BL e Loop I é caracterizada por um aumento no excesso de cor de $E(b-y) \leq 0,^m020$ para $E(b-y) \geq 0,^m040$ em $d \geq 80$ pc. Como dito anteriormente, Knude (1978) sugere que estrelas que apresentam $E(b-y) \geq 0,^m030$ estão, provavelmente, localizadas atrás de pelo menos uma nuvem interestelar difusa. Com base nessas considerações consideramos que o limite da BL ocorre a uma distância onde um grupo de estrelas apresenta $E(b-y) \geq 0,^m040$, o que corresponde a $E(b-y) = 0,^m030$ mais o valor médio dos erros em $E(b-y)$ ($0,^m010$). De forma a determinar com precisão os limites da BL adotamos o seguinte esquema:

1. Estrelas com $E(b-y) \leq 0,^m010$ são consideradas como não avermelhadas, consistentemente com $\sigma_{E(b-y)} \approx 0,^m011$;
2. $0,^m010 < E(b-y) < 0,^m040$ localizados em uma região onde a maioria das estrelas possuem $E(b-y) \leq 0,^m010$ é considerado como uma pequena nuvem ou condensação;
3. um grupo de estrelas com $E(b-y) \geq 0,^m040$ é considerado como o limite da BL;
4. estrelas que apresentam $E(b-y) \geq 0,^m100$ estão ocultadas por pelo menos uma densa nuvem interestelar.

A análise dos diagramas de excesso de cor *vs.* distância mostra uma grande região em torno do Sol desprovida de material. Em nosso trabalho a transição para $E(b-y) \geq 0,^{m}040$ é mais claramente vista no plano Galáctico, onde temos um maior número de estrelas. Também podemos observar regiões onde a cavidade parece ser aberta e a presença de diversos túneis que conectam a BL às bolhas adjacentes. A distância mínima para a parede de poeira é $d \approx 80$ pc e ocorre em $l \approx 0^\circ$ com $20^\circ \leq b \leq 40^\circ$ e $15^\circ \leq l \leq 30^\circ$ próximo ao plano Galáctico.

Além do mapeamento do excesso de cor realizamos uma comparação entre o avermelhamento e os mais recentes mapas da distribuição do NaI apresentados por Welsh et al. (2010). Os diagramas da distribuição do excesso cor $E(b-y)$ próximo ao plano Galáctico $|b| \leq 7,5^\circ$ são apresentados na Fig.4.4. A linha contínua representa o limite da BL, próximo ao plano Galáctico, como sugerido por Welsh et al. (2010). Nessa figura as cores indicam os valores de excesso de cor $E(b-y)$, como apresentado na tabela 4.1. Como podemos observar, existe uma ótima correlação entre os limites da cavidade determinados através do NaI e o excesso de cor. A análise completa e as figuras dos cortes serão vistas no artigo apresentado no final desta seção.

Tabela 4.1: Cores utilizadas na análise do avermelhamento

$E(b-y)$ (mag)	Cor
$\leq 0,010$	amarelo
0,010-0,020	verde
0,020-0,040	azul
0,040-0,070	púrpura
0,070-0,100	vermelho
$\geq 0,100$	preto

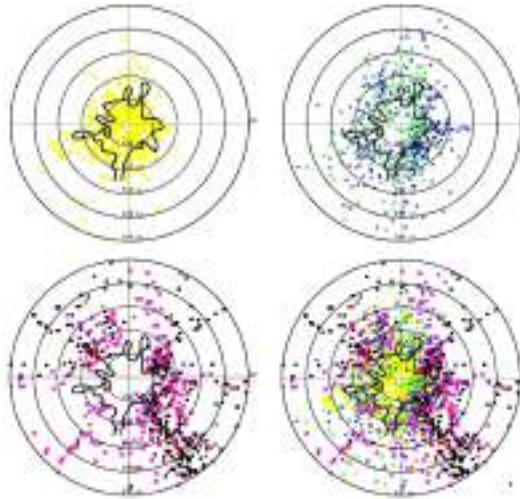


Figura 4.4: Mapa da distribuição do excesso de cor próximo ao plano Galáctico $|b| \leq 7,5^\circ$ até $d = 500$ pc. A linha contínua representa o limite da BL sugerida por Welsh et al. (2010). Como podemos observar os limites da BL em excesso de cor e em NaI apresentam uma ótima correlação.

De modo a validar as mais simulações de origem e evolução da BL em conjunto com Loop I desenvolvidas por Avillez & Breitschwerdt (2012) realizamos a comparação do avermelhamento com os mapas de densidade do HI produzidos pelas simulações. Nessa comparação temos que o excesso de cor e a simulação mostram um padrão similar especialmente na região de interação entre as duas bolhas, ou seja, na direção de Loop I o excesso de cor aumenta para valores $\geq 0,^m040$ nas regiões de maior densidade indicadas pelo modelo.

Na Fig.4.5 temos o mapa da densidade do Hidrogênio neutro próximo ao Sol resultante do modelo de origem e evolução da BL para a época atual, ou seja, $t = 14,5$ milhões de anos depois da primeira supernova. Nessa figura o Sol está localizado na interseção das linhas pontilhadas e é representado por um X. A bolha Local é representada pela parte branca na qual o Sol está localizado e a Loop I é a região braca à direita. Sobre o mapa de densidade superpomos a distribuição do excesso de cor para $|Z| \leq 1,0$ pc (à esquerda) e $|Z| \leq 10,0$ pc (à direita). Podemos observar que, na direção de Loop I, existe uma ótima correlação entre o excesso de cor e o mapa de densidade. Também pode ser observado que a maior parte das estrelas com baixo excesso de cor $E(b - y) \leq 0,^m020$ estão localizadas dentro dos limites da BL. A descrição completa do modelo e a análise da comparação entre o avermelhamento e o mapa de densidade produzido pela simulação pode ser visto no artigo apresentado ao final desta seção.

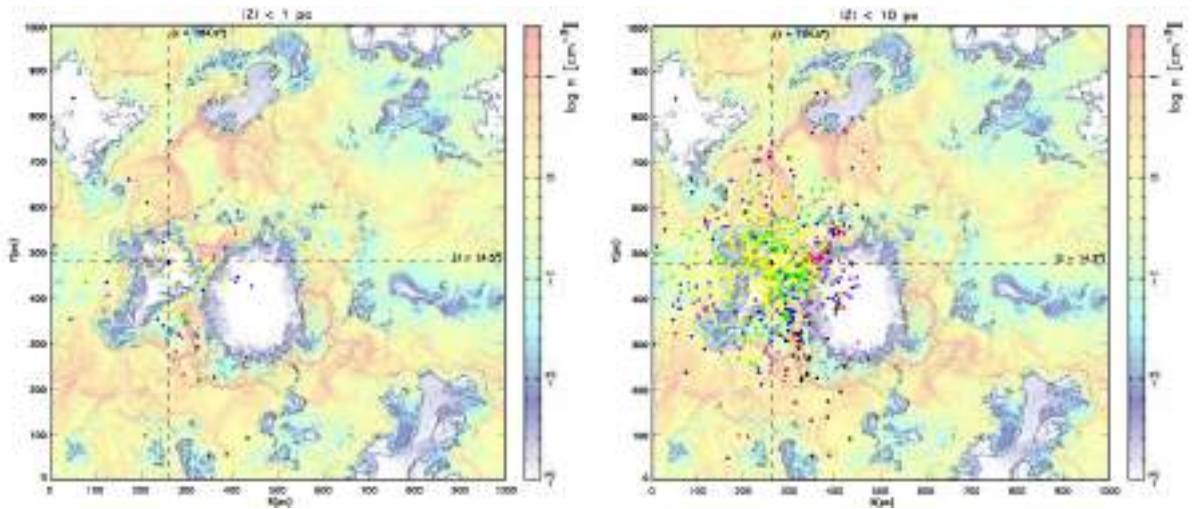


Figura 4.5: Mapa da da densidade do HI próximo ao Sol resultante do modelo de origem e evolução da BL para a época atual, ou seja, $t = 14,5$ milhões de anos depois da primeira supernova. Sobre o mapa de densidade superpomos a distribuição do excesso de cor para (à esquerda) $|Z| \leq 1,0$ pc e (à direita) $|Z| \leq 10,0$ pc.

Os resultados deste trabalho encontram-se descritos no artigo “Interstellar Reddening in the Local Bubble and Loop I Region: Insight from Strömgren Photometry Analysis and Three-Dimensional Modelling” (Reis et al., 2011). As principais conclusões apresentadas são:

- A distância até o limite da BL varia com a latitude e com a longitude Galáctica, sendo que a menor distância ($d \approx 80$ pc) ocorre em $l \approx 0^\circ$, com $20^\circ \leq b \leq 40^\circ$ e em $15^\circ \leq l \leq 30^\circ$ próximo ao plano Galáctico.
- Existem vários túneis que conectam a BL às bolhas vizinhas.
- O mapa do excesso de cor apresenta excelente correlação com o modelo de origem e evolução da BL, em conjunto com Loop I, desenvolvido por Avillez e colaboradores.

A seguir apresentamos esse artigo.

INTERSTELLAR REDDENING IN THE LOCAL BUBBLE AND LOOP I REGION: INSIGHT FROM STRÖMGREN PHOTOMETRY ANALYSIS AND THREE-DIMENSIONAL MODELING

WILSON REEN¹, WAGNER CORRADI¹, MIGUEL A. DE AVILLEZ², AND FÁBIO P. SANTOS¹

¹ Departamento de Física ICEX UFMG, Caixa Postal 702, 30.123-970 Belo Horizonte MG, Brazil;

wilsonr@fisica.ufmg.br, wwg@fisica.ufmg.br, fabio.p.santos@fisica.ufmg.br

² Department of Mathematics, University of Évora, R. Romão Ramalho 59, 7000 Évora, Portugal; mawillez@galaxy.uevora.pt

Received 2010 December 20; accepted 2011 March 28; published 2011 May 19

ABSTRACT

The Sun is located inside an extremely low density region called the Local Bubble (LB). Although they have been studied through a large variety of techniques, the contours of its neutral boundary, defined by a dense wall of interstellar gas and dust, are still an open issue. Our aim is to determine the interstellar reddening in the LB region by means of Strömgren photometry, validating the conclusions through a comparison with high-resolution three-dimensional (3D) hydrodynamical models of the Local and Loop I bubbles' formation and evolution. We have obtained color excesses and distances using the *arby*H β data of the General Catalogue of Photometric Data, complemented by 820 stars from more recent catalogs, for $|b| \leq 60^\circ$. A set of restrictive exclusion criteria has been applied to eliminate $E(b - y)$ values inappropriate for the study of the interstellar medium (ISM). The final sample has 8492 stars located up to 500 pc from the Sun. Our main results are as follows: (1) the large-scale distribution of the interstellar dust in the LB is highly inhomogeneous; (2) on the Galactic plane, $E(b - y) \geq 0.0040$ is observed at a distance of $d \approx 80$ –100 pc from $l \geq 270^\circ$ until $l \leq 45^\circ$; (3) the color excess suggests that there are many tunnels and holes in the LB wall; and (4) there is a clear correlation between $E(b - y)$ and the spatial density distribution of the interstellar gas inferred from the simulations.

Key words: dust, extinction – hydrodynamics – ISM; bubbles – ISM; individual objects (Local Bubble) – stars; distances – techniques: photometric

Online-only material: color figures

1. INTRODUCTION

The Sun is located inside an extremely low density region ($n_{\text{H I}} \leq 0.005 \text{ cm}^{-3}$) of quite irregular shape called the Local Bubble (LB; e.g., Lucek 1978; Paresce 1984; Cox & Reynolds 1987; Franco 1990; Snowden et al. 1990; Warwick et al. 1993; Leroy 1999; Steir et al. 1999; Breitschwerdt et al. 2000; Lallement et al. 2003; Welsh & Lallement 2005). Within the low-density region, there are many small clouds that present low-density N(H I) $\approx 0.1 \text{ cm}^{-3}$, warm temperature ($T \approx 7000 \text{ K}$), and are partially ionized. The Sun is located within or near the edge of one of these clouds, the Local Interstellar Cloud (e.g., Lallement & Bertin 1992).

Due to the soft X-rays observed, it was thought that the LB was filled with hot gas ($T \approx 10^6 \text{ K}$) (Snowden et al. 1990). This line of thinking was directly affected by the discovery of the reactions between the solar wind ions and the interstellar neutrals passing through the solar system (solar wind charge-exchange reactions, SWCX) (Cox 1998; Cravens 2000). Robertson & Cravens (2003) suggested that 50% of the observed 1/4 keV X-ray emission may result from SWCX. Koutroumpa et al. (2009) have modeled the intensity and spectral characteristics of the heliospheric SWCX. Their results suggest that SWCX emission would be responsible for most, if not all, of the total intensity of the soft X-rays measured at low Galactic latitude. Thus, the million Kelvin gas would be located only at high latitudes. Welsh & Shelton (2009) suggest that the soft X-ray emission seen from $|b| > 30^\circ$ comes from an external hot gas and the overlying halo. In this case, the gas within the LB may be of a far lower temperature or in a state far from the collisional ionization equilibrium (Breitschwerdt 2001; Koutroumpa et al. 2007). However, Snowden (2009) argues that it is not currently possible to distinguish observationally

between the two X-ray emission mechanisms, and that only high-resolution X-ray spectroscopy instrumentation, proposed for future missions, will be able to determine if there is any plasma in the LB. The actual state of the gas that fills the LB is still much debated (Welsh et al. 2010).

The LB boundary is formed by a dense and cool neutral hydrogen gas layer. The shape of this layer can be inferred through different methods. The most straightforward method is making hydrogen measurements (see Finzione 1994). However, other indirect methods are often used. The Na I is a good tracer of cold ($T < 1000 \text{ K}$) and neutral interstellar gas and can be used to infer the hydrogen density (Ferlet et al. 1985). Dust is also a good tracer of H I, and the hydrogen density can be inferred from the correlation between dust and H I (Knude 1979). The gas within the LB is thought to exist mainly in an ionization state higher than that which can be probed by Na I (Welsh et al. 1994); thus, Ca II can be used as a tracer of absorption structure, since it is a useful tracer of warm and ionized gas (Lallement et al. 1986; Crawford et al. 1997; Welsh et al. 2010).

Over the years, there has been much work to determine the shape of the Local Bubble and its extent. Snowden et al. (1998) used *ROSAT* All-Sky Survey data and DIRBE-corrected *IRAS* 100 μm data to study the distribution of the emission responsible for the observed soft X-ray diffuse background. They estimated that the radial extent of the LB varies between 40 and 130 pc and argued that such variation could be explained by the displacement model proposed by Sanders et al. (1977) and Snowden et al. (1980).

Welsh et al. (1991) used the Na I column density of 118 nearby stars to study the local interstellar medium (LISM). They found that only three stars closer than 50 pc have measurable Na I column density and that the LISM gas between 51 and 100 pc is highly inhomogeneous. In their work, two vacant lines of sight

(LOS), to β CMa and 36 Lynx, were observed at $d > 150$ pc. Welsh et al. (1994) built a quasi-3D map of the Na I distribution, using 293 LOS, up to 250 pc. Subsequently, Sfeir et al. (1999), using Na I absorption measurements along 456 LOS, mapped this tracer up to a distance of 300 pc from the Sun. Lallement et al. (2003) extended the sample to 1005 LOS, covering an Na I distribution up to 350 pc from the Sun. These observations suggest that, toward the Galactic center, the low-density cavity extends up to ≈ 60 pc and that the LB is connected to the southern and northern halos by chimneys. Recently, Welsh et al. (2010) used a new sample of 1678 stars with Na I lines and 1267 stars with Ca II lines to build maps of the 3D distribution of neutral and partially ionized gas up to 300 pc of the Sun. They found that the surrounding wall of Na I is highly fragmented with several interstellar tunnels of low gas density.

Additional information on the LB structure has been obtained from extreme ultraviolet (EUV) sources, which are largely contained within the bubble boundary (Welsh et al. 1999; Sfeir et al. 1999). Paresce (1984) showed, in his map of the LISM, that quadrant III presents less material than the other quadrants. Warwick et al. (1993), using data from the EUV wide field camera on ROSAT, studied this area and observed a window of very low density gas in the Galactic quadrant III ($l \approx 200^\circ$ and $b \approx -30^\circ$).

Several photometric studies have been used to build a spatial map of the LB. Using color excess and photometric distances in the UBV system for 4000 OB stars, Lucke (1978) built contour plots of equal mean reddening up to 2 kpc. Using Strömgren $uvbyH\beta$ photometry of 3867 A-type and early F-type stars, Perry & Johnston (1982) published a map of the interstellar reddening up to 300 pc. They suggested that there is negligible reddening within ± 200 pc from the Sun on the Galactic plane. Franco (1990) used color excess $E(b - y)$ and distances to about 680 stars belonging to 10 Kapteyn's selected areas to investigate some of the spatial distribution properties of the interstellar obscuring matter in the Solar vicinity and suggested that the near-edge side of the Gum Nebula is located at 200 ± 20 pc from the Sun. Vergely et al. (1998), using stellar extinctions derived from Strömgren photometry and distances based on *Hipparcos* parallaxes (Perryman & ESA 1997), presented mean extinction maps of the solar vicinity. Corradi et al. (2004), using Strömgren photometry and Na I column densities, suggested that the interface between the LB and Loop I is located around 120–150 pc from the Sun. Reis & Corradi (2008, hereafter referred to as RC2008), using $E(b - y)$ color excess and photometric distances for 4346 stars up to 500 pc, mapped the interface between the Local and Loop I bubbles and showed that, if the ring-like feature proposed by Egger & Aschenbach (1995) exists, it is very fragmented and extremely distorted. This property has been confirmed by an optical polarization survey of 878 *Hipparcos* stars at the same interface area (Santos et al. 2011), which also revealed that the interstellar magnetic field lines display quite different shapes between the western and eastern sides of the proposed ring. Vergely et al. (2010), using Strömgren photometry combined with the distances of about 6000 stars determined by the *Hipparcos* satellite, built a map of integrated opacity up to 250 pc, finding that opacities and Na I densities show very similar patterns over the sky.

Further insight into this geometry and evolution can also be obtained from 3D models of the ISM, taking into account the existing stars in different associations that may have passed through the Sun's vicinity on their way toward Sco-Cen (Breitschwerdt & de Avillez 2006, hereafter referred to as

BA2006, Fuchs et al. 2006). This approach rests on the origin of the LB by supernova (SN) activity near the Sun (Cox & Smith 1974; Cox & Anderson 1982; Cox & Reynolds 1987; Smith & Cox 2001; Maíz-Apellániz 2001; Berghöfer & Breitschwerdt 2002; Fuchs et al. 2006). Other suggestions assume that the LB is part of the Loop I bubble that originated from the SN activity in Sco-Cen and expanded asymmetrically into the low-density inter-arm region surrounding the Sun (e.g., Frisch & York 1983; Bochkarev 1987; Frisch 1995; Wolleben 2007).

The models in BA2006 and de Avillez & Breitschwerdt (2009, hereafter referred to as AB2009) comprise the joint evolution of the LB and Loop I superbubbles within a realistic turbulent medium under collisional ionization conditions. The Local Bubble is powered by the missing stars of the subgroup B1 of Pleiades (Berghöfer & Breitschwerdt 2002), while Loop I is powered by 39 SNe from Sco-Cen. Both the BA2006 and AB2009 models reproduced the size and geometry of the two bubbles as well as the clumpy distribution of OVI, its column density, and dispersion inside the LB cavity as observed by the *Far-Ultraviolet Spectroscopic Explorer (FUSE)* (Oegerle et al. 2005; Savage & Lehner 2006) and *Copernicus* (Jenkins 1978; Shelton & Cox 1994). The match of the simulated OVI column density, N(O VI), with the observed values indicates that the last SN occurred 0.5 Myr ago; that is, the LB has an age of 14.5 Myr. A further observational verification of the model was discussed by AB2009, who explored the distribution of the Li-like ions C IV, N V, and O VI and their ratios, reproducing the observed distributions.

Here, we report a detailed photometric study of the stars in the vicinity of the Sun comprising (1) determination of the interstellar reddening in the region defined by the Galactic coordinates $0^\circ \leq l \leq 360^\circ$ and $|b| \leq 60^\circ$ up to $d = 500$ pc using Strömgren photometry for 8492 stars; (2) a study of the completeness of the sample, providing information on the distance limits for the observation of a given color excess; and (3) limiting of the acceptable error range in the color excess, allowing us to obtain reliable results.

The reddening values of each star are plotted as a function of the Galactic coordinates (l, b). This procedure has the advantage of showing the small-scale fluctuations in the distribution of the material. This is an important point, since it is well known that the distribution of the material in the solar vicinity is quite irregular (e.g., Perry & Johnston 1982; Ducati 1986). Furthermore, we extend our work to include the latest high-resolution simulations of the LB following the models of BA06 and AB2009 and to verify the limits of the bubble and distribution of the observed color excess with the simulated gas distribution. A detailed distribution of the LISM components is of great importance in validating the hydrodynamical models of the LB and determining its past history.

This paper is organized as follows. Section 2 deals with the data and the determination of the intrinsic stellar parameters, color excesses, and distances. In this section, we also discuss error analysis and the application of a set of very restrictive exclusion criteria to eliminate the $E(b - y)$ values inappropriate to the study of the interstellar reddening distribution. Limiting magnitude effects on $E(b - y)$ and distances are described in Section 3, and the color excess diagrams are used in Section 4 to investigate the reddening distribution. The maps of the LB in color excess are given in Section 5. In Section 6, we discuss a validation of the Local Bubble model. A discussion of the results and final remarks are given in Section 7.

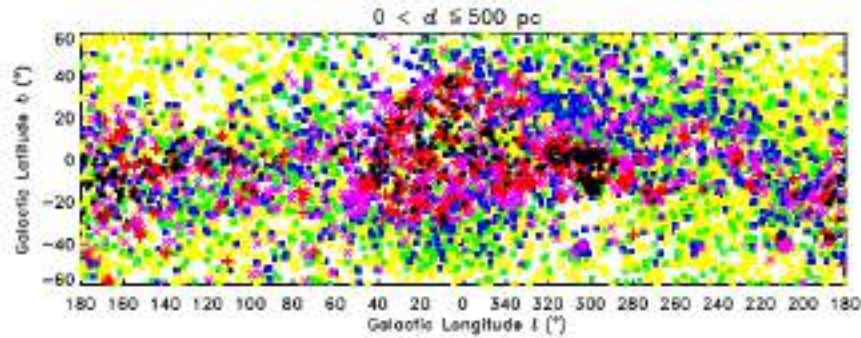


Figure 1. Distribution of the final star sample over the studied area. The regions near the celestial poles ($l \approx 123^\circ$, $b \approx 27^\circ$ and $l \approx 303^\circ$, $b \approx -27^\circ$) are less densely populated. In the figure, yellow open squares represent $E(b-y)$ between -0^m011 and 0^m010 ; green open squares 0^m010 and 0^m020 ; blue open squares 0^m020 and 0^m040 ; $E(b-y)$ between 0^m040 and 0^m070 is represented by purple "x"s; red crosses represent 0^m070 and 0^m100 ; and black circles and black squares represent $E(b-y)$ between 0^m100 – 0^m200 and $\geq 0^m200$, respectively. As can be seen, most stars that show $E(b-y) \geq 0^m040$ are located on the central part of the diagram. In some regions the color excess remains low ($E(b-y) \leq 0^m040$) until the maximum distance of the stars in the sample.

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

2. INTRINSIC STELLAR AND PHYSICAL PARAMETERS

The dust distribution in the solar neighborhood was investigated by means of photometric distances and $E(b-y)$ color excess from Strömgren photometry. The sample of stars comprises the *uvbyH β* data from the General Catalogue of Photometric Data (Hauck & Mermilliod 1998), complemented with data from the Kalcheva et al. (2001) and Kalcheva (2003) catalogues. The sample includes all stars with the complete set of values (V , $b-y$, m_1 , c_1 , β), including their measurement errors (σ_V^{obs} , σ_{b-y}^{obs} , $\sigma_{m_1}^{obs}$, $\sigma_{c_1}^{obs}$, σ_β^{obs}). The characteristics of each star, and the exclusion of double, variable, and peculiar stars from the sample, have been verified with the SIMBAD database at CDS. Whenever possible, the average errors were used. These data allowed us to obtain the uncertainty of the intrinsic stellar parameters, the color excess, and the distance.

The intrinsic stellar parameters were determined using the empirical calibrations of Crawford (1975) and Olsen (1988) for the F-type stars, and Crawford (1978, 1979) for the B- and A-type stars. Stars belonging to the intermediate group (A1–A2) were excluded. In these stars the Balmer jump, which is a function of gravity, is also affected by temperature. Hence, the calibrations for these stars do not provide reliable values for the $E(b-y)$ color excess. About 40% of the B-type stars in the sample were excluded due to the possible Balmer line emission, making absolute magnitudes and, thus, distances less precise. After the application of all exclusion criteria, very few higher negative color excess values (i.e., $E(b-y) \leq -0^m011$) were still present in the sample. This is indicative of a possible star peculiarity; thus, they were eliminated from the sample.

The initial sample had more than 19,000 stars, covering the region defined by the Galactic coordinates $0^\circ \leq l \leq 360^\circ$ and $|b| \leq 60^\circ$. However, to constrain the appropriate sample of color excess and distance values, this number was reduced to 8492 stars within 500 pc from the Sun (Figure 1) after the use of the exclusion criteria discussed in this section. Near the celestial poles ($l \approx 123^\circ$, $b \approx 27^\circ$ and $l \approx 303^\circ$, $b \approx -27^\circ$) the areas are less densely populated.

The standard values of the physical parameters were obtained through interpolation in the standard relations of each spectral type. The error determinations of the intrinsic stellar parameters, color excesses, and distances have been obtained individually

for each star (see, RC2008 for a complete description of the method). In summary, the color excess was determined by $E(b-y) = (b-y) - (b-y)_0$, where the intrinsic color $(b-y)_0$ was calculated according to the spectral type of the star, and $(b-y)$ is the measured color index.

F-type stars' intrinsic color $(b-y)_0$ was determined from the Olsen (1988) calibration, which includes the intermediate population II stars. The procedure was used iteratively until the error in $\Delta(b-y)_0 \leq 10^{-4}$. Stars with $\delta m_0 > 0^m135$, characteristic of the most extreme population II, were excluded from the analysis. The absolute magnitude was determined from the Crawford (1975) standard relation. The reddening free parameters are given by $\delta m_0 = \delta m_1 + 0.32E(b-y)$ and $\delta c_0 = \delta c_1 - 0.20E(b-y)$. A-type stars' (A3–A9) intrinsic color $(b-y)_0$ and absolute magnitude were obtained with the Crawford (1979) calibration, which was used iteratively, similar to the F-type stars.

The β index of B-type stars is related to the luminosity, and c_0 to the effective temperature. The $(b-y)_0$, β_{ZAMS} , and m_0 values were interpolated from c_0 through the Crawford (1978) calibration, used iteratively until convergence in c_0 was achieved. The absolute magnitude was also calculated with Crawford's calibration. Stars with $c_0 > 0.90$, which characterizes evolved B-type stars, were excluded from the present analysis.

Assuming the standard extinction law ($R_V(\text{uvby}) = 4.3$, $R_V(\text{UBV}) = 3.1$), the photometric distance was given by $\log d = (V - M_V - 4.3E(b-y) + 5)/5$. For regions with $R_V > 4.3$ (e.g., some direction toward the Galactic center), the distances become underestimated and the percent distance difference Δd is only a few percent—for $E(b-y) = 0^m040$ and $R_V > 7.0$, $\Delta d = 5\%$. However, the number of regions with $R_V > 4.3$ is very small and they are very localized (Fitzpatrick & Massa 2007). To ensure the validity of $R_V = 4.3$ and the precision of the photometric distances (d_{phot}), we compared our results with the trigonometric distances (d_{HIP}) determined by the *Hipparcos* satellite. We considered only stars with $\sigma_d/\pi \leq 0.25$, that is, the same error range was used for the photometric distances. We eliminated those stars whose d_{phot} did not coincide with d_{HIP} within the error range. The eliminated stars do not show any trend with spatial location and represent less than 10% of the sample. This demonstrates the validity of our choice of R_V .

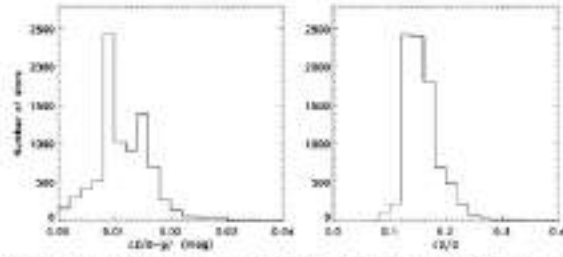


Figure 2. Histograms for $\sigma_{E(b-y)}$ (left panel) and σ_d/d (right panel). $\sigma_{E(b-y)}$ and σ_d/d are mainly distributed around 0^m011 and 0.16 , respectively. The accepted values are limited to $\sigma_{E(b-y)} \leq 0^m023$ and $\sigma_d/d \leq 0.25$.

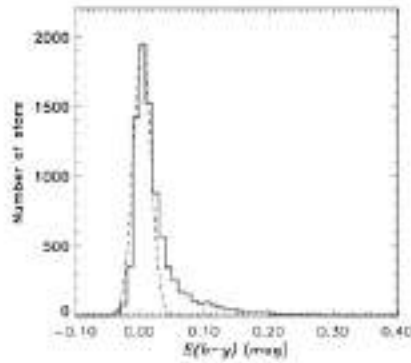


Figure 3. Color excess histogram for the sampled stars. The Gaussian curve is centered at 0^m005 , indicating that there is no zero point effect.

The reliability of the final sample can be assessed from various methods considered together.

1. The histogram of the error in $E(b-y)$, namely $\sigma_{E(b-y)}$, can be seen in the left panel of Figure 2. The average value of $\sigma_{E(b-y)}$ is 0^m011 with a dispersion of $\approx 0^m006$. To ensure the reliability of our results, the accepted values are limited to $\sigma_{E(b-y)} \leq 0^m023$, that is, $\sigma_{E(b-y)}$ plus two times the dispersion.
2. The relative distance error σ_d/d , which for the sampled stars has an average value of 16% and a dispersion of 4% (right panel of Figure 2). The accepted values are limited to $\sigma_d/d \leq 25\%$.
3. The lack of a zero point effect in the $E(b-y)$ histogram, which is approximated by a Gaussian centered at 0^m005 and $\sigma = 0^m013$ (Figure 3).
4. The variation of the physical parameters of the sampled stars with the superposition of the standard relation curves showing no major systematic disagreement with the standard relation (Figure 4).
5. The $[c_1]$ versus $[m_1]$ diagram showing that stars in the intermediate group (A1–A2), which do not provide reliable values to the $E(b-y)$ color excess, were eliminated, as were stars brighter than luminosity class III and spectral types G, K, and M (bottom right panel in Figure 4).

3. MAGNITUDE EFFECTS ON $E(b-y)$ AND DISTANCES

In a magnitude limited sample, the reddening data are expected to be complete to a maximum observable color excess given at each distance (Knude 1987). The histograms of the V magnitudes, shown in Figure 5, indicate that there is a decrease

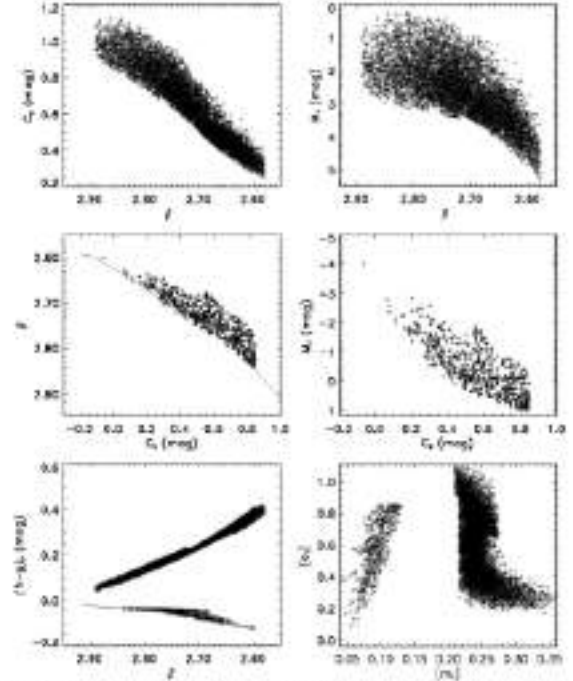


Figure 4. c_0 vs. β (top left) and M_V vs. β (top right) diagrams for the AF stars, β vs. c_0 (middle left) and M_V vs. c_0 (middle right) diagrams for OB select stars, and $(b-y)$ vs. β (bottom left) and $[c_1]$ vs. $[m_1]$ (bottom right) diagrams for the final sample. Note the lack of major systematic disagreement with the standard relation.

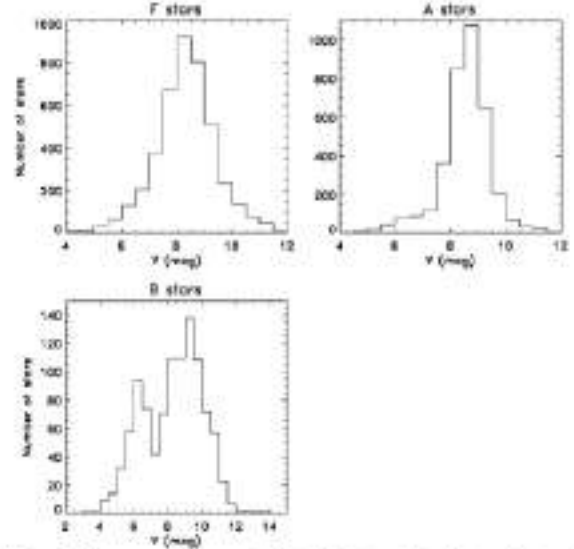


Figure 5. Histograms of V magnitude for the F- (top left), A- (top-right), and B-type stars (bottom left). Note the decrease in the number of stars fainter than $V \approx 9^m0$ for the F-, $V \approx 9^m5$ for the A-, and $V \approx 10^m0$ for the B-type stars, meaning that the final sample may be complete, in magnitude, only down to these values.

in the number of stars fainter than $V \approx 9^m0$ for the F-type stars, $V \approx 9^m5$ for the A-type stars, and $V \approx 10^m0$ for the B-type stars. This indicates that the sample is complete only down to

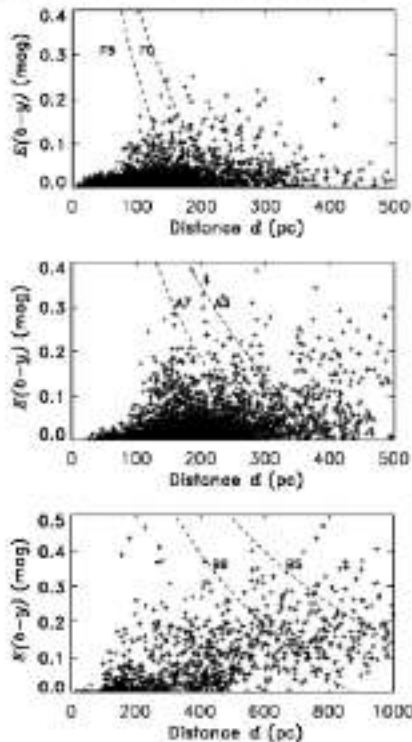


Figure 6. $E(b-y)$ vs. d (pc) diagram for the F- (top), A- (middle), and B-type (bottom) stars. Maximum detectable $E(b-y)$ with distance for F0 V and F5 V, A7 V and A3 V, and B8 V and B5 V stars with magnitudes $V = 9^m, 9^m5, \text{ and } 10^m0$, respectively, are indicated by the dashed lines.

these values. However, this limit does not affect the color excess distribution, as seen in the $E(b-y)$ versus distance diagrams displayed in Figure 6 for the F-, A-, and B-type stars of the final sample. At distances where the F-type stars are no longer capable of picking up the larger reddening, the A- and B-type stars, being intrinsically brighter, exist in enough numbers that such larger reddening can be detected. Therefore, higher values of color excesses could have been detected if they existed. Refer to Section 5.3 for a discussion of the limiting magnitude effects in selected regions.

4. INTERSTELLAR REDDENING DISTRIBUTION

The color excess distribution with distance in the solar neighborhood as a function of Galactic coordinates (l, b) is shown in Figures 7–9. The different $E(b-y)$ bins are represented by the symbols and colors listed in Table 1. The stars' distribution is made in bins of 30 and 50 pc in the distance intervals 0–300 and 300–500 pc, respectively.

As shown in the figures, up to 60 pc the $E(b-y)$ values are smaller than 0.040 in all directions, 0.020 being a typical value, as indicated by the green open squares (Figure 7). The first stars with $E(b-y) \geq 0.040$ (purple crosses) appear between $60 \text{ pc} < d \leq 90 \text{ pc}$ and only for $290^\circ \leq l \leq 50^\circ$. From $90 \text{ pc} < d \leq 150 \text{ pc}$, there is a significant increase in the number of stars with $E(b-y) \geq 0.040$, and beyond 150 pc these purple crosses cover almost the entire surveyed region.

Table 1
Symbols and Colors Used in the Reddening Analysis

$E(b-y)$ (mag)	Symbol	Color	B & W
–0.011–0.010	Square	Yellow	Light gray
0.010–0.020	Open square	Green	Light gray
0.020–0.040	Open square	Blue	Dark gray
0.040–0.070	+	Purple	Dark gray
0.070–0.100	+	Red	Black
0.100–0.200	Circle	Black	Black
≥ 0.200	Square	Black	Black

Notes. The first column specifies the $E(b-y)$ band, while columns 2, 3, and 4 show the symbol used, the color, and the grayscale associated with each $E(b-y)$ interval, respectively.

The color excess distribution with distance in the sky has a patchy distribution with the presence of regions up to the maximum distance sampled, where low and high color excesses are seen close to each other. For instance, (1) the two large regions of the sky, $90^\circ \leq l \leq 230^\circ$ for $b \geq 25^\circ$ and $220^\circ \leq l \leq 280^\circ$ for $b \leq -30^\circ$, with color excesses ≤ 0.040 , and (2) the dark clouds (e.g., Scutum, ρ Oph, Lupus, R CrA, G317-4, Southern Coalsack, Chamaeleon, and the Taurus complex) have $E(b-y) > 0.100$, represented by black circles located in their corresponding directions. Note that the figures already include black boxes representing some of the more conspicuous dark clouds.

The main features are defined by the dark clouds, clearly identified by $E(b-y) \geq 0.100$. Our results corroborate their earlier distance determination. The Taurus complex, by early indications, has $d = 100 \pm 15 \text{ pc}$, ρ Oph at $d = 140 \pm 20 \text{ pc}$, R CrA at $d = 140 \pm 20 \text{ pc}$, Coalsack at $d = 160 \pm 20 \text{ pc}$, Chamaeleon at $d = 140 \pm 20 \text{ pc}$, Cyg-Rift at $d = 250 \pm 20 \text{ pc}$, and Lupus with two main parts at $d = 110 \pm 20 \text{ pc}$ and $d = 140 \pm 20 \text{ pc}$, respectively. Toward the Orion region, the first stars with $E(b-y) \geq 0.040$ are at $d \approx 160 \text{ pc}$ representing, possibly, the condensations in the interface between the LB and the Orion-Eridanus Superbubble. In the Aql-Rift region, the complete transition occurs at $d \approx 200 \text{ pc}$.

5. LOCAL BUBBLE BOUNDARY

As discussed in RC2008, the interface between the LB and Loop I is characterized by an increase in color excess from $E(b-y) \leq 0.020$ to $E(b-y) \geq 0.040$ at $d \geq 80 \text{ pc}$. Stars with $E(b-y) \geq 0.030$ are probably screened by at least one small diffuse interstellar cloud (Knude 1978); thus, it was considered that the limits of the LB occur at the distance where a group of stars shows $E(b-y) \geq 0.040$, i.e., $E(b-y) = (0.030) + \sigma_{E(b-y)}$. Hence, in order to precisely determine the spatial location of the LB boundary, the following scheme was adopted.

1. Stars with $E(b-y) \leq 0.010$ (yellow) are considered as unreddened, consistent with $\sigma_{E(b-y)} \approx 0.011$.
2. $0.010 < E(b-y) < 0.040$ (green and blue), located in a region where the majority of stars show $E(b-y) \leq 0.010$, are considered as a small cloud or condensation.
3. A group of stars with $E(b-y) \geq 0.040$ is considered as the LB interface, as indicated by the purple crosses.
4. Stars presenting $E(b-y) \geq 0.100$ are screened by at least one dense interstellar cloud.

Based on this scheme and the reddening distribution shown in Figures 7–9, it becomes clear that the transition between the LB and the surrounding regions occurs not only for the interface

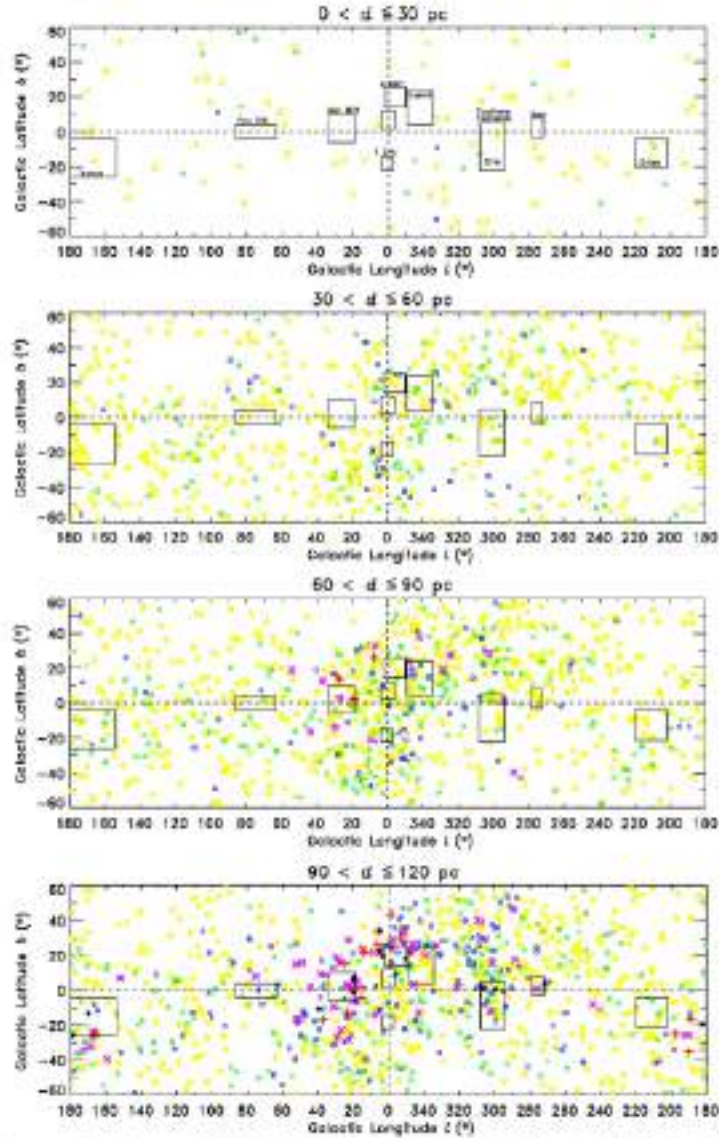


Figure 7. Distribution of the color excess with distance along 30 pc bins up to 120 pc. Up to 60 pc, the $E(b-y) \leq 0^m040$ in all directions, 0^m010 – 0^m020 being the typical value. The first stars with $E(b-y) \geq 0^m040$ appear between $60 \text{ pc} < d \leq 90 \text{ pc}$, but until 90 – 120 pc in most of the mapped area the reddening remains low. The first black dots, $E(b-y) \geq 0^m100$, appear on the dark cloud region.

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

between the LB and Loop I, but also for other adjacent cavities that surround the LB. The latter conclusion results from the fact that stars with low $E(b-y)$ are seen beyond the transition. It can also be seen that the area becomes fully covered by purple and red crosses as the distance increases.

5.1. Reddening in (l, b)

Polar diagrams of d (pc) versus Galactic latitude b ($^\circ$) for Galactic longitude strips at intervals of 15° with a width of ± 7.5 (Figure 10) were used to trace the dust boundary of the LB. Some polar plots ($l = 0^\circ$ – 180° and $l = 90^\circ$ – 270°)

include, for reference, the contour of the iso-volume density of $\log n_{\text{NaI}} = -9.1$ suggested by Welsh et al. (2010). This contour corresponds to an equivalent width of the Na I absorption line $W_\lambda = 50 \text{ m}\text{\AA}$.

The transition to $E(b-y) \geq 0^m040$, which defines the limits of the LB according to the adopted scheme, is well defined for $330^\circ \leq l \leq 45^\circ$ with a minimum distance around 90 pc . On the other hand, for $l = 195^\circ$ and $l = 210^\circ$ the LB is open above the Galactic plane, and for $l \approx 225^\circ$ and 240° it is open toward $b \leq -16^\circ$.

The minimum distance to the LB wall is $d \approx 80 \text{ pc}$ for $l \approx 0^\circ$ and $20^\circ \leq b \leq 40^\circ$ and for $15^\circ \leq l \leq 30^\circ$ around

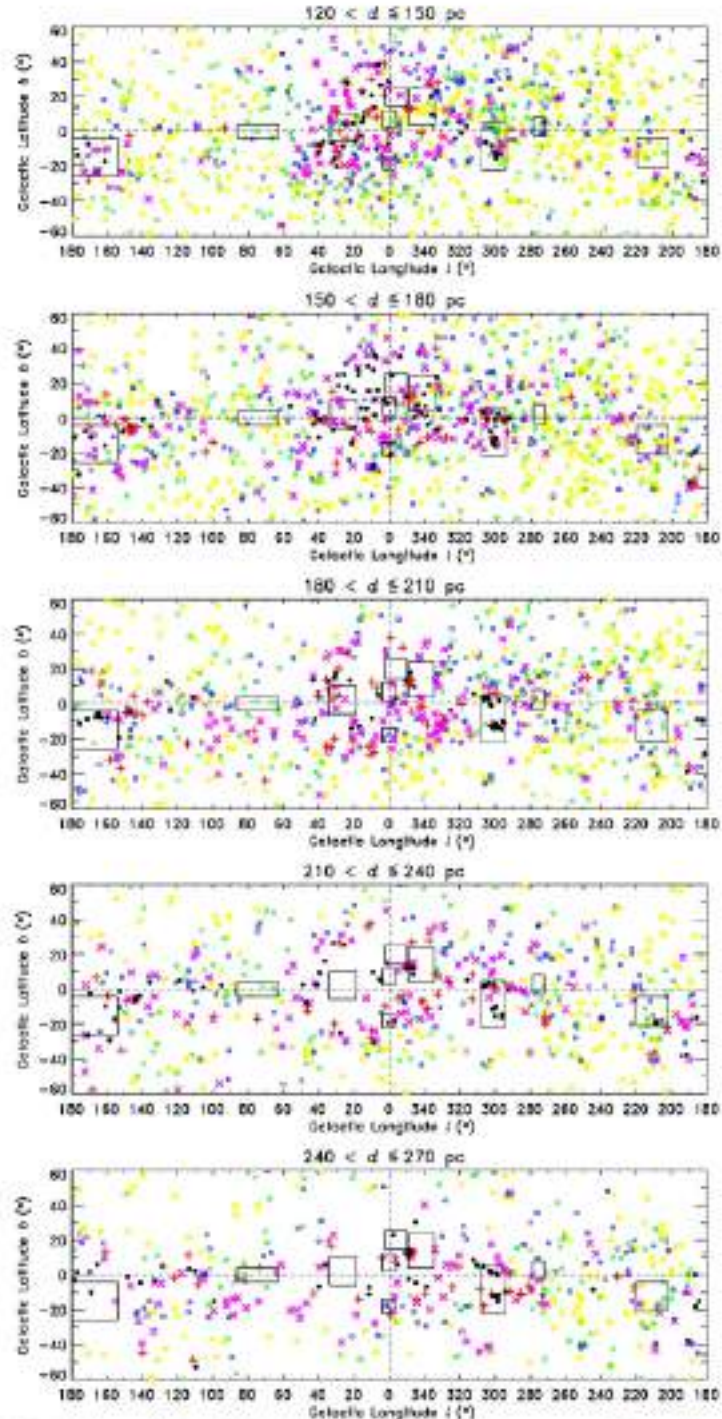


Figure 8. Color excess distribution from 120 up to 270 pc in 30 pc bins. Beyond 150 pc, reddened stars are seen in almost all regions. The distribution of the dust is very heterogeneous. In some regions, such as $30^\circ \leq l \leq 220^\circ$ and $b \leq 20^\circ$, the color excess remains low up to 270 pc. In the central part, the transition to $E(b - v) \geq 0.0040$ occurs at ≈ 150 pc. The distance of some dark clouds is given in the text.

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

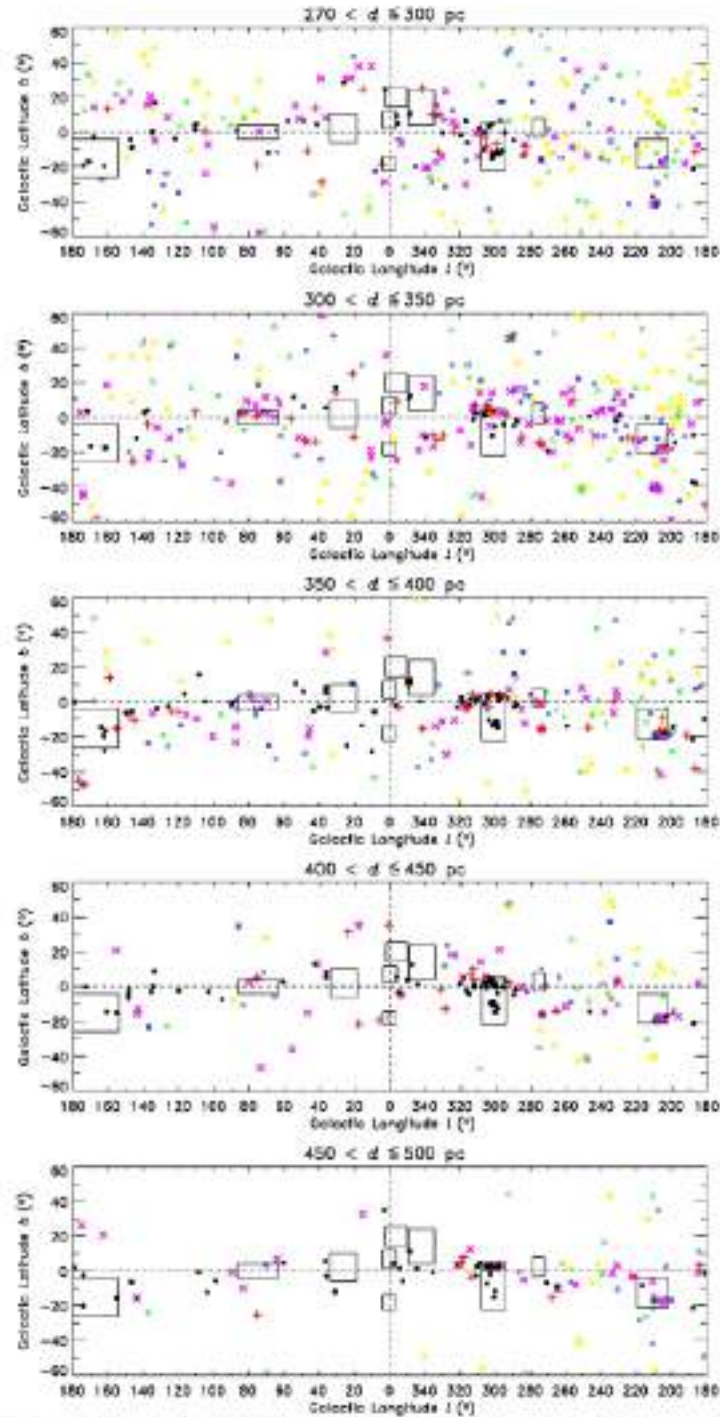


Figure 9. Color excess distribution from 270 up to 500 pc. The top panel includes a 30 pc bin, while the remaining panels use 50 pc bins. Reddened stars are seen in almost all regions, especially near the Galactic plane. The color excess remains low in the same area of the previous figure. After 400 pc, the mapping area is less densely populated.

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

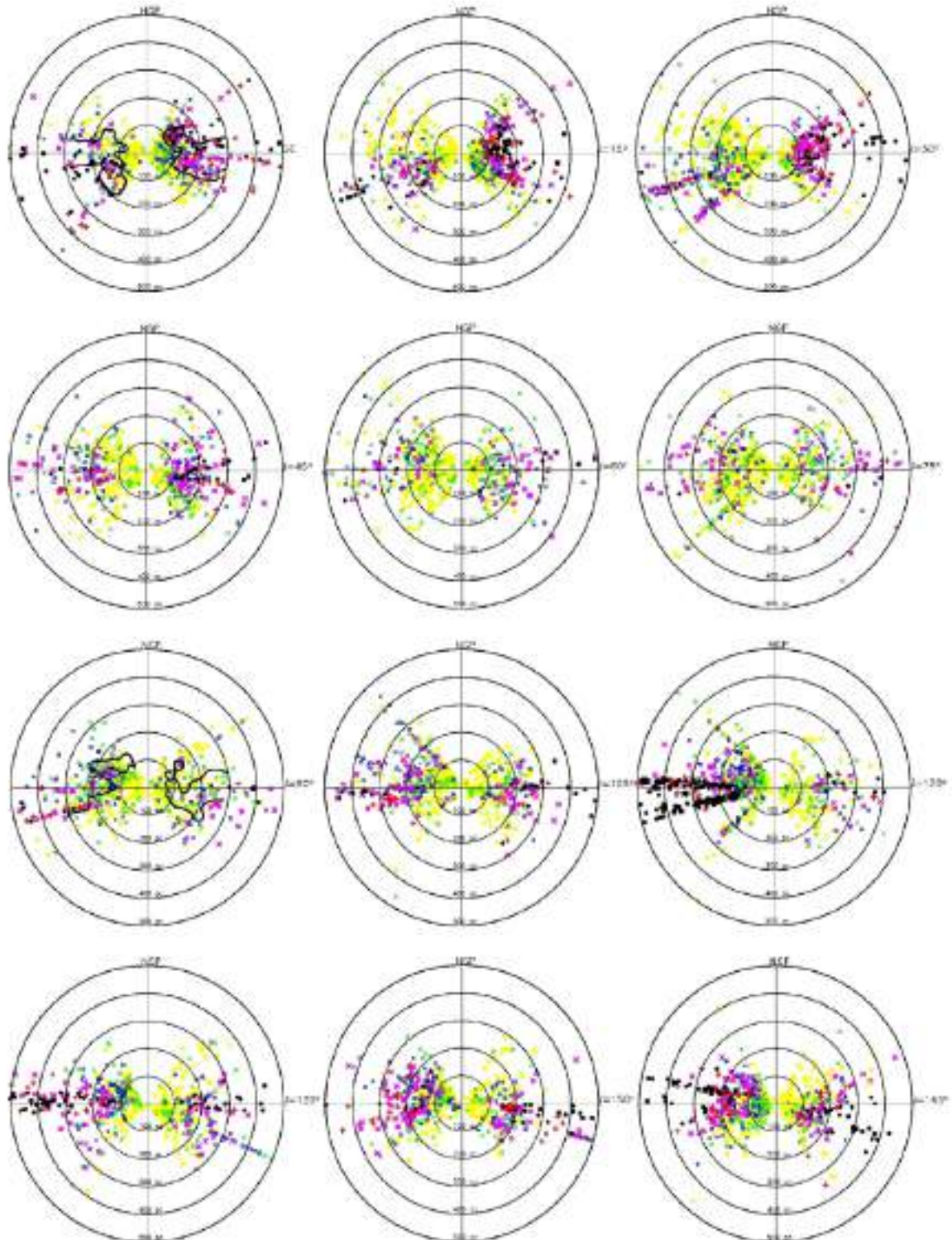


Figure 10. Diagrams of the color excess distribution up to $d = 500$ pc. The diagrams are divided by Galactic longitude strips of 15° with a width of ± 7.5 . For the diagrams of $l = 0^\circ\text{--}180^\circ$ and $l = 90^\circ\text{--}270^\circ$ a contour of iso-volume density with a value of $\log \rho_{\text{vol}} = -9.1$, as presented by Welsch et al. (2010), is also plotted for reference. The first stars with $E(b - v) \geq 0.040$, corresponding to the LB boundary, appear at $d \approx 30$ pc. (A color version of this figure is available in the online journal.)

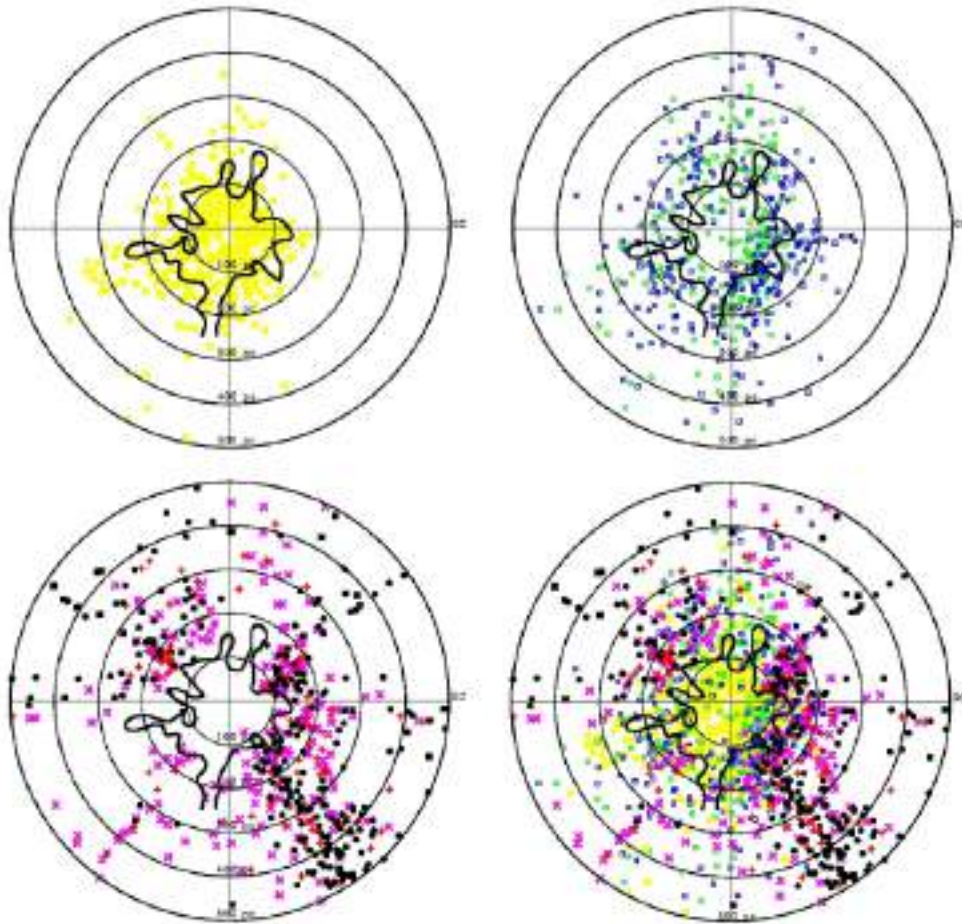


Figure 11. Diagrams of the color excess distribution up to $d = 500$ pc. Our data show that up to 80 pc, the $E(b - \gamma)$ values are below 0.040 in all directions. The first stars that show $E(b - \gamma) \geq 0.040$ are located in the first and fourth quadrants. (A color version of this figure is available in the online journal.)

the Galactic plane. The presence of unreddened stars beyond the transition to $E(b - \gamma) \geq 0.040$ reveals holes in the cavity wall and the existence of low-density regions adjacent to the LB. Furthermore, it is also possible to identify in Figure 10 the presence of discontinuities in the cavity wall, e.g., at $l \approx 270^\circ$ with $-14^\circ \leq b \leq -4^\circ$, $l \approx 295^\circ$ with $3^\circ \leq b \leq 10^\circ$, and at $128^\circ \leq l \leq 157^\circ$ with $-22^\circ \leq b \leq -11^\circ$.

Vergely et al. (2010) presented maps of the volume opacity of four vertical planes (0° – 180° , 45° – 225° , 90° – 270° , and 135° – 315°). In general, our maps are in agreement with those of Vergely et al. (2010), but some differences can be seen. The main differences between the maps occur at $l \approx 90^\circ$, where the color excess remains low up to $d \approx 200$ pc in our map, and at $l \approx 135^\circ$, where, in our map, several stars are present $E(b - \gamma) \geq 0.040$ below the Galactic plane.

Comparing our cuts with those presented by Welsh et al. (2010), one can see that for $l \approx 0^\circ$ both maps are in agreement. However, for $l \approx 90^\circ$ the disagreement is obvious. In this region, stars with $E(b - \gamma) \geq 0.040$ occur only after $d \approx 200$ pc and below the Galactic plane. On the other hand, the Nat contour near the Galactic plane is at $d \approx 100$ pc. The range of Galactic

latitude in our maps, $\pm 7.5^\circ$, is smaller than that used by Vergely et al. (2010) and Welsh et al. (2010), $\pm 18^\circ$.

5.2. Reddening Near the Galactic Plane

To assess the boundary of the LB in the Galactic midplane, it is convenient to plot the color excess with distance for a latitude $|b| \leq 7.5^\circ$. Figure 11 shows the diagrams for $E(b - \gamma) < 0.010$ (top left), $0.010 \leq E(b - \gamma) < 0.040$ (top right), $E(b - \gamma) \geq 0.040$ (bottom left), and all the stars (bottom right). An iso-volume contour for $\log n_{\text{HII}} = -9.1$ (Welsh et al. 2010) is plotted for reference.

The color excess is less than 0.020 up to 50 pc and less than 0.040 up to $d \approx 100$ pc, except for a small area located at $l \approx 20^\circ$, where $E(b - \gamma) \geq 0.040$ can be observed at $d \approx 80$ pc. In general, the LB boundary is closer in the first and fourth quadrants. In addition, toward $190^\circ \leq l \leq 210^\circ$, our data suggest that the LB is open in the Galactic plane. Based on the criteria given in Section 4, stars with $E(b - \gamma) < 0.010$ (yellow) are assumed to be unreddened, implying that they are within the cavity or that in the LOS of the star there is a hole in

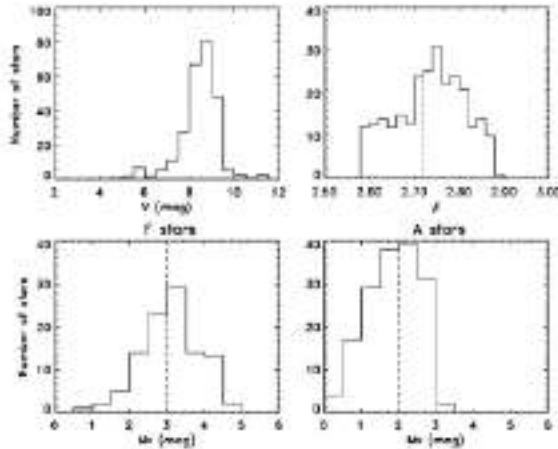


Figure 12. Histograms of the V magnitude (top left), β index (top right), and M_V (bottom) for $19070 \leq l \leq 217.5 - b \leq 0^\circ$. The dashed line on the β histogram indicates $\beta = 2.72$ and on the M_V histograms indicates $M_V = 3.90$ and $M_V = 2.90$ for F- and A-type stars, respectively.

the cavity wall. A group of stars having $E(b - \gamma) \geq 0.040$ are probably behind the wall.

In general, the LB boundary in color excess is in agreement with the NaI absorption measurements. Like Welsh et al. (2010) NaI maps, the color excess map shows a highly irregularly shaped cavity free of dust up to 80 pc and in both maps the LB boundary appears to be porous, with several small gaps connecting the LB to the adjacent cavities. The gap between $l = 70^\circ$ and 80° shown by Welsh et al. (2010) is also present in the color excess map, but in our map the range is between $l = 60^\circ$ and 90° up to $d \approx 250$ pc. The other tunnels pointed out by Welsh et al. (2010) are also present in the color excess map. Toward Loop I ($l = 345^\circ$) and the Pleiades bubble ($l = 165^\circ$), one can see small tunnels up to $d \approx 150$ pc. Toward the third quadrant, both maps show a large tunnel with a bifurcation at $l \approx 230^\circ$ and $d \approx 160$ pc, but in the color excess map the LB seems open between $l = 192^\circ$ and 215° . As stated earlier, some of the differences between the two maps come from the different ranges of b used.

Vergely et al. (2010) built an opacity map tilted $b = \pm 18^\circ$ from the Galactic plane (the Gould Belt plane). Although the color excess map covers the Galactic plane, it is instructive to make comparison between the opacity map and the color excess map since both represent the presence of interstellar dust. Both maps look very similar, particularly in the second and third quadrants. The major difference occurs in the first quadrant. In this quadrant, between $l = 60^\circ$ – 90° and $d \geq 250$ pc, the color excess map shows several stars with $E(b - \gamma) \geq 0.040$. This behavior is not seen in the opacity map. In the third quadrant, as in Vergely et al. (2010), one can see that the LB opens toward GSH238+00+09. In this quadrant, an important difference occurs at $l \approx 235^\circ$. In this direction, the opacity map does not show material concentration as in the NaI map (Welsh et al. 2010). This concentration can be seen in the color excess map at $d \approx 160$ pc. In the fourth quadrant, the clouds' locations are slightly displaced, probably due the difference in the maps' b range. Once the b range used in the color excess map reaches ± 7.5 , some clouds seen in the opacity map do not appear in the former.

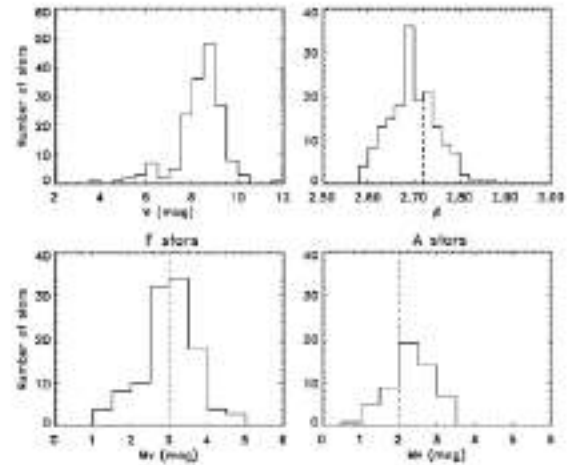


Figure 13. Histograms of the V magnitude (top left), β index (top right), and M_V (bottom) for $217.5 \leq l \leq 247.5 - b \leq -20^\circ$.

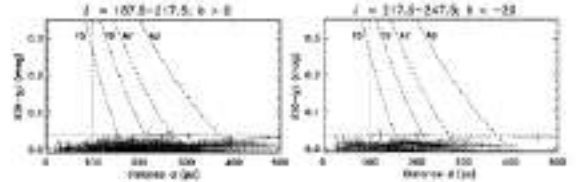


Figure 14. Diagrams of color excess (mag) vs. distance (pc) for $19070 \leq l \leq 217.5 - b \geq 0^\circ$ and $217.5 \leq l \leq 247.5 - b \leq -20^\circ$. The color excess remains low ($E(b - \gamma) \leq 0.040$) up to the maximum distance of stars in the sample.

5.3. Magnitude Effects on $E(b - \gamma)$ and Distances of Selected Regions

Figures 10 and 11 also show two large regions located at $19070 \leq l \leq 217.5$ for $b \geq 0^\circ$, and $217.5 \leq l \leq 247.5$ for $b \leq -20^\circ$, where the LB seems to be open, in accordance with the spatial distribution of the color excess. This might be a result of the selection effect, that is, the sample may not be able to pick up $E(b - \gamma) = 0.040$ at these distances. This hypothesis is tested with histograms of the V magnitude, the β index, and the absolute magnitude M_V for each area where the bubble wall is not observed (Figures 12 and 13). The histograms of the V magnitudes may be considered complete up to $V \approx 9.0$ for both regions (top left panels of Figures 12 and 13). The histograms of the β index (top right panels of the figures) show that the sample has enough A-type stars to detect the higher values of color excess when the F-type stars are no longer capable of detecting them.

As can be seen from the bottom panels in Figures 12 and 13, the typical M_V in the selected areas is around 3.90 and 2.90 for the F- and A-type stars, respectively.

For $V = 9.0$, the F-type stars of the sample could have detected $E(b - \gamma) = 0.040$ up to 146 pc and the A-type stars up to 232 pc. Thus, the adopted sample is able to detect the LB contour up to these distances.

Figure 14 presents the $E(b - \gamma)$ (mag) versus d (pc) diagrams for these two regions. As can be seen, the color excess remains below 0.040 up to the maximum distance of the stars in the sample. Therefore, the bubble seems particularly open in these LOS.

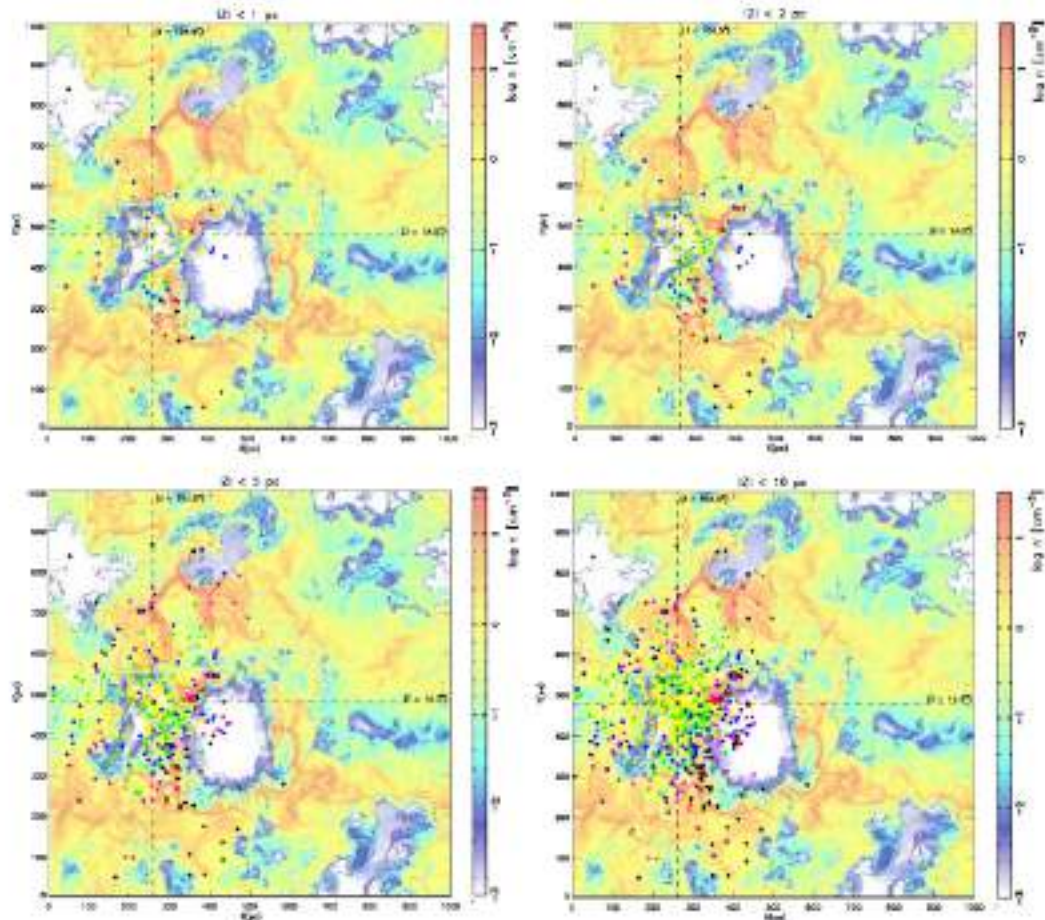


Figure 15. Density distribution of the Local (left cavity) and Loop I (right cavity) bubbles and of the surrounding interstellar medium at evolution time 14.5 Myr after the first SN occurrence in the vicinity of the Sun (shown by a cross in the left bubble). The color excess of stars distributed up to $|Z| \leq 1$ pc (top left panel), 2 pc (top right panel), 5 pc (bottom left panel), and 10 pc (bottom right panel) is projected onto the simulated density map. Note the correlation between $E(b - v)$ and the spotted density distribution in and around the LB.

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

6. MODELING THE LOCAL AND LOOP I BUBBLES

In order to assess our conclusions regarding the spatial extension and morphology of the Local Bubble, we make use of the results from the latest high-resolution simulations of the Local Bubble and Loop I joint evolution. New state-of-the-art simulations of the two bubbles featuring the time-dependent evolution of the dynamics and ionization structure have been carried out by Avillez and collaborators. These new simulations make use of the EAF-PAMR software coupled with the Eborac Atomic and Molecular Plasma Emission code (EA&MPEC), which (1) includes the 10 most abundant elements in nature and the latest solar abundances; (2) calculates on the spot electron impact ionization, excitation auto-ionization, radiative and dielectronic recombination, charge-exchange reactions, and photon emission processes (continuum and line emission); and (3) follows the H, C, and O molecular chemistry.

The current dynamic setup, which is similar to that described in BA06 and AB2009, has been carried out with the following differences: (1) a resolution of 0.5 pc is used in the computational domain enclosing the two bubbles—this is the highest

resolution used to date in these kinds of simulations, comprising a disk area of 1 kpc^2 and extending vertically into $\pm 10 \text{ kpc}$; (2) local self-gravity and heat conduction are included; and (3) as a result of the successive explosions of massive stars, specific boundary conditions are set by the simultaneous evolution of the Local and Loop I superbubbles—the Local Bubble is powered by the explosions of 17 stars with masses $\in [21.5, 8.2] M_{\odot}$ and belonging to the moving clusters UCL and LCC as their trajectories crossed the LB volume (Fuchs et al. 2006). Loop I is carved by the explosions of 39 Sco-Cen stars with masses $\in [14, 51] M_{\odot}$ (Egger 1998). The evolution time is 30 Myr, which exceeds the stellar clusters' ages.

The successive SNe in the solar neighborhood and in Sco-Cen produce coherent bubble structures, which at first are spherical but soon evolve and grow to deformed 3D structures, depending on the density and pressure distributions of the surrounding medium into which they expand. However, the Local Bubble cavity becomes progressively elongated not only due to ambient medium conditions, but also due to the motion of the exploding stars along their path toward Sco-Cen, while Loop I has a more spherical form (Figure 15). Figure 15

displays the map of the simulated density distribution in and around the LB (left cavity) and Loop I (right cavity) superbubbles at time 14.5 Myr (BA2006). The Sun's location is determined by the intersection of the two orthogonal dashed lines toward $l = 147.5$ and $l = 104.5$. White regions represent low-density, high-temperature material, while red regions correspond to filamentary high-density, low-temperature gas.

Figure 15 displays the reddening distribution of the sampled stars projected into the simulated density at the present time, that is, at 14.5 Myr of the evolution. Stars with a distance Z from the Galactic plane up to $|Z| = 1$ pc are displayed in the top left panel, while stars with $|Z| = 2, 5,$ and 10 pc are shown in the top right, bottom left, and bottom right panels, respectively. The projected stars are distributed in the two cavities as well as in the surrounding region. From these panels, it becomes clear that: (1) at present, the two simulated bubbles have similar sizes to those inferred from observations; (2) in general, the color excess distribution is correlated with the simulated spatial density distribution of the Local and Loop I bubbles; (3) $E(b - y)$ grows with the distance from the Sun with $E(b - y) \lesssim 0.040$ up to ≈ 90 pc; and (4) the variation in $E(b - y)$ at the interface of the two bubbles overlaps the simulated wall separating the LB and Loop I.

7. DISCUSSION AND FINAL REMARKS

The turbulent ISM in the solar neighborhood is characterized by an inhomogeneous distribution of matter, including dust whose presence has been probed by means of Strömgren photometry for 8492 stars, covering the region defined by the Galactic coordinates $0^\circ \leq l \leq 360^\circ$ and $|b| \leq 60^\circ$ up to 500 pc from the Sun. The distribution of the reddening with distance traces the geometry and spatial distribution of the interstellar dust. In particular, the correlation between dust and H I (Knude 1979) can be used as an indicator of (1) diffuse clouds, (2) the LB boundary, and (3) the LB–Loop I interface.

A group of stars with $E(b - y) \geq 0.040$ indicates the existence of a diffuse interstellar cloud and the LB boundary. Stars with $E(b - y) \ll 0.040$ are indicative of their short distance to the vantage point and other cavities like Loop I surrounding the LB in other directions. The transition to $E(b - y) \geq 0.040$ is clearly seen in the Galactic midplane. The minimum distance to the LB wall is $d \approx 80$ pc for $l \approx 0^\circ$ with $20^\circ \leq b \leq 40^\circ$ and for $15^\circ \leq l \leq 30^\circ$ around the Galactic plane. This is consistent with the suggestion of Perry & Johnston (1982) that the effects of interstellar reddening may be ignored for stars within 80 pc.

The high inhomogeneity in the distribution of the reddening also shows that the LB is open above the Galactic plane for $l = 195^\circ$ and 210° , as well as for $l \approx 225^\circ$ and 240° toward $b \leq -10^\circ$. At $l = 330^\circ$, $b \approx 12^\circ$ there is a tunnel characterized $E(b - y) \lesssim 0.010$ until $d \approx 150$ pc, consistent with Sfeir et al. (1999) detection.

Vergely et al. (2010), using Strömgren photometry combined with *Hipparcos*⁷ distances of about 6000 stars, built a map of integrated opacity up to 250 pc. Although they do not study the completeness of their sample and do not limit the acceptable error range in the color excess, their maps are, as expected, very similar to those in the first quadrant, with slight differences. They also found that opacities and Na I column densities show very similar patterns over the sky. In fact, the regions where $E(b - y) < 0.010$ (unreddened) and $E(b - y) \geq 0.040$ (which corresponds to the LB boundary limits) are in agreement with the contour of the $\log n(\text{Na I}) = -9.1 \text{ cm}^{-3}$ (Welsh et al.

2010). However, if the standard relations between $\log N(\text{Na I})$ and $\log N(\text{H I})$ (Ferlet et al. 1985) and between $E(b - y)$ and $\log N(\text{H I})$ (Knude 1979) are valid, this Na density corresponds to color excesses of 0.007 , 0.010 , and 0.013 for distances of 100, 150, and 200 pc, respectively. This discrepancy can easily be explained if the column density of Na I increases sharply on the cavity wall.

The reddening distribution in and around the LB and toward Loop I can be compared with high-resolution simulations of these two bubbles. The simulated density distribution in the volume including the LB and Loop I, when compared with the reddening measurements up to different distances, Z , from the plane, indicates that there is a clear correlation between the simulated density and reddening distributions, mainly inside the LB and in regions of higher density. Within the LB limits, one can see only low reddening. The first stars with $E(b - y) \geq 0.040$ can be seen at the interface between the LB and Loop I and in the high-density filamentary regions. Therefore, our conclusions regarding the morphology and interaction of the two bubbles are confirmed by the simulations. On the other hand, the match between the color excess distribution and the simulated LB and Loop I morphology and density constitutes a further validation of the model developed by de Avillez and collaborators.

The results can be summed up as follows: (1) The distance to the wall of dust ($E(b - y) \geq 0.040$) varies with the Galactic longitude and latitude, the smallest distance being ≈ 80 pc for $l \approx 0^\circ$ with $20^\circ \leq b \leq 40^\circ$ and for $15^\circ \leq l \leq 30^\circ$ around the Galactic plane; (2) the cavity can be open in these directions; (3) there are many tunnels and holes in the cavity wall that connect the LB with the neighboring bubbles; (4) this correlation, by means of photometric maps, is indicative of the high quality of the developed model and constitutes another observational benchmark for the model, which has been successful in explaining the Li-like ions C IV, N V, and O VI distribution (see, e.g., BA2006 and AB2009).

W. Reis, W. J. B. Corradi, and F. P. Santos acknowledge support from the Brazilian Agency Fapemig (grant APQ 00154/08) and the graduate program in physics of UFMG. M.A. acknowledges UFMG for the financial support of a working visit to the university during the preparation of the manuscript. Research by M.A. is supported by the Portuguese Science Foundation (FCT) through project PTDC/CTE-AST/70877/2006. The simulations described here were carried out at the Milipeira supercomputer (Center for Computational Physics, University of Coimbra, Portugal) by M.A. under project IVC-ZGal. M.A. would like to thank Dieter Breitschwert for stimulating discussions related to the Local Bubble evolution and its modeling.

REFERENCES

- Berglöfer, T., & Breitschwert, D. 2002, *A&A*, 390, 299
 Bochkarev, N. 1987, *Ap&SS*, 138, 229
 Breitschwert, D., Freyberg, M., & Egger, R. 2000, *A&A*, 361, 305
 Breitschwert, D. 2001, *Ap&SS*, 276, 163
 Breitschwert, D., & de Avillez, M. A. 2006, *A&A*, 452, L1 (BA2006)
 Corradi, W., Franco, G., & Knude, J. 2004, *MNRAS*, 347, 1065
 Cox, D. P. 1998, in IAU Colloq. 166, *The Local Bubble and Beyond*, ed. D. Breitschwert, M. J. Freyberg, & J. Trautner (Lecture Notes in Physics, Vol. 506; New York: Springer), 121
 Cox, D. P., & Anderson, P. 1982, *Apl*, 253, 268
 Cox, D. P., & Reynolds, R. 1987, *ARA&A*, 25, 303
 Cox, D. P., & Smith, B. 1974, *Apl*, 189, L105
 Czerwas, T. 2000, *Apl*, 532, 153
 Crawford, D. 1975, *AJ*, 80, 955

- Crawford, D. 1978, *AJ*, 83, 48
 Crawford, D. 1979, *AJ*, 84, 1858
 Crawford, I., Craig, N., & Welsh, B. 1997, *A&A*, 317, 839
 de Avillez, M. A., & Breitschwerdt, D. 2009, *Apl*, 697, L158 (AB2009)
 Ducci, J. 1986, *ApJSS*, 126, 269
 Egger, B. 1998, in IAU Colloq. 166, *The Local Bubble and Beyond*, ed. D. Breitschwerdt, M. J. Frøberg, & J. Truemper (Lecture Notes in Physics, Vol. 506; New York: Springer), 287
 Egger, R., & Aschenbach, B. 1995, *A&A*, 294, L25
 Fedot, R., Vial-Majot, A., & Gry, C. 1985, *Apl*, 298, 838
 Fitzpatrick, E., & Massa, D. 2007, *Apl*, 663, 320
 Franco, G. 1990, *A&A*, 227, 499
 Frisch, P. 1995, *Space Sci. Rev.*, 72, 499
 Frisch, P., & York, D. 1983, *Apl*, 271, 59
 Fuscione, A., Hawkins, I., Reilly, P., & Wiercigroch, A. 1994, *ApJS*, 94, 127
 Fuchs, B., Breitschwerdt, D., Avillez, M. A., Denham, C., & Flynn, C. 2008, *MNRAS*, 373, 993
 Hanck, B., & Mermillod, M. 1994, *A&AS*, 129, 431
 Jenkins, E. 1978, *Apl*, 219, 845
 Kalkcheva, N., Oredel, R., & Fabricius, C. 2001, *A&A*, 372, 95
 Kalkcheva, N. 2003, *A&A*, 410, 523
 Kraide, J. 1978, *A&AS*, 33, 347
 Kraide, J. 1979, *A&A*, 77, 198
 Kraide, J. 1987, *A&A*, 171, 289
 Koutoumpa, D., Aicova, F., Lallement, R., Ballet, J., & Kharchenko, V. 2007, *A&A*, 475, 901
 Koutoumpa, D., Lallement, R., Raymond, J., & Kharchenko, V. 2009, *Apl*, 696, 1517
 Lallement, R., & Bertin, P. 1992, *A&A*, 266, 479
 Lallement, R., Vial-Majot, A., & Ferlet, R. 1986, *A&A*, 168, 225
 Lallement, R., Welsh, B., Vergely, J., Crifo, F., & Sfeir, D. 2003, *A&A*, 411, 447
 Leroy, J. 1999, *A&A*, 346, 955
 Lucke, P. 1978, *A&A*, 64, 367
 Marz-Apeltin, J. 2001, *Apl*, 560, L83
 Oegerle, W., Jenkins, E., Shelton, R., Bowen, D. V., & Chayer, P. 2005, *Apl*, 622, 377
 Olsen, E. 1988, *A&A*, 189, 173
 Paresco, F. 1984, *AJ*, 89, 1022
 Perry, C., & Johnston, L. 1982, *AplS*, 50, 451
 Perryman, M. A. C., & ESA 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogues* (E SP-1200; Noordwijk: ESA)
 Rees, W., & Curran, W. 2008, *A&A*, 486, 471 (RC2008)
 Robertson, I., & Cravens, T. 2003, *J. Geophys. Res.*, 108, 8031
 Sanders, W., Kraussbar, W., Nensek, J., & Fried, P. 1977, *Apl*, 217, L87
 Santos, F. D., Curran, W., & Rees, W. 2011, *Apl*, 728, 104
 Savage, B., & Lehner, N. 2006, *ApJS*, 162, 134
 Sfeir, D., Lallement, R., Crifo, F., & Welsh, B. Y. 1999, *A&A*, 348, 785
 Shelton, R., & Cox, D. 1994, *Apl*, 434, 599
 Smith, R., & Cox, D. 2001, *ApJS*, 134, 285
 Snowden, S. 2009, *Space Sci. Rev.*, 145, 253
 Snowden, S., Cox, D., McCammon, D., & Sanders, W. T. 1990, *Apl*, 354, 715
 Snowden, S., Egger, R., Finkbeiner, D., & Flarensky, P. P. 1994, *Apl*, 4, 715
 Vergely, J., Ferrero, R., Egret, D., & Koepken, J. 1998, *A&A*, 346, 543
 Vergely, J., Valette, B., Lallement, R., & Raymond, S. 2010, *A&A*, 518, 31
 Warwick, R., Barber, C., Hodgkin, S., & Pye, J. 1993, *MNRAS*, 262, 289
 Welsh, B., Craig, N., Vedder, P., & Vallerger, J. 1994, *Apl*, 437, 634
 Welsh, B., & Lallement, R. 2005, *A&A*, 436, 615
 Welsh, B., Lallement, R., Vergely, J., & Raymond, S. 2010, *A&A*, 510, 54
 Welsh, B., Sfeir, D., Suk, M., & Lallement, R. 1999, *A&A*, 352, 308
 Welsh, B., & Shelton, R. 2009, *ApJSS*, 323, 1
 Welsh, B., Vedder, P., Vallerger, J., & Craig, N. 1991, *Apl*, 381, 462
 Wolleben, M. 2007, *Apl*, 664, 349

Capítulo 5

A região de interação entre a Bolha Local e a Superbolha Órion-Eridanus

A diferença nas distâncias para o aumento do excesso de cor no suposto anel de interação entre a BL e Loop I, nos levou a pensar que seu lado leste poderia estar relacionado a outras estruturas como a superbolha GSH 238+00+09 ou a Superbolha Órion Eridanus (S-OE). A S-OE está localizada próxima a região sudeste da zona de interação na região compreendida entre as coordenadas Galácticas: $178^\circ \leq l \leq 225^\circ$ e $-50^\circ \leq b \leq -20^\circ$. Na Fig. 5.1 temos a distribuição das estrelas de nossa amostra fotométrica cujo $E(b-y) \geq 0,^m040$, valor do excesso de cor que caracteriza a interface entre as bolhas Local e Loop I (Reis & Corradi, 2008). Podemos observar que, sobrepondo todas as estrelas localizadas até $d = 500$ pc, a distribuição do $E(b-y) \geq 0,^m040$ parece conectar a região localizada em $l \approx 280^\circ$ até a região da S-OE ($l \approx 200^\circ$). Devido a esta característica decidimos fazer um estudo mais aprofundado do meio interestelar na direção da S-OE. Para isto aplicamos a mesma metodologia utilizada na análise da interface entre as bolhas Local e Loop I, ou seja, análise das componentes do meio interestelar através da fotometria Strömgren e da polarimetria.

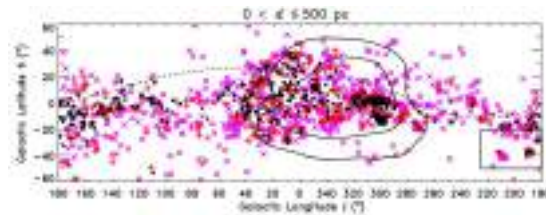


Figura 5.1: Mapa da distribuição das estrelas com excesso de cor $E(b-y) \geq 0,^m040$. Como podemos observar a sobreposição dos resultados da fotometria até $d = 500$ pc poderia levar a pensar que existe uma ligação entre o lado leste do suposto anel e a região da S-OE. Nesta figura a linha pontilhada representa a posição do Cinturão de Gould, como sugerido por Perrot & Grenier (2003).

5.1 A interface entre a BL e a S-OE

Como salientado por Welsh et al. (2005) os dados em NaI na direção da S-OE sugerem uma estrutura complexa que pode envolver múltiplas supernovas e frentes de choque de vento estelar. Na Fig. 5.2 temos a imagem IRAS em $100\ \mu\text{m}$ na direção da região de interação entre a S-OE e a BL. Essa imagem, além de mostrar as diversas nuvens que podem compor a região de interação entre as bolhas, mostra a presença de diversas estruturas em arco (loops), resultantes da ação da atividade das estrelas de alta massa sobre o meio interestelar vizinho. Entretanto, os dados em infravermelho não fornecem a distância destas estruturas. Portanto, para definirmos que estruturas estariam localizadas na interface entre as bolhas, devemos utilizar outros métodos como a fotometria e a polarimetria, na direção de estrelas cuja distância seja conhecida, além das linhas de absorção em NaI.

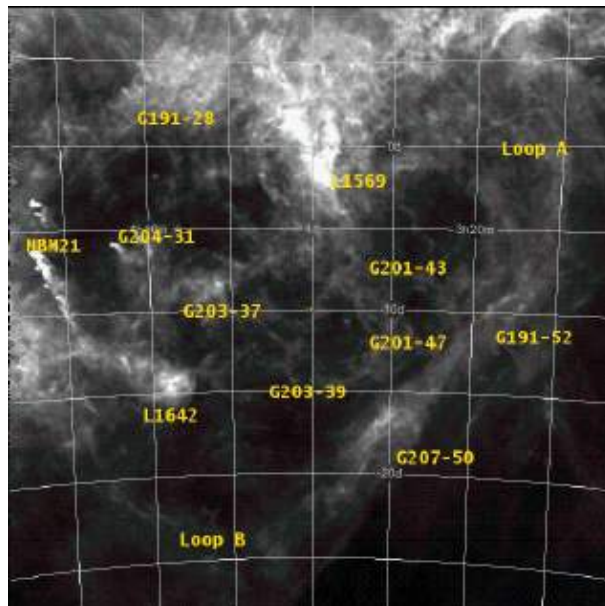


Figura 5.2: Imagem IRAS em $100\ \mu\text{m}$ na direção da região de interação entre a S-OE e a BL. Nesta imagem podemos observar a presença das diversas nuvens que comporiam a região de interação, assim como a presença de diversos “loops”.

Para o estudo da região de interação entre as duas bolhas utilizamos dados da fotometria Strömgen e coletamos dados polarimétricos, conforme descrito no Cap. 2. Utilizamos também dados em NaI apresentados por Welsh et al. (2005). Além da determinação dos limites da BL, o conhecimento da distância até as nuvens interestelares próximas é uma informação fundamental para outros estudos como a determinação dos parâmetros físicos da própria nuvem, para estudar objetos estelares jovens e para determinar as características do meio interestelar nas vizinhanças do Sol. Com os resultados da polarimetria e da fotometria podemos determinar a distância de nuvens localizadas na direção da S-OE. Também podemos determinar as direções dos vetores de polarização na direção destas nuvens de modo a determinar a orientação do campo magnético nesta direção.

Através da determinação das distâncias das estruturas localizadas na direção mapeada e comparando estes resultados com as componentes de velocidade dos dados de Sódio apresentados por Welsh et al. (2005), podemos inferir quais nuvens estão localizadas na região de interação entre as duas bolhas.

5.2 Distribuição da poeira interestelar na direção da região de interação entre a BL e a S-OE

Apresentamos a seguir a análise da distribuição do excesso de cor, do grau e do ângulo de polarização para as estrelas de nossa amostra.

A Fig. 5.3 mostra todo o conjunto das estrelas com dados polarimétricos projetadas sobre a imagem IRAS 100 μm da região de interação entre as bolhas. Nessa figura as cores representam intervalos do valor da razão entre a polarização (P) e sua incerteza (σ_P). O conhecimento desta relação é de fundamental importância, uma vez que o erro no ângulo de polarização (σ_θ) é dado por $\sigma_\theta = 28,65 \frac{\sigma_P}{P}$ (Serkowski, 1974). Estrelas cujo $P/\sigma_P < 3$ ($\sigma_\theta > 9,6^\circ$) são representadas por pontos em azul claro, as estrelas que apresentam $3 \leq P/\sigma_P < 5$ ($5,7^\circ \leq \sigma_\theta \leq 9,6^\circ$) são representadas pelos vetores de polarização em azul, e as estrelas com $P/\sigma_P \geq 5$ ($\sigma_\theta < 5,7^\circ$) são representadas pelos vetores de polarização em vermelho. O tamanho dos vetores é proporcional ao grau de polarização linear. Como podemos observar, os vetores de polarização encontram-se bem alinhados nas direções dos “Loops” e também nas direções das nuvens L1569, L1642 e G191-28.

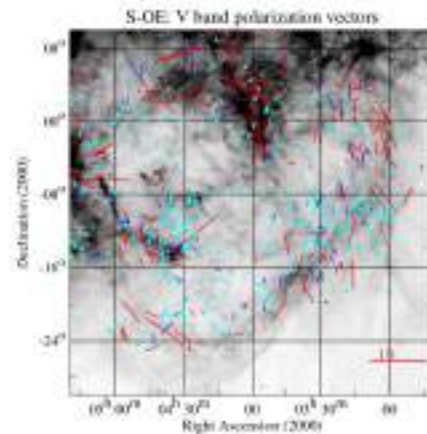


Figura 5.3: Imagem IRAS em 100 μm na direção da região de interação entre a S-OE e a BL. Nesta imagem os pontos em azul claro representam as estrelas em que $P/\sigma_P < 3$, as estrelas que apresentam $3 \leq P/\sigma_P < 5$ são representadas pelos vetores de polarização azuis e as estrelas com $P/\sigma_P \geq 5$ pelos vetores de polarização em vermelho.

A Fig. 5.4 mostra o conjunto de estrelas com dados fotométricos projetadas sobre a imagem IRAS 100 μm da região de interação entre as bolhas. Nessa figura as cores indicam os valores do excesso de cor $E(b - y)$, como apresentado na tabela 5.1.

Como podemos observar, para a grande maioria das estrelas de nossa amostra, o

Tabela 5.1: Cores utilizadas na análise do avermelhamento

$E(b - y)$ (mag)	Cor
$\leq 0,010$	amarelo
0,010-0,020	verde
0,020-0,040	azul
0,040-0,070	púrpura
0,070-0,100	vermelho
$\geq 0,100$	branco

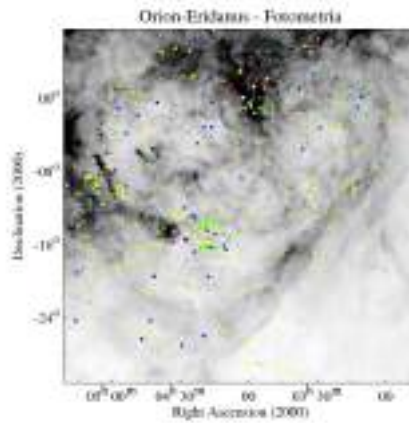


Figura 5.4: Imagem IRAS em $100 \mu\text{m}$ na direção da região de interação entre a S-OE e a BL. Nesta imagem temos a localização das estrelas com dados fotométricos na direção da S-OE. As cores indicam os valores obtidos para o excesso de cor.

excesso de cor permanece abaixo de $E(b - y) = 0,^m040$ até a distância máxima observada, exceto na direção de algumas nuvens como L1569. Isto sugere que a maioria das nuvens são tênues e difusas.

5.2.1 Distância das nuvens localizadas na direção da S-OE

A determinação das distâncias das nuvens interestelares foi realizada através da análise dos diagramas de $E(b - y)$ (mag) *vs.* distância (pc) e do grau de polarização (%) *vs.* distância (pc) para as estrelas localizadas na direção de cada uma das nuvens.

Whittet (1992) mostra que no limite máximo da eficiência da polarização $\frac{P_V}{E(B-V)} = 9,0 \text{ \%mag}^{-1}$, ou seja, $\frac{P_V}{E(b-y)} = 12,5 \text{ \%mag}^{-1}$. Portanto, uma polarização de 0,37 % corresponde a um excesso de cor mínimo de $E(b - y) \geq 0,^m030$. Consistentemente com Knude (1979) este valor de polarização caracterizaria a presença de uma nuvem difusa. Para assegurar a transição completa consideramos que a distância da nuvem é aquela em que $P \geq 0,37 \text{ \%}$ e que o número de estrelas cuja luz não é polarizada é muito inferior ao daquelas polarizadas. Para o excesso de cor utilizamos o mesmo critério utilizado anteriormente.

Apresentamos, a seguir, nossos resultados para as nuvens: Loop A, G191-52, G207-50, Loop B, L1642, G191-28 e L1569.

- **Loop A** - Na Fig. 5.5 temos os diagramas para a nuvem “Loop A”. Um ligeiro aumento no excesso de cor ($E(b - y) \approx 0,^m020$) pode ser observado em $d \approx 90$ pc. Em $d = 160$ pc temos uma estrela cujo $E(b - y) = 0,^m055$ e para distâncias superiores as estrelas apresentam $E(b - y) \geq 0,^m030$, indicando que a nuvem foi alcançada. O diagrama da polarização *vs.* distância mostra um aumento no grau de polarização já em $d \approx 70$ pc. Um segundo salto pode ser observado em 120 - 140 pc, onde o grau de polarização passa de $\approx 0,20\%$ para até $\approx 0,43\%$. A partir de $d \approx 160 - 170$ pc a luz de todas as estrelas apresenta alguma polarização. Concluimos, então, que a distância até esta nuvem interestelar é de 160 pc.

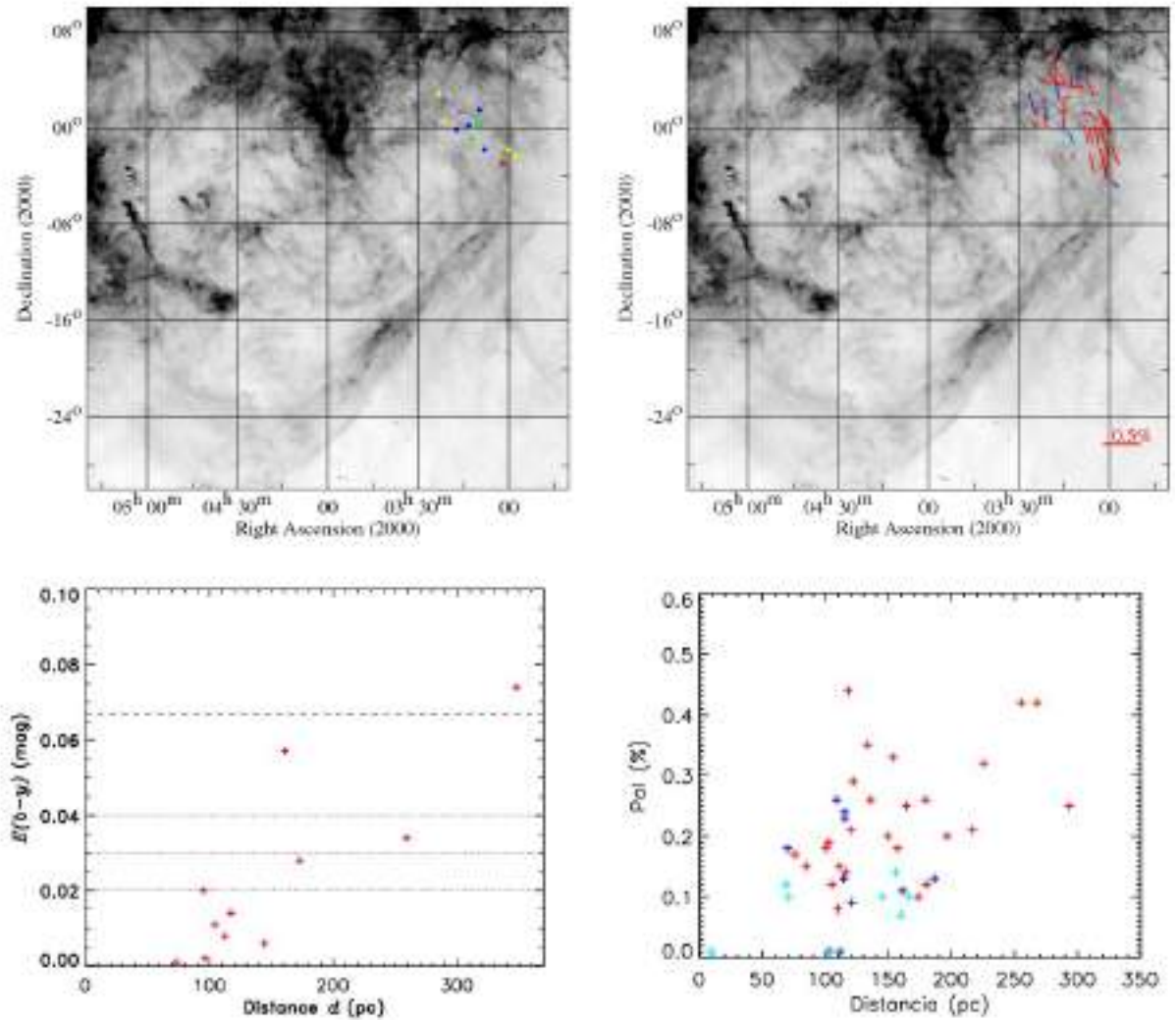


Figura 5.5: Resultado da fotometria (acima à esquerda) e da polarimetria (acima à direita) projetados sobre a nuvem interestelar “Loop A”. No diagrama do excesso de cor, abaixo à esquerda, as linhas pontilhadas indicam $E(b - y) = 0,^m040$; $0,^m030$; e $0,^m020$, respectivamente. A linha tracejada indica $E(b - y) = 0,^m067$, o que equivale a $N_{HI} = 5 \times 10^{20}$. Os diagramas indicam a presença de material já em $d \approx 70$ pc e a transição completa ocorre em $d \approx 160$ pc. Para o Loop A concluímos que $d \approx 120 - 140$ pc.

- **G191-52**

Como pode ser visto na Fig. 5.6 na direção de G191-52 o excesso de cor permanece baixo até a distância máxima observada ($d \approx 230$ pc). Um ligeiro aumento no avermelhamento, $E(b-y) \approx 0,^m020$ pode ser observado em $d = 90$ pc. Esse pequeno aumento na quantidade do material também pode ser observado no diagrama da polarização. Consistentemente com o “Loop A”, um segundo aumento no grau de polarização, $P \approx 0,21\%$, indicando que material um pouco mais denso foi alcançado, pode ser observado em $d \approx 160$ pc. Uma estrela com $P = 0,60\%$ pode ser observada em $d \approx 220$ pc. Os diagramas indicam que para G191-52 $d \geq 160$ pc.

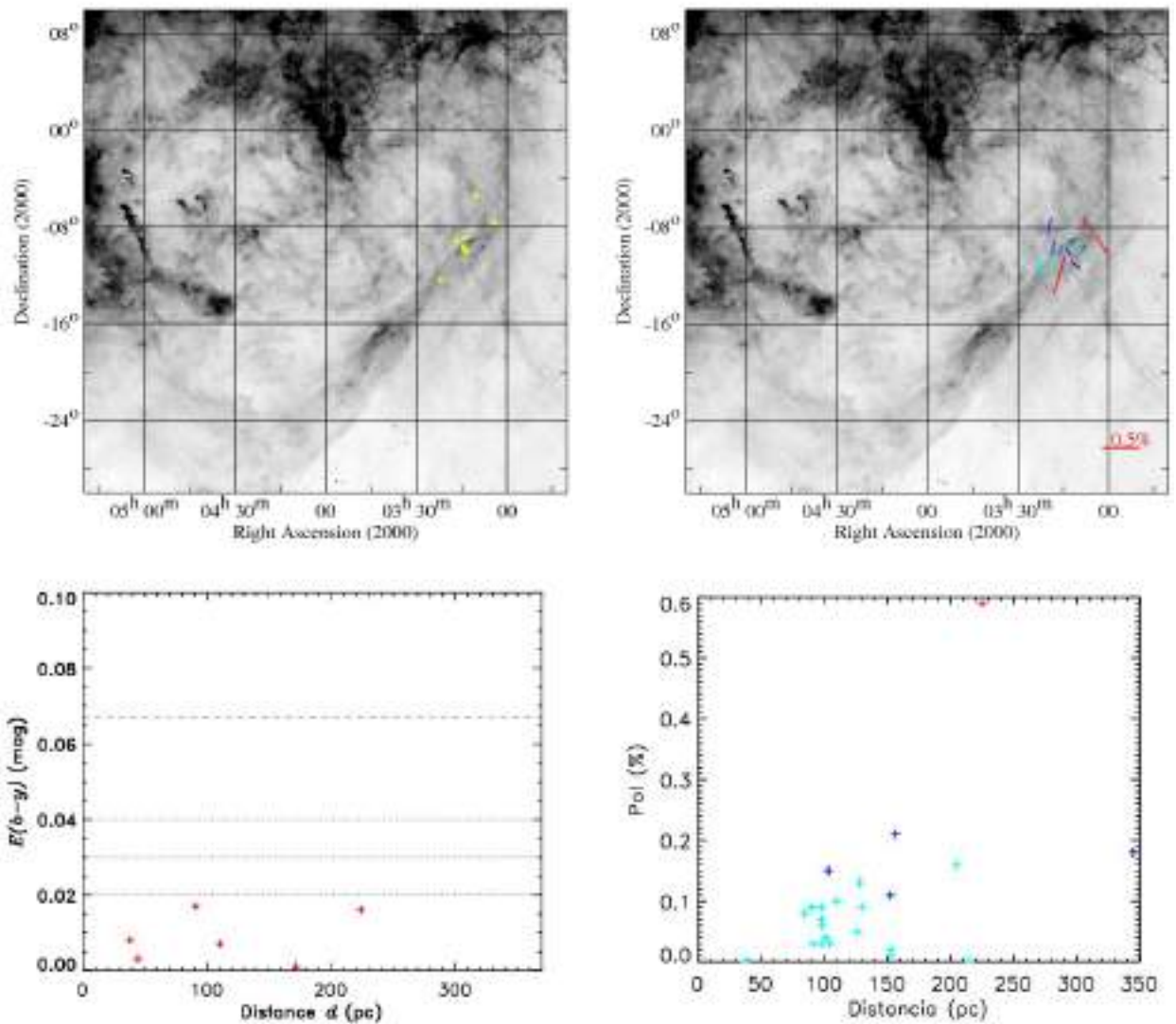


Figura 5.6: Resultado da fotometria (acima \tilde{A} esquerda) e da polarimetria (acima \tilde{A} direita) projetados sobre a nuvem interestelar G191-52. Os diagramas de $E(b-y)$ vs. d (abaixo à esquerda) e Pol vs. d (abaixo à direita) indicam que a distância até esta nuvem é $d \approx 160$ pc.

- **G207-50**

Na Fig. 5.7 temos os diagramas para a nuvem G207-50. Todas as estrelas com dados fotométricos apresentam baixo avermelhamento $E(b - y) \leq 0^m020$, provavelmente porque as posições das estrelas são periféricas à nuvem. Mesmo apesar dos poucos pontos podemos observar uma tendência de aumento do excesso de cor após 100 pc. No diagrama de polarização podemos observar um pequeno aumento no grau de polarização em $d \approx 70$ pc. Um segundo salto no grau de polarização pode ser observado em $d \approx 110$ pc e a transição definitiva ocorre em $d \approx 170$ pc. Portanto, para G207-50 sugerimos $d \approx 170$ pc.

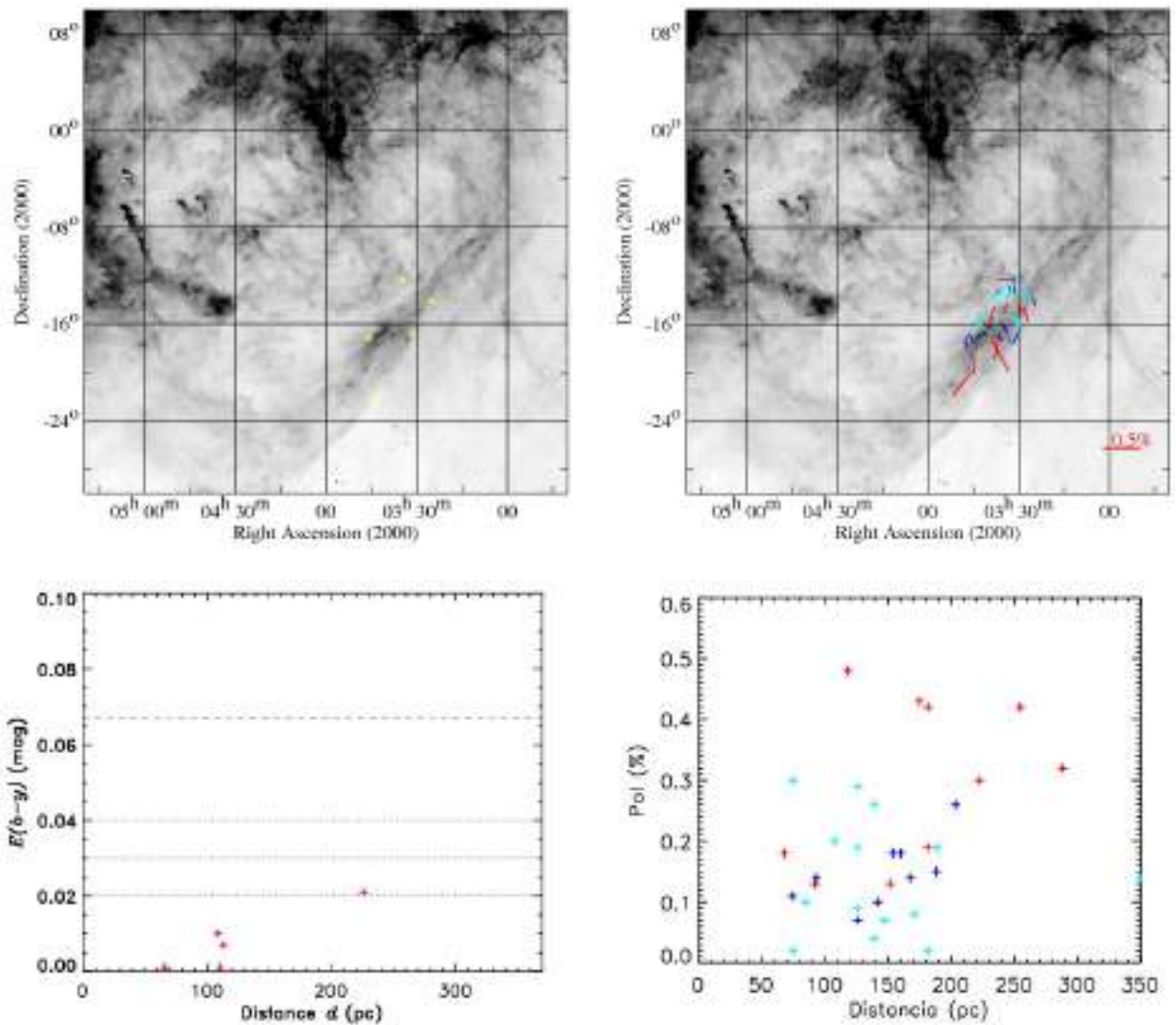


Figura 5.7: Resultado da fotometria (acima à esquerda) e da polarimetria (acima à direita) projetados sobre a nuvem. O diagrama de Pol vs. d (abaixo à direita) indica que a distância até a nuvem é $d \approx 170$ pc.

- Loop B

Na direção do “Loop B” (Fig. 5.8) $E(b - y) \approx 0,^m020$ pode ser observado em $d \approx 70$ pc, $E(b - y) \approx 0,^m030$ em $d \approx 130$ e em $d \approx 180$ temos uma estrela com $E(b - y) \approx 0,^m042$. Para a polarização já em 40 pc uma estrela apresenta $P \approx 0,30\%$, entretanto, a transição para $P \geq 0,20\%$ ocorre em $d \approx 170$ pc. Portanto, para o “Loop B” sugerimos a distância de 170 pc, consistente com o aumento no avermelhamento e no grau de polarização .

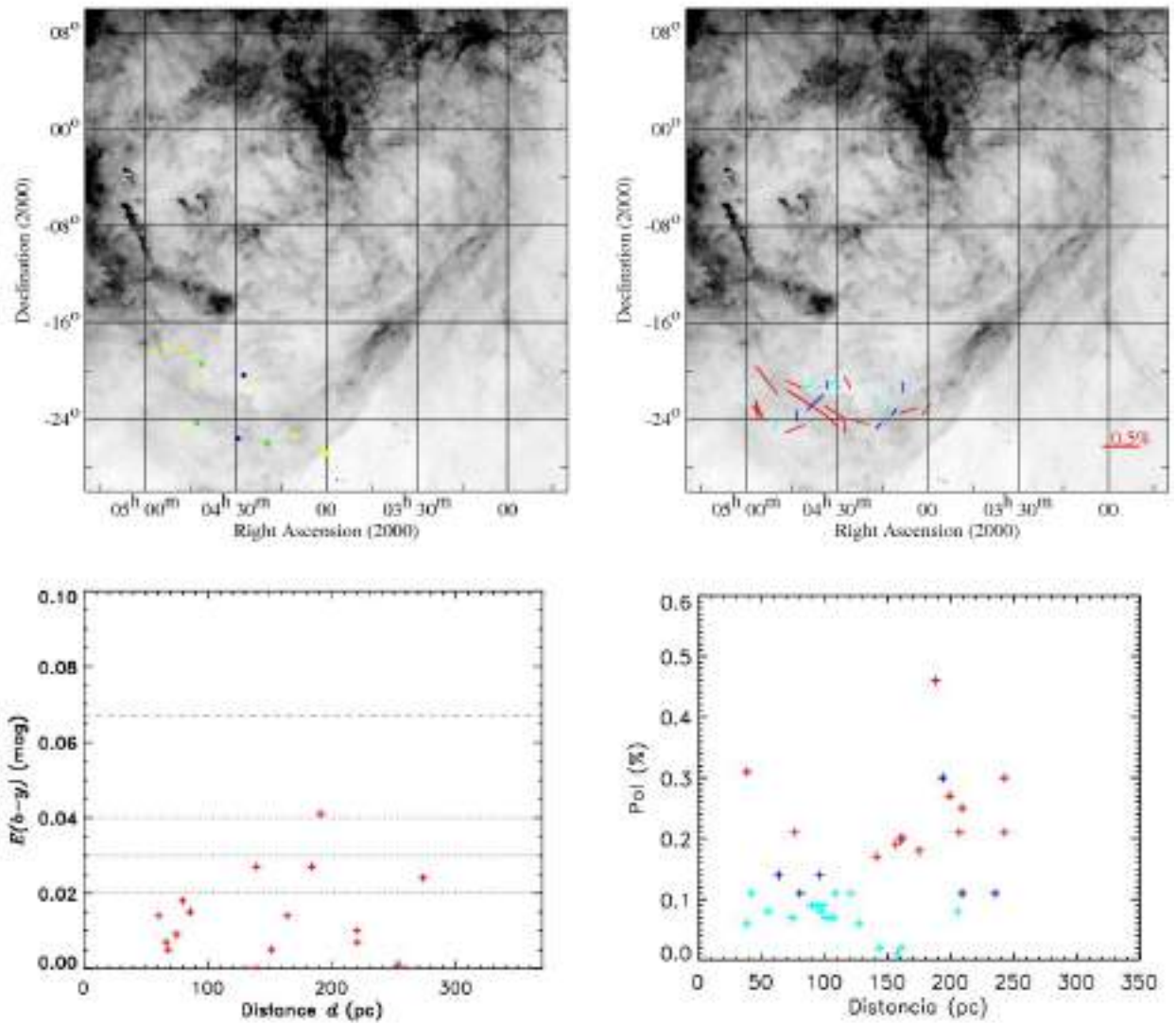


Figura 5.8: Diagramas (à esquerda) de excesso de cor e (à direita) da polarização das estrelas localizadas na direção do “Loop B”. O diagrama do excesso de cor e da polarização indicam que para o “Loop B” $d \approx 170$ pc.

- **L1642**

Na Fig. 5.9, vemos que até $d = 162$ pc $E(b - y) \approx 0,^m010$. Um aumento do avermelhamento ($E(b - y) \geq 0,^m030$) pode ser visto em $d \approx 190$ pc. No diagrama da polarização novamente podemos observar um pequeno aumento no grau de polarização ($P \approx 0,12\%$) em $d \approx 70$ pc. Contudo, uma transição definitiva para $P \geq 0,20\%$ ocorre em $d \approx 160$ pc. Concluimos que para L1642 $d \approx 160$ pc, consistente com o avermelhamento e a polarização.

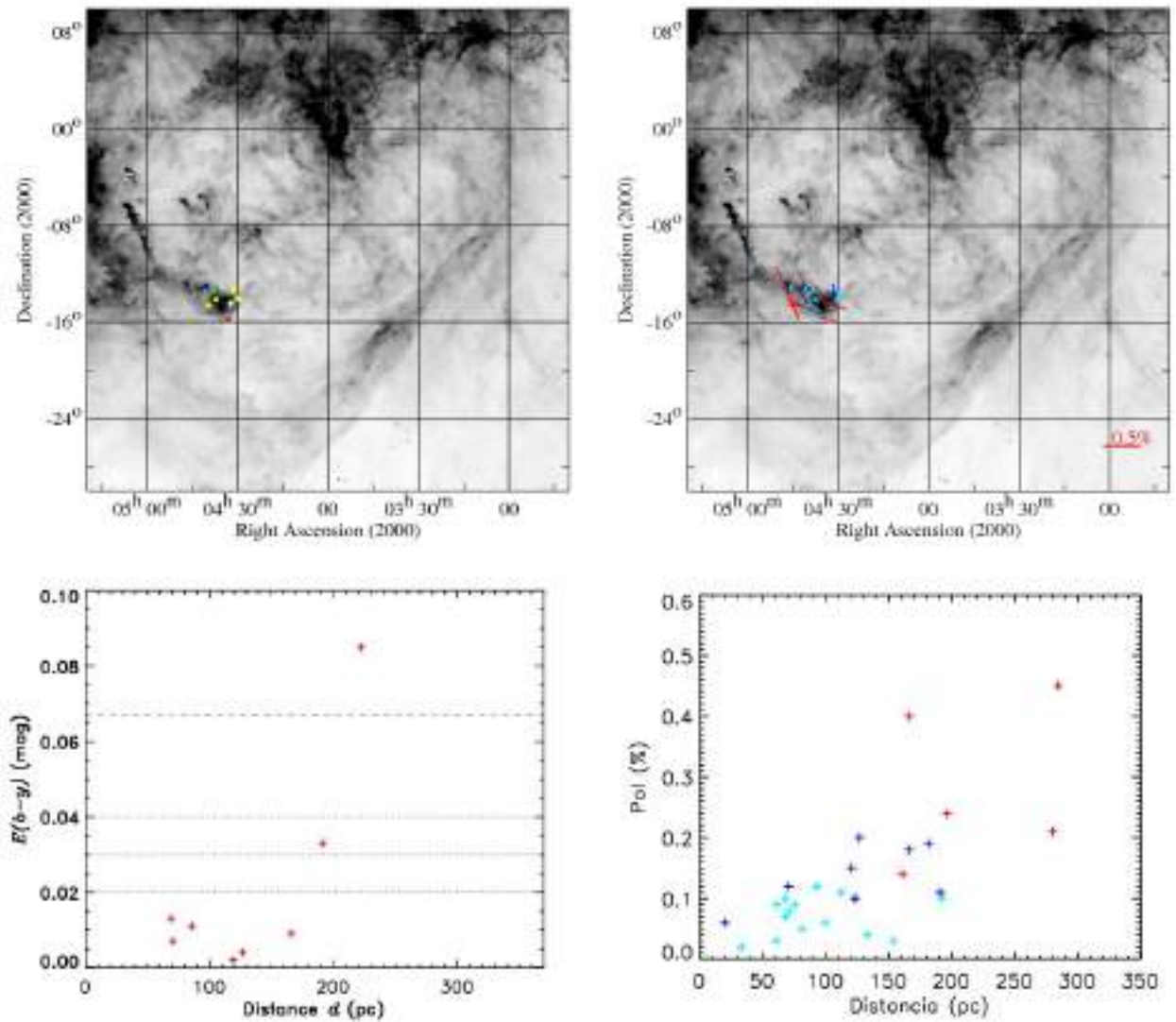


Figura 5.9: Diagramas (à esquerda) de excesso de cor e (à direita) da polarização das estrelas observadas na direção da nuvem interestelar L1642. Como podemos observar no diagrama da polarização *vs.* distância, a partir de $d \approx 160$ pc praticamente todas as estrelas observadas apresentam-se polarizadas. No diagrama de excesso de cor o avermelhamento aumenta para $E(b - y) \geq 0,^m030$ apenas em $d \approx 190$ pc.

- G191-28

O resultados do excesso de cor e do grau de polarização para G191-28 são apresentados na Fig. 5.10. Os diagramas do avermelhamento interestelar (à esquerda) nos mostram estrelas com $E(b - y) \geq 0,{}^m067$ já em $d \approx 100$ pc, entretanto, podemos observar estrelas localizadas mais no centro da nuvem com $E(b - y) \leq 0,{}^m010$ (pontos amarelos) até a distância de 150 pc. A partir dessa distância todas estrelas apresentam-se avermelhadas. O diagrama do grau de polarização (à direita abaixo) mostra uma estrela com $P \approx 0,24\%$ em $d \approx 75$ pc. A transição completa para $P \geq 0,30\%$ ocorre em $d \approx 150$ pc. Portanto, para G191-28 sugerimos a distância de 150 pc.

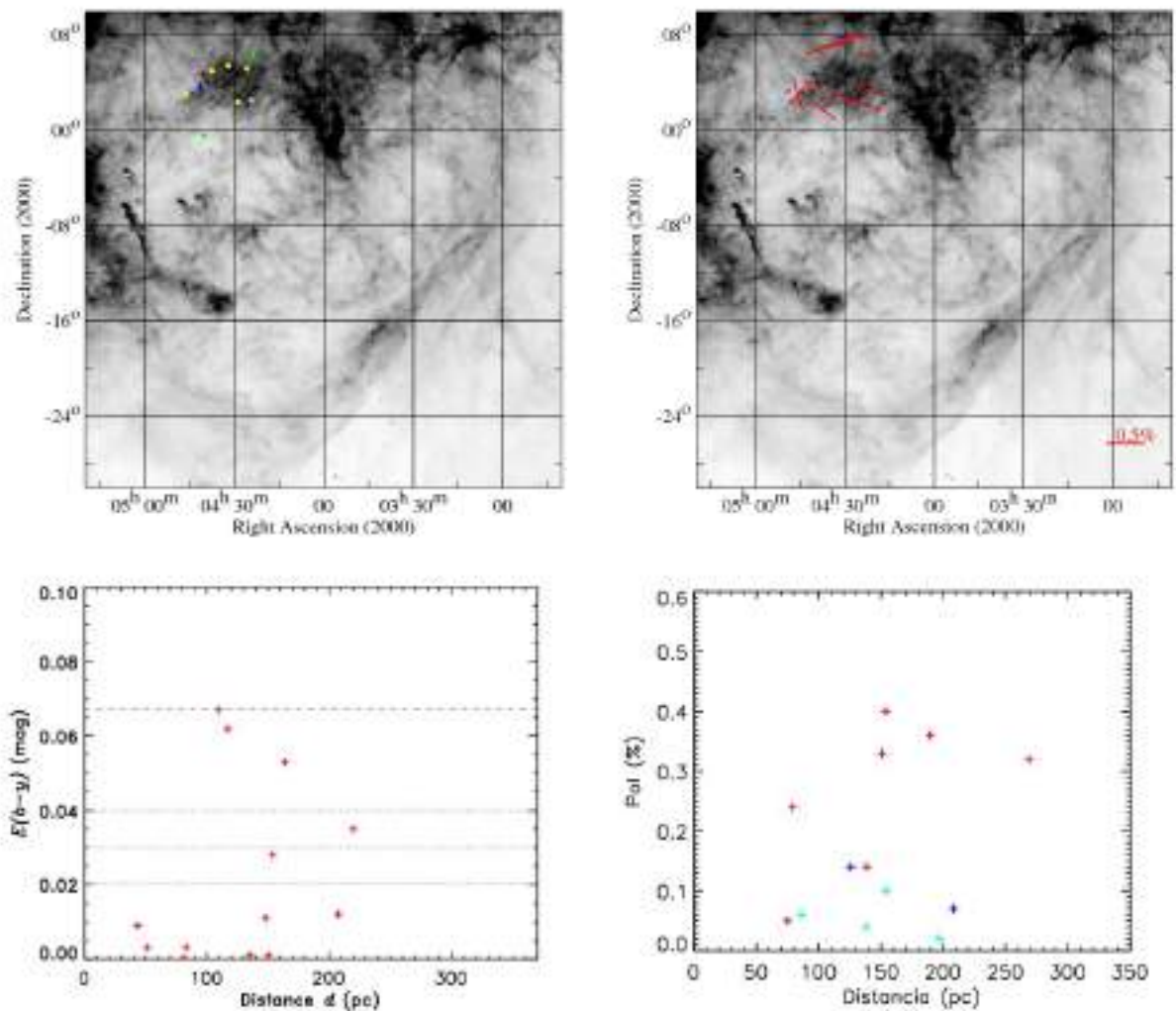


Figura 5.10: Diagramas (à esquerda) de excesso de cor e (à direita) da polarização das estrelas observadas na direção de G191-28. Para essa nuvem interestelar $d \approx 150$ pc.

- L1569 -

Para L1569 (Fig. 5.11) podemos observar no diagrama de excesso de cor (à esquerda) um claro aumento de $E(b - y) \approx 0,^m020$ para $E(b - y) \geq 0,^m030$ em $d = 150$ pc. No diagrama de polarização (à direita) podemos observar que em $d \approx 100$ pc algumas estrelas apresentam $P \approx 0,20\%$. A transição completa para $P \geq 0,20\%$ ocorre em $d \approx 150$ pc sendo que algumas estrelas apresentam $P \approx 0,25\%$ já em $d \approx 140$. Sugerimos que, para L1569, $d \approx 140$ pc, corroborando o resultado de Franco (1988).

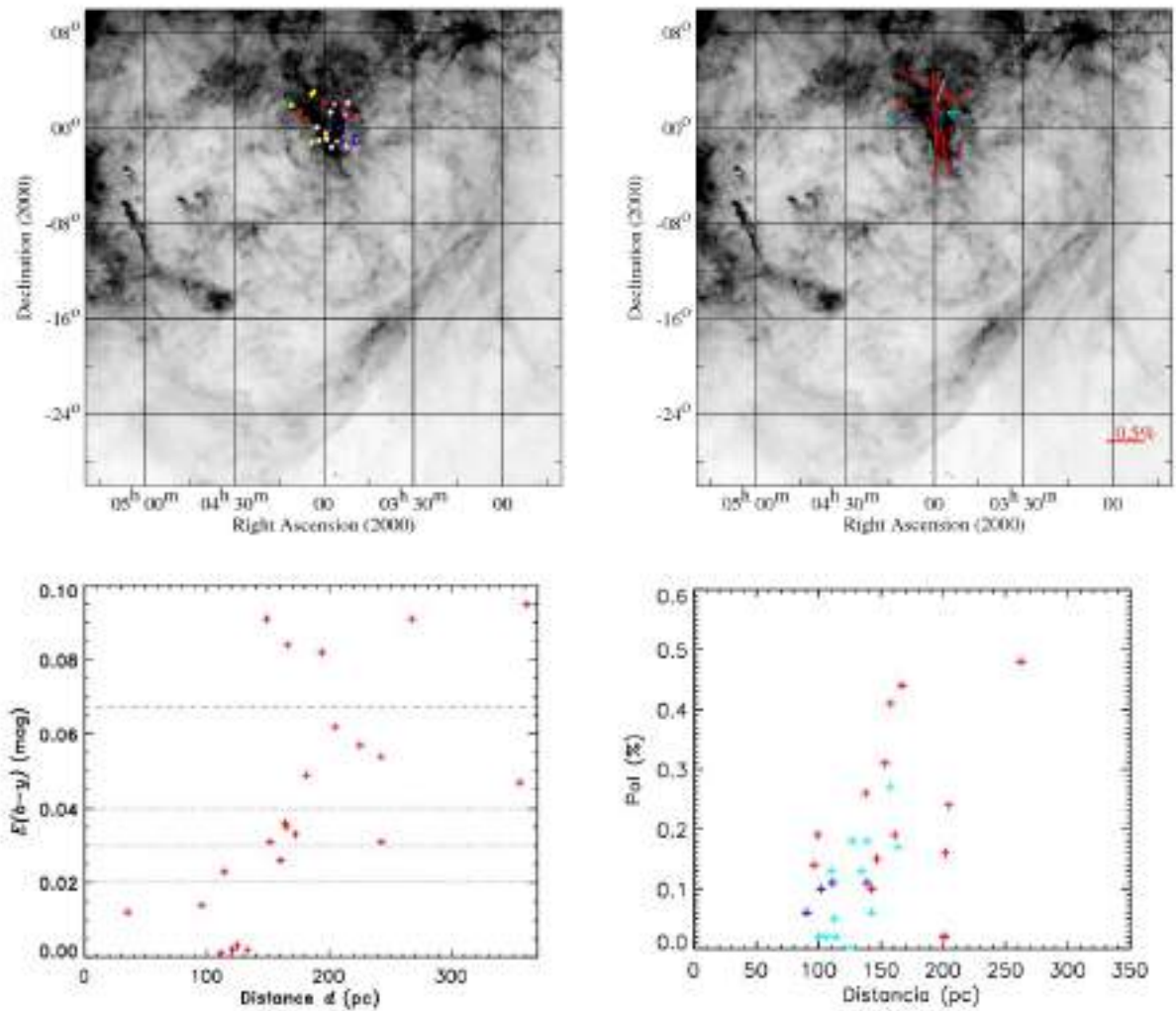


Figura 5.11: Diagramas (à esquerda) de excesso de cor e (à direita) da polarização das estrelas na direção da nuvem interestelar L1569. Podemos observar um aumento no avermelhamento em $d = 150$ pc e no grau de polarização em $d \approx 140$ pc. Sugerimos que, para L1642, $d \approx 140$ pc.

Para as nuvens MBM21, G201-43, G201-47, G203-39 e G204-31 os dados são insuficientes para a determinação das respectivas distâncias.

Sumarizando nossos resultados temos:

Tabela 5.2: Distância das nuvens na direção de S-OE

Nuvem	Distância (pc)
Loop A	≈ 160
G191-52	≥ 160
G207-50	≈ 170
Loop B	≈ 170
L1642	≈ 160
G191-28	≈ 150
L1569	≈ 140

5.2.2 Avermelhamento e polarização em intervalos de distância

Para o estudo da estrutura da região de interação entre a BL e a S-OE construímos diagramas do excesso de cor e da polarização em intervalos de distância de 50 pc até 100 pc, em intervalos de 30 pc para distâncias entre 100 e 370 pc e um diagrama para distâncias maiores que 370 pc. Na figura 5.12 temos, à esquerda, os diagramas com os resultados da fotometria e, à direita, os resultados da polarimetria para distâncias entre 0 e 50 pc.

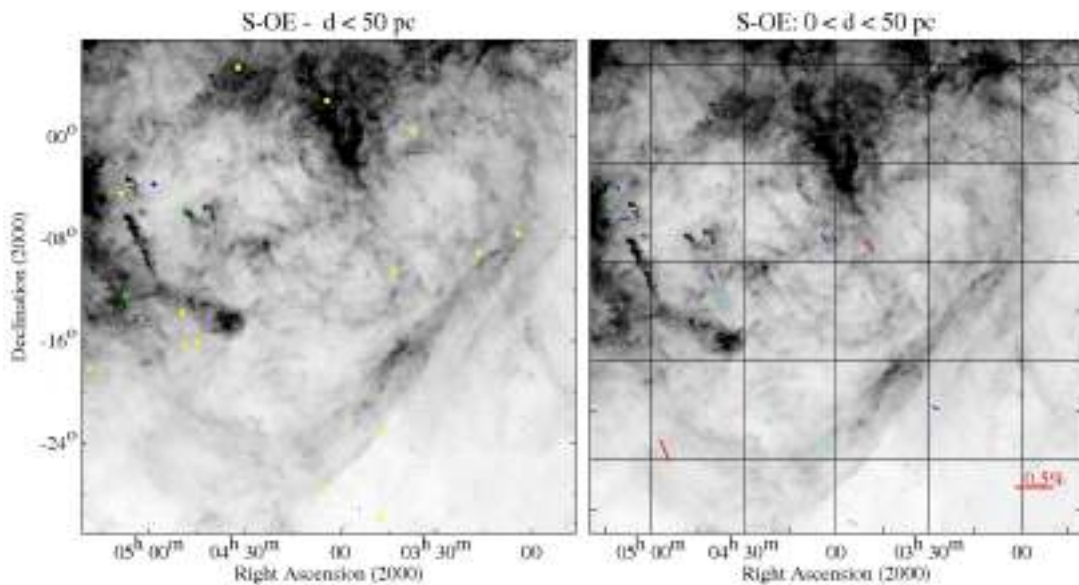


Figura 5.12: Diagramas (à esquerda) de excesso de cor e (à direita) da polarização das estrelas observadas entre 0 e 50 pc.

Até 50 pc (Fig.5.12) a maioria das estrelas apresenta baixo excesso de cor ($E(b - y) \leq 0,^m010$). Três estrelas apresentam uma ligeira elevação no excesso de cor. Duas apresentam $0,^m010 < E(b - y) \leq 0,^m020$ (pontos verdes) e uma, na direção de G204-31 apresenta $0,^m020 < E(b - y) \leq 0,^m040$ (ponto azul). Como podemos observar no diagrama da polarização, as estrelas até 50 pc apresentam pequeno grau de polarização. É interessante observar que os vetores de polarização em vermelho, aqueles com menor incerteza no ângulo de polarização, parecem acompanhar a orientação de seus respectivos filamentos indicando que o meio polarizador faz parte da nuvem.

Como podemos observar na Fig.5.13, entre 50 e 100 pc surgem mais estrelas com $E(b - y)$ entre $0,^m010$ e $0,^m020$ principalmente na direção do Loop B. Na direção do Loop A temos uma estrela com $0,^m020 \leq E(b - y) \leq 0,^m030$. Nessa mesma nuvem, apesar do baixo grau de polarização, os vetores estão alinhados com a orientação da nuvem. Na direção de L1569 o excesso de cor permanece baixo ($E(b - y) \leq 0,^m010$), mas os vetores de polarização parecem orientados com a nuvem. Na direção das nuvens G191-52 e G207-50 os vetores de polarização estão perpendiculares às nuvens, podendo assim indicar a presença de outra estrutura mais tênue. Como podemos verificar nos diagramas de $E(b - y)$ vs. d e P vs. d as distâncias das estrelas avermelhadas e das polarizadas é maior que 80 pc.

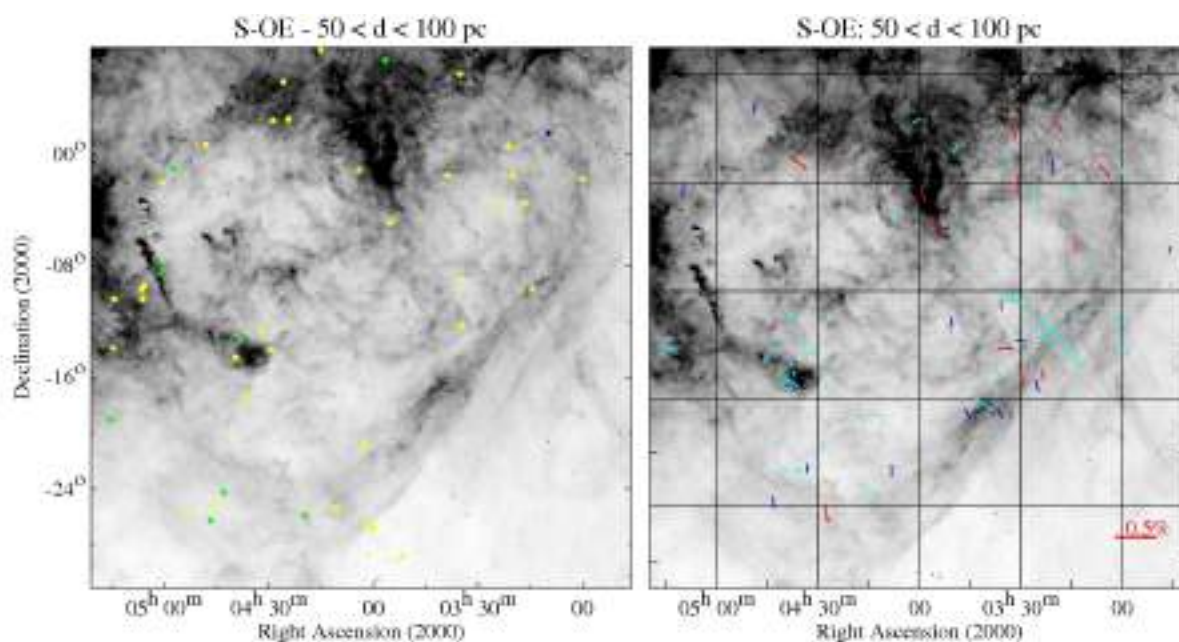


Figura 5.13: Diagramas (à esquerda) de excesso de cor e (à direita) da polarização das estrelas observadas com distâncias entre 50 e 100 pc.

Na Fig. 5.14 temos os diagramas de excesso de cor e da polarização para distâncias entre 100 e 160 pc. Entre 100 e 130 pc surgem estrelas com $E(b - y) \geq 0,^m040$ na região de L1569 e próximo a G191-28 ($\alpha \geq 04^h45^m$ e $\delta \geq 0^\circ$). Várias estrelas já apresentam $0,^m020 < E(b - y) \leq 0,^m040$ indicando a presença de material. Os vetores de polarização, em sua maioria, estão alinhados com suas respectivas nuvens. Também podemos observar, na direção de G207-50, uma estrela com $P \approx 0,50\%$ com a orientação do vetor de polarização perpendicular à direção do filamento.

Entre 130 e 160 pc podemos perceber o aumento no grau de polarização mostrando que nuvens como o “Loop A”, L1569 e G191-28 foram alcançadas. Na direção de L1569 podemos observar estrelas com $E(b - y) \geq 0,^m070$ confirmando que a parte mais densa da nuvem está localizada nessa faixa de distância.

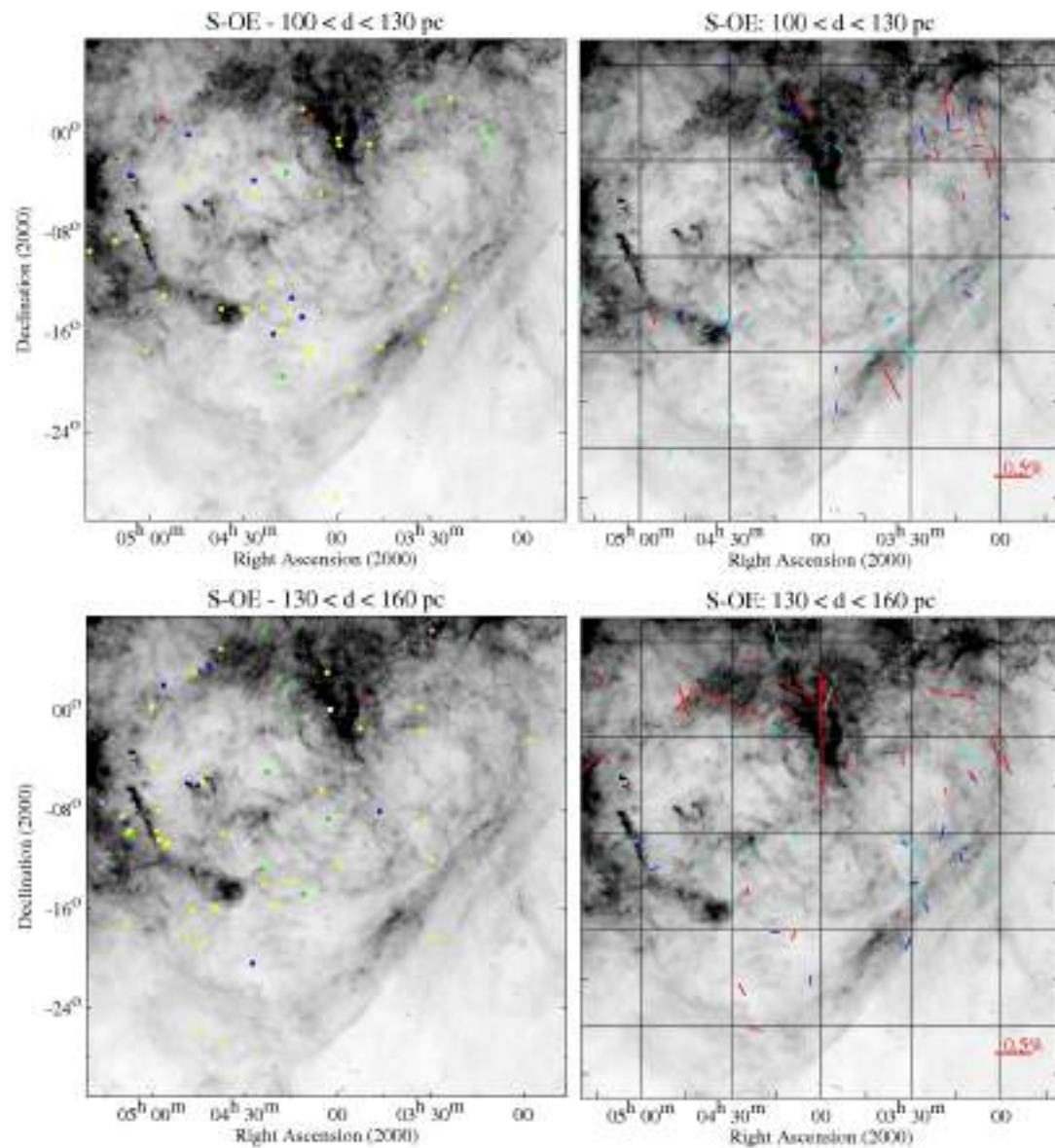


Figura 5.14: Diagramas (à esquerda) de excesso de cor e (à direita) da polarização das estrelas observadas para $100 < d < 160$ pc.

Entre 160 e 190 pc (Fig. 5.15) estrelas com $E(b - y) \geq 0^m020$ podem ser vistas em várias partes da região. Na direção de L1569 podemos observar estrelas com $E(b - y) \geq 0^m100$ indicando que a parte mais densa da nuvem foi alcançada. Para várias estrelas temos $P \geq 0,50\%$. Vale destacar o aumento da polarização na direção de L1642. Para essa faixa de distância temos vetores de polarização parecem indicar uma estrutura em grande escala ligando desde G191-28 até o “Loop B”. Entre 190 e 220 pc a situação não se altera.

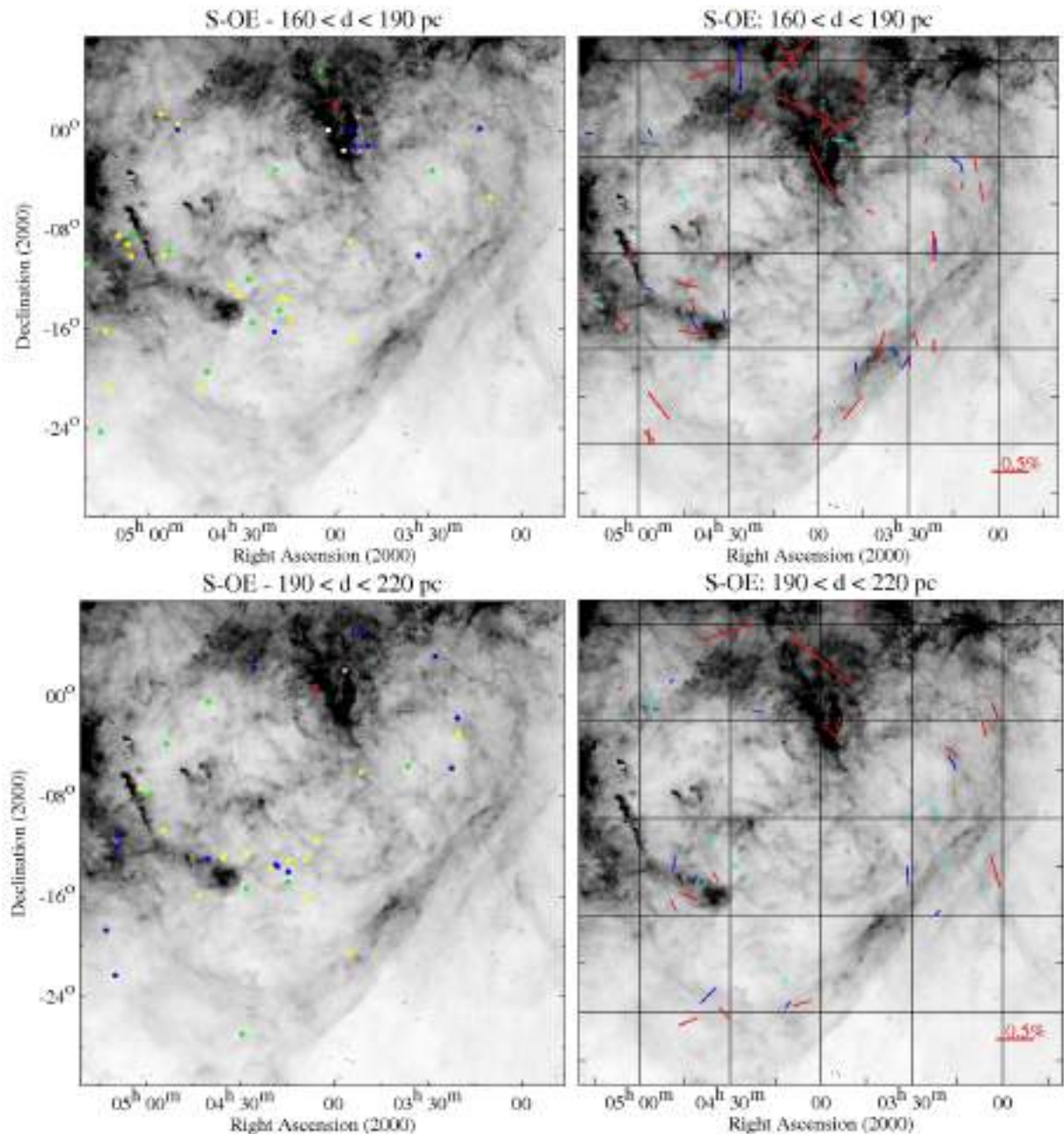


Figura 5.15: Diagramas (à esquerda) de excesso de cor e (à direita) da polarização das estrelas observadas para $160 < d < 220$ pc.

Na Fig. 5.16, para s faixas de distância $220 < d < 250$ pc (acima) e $250 < d < 280$ pc (abaixo) temos estrelas com $E(b-y) \geq 0,^m020$ distribuidas por grande parte da região. Os vetores de polarização permanecem com, aproximadamente, as mesmas orientações presentes em distâncias menores. Na direção de G191-52 podemos observar vetores perpendiculares ao alinhamento principal do filamento, podendo indicar uma sobreposição de estruturas.

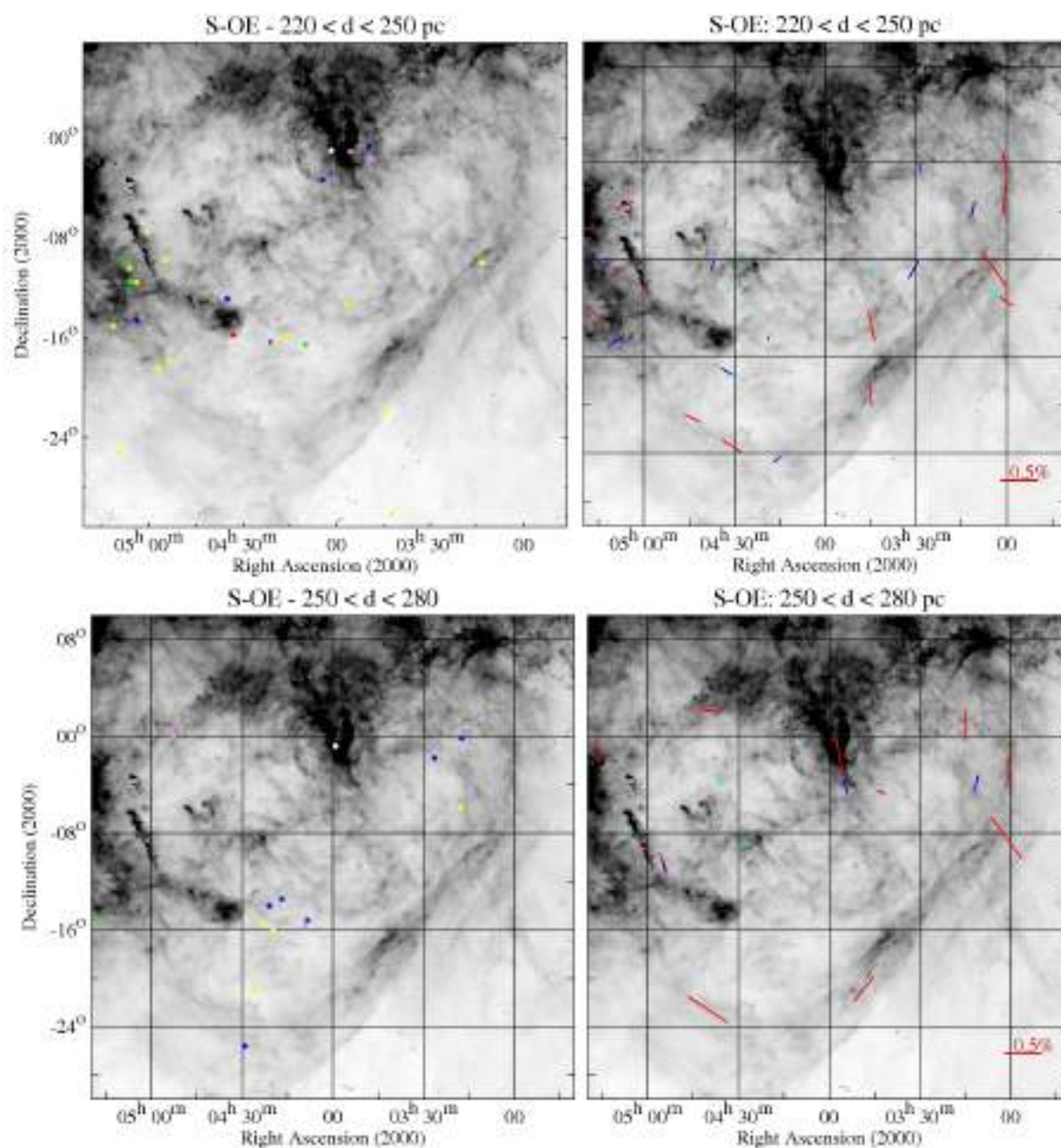


Figura 5.16: Diagramas (à esquerda) de excesso de cor e (à direita) da polarização das estrelas observadas para $220 < d < 250$ pc e para $250 < d < 280$ pc.

Entre 280 e 340 pc (Fig.5.17) o número de estrelas diminui acentuadamente. Na direção de MBM21 podemos observar vetores de polarização perpendiculares ao alinhamento da nuvem. No entanto, não podemos sugerir com segurança qual a distância da nuvem, exceto que ela não é menor que $d \approx 160$ pc.

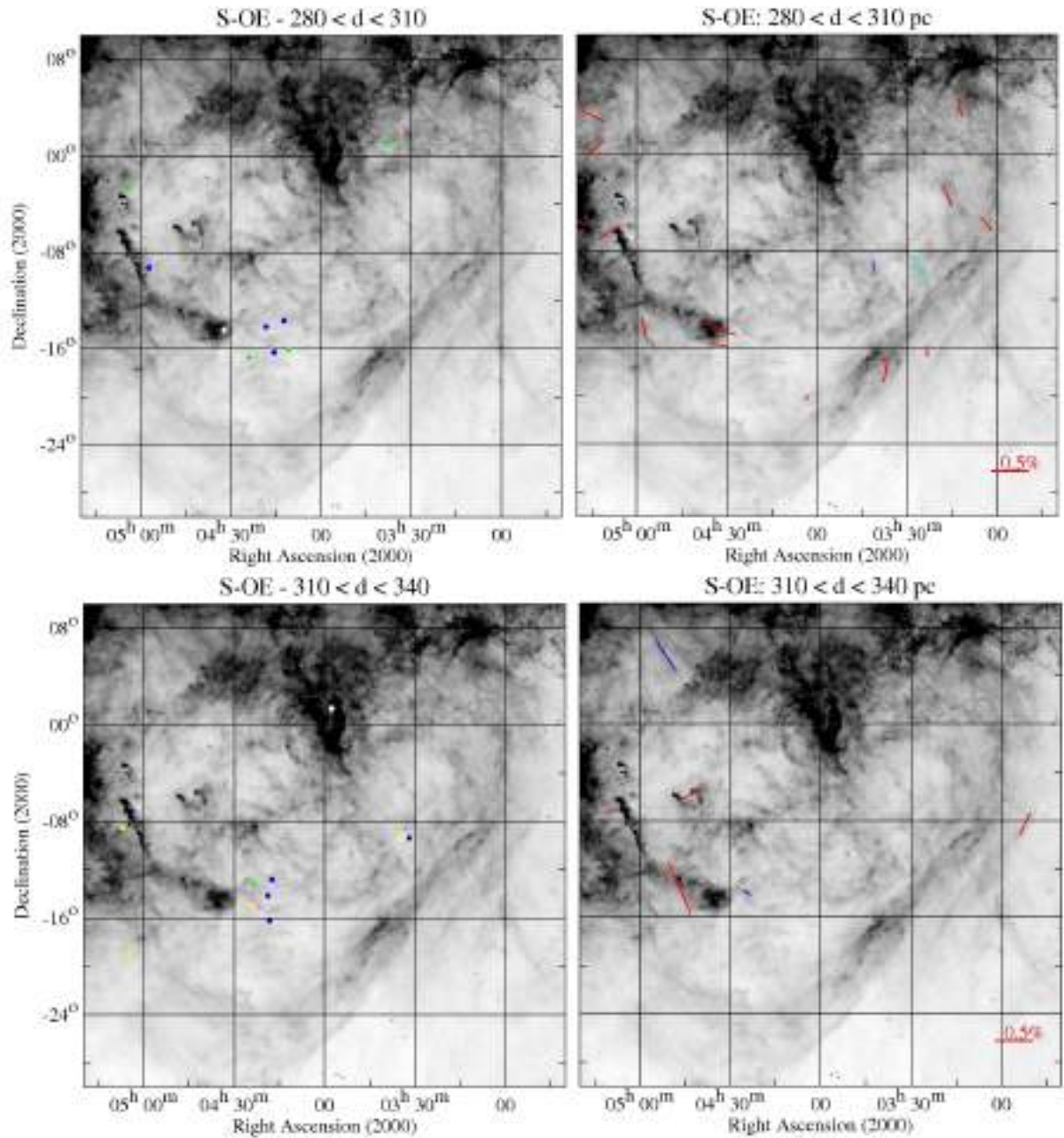


Figura 5.17: Diagramas (à esquerda) de excesso de cor e (à direita) da polarização das estrelas observadas para $280 < d < 310$ pc e para $310 < d < 340$ pc.

Para $340 < d < 370$ pc, Fig.5.18 (acima), nossa amostra é pequena e não traz novos resultados. Para maiores distâncias, $d \geq 370$ pc, (Fig.5.18-abaixo) temos um grande aumento do grau de polarização próximo a L1642 e a MBM21. Na direção de MBM21 o vetor apresenta a mesma orientação vista em distâncias menores. Próximo a L1642 uma estrela apresenta alto valor de polarização, entretanto a orientação desse vetor é aproximadamente perpendicular à orientação vista a menores distâncias, podendo assim indicar a presença de outra estrutura mais ao fundo.

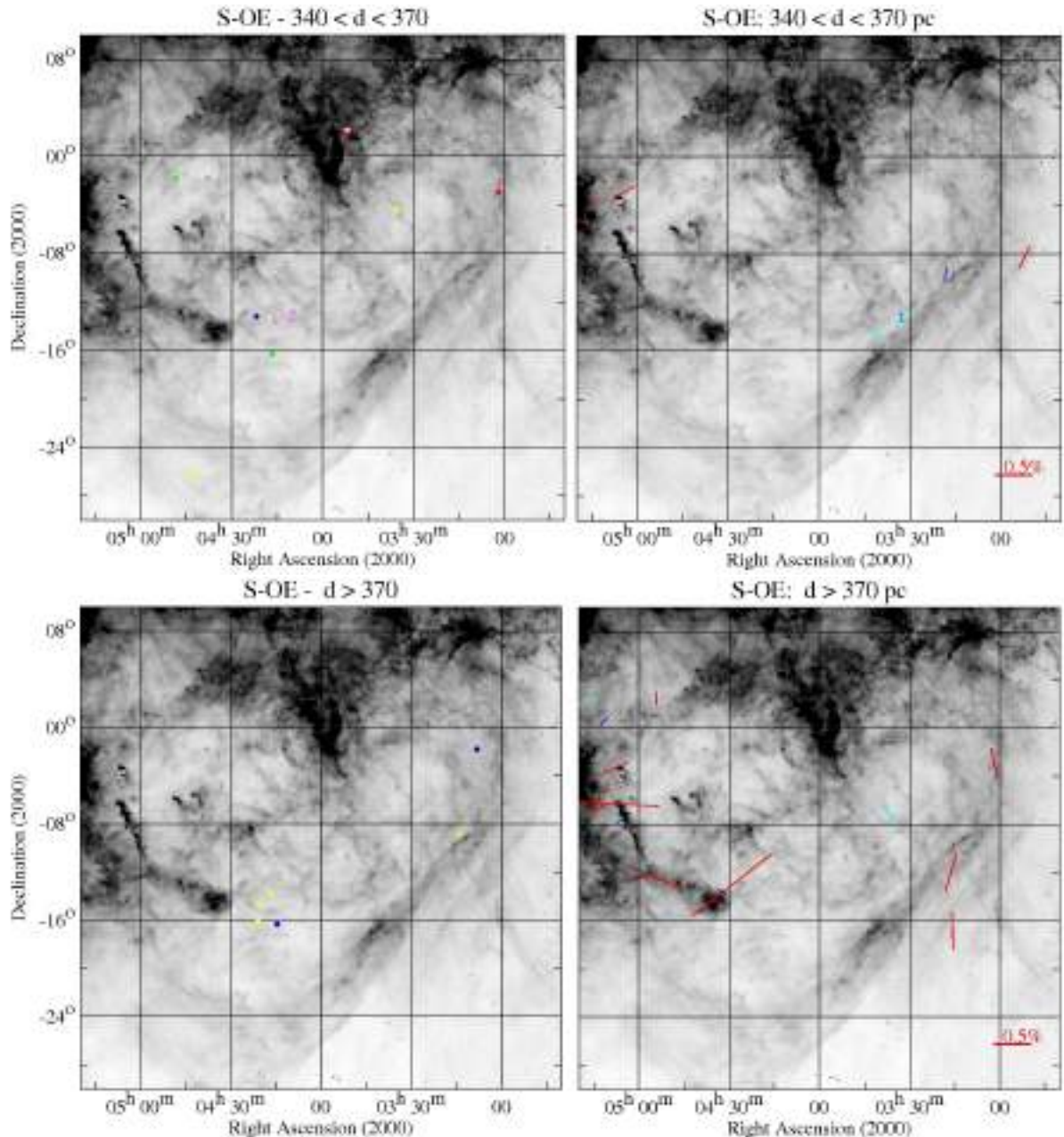


Figura 5.18: Diagramas (à esquerda) de excesso de cor e (à direita) da polarização das estrelas observadas para $340 < d < 370$ pc e para $d > 370$ pc.

5.3 Discussão dos resultados

Para a análise dos resultados comparamos o resultado da fotometria, da polarimetria e os resultados em NaI.

Como dito anteriormente, Welsh et al. (2005) estudaram a distribuição do NaI na direção da S-OE. Utilizando espectros de média resolução, $R \approx 40000$, esses autores identificaram múltiplas componentes de velocidade, positivas e negativas, sugerindo a presença de várias “shells” de gás produzidas por explosões de supernova e/ou por ventos de estrelas de grande massa. A Fig. 5.19 mostra a posição das estrelas cuja coluna de densidade e as componentes de velocidade foram determinadas. As duas principais componentes de velocidade identificadas ($V_{LSR} \approx 7 \text{ km s}^{-1}$ e $V_{LSR} \approx -8 \text{ km s}^{-1}$) estariam relacionadas com os envoltórios em expansão da BL e da S-OE. Na figura, os pontos em azul representam as estrelas onde foram detectadas a principal componente negativa da velocidade. Os pontos em vermelho representam a direção das estrelas onde foram detectadas a principal componente positiva. Os pontos verdes indicam a presença das duas principais componentes positivas e negativas do NaI. Os pontos em amarelo indicam as direções onde essas duas componentes não foram identificadas.

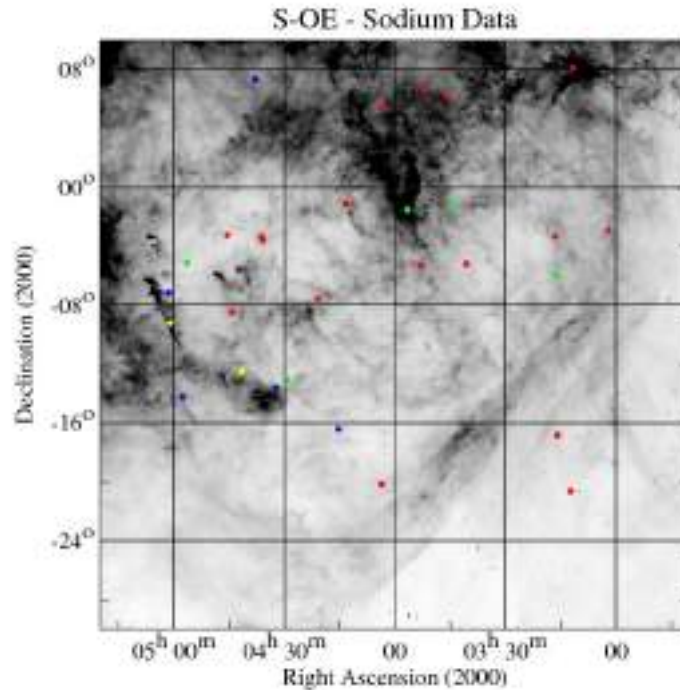


Figura 5.19: Componentes da velocidade do NaI sobrepostas na imagen IRAS em $100 \mu\text{m}$ da S-OE. Podemos observar que as estrelas que apresentam as duas principais componentes de velocidade estão distribuídas pela região sugerida como de interação entre a BL e a S-OE.

Nesta figura, a estrela mais próxima que apresenta as duas componentes está a uma distância $d = 189_{-32}^{+45}$; para as estrelas que apresentam apenas a componente positiva de

velocidade a menor distância é $d = 154_{-19}^{+25}$ e para a componente negativa $d = 227_{-11}^{+12}$. Para as duas estrelas que não apresentam nenhuma das duas principais componentes as distâncias são 161 e 266 pc. Como podemos observar, as estrelas que apresentam as duas componentes estão distribuídas na região de interação, não apresentando uma localização preferencial. Estrelas que apresentam apenas a componente positiva podem ser vistas por toda a área mapeada e as estrelas apenas com a componente negativa estão, em sua maioria, próximas a L1642 e MBM21. Esta distribuição das componentes de velocidade do NaI mostra claramente a complexidade da região e mostra o quanto é difícil a determinação das distâncias das várias estruturas e a definição de quais delas fariam parte da interface entre a BL e a S-OE.

Hearty et al. (2000) utilizando espectros de alta resolução de NaI de estrelas com a distância determinada pelo satélite *Hipparcos* localizadas sobre a projeção de L1642, não detecta a presença de NaI até a distância de 112 ± 12 pc. Isto indica que a interface entre as bolhas está localizada a uma distância superior. Burrows & Guo (1996) e Welsh et al. (2005) sugerem que a interface entre a BL e a S-OE estaria localizada a $d \approx 160$ pc. Entretanto, devido ao pequeno número de estrelas utilizadas nesse estudos e à sua distribuição, não podemos, a princípio, adotar esta distância como sendo a predominante para toda a região, sendo necessário um maior número de linhas de visada para confirmar este valor.

Lallement et al. (2003) sugerem que o limite da BL ocorre onde $N_{HI} > 5 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$, valor que equivale a $E(b-y) \approx 0,^m007$, considerando válida a relação sugerida por Knude (1979). Entretanto, Burrows et al. (1993) e Snowden et al. (1995) sugerem que a coluna de densidade do envoltório da BL na direção da S-OE seria igual a $N_{HI} > 5 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$, o que equivale a $E(b-y) \approx 0,^m067$. Este último valor de $E(b-y)$ é observado apenas em algumas regiões mais densas como, por exemplo, na direção de L1569.

Whittet (1992) mostra que no limite máximo da eficiência da polarização $\frac{P_V}{E(B-V)} = 9,0 \text{ \%mag}^{-1}$. Portanto, uma polarização de 0,37 % corresponde a um excesso de cor mínimo de $E(b-y) \geq 0,^m030$, o que corresponde ao excesso de cor produzido por uma nuvem interestelar difusa. Consideramos, então, este valor de polarização como aquele que caracterizaria a interface entre a BL e a S-OE.

Nos diagramas de $E(b-y)$ vs. d e P vs. d podemos observar mais de um salto nos valores do excesso de cor e do grau de polarização. Em geral, um ligeiro aumento pode primeiramente ser observado em $d \approx 100$ pc, sendo que em algumas regiões esta distância é de apenas 70 pc. Um segundo salto pode ser observado nas diversas direções entre 150 e 180 pc. Analisando conjuntamente os dados da fotometria, da polarimetria e do NaI concluímos que este segundo salto corresponderia à distância da região de interação entre a BL e a S-OE.

Como pode ser visto na Fig. 5.20, Burrows et al. (1993) sugerem que as nuvens escuras L1642 (MBM20) e L1569 fariam parte da interface entre as duas bolhas. Em nosso estudo a orientação dos vetores de polarização parecem definir um envoltório que contorna a região de interação entre a BL e a S-OE. Conjuntamente a isso, a similaridade das distâncias das nuvens mapeadas sugerem que elas fazem parte de um anel que contornaria a região de interação. Nossos resultados corroboram o modelo sugerido por Burrows et al. (1993) onde as nuvens L1642 e L1569 fariam parte da região de interação entre a BL e a S-OE, entretanto, a coluna de densidade do envoltório da BL na direção da S-OE apresenta valores inferiores ao sugerido por estes autores.

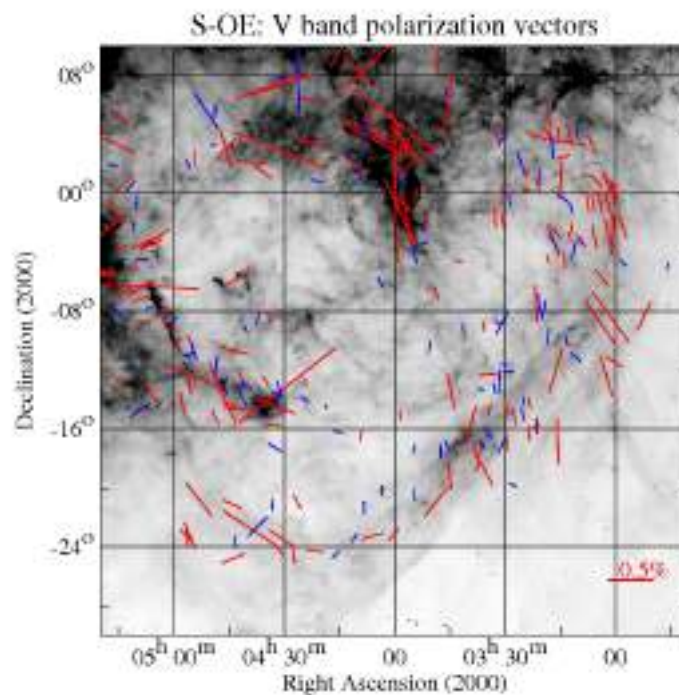
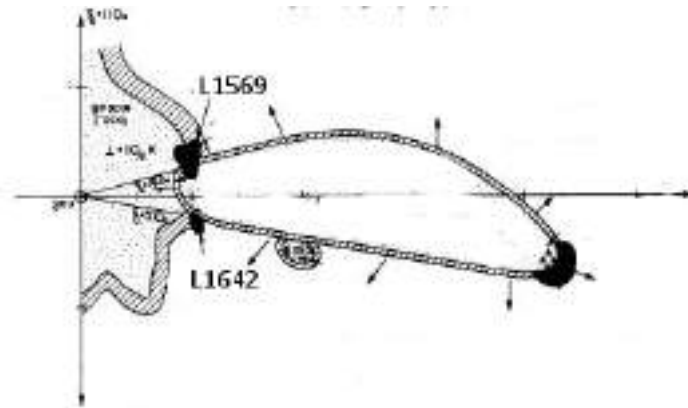


Figura 5.20: (*Acima*) Esquema da região da S-OE, olhando de cima para baixo, na visão de Burrows et al. (1993). Podemos observar que as nuvens L1569 e L1642 (MBM20) estariam localizadas na região de interação entre a BL e a S-OE. (*Abaixo*) Resultados da polarimetria utilizando apenas os vetores de polarização cujos respectivos ângulos são mais confiáveis. Podemos observar que a orientação dos vetores de polarização parece definir um envoltório para a região de interação entre as bolhas.

Capítulo 6

Metalicidade da associação de estrelas OB Scorpio-Centaurus

A atividade estelar em Sco-Cen começou entre 15 e 20 milhões de anos atrás sendo que de Geus (1989), utilizando isócronas para os modelos evolutivos de Maeder (1981), sugere que nos últimos 15 milhões de anos três épocas distintas de formação estelar ocorreram na Sco-Cen. Por outro lado, Sartori et al. (2003), utilizando isócronas de Bertelli et al. (1994), sugerem que os subgrupos UCL e LCC têm idades similares sendo que LCC poderia até ser o mais antigo, enquanto US é o subgrupo mais jovem. Na Tab. 6.1 temos as idades sugeridas dos subgrupos (em milhões de anos):

Tabela 6.1: Idades dos sub-grupos da Sco-Cen em milhões de anos

Subgrupo	de Geus et al. (1989)	Sartori et al. (2003)
UCL	14-15	16-20
LCC	11-12	16-20
US	4-5	8-10

As distâncias aproximadas entre os centros de cada subgrupo são de 50 pc entre UCL e LCC e 70 pc entre UCL e US. As posições das estrelas mais brilhantes de cada subgrupo, em coordenadas Galácticas, pode ser vista na Fig. 6.1.

Preibisch & Zinnecker (1999) sugerem que o processo de formação estelar no subgrupo US foi induzido por ondas de choque produzidas por explosões de supernova no subgrupo UCL. Essa onda de choque, que hoje apresenta um raio de ≈ 110 pc e $v \approx 10$ kms⁻¹, teria passado através da nuvem que originou US há aproximadamente 5 milhões de anos. Essa época coincide com a idade sugerida para US e, uma vez que, uma onda de choque lenta é necessária para a indução da formação estelar, causando o colapso da nuvem progenitora,

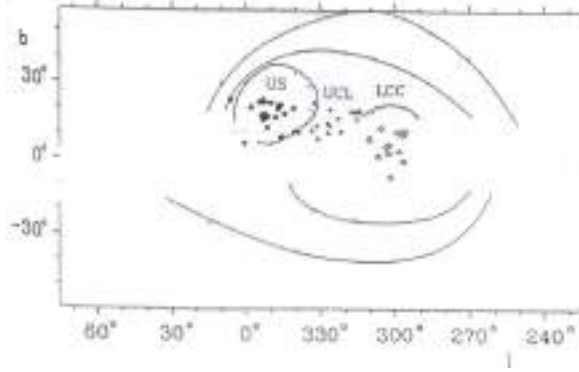


Figura 6.1: Localização dos subgrupos da Sco-Cen, em coordenadas Galácticas e representação esquemática das “shells” de cada subgrupo em expansão na visão de de Geus (1992).

temos que essa é uma explicação consistente para a formação de US. Na Fig. 6.2 temos a sequência de eventos que originou o sub-grupo US na visão de Preibisch & Zinnecker (1999).

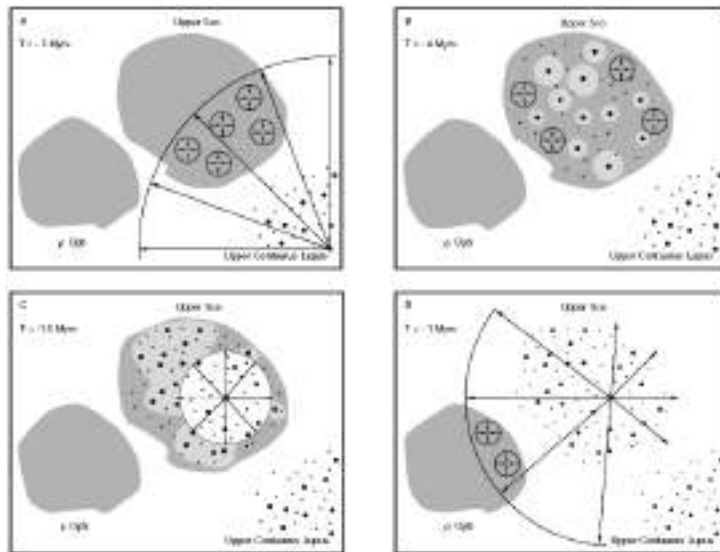


Figura 6.2: Esquema da história da formação estelar em Sco-Cen. As partes escuras representam as nuvens moleculares e os pontos representam as estrelas. Neste esquema podemos observar as ondas de choque originadas de supernovas em UCL induzindo a formação estelar em US.

A ideia do auto-enriquecimento em uma associação foi primeiramente sugerida por Reeves (1972). Os elementos produzidos pelas estrelas de grande massa podem vir a enriquecer o meio interestelar, tanto através de poderosos ventos estelares quanto através das explosões de supernova, e consequentemente alterar a composição química das ge-

rações estelares futuras. Uma vez que uma associação tem sua origem em uma mesma nuvem molecular, diferentes composições químicas entre seus subgrupos é um indício do enriquecimento do meio pelos subgrupos mais velhos. Portanto, é esperado que os subgrupos mais jovens de uma associação apresentem maior metalicidade em relação aos mais antigos. Esta hipótese foi testada por Cunha & Lambert (1994) que analisaram 18 estrelas B, da sequência principal, pertencentes a quatro subgrupos de diferentes idades da associação de Órion. Os resultados indicaram o auto-enriquecimento dos subgrupos mais jovens, principalmente com Oxigênio e Silício.

Em especial na Sco-Cen temos que após as estrelas mais massivas terem atingido sua escala de tempo evolutiva (≈ 4 milhões de anos), uma cascata de explosões de supernovas começou a ocorrer. Uma vez que o número de estrelas de tipo espectral mais quente que B3 na associação é 44, estima-se que 38 ± 10 explosões de supernovas já tenham ocorrido (Egger, 1998). Portanto, espera-se que o subgrupo mais jovem, US, apresente maior metalicidade que os subgrupos mais velhos, LCC e UCL. Além disso a abundância das estrelas jovens, contidas nas associações OB, pode refletir, em geral, a abundância do gás interestelar do qual elas se formaram (Daflon et al., 2001).

Este capítulo tem como objetivo verificar se existem diferenças nas metalicidades dos subgrupos da Sco-Cen através da calibração sugerida por Berthet (1990).

6.1 Determinação da metalicidade dos subgrupos de Sco-Cen

No sistema Strömngren o índice δ_{m_1} está relacionado com a metalicidade. Utilizando uma amostra de 164 estrelas de tipos espectrais A e F da sequência principal e do ramo de gigantes, Berthet (1990) sugere uma calibração para a determinação de $[Fe/H]$ a partir do índice δ_{m_1} . Esta calibração é válida para $\delta_{m_1} \geq -0,093$ e determina a abundância de $0,081 \pm 0,137$ para as Hyades, o que é coerente com resultados de análises espectrais e com outras calibrações. O erro intrínseco desta calibração é de $\pm 0,137$ e o valor de $[Fe/H]$ pode ser determinado através da seguinte equação:

$$[Fe/H] = -35,119 \times (\delta_{m_1})^2 - 6,515 \times \delta_{m_1} + 0,081; \quad (6.1)$$

De modo a ter confiabilidade de que as estrelas utilizadas neste trabalho pertençam aos subgrupos de Sco-Cen selecionamos apenas as estrelas de tipos espectrais A e F sugeridas como pertencentes a cada subgrupo por Eggen (1983), de Geus et al. (1989) e de Zeeuw et al. (1999), onde são analisados os parâmetros físicos e o movimento próprio das estrelas. Dentre essas estrelas utilizamos as que possuem os dados $uvbyH\beta$ completos (V , $(b-y)$, m_1 , c_1 e β) no GCPD, compilados por Hauck & Mermilliod (1998).

Na Fig. 6.3 temos a localização, em coordenadas Galácticas, das estrelas de nossa amostra onde estão indicados os nomes dos sub-grupos e o diagrama d (pc) vs. l ($^\circ$) o que proporciona uma visão espacial das estrelas de nossa amostra. Podemos observar que as posições dos sub-grupos coincidem com as sugeridas por de Geus (1992). Os símbolos utilizados em nossos diagramas podem ser vistos na Tab.6.2

Tabela 6.2: Símbolos utilizados na representação dos subgrupos de Sco-Cen

Subgrupo	US	UCL	LCC
Símbolo	+	*	◇

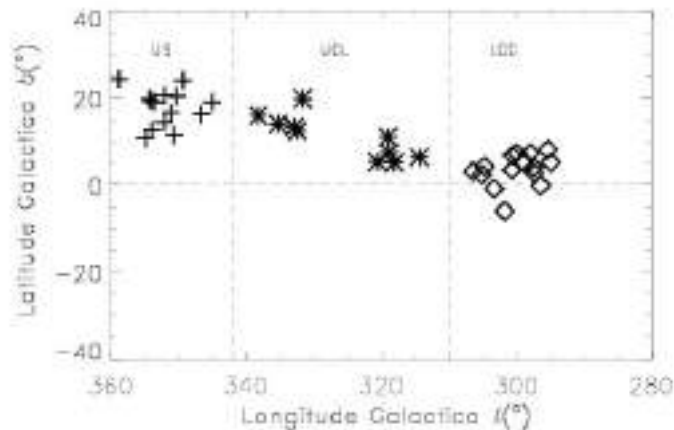


Figura 6.3: Diagrama da localização das estrelas de nossa amostra em coordenadas Galácticas. As linhas pontilhadas representam as regiões dos subgrupos e $b = 0^\circ$. Os símbolos representam UCL - *; LCC - ◇ e US - +.

6.2 Resultados

Os valores de δ_{m_1} , necessários para a determinação da metalicidade, e as distâncias fotométricas foram obtidos seguindo o mesmo procedimento descrito em Reis & Corradi (2008). Nas Tabs.6.3, 6.4 e 6.5 são apresentados os resultados (nome, δ_{m_1} , distância fotométrica, distância trigonométrica, longitude Galáctica, latitude Galáctica, os valores da metalicidade e o respectivo erro) das estrelas de nossa amostra separadamente para cada subgrupo de Sco-Cen. No valor do erro não está incluído o erro intrínseco da calibração.

Na Fig. 6.4 temos (acima) o diagrama $[\text{Fe}/\text{H}]$ *vs.* $l(^\circ)$ onde podemos observar a diferença do $[\text{Fe}/\text{H}]$ do subgrupo US em relação aos outros dois subgrupos e (abaixo) o diagrama $[\text{Fe}/\text{H}]$ *vs.* distância onde podemos observar que a metalicidade das estrelas independe das distâncias. As estrelas dos subgrupos UCL e LCC não apresentam uma separação significativa no valor de $[\text{Fe}/\text{H}]$, mas sugerem que LCC é ligeiramente mais rico em metais que UCL. Por outro lado, as estrelas do subgrupo US sistematicamente apresentam maior $[\text{Fe}/\text{H}]$ em relação às estrelas dos outros dois subgrupos.

Nossos resultados mostram que o subgrupo US apresenta maior $[\text{Fe}/\text{H}]$ em relação aos outros subgrupos e que é o único com metalicidade superior a solar. Os valores médios de $[\text{Fe}/\text{H}]$ de cada subgrupo são apresentados na Tab. 6.6.

Tabela 6.3: Estrelas selecionadas com os respectivos valores de δ_{m_1} , distância fotométrica, distância trigonométrica, longitude Galáctica e latitude Galáctica, tipo espectral, metalicidade das estrelas selecionadas e o respectivo erro. Subgrupo UCL

Nome (<i>uvby98</i>)	δ_{m_1}	d(fot)	d(Hip)	l°	b°	TE	[Fe/H]	$\sigma_{[Fe/H]}$
UCL								
0100126760	0.018	160±21	157 ⁺³⁶ ₋₂₅	319.1	11.1	A	-0.048	± 0,041
0100128069	0.015	157±24	152 ⁺³⁴ ₋₂₂	318.9	7.5	A	-0.025	± 0,041
0100128291	0.027	126±20	128 ⁺¹⁸ ₋₁₆	318.0	5.2	F	-0.121	± 0,037
0100130909	0.012	125±15	154 ⁺³⁶ ₋₂₅	320.6	5.4	F	-0.002	± 0,044
0100138994	0.012	134±20	149 ⁺³⁹ ₋₂₆	335.3	14.1	F	-0.002	± 0,063
0100139883	0.022	115±13	97 ⁺¹³ ₋₁₁	338.3	16.0	F	-0.079	± 0,023
0100133574	0.006	142±18	141 ⁺³¹ ₋₂₁	331.7	19.8	A	0.041	± 0,033
0100123800	0.011	147±23	135 ⁺²¹ ₋₁₆	314.4	6.4	F	0.005	± 0,044
0100137786	0.022	162±24	152 ⁺³⁸ ₋₂₆	332.9	13.3	F	-0.079	± 0,037
0100137888	0.013	125±20	155 ⁺³³ ₋₂₂	332.4	12.5	F	-0.010	± 0,041

Tabela 6.4: Estrelas do subgrupo LCC

Nome (<i>uvby98</i>)	δ_{m_1}	d(fot)	d(Hip)	l°	b°	TE	[Fe/H]	$\sigma_{[Fe/H]}$
LCC								
0100104273	0.015	129±15	131 ⁺²¹ ₋₁₆	295.4	8.2	A	-0.025	± 0,037
0100106826	0.017	120±18	99 ⁺¹⁰ ₋₈	298.0	7.5	F	-0.040	± 0,041
0100107545	0.011	143±23	141 ⁺³⁰ ₋₂₁	298.9	5.3	F	0.005	± 0,044
0100108868	0.012	116±15	101 ⁺¹¹ ₋₉	299.9	7.4	A	-0.002	± 0,029
0100109277	0.015	126±23	144 ⁺²⁴ ₋₁₈	300.7	3.5	A	-0.025	± 0,041
0100109458	0.004	129±19	148 ⁺³⁴ ₋₂₃	300.6	6.9	F	0.054	± 0,047
0100113556	0.009	89±15	102 ⁺¹¹ ₋₁₀	304.8	4.3	F	0.020	± 0,033
0100114082	0.017	94±13	83 ⁺⁷ ₋₆	305.1	2.5	F	-0.040	± 0,029
0100115600	0.020	111±18	111 ⁺¹⁷ ₋₁₂	306.5	4.0	F	-0.063	± 0,033
0100105613	0.004	108±17	108 ⁺¹¹ ₋₉	297.5	4.1	A	0.054	± 0,047
0100109832	0.003	102±14	106 ⁺⁹ ₋₈	301.8	-5.9	F	0.061	± 0,047
0100103234	0.032	111±17	105 ⁺¹² ₋₁₀	294.9	5.2	F	-0.163	± 0,033
0100103589	0.013	102±12	117 ⁺¹¹ ₋₉	296.5	-0.0	F	-0.010	± 0,029
0100105233	0.010	174±21	136 ⁺²¹ ₋₁₆	297.3	2.7	F	0.012	± 0,017
0100112109	0.015	92±12	96 ⁺⁸ ₋₇	303.3	-0.8	A	-0.025	± 0,037

6.3 Discussão

Embora abundância em Ferro menor que a Solar seja inesperada para associações jovens, observações de diferentes tipos de estrelas mostram que existe um espalhamento na abundância de Ferro nas estrelas localizadas na vizinhança Solar. Fry & Carney (1997) analisando cefeidas, mostram que estas estrelas próximas ao Sol têm [Fe/H] entre -0,2 e 0,1.

Considerando-se que uma associação tem sua origem em uma mesma nuvem molecular, diferentes composições químicas entre seus subgrupos é um indicio do enriquecimento do meio pelos subgrupos mais velhos. Embora os valores da metalicidade para UCL e LCC

Tabela 6.5: Estrelas do subgrupo US

Nome (<i>wby98</i>)	δ_{m_1}	d(fot)	d(Hip)	l°	b°	TE	[Fe/H]	$\sigma_{[Fe/H]}$
US								
0100142457	-0.012	149±20	197 ⁺⁶³ ₋₃₉	345.0	19.1	A	0.154	± 0,053
0100144894	-0.018	152±22	178 ⁺⁸³ ₋₄₃	346.6	16.3	A	0.187	± 0,056
0100146544	-0.003	178±26	196 ⁺⁵⁹ ₋₃₇	358.8	24.4	A	0.100	± 0,033
0100152057	-0.007	116±18	150 ⁺²⁹ ₋₂₁	354.9	10.8	A	0.125	± 0,050
0100144499	0.001	196±26	169 ⁺⁴⁸ ₋₃₀	347.9	18.2	A	0.075	± 0,047
0100145468	0.004	133±17	142 ⁺²³ ₋₁₇	352.1	20.6	A	0.055	± 0,037
0100142097	-0.007	314±42	238 ⁺⁹⁸ ₋₅₇	350.1	16.4	A	0.125	± 0,041
0100150589	-0.004	114±13	129 ⁺²⁷ ₋₁₉	354.0	12.7	F	0.107	± 0,029
0100147255	0.003	175±14	-	351.1	16.7	F	0.061	± 0,044
0100148822	-0.021	235±29	-	352.1	14.5	F	0.202	± 0,047
0100147220	-0.001	129±18	145 ⁺³¹ ₋₂₂	354.1	19.3	A	0.082	± 0,037
0100147083	0.015	127±17	106 ⁺¹¹ ₋₉	354.4	19.9	A	-0.025	± 0,041

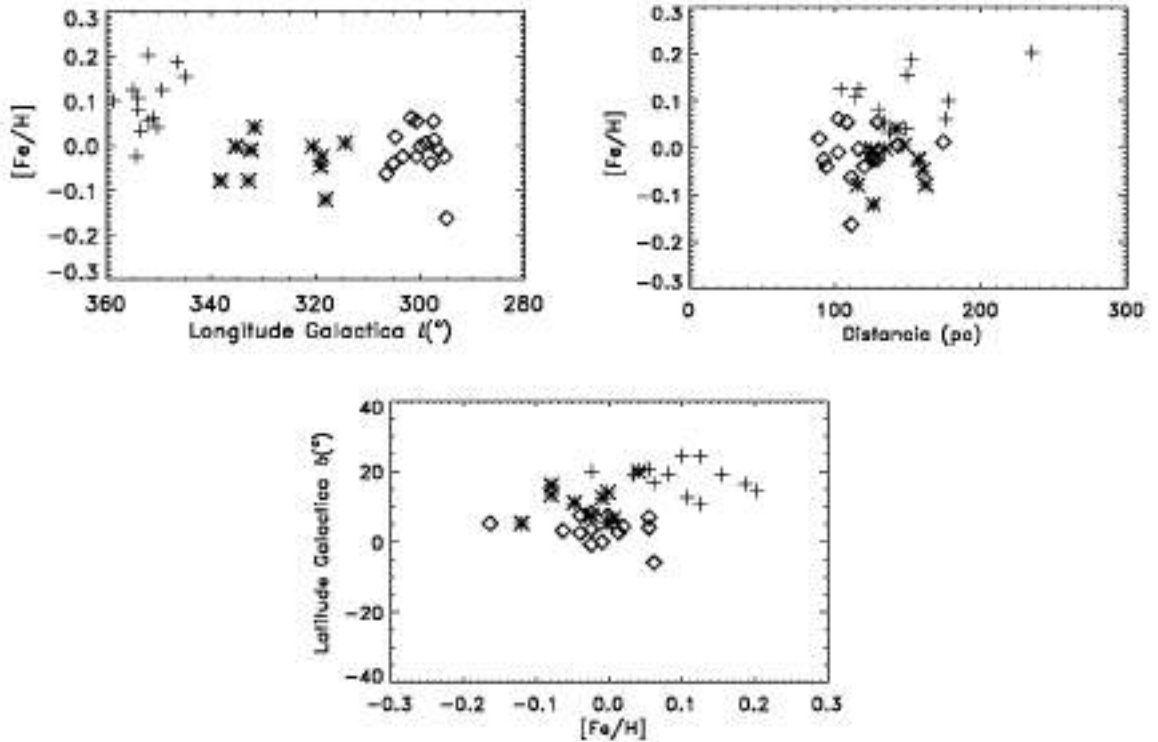


Figura 6.4: (à esquerda acima) Diagrama (Fe/H) vs. l ($^\circ$) para as estrelas de nossa amostra onde podemos observar a maior metalicidade das estrelas do subgrupo US e que os subgrupos UCL e LCC apresentam metalicidades similares. (à direita acima) Diagrama (Fe/H) vs. d (pc) para as estrelas de nossa amostra onde podemos observar a maior metalicidade das estrelas do sub-grupo US e que a metalicidade independe da distância da estrela em relação ao Sol. (abaixo) Diagrama b ($^\circ$) vs. (Fe/H).

serem próximos, podemos observar que os valores para o subgrupo LCC são ligeiramente

Tabela 6.6: $[Fe/H]$ médio dos sub-grupos da Sco-Cen.

Subgrupo	$[Fe/H]$	$\sigma_{[Fe/H]}$
UCL	-0,032	$\pm 0,049$
LCC	-0,012	$\pm 0,056$
US	0,104	$\pm 0,062$

superiores, podendo indicar que sua formação foi um pouco posterior à de UCL. A maior metalicidade do subgrupo US, em relação aos outros dois subgrupos, é um forte indício que a nuvem que deu origem a esse subgrupo foi enriquecida com os metais provenientes de explosões de supernova nos subgrupos mais antigos.

Capítulo 7

Conclusão

Este trabalho tenta fornecer argumentos que ajudem a responder a três desses aspectos fundamentais da BL. *(i)* Limites: determinando que estruturas compõem a interface da BL com a Superbolha Loop I e com a Superbolha Órion-Eridanus (S-OE) bem como as distâncias das nuvens localizadas nessas direções. *(ii)* Origem: mapeando a distribuição do excesso de cor $E(b - y)$ na BL e corroborando o modelo 3D mais recente da origem e evolução conjunta da BL e Loop I. *(iii)* Composição química: determinando a metalicidade dos subgrupos que compõem a associação de estrelas OB Scorpio-Centaurus (Sco-Cen), associação esta que teria originado a BL e Loop I.

Para a realização de nosso estudo utilizamos a fotometria Strömgren e a polarimetria. Com o excesso de cor $E(b - y)$, determinado através das calibrações do sistema Strömgren, construímos mapas detalhados da distribuição do avermelhamento nas vizinhanças do Sol. através desses mapas podemos determinar a forma e limites da BL. Além disso, comparamos a distribuição do excesso de cor com a mais recente simulação da origem e evolução da BL em conjunto com a bolha Loop I.

Através da fotometria e da polarimetria, também determinamos as distâncias das nuvens que compõem a interface entre a BL e a S-OE, bem como, através da fotometria Strömgren, a metalicidade dos subgrupos da Sco-Cen.

Como principais conclusões temos:

- Limites da BL com Loop I;
 - Até 60 - 80 pc o excesso de cor permanece baixo ($E(b - y) \leq 0,^m040$) em todas as direções sendo o valor típico igual a $0,^m020$.
 - A esperada transição para $E(b - y) \geq 0,^m070$ no suposto anel de interação que contornaria a região de interação ocorre em $d \approx 110$ pc na parte esquerda do anel e $d \approx 280$ pc em seu lado direito.
 - O excesso de cor não mostra o anel de interação entre a BL e Loop I como proposto por Egger & Aschenbach (1995).
- Mapeamento do avermelhamento nas vizinhanças do Sol e validação do modelo de origem e evolução da BL.

- A distância até o limite da BL varia com a latitude e com a longitude Galáctica, sendo que a menor distância ($d \approx 80$ pc) ocorre em $l \approx 0^\circ$, com $20^\circ \leq b \leq 40^\circ$ e em $15^\circ \leq l \leq 30^\circ$ próximo ao plano Galáctico.
- Existem vários túneis que conectam a BL às bolhas vizinhas.
- O mapa do excesso de cor corrobora o modelo de origem e evolução da BL, em conjunto com Loop I, desenvolvido por Avillez e colaboradores.
- Região de interação entre a BL e a S-OE
 - Analisando conjuntamente os dados da fotometria, polarimetria e em NaI sugerimos que a distância da região de interação entre a BL e a S-OE está entre 140 e 170 pc, .
 - As distâncias das nuvens interestelares localizadas na direção da interface entre a BL e a S-OE são:
 - * Loop A $d \approx 160$ pc
 - * G191-52 $d \geq 160$ pc
 - * G207-50 $d \approx 170$ pc
 - * Loop B $d \approx 170$ pc
 - * L1642 $d \approx 160$ pc
 - * G191-28 $d \approx 150$ pc
 - * L1569 $d \approx 140$ pc
 - Sugerimos que as essas nuvens fazem parte de um anel que contornaria a região de interação entre as bolhas Local e S-OE.
- Metalicidade da associação de estrelas OB Sorpio-Centaurus
 - Utilizando calibrações do sistema Stömgren determinamos a metalicidade dos subgrupos que compõem Sco-Cen:
 - * UCL; $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,032 \pm 0,049$
 - * LCC; $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,012 \pm 0,056$
 - * US; $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,104 \pm 0,062$
 - A metalicidade do subgrupo LCC é ligeiramente superior a de UCL indicando que a formação de LCC pode ter sido posterior a de UCL.
 - A maior metalicidade do subgrupo mais jovem, US, sugere que a nuvem interestelar que originou este subgrupo, deve ter sido enriquecida com metais provenientes das explosões de supernova no subgrupo mais antigo (UCL).

7.1 Trabalhos Futuros

Dando sequência ao nosso trabalho pretendemos:

1. Fazer mais observações polarimétricas de estrelas localizadas na direção da interface entre a BL e a Superbolha Órion-Eridanus, de modo a determinar a distância das estruturas que, neste trabalho, não tiveram suas distâncias determinadas.

2. Verificar se as explosões de supernova ocorridas nos subgrupos mais antigos da associação de estrelas OB Scorpio-Centaurus é suficiente para o aumento na metalicidade observada no subgrupo US.
3. Iniciar o estudo do estado físico do plasma na BL de modo a contribuir na construção de modelos de origem e evolução da BL.

Referências Bibliográficas

- Alves, F. 2004, UFMG, Dissertação de mestrado
- Ambartsumian, 1947, Armenian Acad. of Sci., 399
- Asiain R., Figueras F., Torra J., 1999, A&A 350, 434
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A., Scott, P. 2009, ARAA 47, 481
- de Avillez, M.A., Breitschwerdt, D. 2009, ApJ 697, 158
- de Avillez, M.A., Breitschwerdt, D. 2010, ASPC 438, 313
- de Avillez, M.A., Breitschwerdt, D. 2012, A&A 539, L1
- Barstow, M., Boyce, D., Welsh, B., Lallement, R., et al. 2010, ApJ 723, 1762
- Berkhuijsen E.M., Haslam C.G.T., Salter C.J., 1971, A&A 14, 252
- Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Fagotto, F., Nasi, E. 1994, A&AS 106, 275
- Berthet, M. 1990, A&A 236, 440
- Blaauw, A. 1964, ARA&A 2, 213
- Berghöfer, T.W., Breitschwerdt, D. 2002, A&A 390, 299
- Bochkarev, N.G. 1987, Ap&SS 138, 229
- Breitschwerdt, D., Freyberg, M.J., Egger, R. 2000, A&A 361, 303
- Breitschwerdt, D., de Avillez, M.A. 2006, A&A 452, 1
- Brown, A.G.A., Hartmann, D., Burton, W.B. 1995, A&A 300, 903
- Bruhweiler, F.C. 1996, Bowyer S., Malina R.F. (eds.) Proc. IAU Colloq. 152, Astrophysics in the Extreme Ultraviolet. Kluwer, Dordrecht, p. 261
- Burrows, D.N., Singh, K.P., Nousek, J.A., Garmine, G.P., Good J. 1993, ApJ 406, 97
- Burrows, D.N., Guo, Z. 1996, Roentgenstrahlung from the Universe, 221
- Colomb, F.R., Poppel, W.G.L., Heiles, C. 1977, A&A 29, 89
- Cox, D.P., Smith, B.W. 1974, ApJ 189, 109
- Cox, D.P., Anderson, P.R. 1982, ApJ 253, 268

- Cox, D.P., Reynolds, R.J. 1987, ARA&A 25, 303
- Cox, D.P. 1998, LNP 506, 121
- Cravens, T.E. 1997, Geophys. Res. Lett. 24, 105
- Cravens, T. E. 2000, ApJ 532, L153
- Crawford, D.L., Barnes J.V. 1966, AJ 71, 610
- Crawford, D.L. 1975, AJ 80, 955
- Crawford, D.L. 1978, AJ 83, 48
- Crawford, D.L. 1979, AJ 84, 1858
- Cunha, K., Lambert, D.L. 1994, ApJ 426, 170
- Daflon, S., Cunha, K., Becker, S.R., Smith, V. 2001, ApJ 552, 309
- de Geus, E.J. 1989, A&A 216, 44
- de Geus, E.J. 1992, A&A 262, 258
- de Zeeuw, P.T., Hoogerwerf R., de Bruune J.H.J. 1999, AJ 117, 354
- de Vaucouleurs, G. 1960, Observatory 80, 106
- Eggen, O.J. 1983, MNRAS 204, 377
- Egger, R.J., Aschenbach, B. 1995, A&A 294, L25
- Egger, R.J., Freyberg, M.J., Morfill G.E. 1996, SSRv 75, 508
- Egger, R.J. 1998, LNP 506, 287
- Elmegreen, B.G., Lada, C.J. 1977, ApJ 214, 725
- ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200. ESA Publications Division, Noordwijk
- Ferlet, R., Vidal-Madjar, A., Gry, C. 1985, ApJ 298, 838
- Feynman, R.P., Leighton, R.B., Sands, M. 1963, Em:Addison-Wesley Publishing Company. "Lectures on Physics
- Fong, R., Jones, L.R., Shanks, T., Stevenson, P.R., Strong, A.W. 1987, MNRAS 224, 1059
- Franco, G.A.P. 1988, A&AS 74, 73
- Franco, G.A.P. 1989, A&A 223, 313
- Frisch, P.C. 1981, Nature 293, 377
- Frisch, P.C., York, D.G. 1983, ApJ 271, 59
- Frisch, P.C., York, D.G. 1986, Em: Smoluchowski R., Bahcall J.N., Matthews M.S. (eds.) "The Galaxi and the Solar System". University of Arizona Press, Tucson, p. 83

Frisch, P.C. 1993, *Nature* 364, 395

Frisch, P.C. 1995, *SSRv* 72, 499

Frisch, P.C. 1998, *LNP* 506, 269

Fruscione, A., Hawkins, I., Jelinsky, P., Wiercigroch, A. 1994, *ApJS* 94, 127

Fuchs, B., Breitschwerdt, D., Avillez, M.A., Dettbarn, C., Flynn, C. 2006, *MNRAS* 373, 993

Gehrels, N., Chen W. 1993, *Nature* 361, 706

Gold, T. 1952, *MNRAS* 112, 215

Gry, C., Lemonon, L., Vidal-Madjar, A., Lemoine, A., Ferlet, R. 1995, *A&A* 302, 497

Gullixson, C. A. 1992, *ASPC* 23, 130

Hauck, B., Mermilliod, M. 1998, *A&AS* 129, 431

Hearty, T., Fernández, M., Alcalá, J.M., Covino, E., & Neuhäuser, R. 2000, *A&A* 357, 681

Heiles, C. 1976, *ApJ* 208, 137

Heiles, C. 1998, *ApJ* 498, 689

Heiles, C. 2000, *AJ* 119, 923

Hoobs, L.M. 1978, *ApJ* 222, 491

Hurwitz, M., Sassen, T.P., Sirk, M.M. 2005, *ApJ* 623, 911

Innes, D.E. & Hartquist, T.W. 1984, *MNRAS* 209, 7

Iwan, D. 1980, *ApJ* 239, 316

Jones, R. V. & Spitzer, L., Jr. 1967, *ApJ* 147, 943

Kosarev, I.B., Loseva, T.V., Nemtchinov, I.V., Popel, S.I. 1994, *A&A* 287, 470

Kuntz, K. D., Snowden, S. L., & Verter, F. 1997, *ApJ* 484, 245

Knude, J. 1978, *A&AS* 33, 347

Knude, J. 1979, *A&A* 77, 198

Koutroumpa, D., Lallement, R., Raymond, J.C., Kharchenko, V. 2009, *ApJ* 696, 1517

Lallement, R., Vidal-Madjar, A., Ferlet, R. 1986, *A&A* 168, 225

Lallement, R., Ferlet, R. 1997, *A&A* 324, 1105

Lallement, R. 1998, *LNP* 506, 19

Lallement, R. 2007, *SSRv* 130, 341

Lallement, R., Welsh, B.Y., Vergely, J.L., Crifo, F., Sfeir D. 2003, *A&A* 411, 447

- Lazarian, A. 2007, *Journal of Quantitative Spectroscopy & Radiative Transfer* 106, 225
- Leitherer, C. et al., 1999, *ApJS* 123, 3
- Lépine, J.R.D., Sartori, M.J. 2003, *Open Issues in Local Star Formation* 299, 63
- Leroy, J. L. 1999, *A&A* 346, 955
- Lehtinen, K., Russeil, D., Juvela, M., Mattila, K., & Lemke, D. 2004, *A&A* 423, 975
- Liljestrom, T. 1991, *A&A* 244, 483
- Lisse, C., Dennerl, k., Englhauser, J., et al. 1996, *Science* 274, 205
- Lucke, P. B. 1978, *A&A* 64, 367
- Maeder, A. 1981, *A&A* 102, 401
- Massey, P., Johnson, K.E., Degioia, E.K. 1995, *ApJ* 454, 151
- Maíz-Apellániz, J. 2001, *ApJ* 560, 83
- Magalhaes, A. M., Rodrigues, C. V., Margoniner, V. E., Pereyra, A., & Heathcote, S. 1996, *ASPC* 97, 118
- Magnani, L., & de Vries, C. P. 1986, *A&A* 168, 271
- McGee, R.X., Haynes, R.F., Grogard, J.M., Malin, D. 1986, *MNRAS* 221, 543
- Mebold, U., Kerp, J., Kalberla P.M.W. 1998, *LNP* 506,199
- Olsen, E.H. 1979, *A&AS* 37, 367
- Olsen, E.H. 1988, *A&A* 189, 173
- Oegerle, R., Jenkins, E., Shelton, R., Bowen, D., Chayer, P. 2005, *ApJ* 622, 377
- Paresce, F. 1984, *AJ* 89, 1022
- Penprase, B.E. 1993, *ApJS* 88, 433
- Penprase, B.E., Lauer, J., Aufrecht, J. et al. 1998, *ApJ* 492, 617
- Pereyra, A. 2000, IAG/USP, Tese de Doutorado
- Perrot, C.A., Grenier, I.A. 2003, *A&A* 404, 519
- Perry, C., Johnston, L. 1982, *ApJS* 50, 451
- Preibisch, T., & Zinnecker, H. 1999, *AJ* 117, 2381
- Reeves, H. 1972, *A&A* 19, 213
- Reeves, H. 1978, *IAU Colloq.* 52, Protostars and planets, 399
- Redfield, S., Wood, B. E., & Linsky, J. L. 2004, *Advances in Space Research* 34, 41
- Redfield, S. 2006, *New Horizons in Astronomy: Frank N. Bash Symposium* 352, 79

- Reipurth, B., & Heathcote, S. 1990, A&A 229, 527
- Reis, W., Corradi, W.J.B. 2006, RASAB XXXII, 215
- Reis, W. 2007, UFMG, dissertação de Mestrado
- Reis, W., Corradi, W.J.B. 2008, A&A 486, 471
- Reis, W., Corradi, W., de Avillez, M.A., Santos, F.P. 2011, ApJ 734, 8
- Reynolds, R.J., Ogden, P.M. 1979, ApJ 229, 942
- Robertson, I., Cravens, T. 2003, J. Geophys. Res. 108, 6
- Sandell, G., Aspin, C., Duncan, W. D., Russell, A. P. G., & Robson, E. I. 1991, ApJL 376, L17
- Sanders, W., Krausshaar, W., Nousek, J., et al. 1977, ApJ 217, 87
- Santos, F.P. 2009, UFMG, Dissertação de mestrado
- Santos, F.P., Corradi, W.J.B., Reis, W. 2011, ApJ 728, 104
- Sartori, M. J., Lépine, J. R. D., & Dias, W. S. 2003, A&A 404, 913
- Savage, B., Lehner, N. 2006, ApJSS 162, 134
- Serkowski, K 1974, Methods of Experimental Physics, Volume 12 - Academic Press, Part A: Astrophysics - Optical and Infrared, Cap. 8, New York
- Sfeir, D.M., Lallement, R., Crifo, F., Welsh, B.Y. 1999, A&A 346, 785
- Shelto, R.L. 2009, SSRv 143, 231
- Smith, R.K., Cox, D.P. 2001, ApJS 134, 283
- Snowden, S.L. 1998, LNP 506, 103
- Snowden, S.L., Cox, D.P., McCammon, D., Sanders, W.T. 1990, ApJ 354, 211
- Snowden, S.L., Burrows, D.N., Sanders, W.T., Aschenbach, B., Pfeffermann, E. 1995, ApJ 439, 399
- Snowden, S.L. 2009, SSRv 143, 253
- Strömgren, B. 1956, VA 2, 1336
- Strömgren, B. 1963, "Basic Astronomical Data", edited by K. Aa. Strand (Univ. Chicago P., Chicago) p.123
- Strömgren, B. 1966, ARA&A 4, 433
- Sutherland, R. S., & Dopita, M. A. 1993, ApJS 88, 253
- Tobin, W. 1985, A&A 142, 189
- Verschuur, G.L., Rickard, L.J., Verter, F., et al. 1992, ApJ 390, 514
- Warwick, R., Barber, C., Hodgkin, S., & Pye, J. 1993, MNRAS 262, 289

- Weaver, H. 1979, In: Burton W.B. (ed.) Proc. IAU Symp. 84, Large-Scale Characteristics of the Galaxy. Reidel, Dordrecht, p. 295
- Welsh, B.Y., Craig, N., Vedder, P.W., Vallerga, J.V. 1994, ApJ 437, 638
- Welsh, B.Y., Lallement, R. 2005, A&A 436, 615
- Welsh, B.Y., Sallmen, S., Jelinsky, S. 2005, A&A 440, 547
- Welsh, B.Y. 2009, SSRv 143, 241
- Welsh, B. Y., Lallement, R., Vergely, J.-L., & Raimond, S. 2010, A&A, 510, A54
- Welsh, B.Y., Shelton, R.L. 2009, Ap&SS 323, 1
- Whittet, D.C.B. 1992, Em: "Dust in the Galactic Enviroment", IOP Publishing Ltd., Cambrige, UK
- Whittet, D.C.B. 2003, "Dust in the Galactic Enviroment", 2^a Edição, IOP Publishing Ltd., Cambrige, UK
- Wilson, B.A., Dame, T.M., Masheded, M.R.W., Thaddeus, P. 2005, A&A 430, 523