



中国科学院大学

University of Chinese Academy of Sciences

博士学位论文

银河系二维消光及三维尘埃分布的研究

作者姓名: 李林林

指导教师: 侯金良 研究员 中国科学院上海天文台

沈世银 研究员 中国科学院上海天文台

学位类别: 理学博士

学科专业: 天体物理

培养单位: 中国科学院上海天文台

2018年5月

Research on the 2D extinction and 3D dust distribution of the Galaxy

**A dissertation submitted to the
University of Chinese Academy of Sciences
in partial fulfillment of the requirement
for the degree of
Doctor of Natural Science
in Astrophysics**

By

Lin-Lin Li

Professor Shiyin Shen; Professor Jinliang Hou

Shanghai Astronomical Observatory Chinese Academy of Sciences

April, 2018

中国科学院大学 学位论文原创性声明

本人郑重声明：所提交的学位论文是本人在导师的指导下独立进行研究工作所取得的成果。尽我所知，除文中已经注明引用的内容外，本论文不包含任何其他个人或集体已经发表或撰写过的研究成果。对论文所涉及的研究工作做出贡献的其他个人和集体，均已在文中以明确方式标明或致谢。本人完全意识到本声明的法律结果由本人承担。

作者签名：

日 期：

中国科学院大学 学位论文授权使用声明

本人完全了解并同意遵守中国科学院大学有关保存和使用学位论文的规定，即中国科学院大学有权保留送交学位论文的副本，允许该论文被查阅，可以按照学术研究公开原则和保护知识产权的原则公布该论文的全部或部分內容，可以采用影印、缩印或其他复制手段保存、汇编本学位论文。

涉密及延迟公开的学位论文在解密或延迟期后适用本声明。

作者签名：

日 期：

导师签名：

日 期：

摘要

银河系中的尘埃影响观测天体的亮度和颜色，因此银河系尘埃消光的精确测量是对其他天体从近红外到紫外进行消光改正的基本也是必要条件。此外尘埃粒子表面是分子形成的重要场所，与恒星形成密切相关。尘埃空间分布的特征包含星系结构和演化的重要信息。

本文第一章首先介绍了与银河系消光有关的物理量，然后在三个方面对银河系消光研究进行介绍。对于银河系整体消光我们介绍了由尘埃远红外辐射得到的 SFD 和 *Planck* 全天区消光图。此外，介绍了星系计数和统计色余两种对银河系消光进行测量的独立方法。对于银河系内天体消光的测量，我们介绍了用于计算分子云天区消光的恒星计数和统计色余法，用于计算单颗恒星近红外消光的 RJCE 法。对于三维消光的测量，我们介绍了星族结构模型法和贝叶斯方法。在消光图的基础上介绍了银河系尘埃空间分布模型的研究进展。最后对银河系消光曲线进行了简单介绍。

应用最广泛的 SFD 消光图已经被许多工作进行了独立验证，但是这些工作大多基于对银河系内恒星消光的测量，而不是银河系整体消光。本文第二章利用南银冠 U 波段巡天星表，用 u 波段星系计数和星系 $u-r$ 颜色分布两种独立的方法计算了银河系整体消光。将我们用两种方法得到的结果与 SFD 消光图进行对比发现，在低消光 ($E(B-V)^{SFD} < 0.12 \text{ mag}$) 天区，SFD 与我们的结果一致，但是在高消光天区 ($E(B-V)^{SFD} > 0.12 \text{ mag}$)，SFD 消光图系统性地高估了消光值，改正量可以表示为线性关系 $\Delta E(B-V) = 0.43[E(B-V)^{SFD} - 0.12]$ 。此外，将我们的结果与 *Planck* 消光图进行对比，结果在整个研究天区都非常一致。通过星系计数结果与颜色分布结果的比值限制消光曲线，我们发现 O'Donnell (1994) $R_V = 3.1$ 的消光曲线与我们结果符合地很好。

LAMOST 光谱巡天项目得到了迄今为止最大的银河系恒星光谱库，苑等人利用恒星对的方法得到了数百万颗恒星的消光和距离信息。第三章我们利用 LAMOST 光谱巡天增值星表建立银河系尘埃三维分布模型。得到尘埃的整体分布可以用指数盘描述，标高和标长分别为 3,192 pc 和 103 pc。在我们的模型中将太阳到尘埃盘面的垂直距离作为模型拟合参数，最佳拟合值为 23 pc。除了尘埃整体分布的指数盘结构，我们定义了太阳附近的两个子结构。一个位于 $150^\circ < l < 200^\circ$ ， $-5^\circ < b < -30^\circ$ 与古德带模型一致，另外一个位于 $140^\circ < l < 165^\circ$ ，

$0^\circ < b < 15^\circ$ ，和鹿豹分子云相关。

第四章对本文的主要内容进行总结并对未来工作做了展望。

关键词： 尘埃, 消光-星际介质: 结构-银河系: 结构, 消光-方法: 统计

Abstract

Dust extinction in the Milky Way affects the observed luminosity and colors of all astronomical objects. The knowledge of Galactic extinction is not only an essential correction to all astronomical measurements in the ultraviolet, optical, and near infrared bands, but also constrains the properties of interstellar dust which is a key ingredient in understanding the structure and evolution of the Milky Way.

In chapter 1, we introduce the related physical quantity about interstellar extinction, then review the basic framework and recent developments of the Galactic extinction studies from three aspects. For the integral Galactic extinction, we introduce two extinction maps derived from far-infrared emission of dust. On the other hand, the statistical approaches, including galaxy number counts and color excess determinations provide independent measurements of the integral Galactic extinction. For the extinction measurements of intergalactic objects, different methods are also reviewed, and each has its advantages and disadvantages. The statistical methods, star number counts and statistical color excess, are mainly for the extinction measurement of stars behind molecular clouds. For individual stars, the RJCE method is mainly used in the near-infrared. With the extinction measured for a large sample of individual stars, the 3D extinction maps with respect to the solar position can be built with the stellar population synthesis method, where a Bayesian approach has been recently developed to break the model degeneracy. On the basis of 3D extinction maps, the overall physical distribution of the Galactic dust can be further modeled. For the variation of the Galactic extinction with wavelength, i.e. the Galactic extinction curve, We introduce a family of curves parameterized by the only R_V parameter from ultraviolet to near-infrared band, and discussed the variation of R_V .

The most commonly used all-sky dust extinction map SFD has been tested by many independent measurements. However, these tests are typically based on spectral types of Galactic stars. In chapter 2 we study the integral Galactic extinction and reddening based on the galaxy catalog of the South Galactic Cap U-band Sky Survey (SCUSS), where u band galaxy number counts and $u - r$ color distribution are used to derive the Galactic extinction and reddening respectively. We compare these independent statistical measurements with the reddening map of SFD and find that both the extinction

and reddening from the number counts and color distribution are in good agreement with the SFD results at low extinction regions ($E(B - V)^{SFD} < 0.12$ mag). However, for high extinction regions ($E(B - V)^{SFD} > 0.12$ mag), the SFD map overestimates the Galactic reddening systematically, which can be approximated by a linear relation $\Delta E(B - V) = 0.43[E(B - V)^{SFD} - 0.12]$. By combining the results of galaxy number counts and color distribution together, we find that the shape of the Galactic extinction curve is in good agreement with the standard $R_V = 3.1$ extinction law of O'Donnell (1994).

The LAMOST spectral survey has obtained the largest spectroscopic sample of Galactic stars to date (more than eight million). By applying the standard pair technique on the LAMOST and SDSS spectra, Yuan et al. have derived the distance and dust extinction of a sample of about 6 million stars. With this detailed three-dimensional Galactic extinction map centered at solar position, the global Galactic dust distribution may also be outlined. In chapter 3 we present a three-dimensional modeling of the Milky Way dust distribution by fitting the value-added star catalog of LAMOST spectral survey. The global dust distribution can be described by an exponential disk with scale-length of 3,192 pc and scale height of 103 pc. In this modeling, the Sun is located above the dust disk with a vertical distance of 23 pc. Besides the global smooth structure, two substructures around the solar position are also identified. The one located at $150^\circ < l < 200^\circ$ and $-5^\circ < b < -30^\circ$ is consistent with the Gould Belt model of Gontcharov (2009), and the other one located at $140^\circ < l < 165^\circ$ and $0^\circ < b < 15^\circ$ is associated with the Camelopardalis molecular clouds.

In chapter 4, I present a brief summary about this paper and a discussion about the future perspectives.

Keywords: dust, extinction –ISM: structure –Galaxy: structure, extinction –techniques: photometric –methods: statistical

目 录

第 1 章 绪论	1
1.1 引言	1
1.2 星际尘埃的基本性质	2
1.2.1 消光和红化	2
1.2.2 辐射转移方程和光学厚度	3
1.2.3 尘埃的远红外辐射	4
1.2.4 尘埃模型	5
1.3 银河系的二维尘埃消光：河外天体消光改正	6
1.3.1 尘埃的远红外发射以及 SFD 消光图	6
1.3.2 星系计数和统计色余	7
1.4 银河系三维消光以及尘埃的分布	9
1.4.1 银河系内天体消光的测量	9
1.4.2 银河系的三维消光分布	12
1.4.3 银河系尘埃的分布	14
1.5 银河系尘埃的消光曲线	15
1.5.1 消光曲线的具体形式	16
1.5.2 消光曲线的变化	16
1.6 本章小节和本文的研究目的	18
1.6.1 本章小节	18
1.6.2 本文的研究目的	19
第 2 章 基于南银冠 U 波段巡天的银河系二维消光	23
2.1 数据	23
2.1.1 SCUSS 概述	23
2.1.2 SCUSS 测光数据	24
2.1.3 星系样本	25
2.1.4 SCUSS 的星系计数	27
2.2 u 波段消光值	28
2.3 $u-r$ 红化	32
2.4 讨论：银河系消光曲线	36
2.4.1 R_V 的不同取值	37
2.4.2 ODO1994 VS F1999 消光曲线	38
2.5 本章小结	40

第 3 章 基于 LAMOST 的银河系三维尘埃分布模型	43
3.1 数据	43
3.1.1 LAMOST 概述	43
3.1.2 单颗恒星消光值	44
3.1.3 网格的平均消光值	44
3.2 方法	45
3.2.1 模型	45
3.2.2 拟合过程	47
3.3 结果和讨论	47
3.3.1 银河系尘埃盘的结构参数	47
3.3.2 与其他工作的对比	49
3.3.3 子结构	52
3.4 本章小节	56
第 4 章 总结和展望	59
4.1 总结	59
4.2 展望	60
附录 A 24 个组合天区的星系计数	61
附录 B 24 个组合天区的星系颜色-星等关系	65
参考文献	69
作者简历及攻读学位期间发表的学术论文与研究成果	77
致谢	79

图形列表

1.1	银河系平均消光曲线	3
1.2	弥散星际尘埃的红外辐射观测特征	4
1.3	SFD 与 <i>Planck</i> 消光图的对比	8
1.4	不同波段颜色-颜色图分布	11
1.5	以太阳为中心, 1 kpc 为间隔的消光图	13
1.6	尘埃指数盘和古德带的相对位置	15
1.7	F1999 和 CCM 取不同 R_V 值的变化	17
1.8	R_V 的值在天区中的分布	18
2.1	SCUSS 巡天天区	24
2.2	SCUSS 和 SDSS 的 M33 图像	25
2.3	SCUSS 合成图像	26
2.4	SCUSS 和 SDSS 星系计数以及测光误差	27
2.5	SCUSS 和 SDSS 重合天区由 SFD 得到的 u 波段消光值分布	29
2.6	组合天区的面积和平均消光值	30
2.7	参考天区和消光天区的 SCUSS u 波段星系计数	31
2.8	星系计数法得到的 24 个组合天区的平均消光值 A_u^{ct} 与 A_u^{SFD} 的对比	32
2.9	星系的 $u-r$ 颜色分布	33
2.10	消光天区 ($0.39 < A_u^{SFD} < 0.42$) 的颜色-星等关系以及平均红化值	35
2.11	24 个天区的平均红化值 $E(u-r)$	35
2.12	本文所得 $E(B-V)$ 与 $E(B-V)^{SFD}$ 的差别	36
2.13	消光系数随 R_V 的变化	38
2.14	A_u^{ct} 、 $E(u-r)^{color}$ 、 R_V 随 $A_{1\mu m}$ 的变化	39
2.15	星系计数所得消光值与颜色分布所得红化值的关系	40
3.1	LAMOST 先导巡天和正式巡天前五年的天区覆盖图	44
3.2	不同距离处尘埃消光图	45
3.3	模型参数的二维概率分布	48
3.4	四个不同视线上模型 $E(B-V)$ 值和观测 $E(B-V)$ 值随距离的变化	49
3.5	银河系的尘埃盘和恒星薄盘构型的示意图	50
3.6	不同距离处最佳拟合模型残差分布图	53
3.7	不同距离间隔处的 $\delta E(B-V)$ 分布图	54

3.8	分别选自区域 A 和 B 的视线方向的消光增长曲线	55
A.1	24 个组合天区的星系计数	61
A.1	24 个组合天区的星系计数。	62
A.1	24 个组合天区的星系计数。	63
A.1	24 个组合天区的星系计数。	64
B.1	24 个组合天区的星系颜色-星等关系	65
B.1	24 个组合天区的星系颜色-星等关系	66
B.1	24 个组合天区的星系颜色-星等关系	67
B.1	24 个组合天区的星系颜色-星等关系	68

表格列表

1.1 常用消光图	20
2.1 SCUSS 的基本特征	23
3.1 不同工作的银河系结构参数	50

第1章 绪论

1.1 引言

星际尘埃主要产生于超新星爆发以及渐近支巨星 (asymptotic branch giant, AGB) 的星风物质损失, 在恒星形成和星系演化中起着重要的作用。尘埃粒子表面是氢分子形成的主要场所 (Cazaux et al., 2004), 在恒星形成过程中尘埃是重要的冷却剂 (Omukai et al., 2005; Schneider et al., 2006)。除此之外, 尘埃主要吸收并散射紫外和可见光, 然后在红外波段重新发射 (Draine, 2003), 从而严重影响观测到的天体光谱能量分布 (spectral energy distribution, SED), 使天体亮度降低 (消光), 颜色变红 (红化), 进而影响对天体其他物理性质 (距离和光度) 的推算。因此精确测量银河系尘埃消光在观测天体物理研究中非常重要。

1930年 Trumper 将 100 个星团的测光距离和几何距离进行了对比, 发现测光距离和几何距离之间存在系统差, 从而首次证明了银河系中尘埃消光的存在。自此, 天文工作者试图利用各种不同方法示踪银河系尘埃消光。根据不同的示踪天体和研究目, 这些工作主要可以分为两类。

首先是银河系整体消光, 即沿视线方向一直到银河系外缘, 尘埃消光的积分效果, 对银河系外天体观测性质的测量至关重要。银河系整体消光的测量主要有两种办法: (1) 基于尘埃的远红外发射, 如最广泛引用的 Schlegel et al. (1998) 的结果; (2) 基于河外天体的统计性质 (如计数和颜色) 得到的观测约束 (具体参见 1.2 节)

第二类是银河系内天体消光的测量。和星系计数及颜色的统计类似, 恒星计数和统计色余也能够计算银河系内到某个距离上的平均消光 (Lombardi et al., 2001)。除此之外, 如果已知单颗恒星的禀物理特征, 就能够计算该视线方向上的尘埃消光 (如恒星对和瑞利-金斯方法等), 具体参见本章 3.1 节。如果拥有大样本恒星的消光和距离信息, 就能够构造银河系尘埃消光的三维分布图 (见 1.3.2 节), 从而在此基础上进一步了解银河系中尘埃的大尺度分布情况 (见 1.3.3 节)。

尘埃消光的强度随着波长的变化称为消光曲线。消光曲线是由尘埃的颗粒大小以及化学成分所决定的, 因此通过对消光曲线的研究能够探究尘埃的性质。

本章对银河系星际尘埃消光和消光曲线的研究进展进行综述, 结构如下, 1.2 节介绍星际尘埃的一些基本性质, 1.3 节主要介绍银河系整体消光的研究方

法, 1.4 节介绍银河系内天体消光的测量以及尘埃分布的大尺度结构, 1.5 节介绍银河系消光曲线的研究进展, 1.5 节对本章内容进行总结并介绍本文的研究目的。

1.2 星际尘埃的基本性质

1.2.1 消光 and 红化

星际尘埃吸收和散射恒星发出的光, 如果不对恒星的观测数据进行尘埃消光改正, 恒星亮度将会变低, 恒星距离也会被高估。另一方面, 尘埃对不同波段的光吸收强度不同, 对更短的波段吸收更强, 因此使观测到的天体产生红化。下面首先介绍描述尘埃消光的相关物理量。

假设天体在任意波段的视星等和绝对星等分别是 m_λ 和 M_λ 。星际尘埃的存在使两者的关系变为:

$$m_\lambda = M_\lambda + 5 \log(d) + A_\lambda \quad (1.1)$$

其中 A_λ 是 λ 波段星际尘埃对该天体的消光值。至少在光学波段尘埃消光随波长增大而减小, 因此考虑两个不同波段 λ_1 和 λ_2 尘埃消光对观测天体颜色的影响:

$$m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = (M_{\lambda_1} - M_{\lambda_2}) + (A_{\lambda_1} - A_{\lambda_2}) \quad (1.2)$$

$M_{\lambda_1} - M_{\lambda_2}$ 是观测天体的内禀色指数 C_{12}^0 , $m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}$ 是观测到的色指数 C_{12} 。观测色指数和内禀色指数之间的差称为色余 E_{12} , 也就是尘埃的红化:

$$E_{12} = C_{12} - C_{12}^0 = A_{\lambda_1} - A_{\lambda_2} \quad (1.3)$$

在光学波段, 如果 $\lambda_1 < \lambda_2$ 则 $A_{\lambda_1} > A_{\lambda_2}$, E_{12} 是正值, 对于传统的 UBV 系统写为 $E(B - V)$, $E(U - B)$ 等。消光和色余值都与视线方向的尘埃柱密度成正比。考虑第三个波段 λ_3 , 比值 A_{λ_3}/E_{12} 和 E_{32}/E_{12} 是由尘埃性质决定的。固定 λ_1 和 λ_2 的值, 而令 λ_3 为任意波长 λ , 以上任意两个比值表征消光值随波长的变化。传统上, λ_1 和 λ_2 分别选为 B 和 V 。 $E(\lambda - V)/E(B - V)$ 成为归一化的选择消光 (normalized selective extinction), $A_\lambda/E(B - V)$ 称为归一化的总消光 (normalized total extinction), 这两个量之间的关系为:

$$\frac{E(\lambda - V)}{E(B - V)} = \frac{A_\lambda}{E(B - V)} - \frac{A_V}{E(B - V)} = \frac{A_\lambda}{E(B - V)} - R_V \quad (1.4)$$

其中 $R_V \equiv \frac{A_V}{E(B - V)}$, 称总消光与选择消光的比 (total to selective extinction ratio)。 $E(\lambda - V)/E(B - V)$ 或 $A_\lambda/E(B - V)$ 随波长的变化称为消光曲线。图1.1给出银河系平均消光曲线从远红外到紫外波段的形状 (Fitzpatrick 1999, 简称 F1999)。在

近红外波段消光曲线缓慢增长，在光学波段有一个小的鼓起 (knee)，在近紫外 2175 Å 处有一个很明显的鼓包 (bump)，在远紫外呈现陡峭的上升 (在 1.4 节对消光曲线进一步进行讨论)。

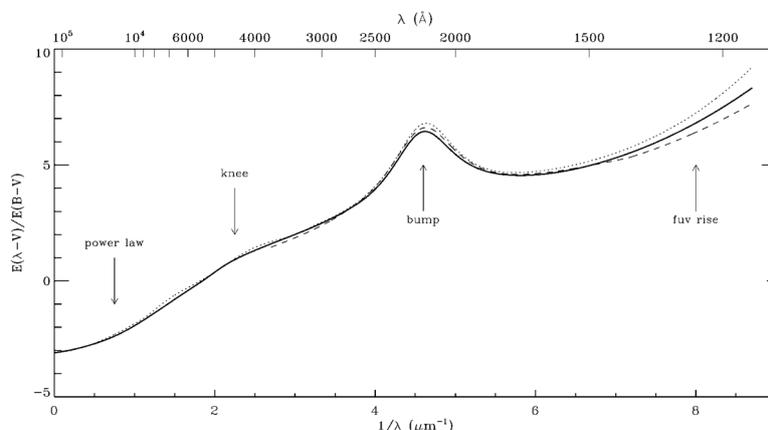


图 1.1 银河系平均消光曲线。实线为 $F1999R_V = 3.1$ 的消光曲线，点线为 $CCMR_V = 3.1$ 的消光曲线，虚线为 Seaton (1979) 消光曲线

1.2.2 辐射转移方程和光学厚度

以上我们介绍了尘埃对一定距离处天体的消光，下面我们简单地介绍天体辐射通过星际尘埃时辐射强度的变化，即辐射转移方程。假设辐射强度为 I_λ 的光束传播通过厚度为 ds 的尘埃层。尘埃的吸收和散射使辐射强度减弱，改变量为 $-\rho\sigma_\lambda I_\lambda ds$ 。其中 σ_λ 为吸收截面，由尘埃性质决定， ρ 是尘埃密度。尘埃主要吸收光学及紫外波段的光辐射红外波段的光，即热辐射，除尘埃热辐射外，还有其他方向的光经散射到该光束，将两者的总和定义为 j_λ 发射率 (emissivity)，这使辐射强度增加 $j_\lambda ds$ 。辐射强度的总变化量 $dI_\lambda = -\rho\sigma_\lambda I_\lambda ds + j_\lambda ds$ ，两边同除以 ds 得到辐射转移方程

$$\frac{dI_\lambda}{ds} = -\rho\sigma_\lambda I_\lambda + j_\lambda \quad (1.5)$$

可以看出 $1/\rho\sigma_\lambda$ 具有长度的单位，称为光子的平均自由程 (photon mean free path)。尘埃厚度与 $1/\rho\sigma_\lambda$ 的比值 $\rho\sigma_\lambda s$ 称为光学厚度 τ_λ (optical depth)。如果光子穿过光学厚 ($\tau_\lambda \gg 1$) 的介质，就会有很大可能被吸收，相反在光学薄 ($\tau_\lambda \ll 1$) 的介质中可以自由穿过。

以上我们介绍了消光值 A_λ 和光学厚度 τ_λ ，下面我们讨论两者的关系。首先假设在所研究波段尘埃辐射可以忽略，即 $j_\lambda = 0$ ，对方程 1.5 积分得到 $I_\lambda = I_\lambda^0 \exp(-\tau_\lambda)$ 。因此对于距离 d 处的天体接收到的辐射流量和初始流量的关系为

$f_\lambda = f_\lambda^0/d^2 \exp(-\tau_\lambda)$, 绝对星等和视星等的关系可以写为

$$m_\lambda = M_\lambda + 5 \log(d) + 2.5(\log e)\tau_\lambda \quad (1.6)$$

对比方程1.1和1.6可得

$$A_\lambda = 2.5(\log e)\tau_\lambda = 1.086\tau_\lambda \quad (1.7)$$

1.2.3 尘埃的远红外辐射

尘埃粒子在星际空间中主要被恒星辐射加热, 较大的尘埃颗粒(半径 $a \geq 200 \text{ \AA}$) 在平均辐射场中能够达到一个平衡温度, 但是较小的尘埃颗粒 ($a \leq 50 \text{ \AA}$) 经历非常大的温度变化, 不能达到一个平衡温度。如图 1.2所示, 较大粒子主要产生 $> 50 \mu\text{m}$ 的远红外辐射, 占尘埃总辐射的三分之二左右, 其余的三分之一主要由小的尘埃粒子在 $< 50 \mu\text{m}$ 波长处辐射。

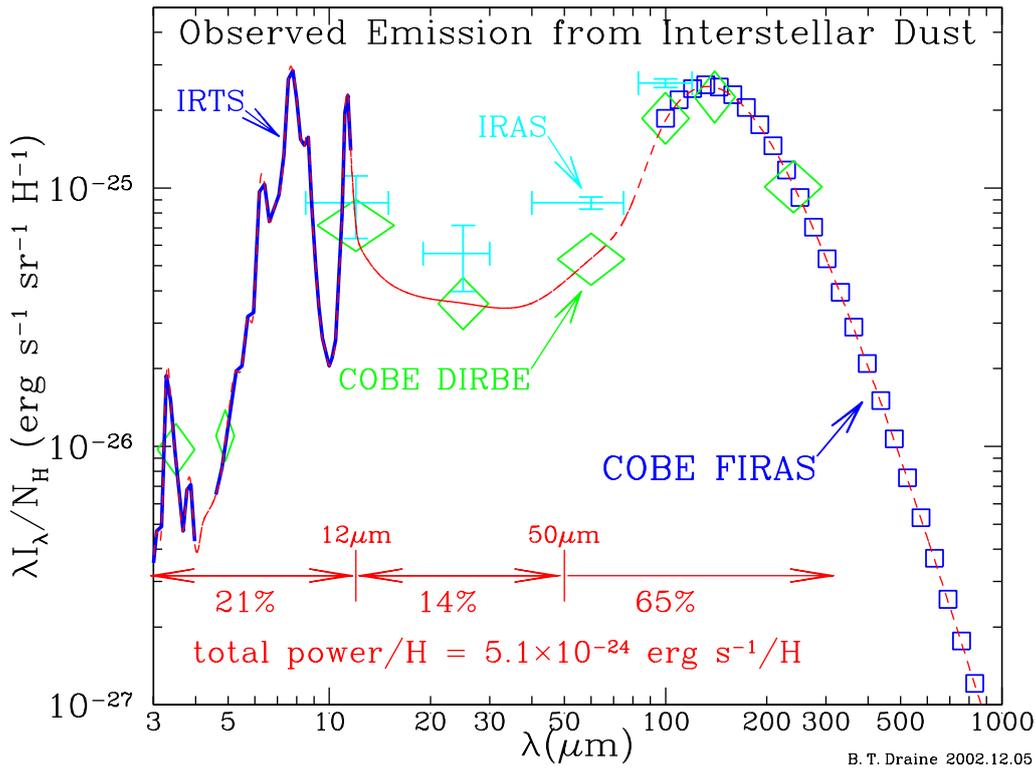


图 1.2 弥散星际尘埃的红外辐射观测特征 (Draine, 2003): 十字号: IRAS (Boulanger et al., 1988); 正方形: COBE-FIRAS (Finkbeiner et al., 1999); 菱形: COBE-DIRBE (Arendt et al., 1998); 粗线: IRTS (Onaka et al., 1996; Tanaka et al., 1996)。总的能量为图中折线包围区域。

小的尘埃粒子辐射情况比较复杂具体可参考文献Compiègne et al. (2011); Draine et al. (2007), 下面我们简单介绍远红外辐射主要特征。

均匀分布的尘埃粒子的光谱能量分布 (spectral energy distribution SED) 可以用一个修正的黑体辐射来近似 (modified blackbody MBB):

$$I_d(\lambda) = \tau_\lambda B_\lambda(T) \quad (1.8)$$

其中 $I_d(\lambda)$ 是尘埃辐射强度, $B_\lambda(T)$ 是尘埃温度为 T 的 Planck 函数, τ_λ 为上一小节介绍的光学厚度, 用来修正 Planck 函数。尘埃的光学厚度是单位质量的尘埃辐射截面 κ_λ (达到平衡温度时辐射截面与吸收截面相同) 与尘埃柱密度 M_{dust} 的乘积:

$$\tau_\lambda = \kappa_\lambda M_{dust} \quad (1.9)$$

κ_λ 主要依赖于尘埃的化学组成和尘埃粒子的尺寸, 但是与比波长小的尘埃粒子无关。研究表明 κ_λ 具有幂律形式 $\kappa_\lambda = \kappa_0 (\frac{\lambda_0}{\lambda})^\beta$, (Compiègne et al., 2011; Hildebrand, 1983), 其中 κ_0 是波长 λ_0 处的辐射截面。这样, 具有一定化学组成和粒子尺寸分布的尘埃在热平衡下的辐射可以表示为:

$$I_d(\lambda) = \kappa_0 (\frac{\lambda_0}{\lambda})^\beta M_{dust} B_\lambda(T) \quad (1.10)$$

实际上观测到的 SED 形状主要由三个因素决定。首先是尘埃在平均辐射场 (mean interstellar radiation field ISRF) 中达到的平衡温度, 第二是尘埃粒子的尺寸分布, 即使在相同的 ISRF 中, 较大的尘埃粒子达到的平衡温度比较小的尘埃粒子低 (Mathis et al., 1977; Weingartner et al., 2001)。第三是尘埃粒子的形状以及化学组成。在一个视线方向上尘埃粒子的性质可能是不均匀的, 辐射场也可能存在变化, 因此, 实际观测的 SED 可能是多个 MBB 的混合。

1.2.4 尘埃模型

以上我们介绍了尘埃消光和辐射的主要观测特征, 这些观测特征可以用来限制尘埃模型。消光曲线由近红外-光学-紫外-远紫外不断增长, 因为当尘埃粒子尺寸与波长关系接近 $2\pi a = \lambda$ 时消光最严重, 因此造成光学波段消光的尘埃典型尺寸为 1000 Å, 紫外消光反映有 50-200 Å 的尘埃粒子。目前应用最广泛的是硅酸盐-石墨-PAHs 模型 (The Silicate-Graphite-PAHs Model)。尘埃的红外辐射也表明尘埃粒子中包含 ≤ 50 Å 的尘埃颗粒。

Mathis, Rumpl 和 Nordsieck 在 1977 年 (Mathis et al., 1977) 发现尘埃消光曲线可以用含有硅酸盐尘粒和石墨尘粒的混合物解释, 并且尘埃粒子尺寸分布为幂律形式:

$$n_i(a)da = C_i a^{-3.5} da \quad (1.11)$$

其中 a 是球状粒子的半径, $50 \text{ \AA} \leq a \leq 2500 \text{ \AA}$, 系数 C_i 对于硅酸盐尘粒和石墨尘粒是不同的常数。这一模型随后被发现可以很好得解释消光和红外发射的观测特征 (Draine et al., 1984)。1990 年 Ddsert 等人 (Desert et al., 1990) 在此基础上加入了多环芳烃 (Polycyclic Aromatic Hydrocarbons PAHs) 用来解释图1.2中 $3 \sim 15 \mu\text{m}$ 发射特征线。Draine, Li 和 Weingartner 一系列的工作 (Li et al., 2001, 2002; Weingartner et al., 2001) 进一步改进了此模型, 建立了硅酸盐-石墨-PAHs 模型 (The Silicate-Graphite-PAHs Model), 其星际尘埃由无定形硅酸盐尘粒和碳化物尘粒组成, PAH 成分作为碳化物的小尺寸尘粒用以解释 PAHs 发射特征线, 即碳化物在大尺寸时表现为石墨颗粒, 在小尺寸时表现为 PAH 分子。值得注意的是, 加入 PAHs 成分后, 尘埃粒子的尺寸分布不再具有简单的幂律形式。

1.3 银河系的二维尘埃消光：河外天体消光改正

以上我们介绍了星际尘埃的基本性质下面我们具体介绍银河系消光的研究方法。对于河外天体, 银河系尘埃消光改正是一个天球上的二维分布。其测量方法主要有两种: (1) 基于尘埃的远红外辐射, (2) 基于河外星系的统计研究。

1.3.1 尘埃的远红外发射以及 SFD 消光图

1998 年 Schlegel 等人 (Schlegel et al. 1998, 简称 SFD) 发表了一个全天区的尘埃消光图。该工作首先利用 COBE/DIRBE (Cosmic Background Explorer/Diffuse Infrared Background Experiment) 的 $100 \mu\text{m}$ 和 $240 \mu\text{m}$ 远红外辐射数据得到尘埃温度分布图 (角分辨率为 $6.1'$), 然后将 IRAS (Infrared Astronomy Satellite) 的尘埃 $100 \mu\text{m}$ 发射转化为与尘埃柱密度成比例的尘埃辐射图。为了将 $100 \mu\text{m}$ 辐射强度进行定标计算出单位辐射强度的消光值, SFD 假设了 Cardelli et al. (1989) $R_V = 3.1$ 的标准消光曲线 (见 1.5.1 节), 并用亮椭圆星系的平均 $B - R$ 颜色色余进行定标得到红化量 $E(B - V)$ 与红外辐射之间的转换关系。SFD 给出了全天的尘埃温度、 $100 \mu\text{m}$ 辐射强度、以及 $E(B - V)$ 分布图, 对河外天体的银河系尘埃消光改正非常便捷。因此其发表以来, 得到了广泛的使用, 已几乎成为对河外天体进行银河系消光和红化改正的标准方法。然而 SFD 也存在一定的系统性偏差, 详见 1.3.2 节。

2014 年 Planck 团组 (Planck Collaboration et al., 2014) 将 Planck 卫星观测到的尘埃 353, 545, 857 GHz 远红外辐射与 IRAS $100 \mu\text{m}$ 辐射相结合, 通过对尘埃辐射的 SED 拟合得到了全天的尘埃温度、谱指数、353 GHz 光学厚度 (τ_{353}) 以及

尘埃辐射积分强度 (L_e)¹分布图, 分辨率达到 5'。在此基础上, 他们分别将 L_e 和 τ_{353} 作为在弥散星际介质和分子云中尘埃柱密度的示踪量, 并利用 SDSS(Sloan Digital Sky Survey) 中 55 000 个类星体的颜色进行定标, 最终得到 $E(B - V)$ 分布图。

图1.3中左上和右上图分别显示了由 SFD 和 τ_{353} 得到的分子云 Taurus 天区 $E(B - V)$ 分布。可以看出, $Planck\tau_{353}$ 得到的消光图具有更高的分辨率, 可以显示出分子云的清晰结构。由图1.3中下图可以看出在弥散介质中 ($N(\text{HI}) < 2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$) SFD 的 $E(B - V)$ 和由 L_e 得出的 $E(B - V)$ 有很好的线性关系, 该相关性可拟合为 $E(B - V)^{\text{SFD}} = 0.92E(B - V)^{L_e} - 0.003$ 。除此之外, 相比 SFD 采用相同的尘埃辐射模型 (谱指数为 2), $Planck$ 全面考虑了尘埃辐射性质在全天区的变化, 因此认为其在高消光区具有更高的可靠性。由于 $Planck$ 团组的结果较新, 目前对其进行系统检验的对比研究还较少。

利用尘埃的红外辐射可以得到高分辨率的全天 $E(B - V)$ 分布, 因此可以方便地应用于河外源的银河系前景消光改正。尽管如此, 其具体的红化值 $E(B - V)$ 仍然依赖于尘埃模型的参数以及消光值的定标, 不同尘埃模型以及消光值定标方法会给结果带来系统性偏差。

1.3.2 星系计数和统计色余

银河系尘埃使河外天体的亮度和颜色发生变化, 这些变化可以示踪银河系消光。

在宇宙学原理的基础上, 河外星系的星等-计数关系, 即 $m - \log N$ 关系显然应该是各向同性的。而由于银河系消光的存在, 高消光天区观测到的 $m - \log N$ 关系必然会发生平移, 而这个平移量就反映了尘埃消光。因此, 星系计数法能够独立地计算银河系整体消光, 且不依赖于任何对尘埃进行的模型假设。早在 1934 年, Hubble(Hubble, 1934) 就发现星系计数随银纬的变化曲线可用余割函数来拟合, 因此与银道面附近吸收物质的厚度相一致。直到 1982 年 Burstein 等人 (Burstein et al., 1982) 利用星系计数和 HI 柱密度得到了银河系全天区的消光图。2007 年 Yasuda 等人 (Yasuda et al., 2007) 利用 SDSS 的星系计数得到了 $125^\circ \leq l \leq 207^\circ$, $-62^\circ \leq b \leq -10^\circ$ 天区内 200 平方度的 u, g, r, i, z 五个波段的消光, 结果表明: 在低消光天区 ($E(B - V) < 0.15$), 星系计数的结果和 SFD 一致; 但在 $E(B - V) > 0.15$ 的高消光天区, SFD 高估了消光值, 约 1.4 倍。

¹尘埃辐射积分强度 $L_e = \int_{\nu} \tau_{353} B_{\nu}(T) \left(\frac{\nu}{353}\right)^{\beta} d\nu$ 单位: $\text{W} \cdot \text{sr}^{-1} \cdot \text{m}^{-2}$

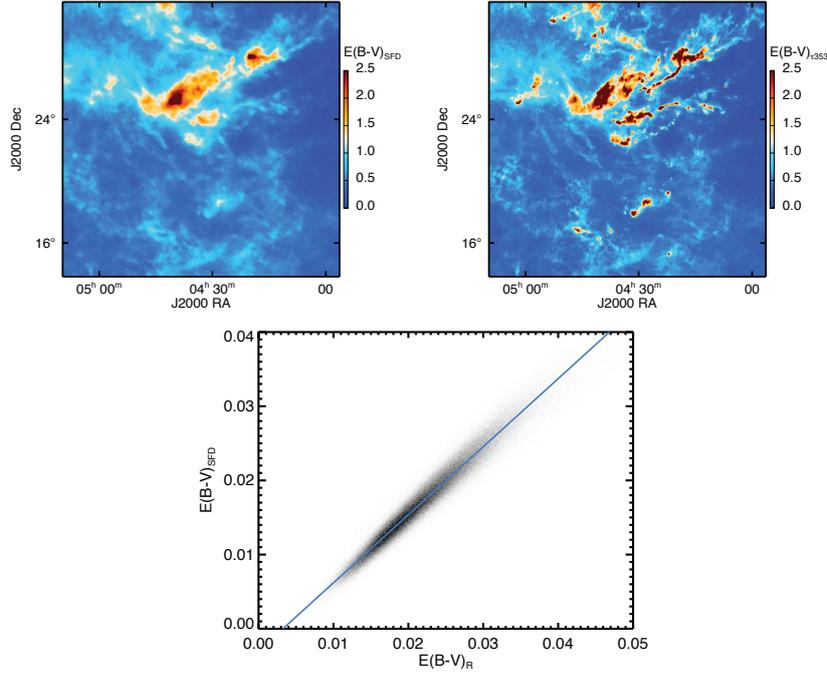


图 1.3 左上: SFD 得到的分子云 Taurus 天区 $E(B-V)$ 。右上: τ_{353} 得到的分子云 Taurus 天区 $E(B-V)$ 。下: SFD 消光图的 $E(B-V)$ vs Planck L_e $E(B-V)$ (Planck Collaboration et al., 2014)。

相对星系计数, 星系的颜色分布受空间分布以及观测深度的影响较弱, 如果已知某类星系的内禀色指数弥散很小, 就可以用这类星系的颜色变化示踪尘埃红化。2010 年 Peek 等人 (Peek et al., 2010) 用内禀颜色弥散很小的宁静星系 (passively evolving galaxies) 作为标准, 然后对 SFD 消光图进行检验。与上面结果不同, 该研究表明 SFD 在一些尘埃温度比较低的区域低估了消光值。这可能是因为在 SFD 假设在同一视线方向有相同的温度 (见参考文献 SFD 中图 2), 如果两个区域有不同的平衡温度, 尘埃柱密度将会被低估。

QSOs 作为一类特殊星系有非常相近的光谱型, 因此 QSOs 的颜色可以作为标准来研究银河系的消光。2014 年 Wolf (Wolf, 2014) 选取 SDSS DR7 中红移在 $0.5 \sim 2.5$ 之间的 50 000 个 QSOs, 采用类似于 Peek 2010 的方法对低消光天区 ($E(B-V) < 0.15$) 的 SFD 消光图进行了定标。该研究将统计得到的红化值与 SFD 的偏差归因为 SFD 在全天假设了一个单一的消光曲线。

综上所述, SFD 在高消光天区高估了消光值, 造成这一高估的原因可能是多方面的。(1) SFD 用简单的线性关系 $E(B-V) = pD^T$ 计算红化值, 其中 p 是由椭圆星系的红化进行定标得到的常数, D^T 是红外辐射流量。实际上 $E(B-V)$ 与红外辐射流量的转换受星际辐射场的影响 (Heese et al., 2017), 不能简单地表示为线

性关系。由 SFD 的图 6 也可以看出, 当 $E(B - V) > 0.15$ 时偏离了线性关系。(2) 红化值的高估可能是 $100 \mu\text{m}$ 辐射的高估。根据 SFD 的计算过程, 当用 $100 \mu\text{m}$ 和 $240 \mu\text{m}$ 辐射强度比得到的温度被低估时, $100 \mu\text{m}$ 辐射将会被高估。SFD 假设远红外辐射都来自于石墨, 而如果尘埃中含有硅酸盐成分, 则温度就会被低估。

在星系计数和颜色统计研究中最大的问题在于统计样本有限以及星系分布不均匀, 使空间分辨率不足。虽然相比于星系计数, 颜色统计一定程度上降低了对星系空间分布不均的依赖, 但是要想得到可靠的统计结果仍然需要牺牲空间分辨率, 而且在从红化转化为消光值时, 还需要对消光曲线进行假设。

1.4 银河系三维消光以及尘埃的分布

上一节介绍了银河系整体消光的研究方法, 但是这样得到的消光量对银河系内尤其是低银纬天区的天体进行消光改正偏大。本章我们将介绍银河系内天体消光的测量方法。银河系内天体消光的测量主要以恒星作为示踪天体, 选择消光天区与未经消光天区内禀性质相似的恒星的亮度或颜色特征进行对比来衡量尘埃消光。已知每颗恒星的消光和位置(银经、银纬和距离)就能够了解尘埃的空间分布情况。

1.4.1 银河系内天体消光的测量

1.4.1.1 恒星计数和统计色余

在 1.3 节中我们介绍了利用星系计数以及统计色余来计算银河系整体消光的方法, 对于银道面附近的分子云天区, 背景恒星的消光基本都来自于分子云中的尘埃, 因此用类似于星系计数和统计色余的方法, 即恒星计数和统计色余来计算分子云团的消光。

1930 到 1960 年, 恒星计数法被广泛用来测量星际消光 (Bok, 1956)。随着数字巡天的发展, 包含天体位置和星等信息的数字星表的出现为恒星计数法的应用带来了极大的便利。Chen et al. (1999) 用美国海军天文台星表和恒星计数法计算了大的分子云区的消光图, Froebrich et al. (2005) 用 2MASS 星表对银道面附近的消光做了详细研究。

与星系的统计色余类似, 如果某类恒星存在相同的内禀颜色, 就可以利用统计的方法计算色余进而得到消光。在近红外波段, 尘埃消光相对较小, 可以观测的恒星更多, 更加便于统计, 因此近红外波段的颜色统计多被用来研究分子云区的消光。

Jones et al. (1980) 通过对 M3 型背景恒星近红外 ($J - H$) 和 ($H - K$) 颜色分布的统计, 研究了煤袋星云 (Coalsack nebula) 的尘埃分布。Casali (1986) 用类似的方法计算了船底座星云 (Carina nebula) 的尘埃消光。这种方法存在的最大问题是对于大多数光谱型恒星, 近红外红化方向和颜色分布存在简并, 如图1.4(a) 所示, 矮星和巨星分别用蓝色和红色表示, 箭头表示的是消光值 $A_V = 2 \text{ mag}$ 的消光方向。1994 年 Lada(Lada et al., 1994) 将 IC5146 星云天区分为 $1.5' \times 1.5'$ 的子区域进行颜色统计。利用 A0 到 M 型星的 $H - K$ 内禀色指数在 $0 \sim 0.3$ 之间的特征 (如图1.4(b) 所示), 得到了每个子区域平均 $E(H - K)$ 。将这一方法称为 ‘near-infrared color excess (NICE)’ , 之后这一方法被广泛应用到分子云消光的计算中 (Alves et al., 1998; Arce et al., 1999; Popowski et al., 2003)。2001 年 Lombardi 等人 (Lombardi et al., 2001) 将 NICE 推广到多波段 —— ‘near-infrared color excess revised’ (NICER), 计算了猎户座星云的消光, 类似的方法被用来计算了烟斗星云 (Pipe nebula)(Lombardi et al., 2006) 和蛇夫座星云 (Ophiuchus nebula)(Lombardi et al., 2008) 的消光。由于运用了多波段, 结果比 NICE 更加准确。这种方法的缺点是如果无法确定每一颗恒星的距离, 就无法完全排除前景恒星, 这会使系统消光偏低。

1.4.1.2 瑞利-金斯 (Rayleigh-Jeans) 色余法

利用恒星计数和统计色余方法可以得到分子云天区的平均消光, 但是有时需要知道单颗恒星的消光, 本小节我们介绍求单颗恒星消光值的瑞利-金斯 (Rayleigh-Jeans) 色余法 (RJCE)。假设恒星大气是黑体辐射, 即, 在中红外波段是瑞利-金斯辐射, 那么在中红外 (MIR) 波段所有类型和温度的恒星都具有相同的颜色。观测到的颜色与标准瑞利-金斯辐射颜色的偏离就反映了尘埃消光量。即使对于真实恒星光谱, 不同温度的恒星在 MIR 波段的颜色也具有足够的一致性, 这表明 RJCE 方法的应用是合理的。

2011 年 Majewski 等人 (Majewski et al., 2011) 将 RJCE 方法应用到 2MASS(Two Micron All-sky Survey) 和 Spitzer-IRAC 数据中, 利用 A-K 型星 $H - [4.5\mu\text{m}]$ 内禀色指数弥散只有 0.1 mag (图1.4中 (c)) 这一性质计算了消光。2012 年 Nidever 等人 (Nidever et al., 2012) 用 RJCE 方法得到了银河系中心盘高消光区域的 K_S 波段的高分辨率消光图 ($2' \times 2'$)。Soto et al. (2014) 利用 VVV(VISTA variables in the Vía Láctea) 巡天数据得到了南银盘 520 平方度天区的 RJCE 消光图。

如果只选用中红外波段的 SED, 则不同类型的恒星内禀颜色弥散很小, 将大大降低对选源的依赖性, 同时也提高了空间分辨率。但是在红外波段, 消光本

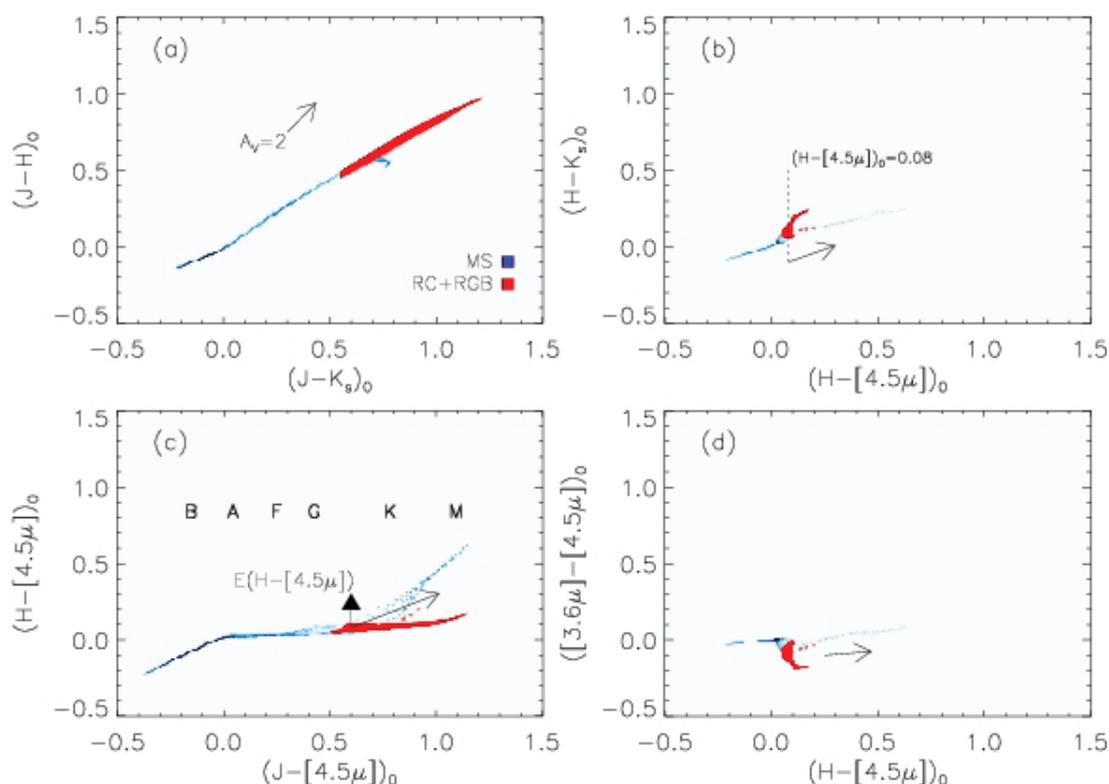


图 1.4 不同波段颜色-颜色图分布 (Majewski et al., 2011)。样本来自于参考文献 Girardi et al. (2002)。注：红色和蓝色分别代表矮星和巨星，箭头为红化方向。

身远小于光学及紫外，特别是在 $\lambda > 0.7\mu\text{m}$ 以后，消光曲线在视线方向上的变化不大所以将红外消光反推光学及紫外波段的消光时，红外消光不敏于消光曲线的特点反而造成光学和紫外波段消光的不确定性。

1.4.1.3 已知光谱型恒星的色余 (star-pair)

瑞利-金斯方法适用于不同光谱型的恒星，但是只能应用于红外波段，恒星对方法将突破这一限制。如果在地球和一颗被观测的恒星之间有星际尘埃存在，那么尘埃的消光作用会使被观测恒星的光谱发生变化，光谱型相同的恒星具有相同的内禀色指数，因此将这颗恒星的观测颜色与光谱型相同的未经消光的恒星颜色进行对比，就可以得到色余值，再通过假设的消光曲线得到不同波段的消光值。我们称这种方法为恒星对 (star pair)。

早在 1965 年，Stecher (Stecher, 1965) 利用 5 对 MK 光谱型的恒星计算了紫外波段的消光。随着大型光谱巡天的发展，恒星对的方法有了更广泛的运用。Schlafly et al. (2010) 用 SDSS 得到的恒星光谱参数和 SSPP 预测了这些恒星的内禀色指数，将内禀色指数与观测到的色指数对比得到了每颗恒星的色余。Yuan et al. (2013) 基于 SDSS 的恒星光谱库以及获得的恒星参数，将有消光的恒星同大

气参数非常相近的消光为零或者很小的恒星进行色指数比对, 得到其色余。值得一提的是, star-pair 方法应用到目前最大的恒星光谱数据库 LSMOST(Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope)(Xiang et al., 2017; Yuan et al., 2015) 中, 得到一个前所未有的统计大样本。此外 star-pair 方法还可以应用到近邻本星系群的一些其他星系中, 如, 研究大、小麦哲伦云以及 M31(Bianchi et al., 1996; Cartledge et al., 2005; Gordon et al., 1998)。这种方法可以得到每颗恒星的消光, 难点在于将有消光的恒星与消光值为零或很小的恒星进行光谱型匹配。

1.4.2 银河系的三维消光分布

通过以上方法得到消光值, 如果还知道恒星的距离, 就能够确定尘埃消光的三维分布。最早的三维消光解析模型就是通过计算单颗恒星的消光和距离建立的尘埃模型 (Parenago, 1945)。Arenou et al. (1992) 利用 56 000 颗恒星的距离和消光值信息, 建立了太阳附近 1 kpc 以内三维消光的解析形式。该模型按照距离和银经银纬分为 199 个区域, 每个区域给出参数化的模型 $A_V = k_1 r + k_2 r^2$, 其中 k_1 和 k_2 为该区域内的参数。这一模型是 1992-2009 年最好的太阳附近三维消光解析模型。

近几年的工作试图利用新的方法同时得到消光和距离的信息, 如星族结构模型法和贝叶斯方法。在银河系结构模型的基础上, 利用星族合成和演化模型可以预测银河系恒星现在的空间分布情况, 将观测到的恒星分布按某种方式进行统计并与模型结果进行比较得出尘埃消光的分布。Besançon 银河系模型 (BGM)(Höller et al., 2014; Robin et al., 2003, 2012) 是包含了薄盘、厚盘、银晕和银核四种星族成分的合成和演化模型, 对于每一星族假设初始质量函数 (IMF) 以及恒星形成历史可以模拟出恒星沿任一视线方向的绝对星等分布、运动学、有效温度以及金属丰度的信息。Marshall et al. (2006) 将模型预测的 $J - K$ 色指数与距离的关系与 2MASS 的 M、K 巨星的观测数据进行对比, 只要假设在小尺度上观测与模型的差距都来自于尘埃消光, 就能得到消光在空间上的分布。Marshall 将这一技术应用到银道面附近 ($|l| < 100^\circ, |b| < 10^\circ$) 6 400 个视线方向, 得到了空间分辨率为 $15' \times 15' \times (0.1 \sim 1 \text{ kpc})$ 的三维尘埃消光图。Marshall 于 2006 年给出的太阳附近 1 ~ 8 kpc 距离上的消光分布情况, 如图 1.5 所示。在最上面两幅图中显示出 $(80^\circ, 0^\circ)$ 方向上的本地旋臂 (local arm), 以及 $(30^\circ, 4^\circ)$ 方向处的天鹰座裂缝 (Aquila Rift), 距离 3~5 kpc 的图中 $\sim -78^\circ$ 处的人马臂 (Sagittarius arm), 6 kpc 以后核球方向尘埃明显减少, 而翘曲的结构变得明显。Chen et al. (2013) 和 Schultheis et al. (2014) 用类似的方法得到了指向银核附近的三维消光图。

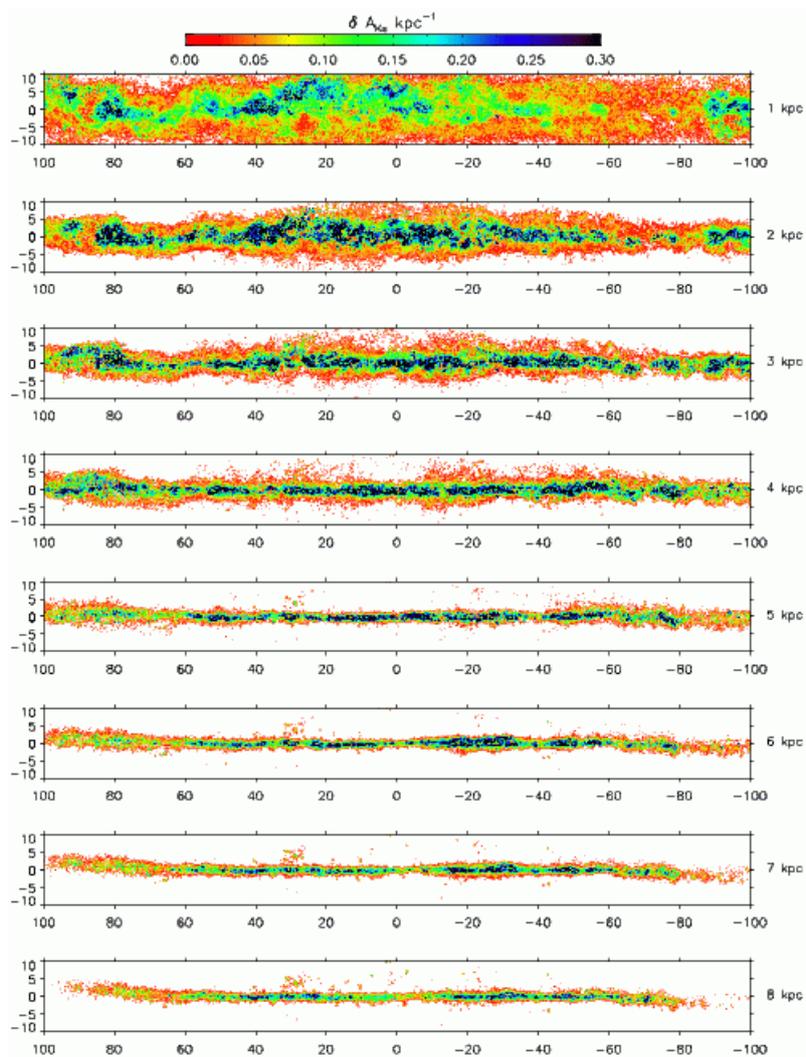


图 1.5 以太阳为中心，1 kpc 为间隔的消光图 (Marshall et al., 2006)。注：x 和 y 轴分别是银经和银纬，实线为盘面的平均位置。

对于以上研究来说,不同的银河系模型参数得到的预期恒星分布有差别,因此所导出的消光分布必然严重依赖于所选择的银河系模型。为了降低星族结构模型法对银河系模型的依赖性,2012年 Sale(Sale, 2012) 将贝叶斯理论应用到三维消光的计算中,这种方法相当于将不同的银河系模型以一定的概率应用到星族结构模型中,从而联解恒星以及尘埃消光的空间分布。Sale et al. (2014) 将贝叶斯方法应用到 IPHAS 巡天数据上,得到了角分辨率小至 $10'$, 距离分辨率小至 100 pc, 延伸至 5 kpc 的银盘三维消光图。同时该工作还发布了消光图的不确定性图以方便使用者。(Green et al., 2014) 也提出了类似的贝叶斯方法,应用于 Pan-STARRS(PS1) 巡天的测光数据得到了三维消光图 (Green et al., 2015; Schlafly et al., 2014)。(Hanson et al., 2014) 将贝叶斯方法应用到 SDSS 和 UKIDSS 近红外巡天的测光数据中,计算了三维消光,值得一提的是 Hanson 还进一步考虑了消光曲线可能在空间尺度上发生的变化(参见 1.5 节)。虽然贝叶斯方法降低了对银河系模型的依赖,但是模型的选择仍然要依赖于先验概率,另外在联解恒星和消光分布时不同参数间存在简并。

1.4.3 银河系尘埃的分布

以上我们介绍了银河系内以太阳为中心不同视线方向消光的研究情况,由于太阳不在银河系中心,这样的尘埃消光分布缺乏物理的直观性。要更直观地了解银河系尘埃分布,就需要建立以银河系中心为坐标原点的尘埃分布模型。

和恒星盘一样,尘埃分布的最主要结构也是指数盘,但是关于尘埃指数盘的标高和标长目前不同的研究工作给出的结果存在差异,尤其是标长。Solomon 等人 1979 年 (Solomon et al., 1979) 给出的标高是 65 pc, Chen 等人 1999 年 (Chen et al., 1999) 得到的标高是 100 pc, 2001 年 Drimmel 等人 (Drimmel et al., 2001) 拟合尘埃的远红外辐射得到了银盘附近 $|b| < 30^\circ$ 的尘埃分布模型,得到的标高标长分别是 139 pc 和 2.21 kpc。Jones 等人 2011 年 (Jones et al., 2011) 利用 56 000 个 M 型矮星的三维消光得到的尘埃盘的标高和标长分别是 119 pc 和 1.35 kpc。

尘埃盘和 H I 以及 H_2 的分布进行对比可以为尘埃的形成机制和尘埃-气体关系给出重要的观测约束。一般来说, H_2 形成于尘埃粒子表面,所以可以用 H_2 来示踪尘埃分布。 H_2 主要分布在半径小于太阳银心距的银盘范围内,银心距 8 kpc 以内标高为 90 pc 左右 (Heyer et al., 2015), 和尘埃观测结果较为接近。相比于 H_2 , H I 盘分布到半径 15~20 kpc 甚至更远,标高随着半径有所变化,太阳附近约 150 pc (Kalberla et al., 2009)。H I 盘相对于尘埃盘和 H_2 盘更加延展,这可能是由于 H_2 形成于气体密度高的区域,而随着银心距的增大,气体密度降低导致

分子形成减少 (Heyer et al., 2015)。Zhu 等人 (Zhu et al., 2017) 2017 研究表明银心距 2 kpc 到 10 kpc 之间 $\langle N_{\text{H}}(\text{HI} + \text{H}_2)/A_{\text{V}} \rangle$ 的大小没有明显变化, 这说明在银心距 2 kpc 到 10 kpc 之间尘埃与总的气体混合得很好。考虑到银心距 10 kpc 以内 H_2 为气体的主要成分, 该工作得到 H 分布的标高为 $(75.5 \pm 12.4) \text{ pc}$, 与尘埃标高相似, 和前述 H_2 形成于尘埃粒子表面相一致。

除了整体的指数盘结构外, 尘埃盘也被证明存在漩涡结构 (Amôres et al., 2005; Drimmel et al., 2001) 以及翘曲 (Marshall et al., 2006; Reylé et al., 2009)。值得一提的是, 对太阳附近尘埃分布影响最大的是距离太阳 500 pc 以内的一个巨大的扁平系统。该子结构由多个分子云区组成, 成带状分布, 与银道面的夹角大概为 $16^\circ \sim 22^\circ$, 通常被称为古德带 (Gould Belt)。2009 年 Gontcharov (Gontcharov, 2009) 给出了对古德带尘埃消光模型的定量描述 (如图 1.6 所示)。

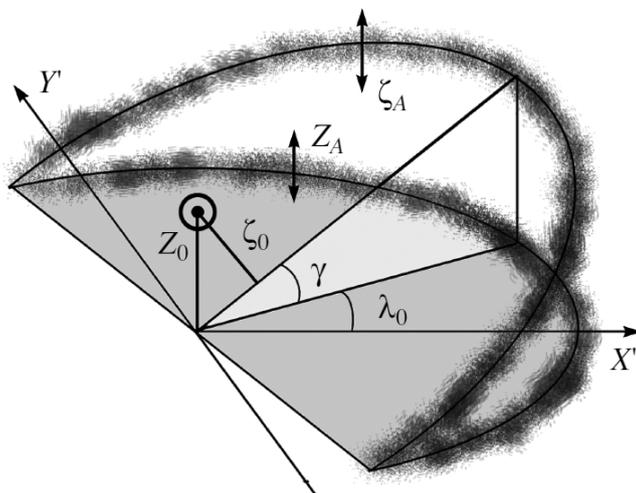


图 1.6 尘埃指数盘和古德带的相对位置 (Gontcharov, 2009)。注: 水平盘为尘埃指数盘, 斜面为古德带, 两个吸收层夹角为 γ , 古德带水平方向转过的角度为 λ_0 , Z_A 和 ζ_A 为指数盘和古德带两个吸收层的标高。黑点为太阳所在位置, 到两个吸收层的距离分别为 Z_0 和 ζ_0

1.5 银河系尘埃的消光曲线

消光强度随着波长的变化称为消光曲线, 只有假设具体的消光曲线, 才能将尘埃红化 ($E(B - V)$) 转化为消光值。中红外到远红外波段消光较小, 对观测影响较小, 消光曲线的研究可以参考 Jiang 等人的工作 (Gao et al., 2009; Jiang et al., 2006; Wang et al., 2015; Xue et al., 2016)。本节我们只介绍银河系尘埃的消光曲线

从近红外到紫外波段的研究进展。

1.5.1 消光曲线的具体形式

对于近红外波段消光律，早年的研究表明是幂律形式， $A_\lambda \propto \lambda^{-\alpha}$ ，并且幂指数近似为常数 (Draine, 1989)，只在很小的范围内变化。对于光学-紫外波段，Fitzpatrick 等人 (Fitzpatrick et al., 1986, 1988, 1990) 完成一系列的工作并给出了简单的解析形式，将其分解为 3 项：(1) 随频率线性上升的背景项，(2) 代表 2175 Å 驼峰的 Drude 函数轮廓项，(3) 远紫外快速上升项。

1989 年 Cardelli 等 (Cardelli et al. 1989, 简称 CCM) 发现近红外到紫外波段的消光曲线可以用一个参数 $R_V \equiv A_V/E(B-V)$ 来描述。 R_V 的值依赖于不同方向上的尘埃组成，变化范围为 2.2 ~ 5.8，通常取弥散介质中的平均值 3.1。1994 年 O'Donnell (O'Donnell, 1994) 对 CCM 的光学波段进行了改进 (以后均为改进的 CCM)。因为这是第一个精确地描述近红外-光学-紫外波段消光曲线的解析式，并且只有一个参数表示不同的消光曲线，即使在 2017 年依然有着广泛地应用。

F1999 通过寻找紫外波段消光曲线参数与 R_V 的关系，也建立了一个依赖于 R_V 的近红外-光学-紫外消光曲线。图 1.7 显示了 F1999 和 CCM 的区别：a) 在紫外波段，F1999 和 CCM 对于 $R_V < 4$ 的情况基本是一致的，但是当 R_V 变大时，两者有较大差距；b) 在光学波段 F1999 变化更小，尤其是 R 波段附近；c) 选定特定的 R_V 值，F1999 更加可以反映在紫外波段比较特殊的消光曲线。

1.5.2 消光曲线的变化

消光曲线的形状是由尘埃性质决定的，在 1.5.1 节我们讨论了消光曲线的基本形状可以由 R_V 来描述，因此 R_V 的变化可以反映出尘埃性质的变化，尤其是尘埃粒子大小的分布情况。在弥散介质中往往有比较小的 R_V 值，消光曲线比较陡；在致密分子云中的 R_V 值比较大，(通常在 4~6 之间)(Mathis, 1990)，消光曲线比较平坦。这可能与致密环境中 ($E(B-V) > 1$) 尘埃粒子因吸积和聚合而变大有关 (Whittet et al., 1988; Ysard et al., 2013)。在尘埃粒子非常大的极限情况下， R_V 的数值趋于无限大，称为灰消光 (grey extinction)。

很多工作也试图通过计算不同方向的消光曲线来研究其变化情况。2004 年 Valencic 等人 (Valencic et al., 2004) 利用 IUE(international ultraviolet explorer) 的光谱以及 2MASS 巡天数据研究了 417 个视线方向的消光曲线，数据覆盖了从弥散介质到致密分子云的广泛星际环境， A_V 值范围为 0.50 ~ 4.80，距离大于 5 kpc。结果表明 CCM 消光曲线适用于 93% 的视线方向， R_V 范围为 2 ~ 6，2175 Å 鼓

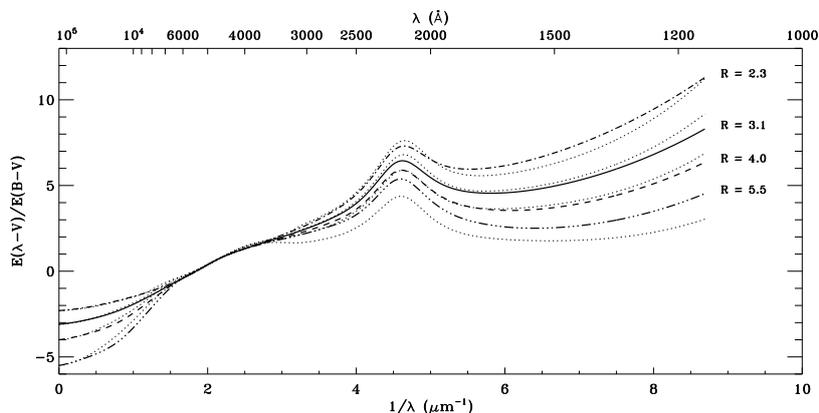


图 1.7 F1999 和 CCM 取不同 R_V 值的变化 (Fitzpatrick, 1999)。注：实线和虚线为 F1999，点线为 CCM， R 值代表不同的 R_V 值。

包的中心波长是不变的，而其宽度随环境的变化而变化。FM2007 同样利用 IUE 和 2MASS 数据对 328 个视线方向上的紫外到近红外的消光曲线进行研究，其结果表明 82% 的样本 R_V 的范围为 2.4 ~ 3.6。

相对来说，以上工作的样本较小，2016 年 Schlafly 等人 (Schlafly et al., 2016) 结合 APOGEE (Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment)、2MASS、WISE (Wide-field Infrared Survey Explorer) 以及 PS1 的共 37000 颗星的数据，利用恒星配对的方法计算了消光曲线的 R_V 。该样本银纬的取值范围为 $-20^\circ \sim 20^\circ$ ，包含了银道面附近的高消光天区。该研究得到的消光曲线的变化比以前的工作要小 ($\sigma(R_V) = 0.18$)，只有不到百分之一的视线方向 $R_V > 4$ 。图 1.8 是该工作给出的 R_V 在其研究天区中的分布情况。从图中可以看出 R_V 的变化在尺度上要大于单个分子云的尺度，而且当 $E(B-V) < 2.0$ 时， R_V 和 $E(B-V)$ 之间没有相关性，该结果说明， R_V 的变化可能不仅是尘埃颗粒在致密分子云中变大所引起的。这与 Foster 等人 2013 年 (Foster et al., 2013) 对英仙座分子云 (Perseus molecular cloud) 消光曲线的研究结果不同，该研究表明： $E(B-V) > 0.7$ 时， R_V 与 $E(B-V)$ 存在强相关性，并将其解释为分子云中尘埃粒子的增长变大。最近，Wang 等人于 2017 年 (Wang et al., 2017) 在研究弥漫星际环境的消光规律时也发现：当 $E(B-V) < 0.6$

时, R_V 与 $E(B-V)$ 并不相关。由此可见, 关于 R_V 与 $E(B-V)$ 之间的相关性是有条件的, 而且是有争议的。2017 年 Schlafly 等人 (Schlafly et al., 2017) 结合 Schlafly 等人 2016 年的结果与 Green 等人 2015 年 (Green et al., 2015) 的三维尘埃分布图, 得到了 R_V 的三维分布图。该研究进一步发现, 在 1 kpc 以内近邻分子云的 R_V 要比远距离处分子云的 R_V 小很多, 这一结果为尘埃演化过程提供了新的限制。

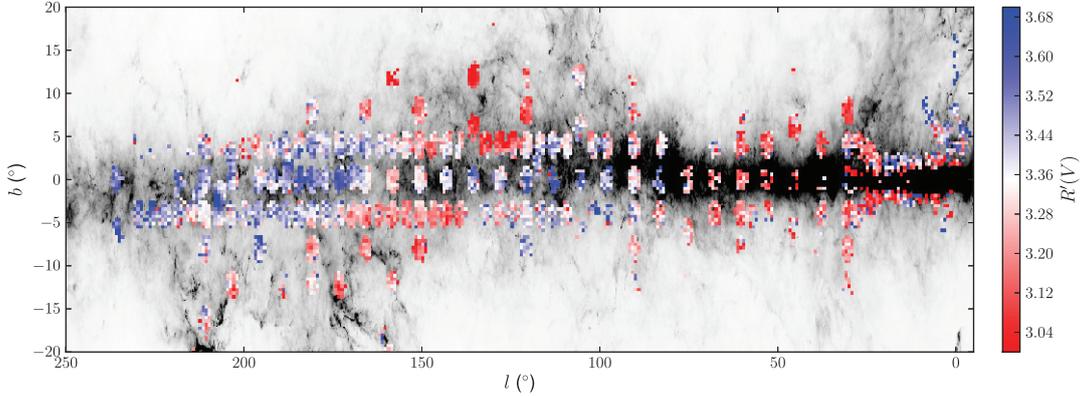


图 1.8 R_V 的值在天区中的分布 (Schlafly et al., 2016)

1.6 本章小节和本文的研究目的

1.6.1 本章小节

本章首先介绍星际尘埃的基本性质然后对银河系的消光以及尘埃分布进行了评述。

在 1.3 节中, 我们介绍了银河系整体消光的研究方法: 尘埃的远红外发射, 星系计数以及统计色余。利用尘埃的远红外发射是最直接计算尘埃消光的方法, 对全天区均可以应用, 并且可以得到精确度和分辨率高的消光图。近三十年 SFD 是应用最广泛的消光图, 但是已经被证明存在一些偏差, 尤其是在高消光天区。Planck 团组于 2014 年 (Planck Collaboration et al., 2014) 的消光图具有更高的精确度和分辨率, 已经被逐渐应用到消光改正中。由于星系计数以及颜色统计的方法受到空间分辨率的限制目前只能做一些验证性的工作。

在 1.4 节中我们综述了银河系内消光的测量。首先介绍了用统计的方法 (主要是恒星的色余法) 计算分子云的消光。对于单颗恒星的计算, 我们介绍了瑞利—金斯法, 它只能用于红外波段, 而恒星对的方法不受波段的限制, 但是光谱型的匹配是难点。最后我们介绍了银河系三维消光的计算, 星族结构模型以及贝

叶斯方法。贝叶斯方法的引入大大降低了星族结构模型法对银河系模型的依赖。为了更加直观地了解银河系尘埃的分布，我们介绍了以银河系中心为参考的尘埃分布的指数盘模型。为了更好地利用已知的消光图，我们对近几年引用较多的消光图的覆盖天区、精度以及达到的最远距离等进行了总结。

在 1.5 节我们介绍了消光曲线从近红外到紫外的具体形式，主要是依赖于 R_V 的消光曲线 CCM1989 以及 F1999。为了显示消光曲线在全天的不同我们介绍了 R_V 值在天区中变化。

1.6.2 本文的研究目的

所有河外天体都要受到银河系星际尘埃的消光和红化 (Denney et al. 2010; Oguri 2014)，对河外天体的研究最基本也是必须的步骤是进行银河系消光改正。因此全天区的银河系整体消光图对河外天体的研究至关重要。如 1.3 节所述，目前为止应用最广的银河系全天区二维消光图是 SFD，很多工作已经对 SFD 的 $E(B-V)$ 值进行了独立地检验。例如，Arce et al. (1999) 用了四种独立的方法计算了 Taurus dark 暗云的消光，结果表明 SFD 在 $A_V > 0.5$ mag 的天区高估了消光值 1.3 – 1.4 倍。（其他工作可参见 Dobashi et al. 2005; Schlafly et al. 2011, 2010; Yuan et al. 2013）。但是这些工作都基于银河系内恒星的光谱型，得到的是沿视线方向到恒星的积分，是银河系整体消光的下限。

星系计数是一种独立检验银河系消光的方法。Yasuda et al. (2007); York et al. (2000) 利用 SDSS 数据巡天的 r 波段星系计数发现在 $E(B-V) > 0.15$ mag 的高消光区 SFD 高估了消光值。除了消光之外，银河系尘埃还使背景星系变红 (González et al. 1999; Peek et al. 2010; Schröder et al. 2007)。与星系计数相比，星系的平均颜色受星系分布不均匀的影响更小。

尘埃消光在短波段更明显，利用更短波段的高质量测光数据进行进一步研究，可以更好地限制银河系消光，并且解释星系计数以及星系颜色所得消光之间的可能差异。SDSS u 波段效率相对于其他波段比较低，导致测光深度和精确度都不够。而南银冠 U 波段巡天 (Zhou et al. 2016)，顾名思义是一个在南天区高银纬处的 u 波段 (354nm) 巡天。 u 波段的深度比 SDSS 深 1.5 mag。本文第二章工作的主要目的就是利用南银冠 U 波段巡天 u 波段的优势进行精确的统计研究，对南银冠区的消光和红化给出自洽的结果。

虽然尘埃只占星际介质的 1%，但是在很多物理和化学过程中起着重要作用。尘埃主要产生于 AGB 包层 (Dwek et al., 2011; Indebetouw et al., 2014) 以及超新星

表 1.1 常用消光图

来源	数据	覆盖天区	精度/($^{\circ}$)	最远距离/kpc
SFD	COBE/DIRBE、IRAS/ISSA	全天	6.1	-
Planck Collaboration et al., 2014	Planck、IRAS/ISSA	全天	5	-
Marshall et al., 2006	2MASS	$ l < 100^{\circ}, b < 10^{\circ}$	15	10
Chen et al., 2013	2MASS、VVV	$ l < 10^{\circ}, 10^{\circ} < b < 5^{\circ}$	15×15	10
Schlafly et al., 2014	IPHAS	$30^{\circ} < l < 215^{\circ}, b < 5^{\circ}$	10	> 5
Green et al., 2015	Pan-STARRS、2MASS	$\delta > -30^{\circ}$	$3.4 \sim 13.7$	2-10

爆发过程 (Ferrarotti et al., 2006)。此外, 尘埃被认为是分子氢产生过程的催化剂 (Hollenbach et al., 1971), 因此与恒星形成过程密切相关 (Azeez et al., 2016; Bigiel et al., 2008; Casasola et al., 2015)。星系中尘埃空间分布情况不仅提供恒星形成的信息而且是金属在气体及恒星中循环的桥梁。

很多研究 (De Geyter et al., 2014; Foyle et al., 2012; Pappalardo et al., 2012) 已经发现尘埃和分子氢面密度分布存在很强的相关性, 除此之外, 很多工作也将近邻漩涡星系的尘埃和恒星空间分布进行了对比。这些工作表明, 尘埃盘径向分布比恒星盘延展, 但是在垂直方向比恒星盘薄。例如, Bianchi (2007) 分析了七个近邻侧向星系的 V 波段和 K 波段的图像, 结果显示尘埃盘标长 h_d 是恒星盘标长 h_s 的 1.5 倍, 标高比 z_d/z_s 大约为 1/3; De Geyter et al. (2014) 研究了 12 个侧向星系, 发现尘埃盘比恒星盘径向更加延展大约 75%, 但是标高只有恒星盘的 1/2。最近, Casasola et al. (2017) 研究了 DustPedia 中面向星系的尘埃和恒星的径向分布, 发现尘埃面密度标长是恒星的 1.8 倍, 与侧向星系的结果一致。

与河外星系不同, 虽然对银河系结构的研究有分辨单颗恒星的优点, 但同时也增加了无用的细节。关于银河系恒星分布结构的详细综述参考 Bland-Hawthorn et al. (2016)。主要结论是, 恒星薄盘可以用标长 2.6 ± 0.5 kpc, 标高 220 ~ 450 pc 的指数盘来拟合。研究表明, 虽然尘埃分布存在旋臂、翘曲和潮汐结构 (Amôres et al., 2005; Drimmel et al., 2001; Marshall et al., 2006; Reylé et al., 2009), 但是整体分布也服从指数盘结构 (Jones et al., 2011; Misiriotis et al., 2006)。然而, 目前为止, 尘埃盘的标高和标长都没得到很好地限制。

如 1.4 节所述, Drimmel et al. (2001) 通过拟合 COBE/DIRBE 的 FIR 数据拟合了银河系的三维尘埃分布, 得到的标高和标长分别为 2.26 kpc 和 134.4 pc。然而, 同样利用 COBE 数据 Misiriotis et al. (2006) 得到的标高和标长分别为 5.0 kpc 和 100 pc。Jones et al. (2011) 利用 SDSS 56000 颗 M 矮星的光谱创建了银河系三维消光图, 并得到了太阳邻域尘埃分布的标高为 119 pc。为了得到更可靠的银河系尘埃分布三维模型, 我们希望拥有更大的恒星消光样本。LAMOST (Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope) (Cui et al., 2012) 已经得到目前为止最大的恒星光谱样本 (大于 8 百万)。苑海波等人将“恒星对”的方法 (Yuan et al., 2014) 应用到 LAMOST 和 SDSS 恒星光谱得到了大约 6 百万颗恒星的距离和消光值。本文第三章工作的主要目的就是利用这一以太阳为中心的银河系三维消光图, 建立银河系尘埃分布模型。

第 2 章 基于南银冠 U 波段巡天的银河系二维消光

本章我们利用南银冠 U 波段巡天 (以下简称 SCUSS) 的数据进行精确的统计研究, 计算南银冠天区的消光和红化。首先, 2.1 节介绍 SCUSS 巡天概况以及用于统计的星系样本, 第 2.2 节和 2.3 节分别利用 u 波段星系计数和 $u-r$ 颜色分布计算银河系消光和红化。2.4 节讨论了银河系消光曲线, 在 2.5 节对本章内容进行总结。

2.1 数据

2.1.1 SCUSS 概述

南银冠 U 波段巡天是由中国科学院国家天文台和美国亚利桑那大学斯图尔德天文台合作完成的项目, 主要目的是为 LAMOST 光谱巡天提供 u 波段输入星表, 除此之外结合 SDSS 的 $g, r, i,$ 和 z 波段数据可以开展对银河系以及河外天体的研究。SCUSS 是一个 u 波段深度巡天, 巡天区域在南银冠的北部。巡天使用的望远镜是位于美国亚利桑那州基特峰, 隶属于斯图尔德天文台的 2.3 m Bok 望远镜。望远镜包含 4 个 4k×4k CCD, 安装成 2×2 阵列, 水平和垂直方向都存在缝隙。视场为 $1.08^\circ \times 1.03^\circ$, 图像分辨率为 0.454 角秒。中心波长和 FWHM 分别为 3538 和 520 Å, 比 SDSS u 波段稍微偏蓝偏窄。表 2.1 列出了 SCUSS 的基本特征

表 2.1 SCUSS 的基本特征

望远镜	2.3 m Bok 望远镜
位置	美国亚利桑那州基特峰
CCD	2×2 4k×4k CCD 阵列
视场	$1.08^\circ \times 1.03^\circ$
滤光片	u (3538Å)
曝光时间	300 s
极限星等	23.2 mag
巡天面积	$\sim 5000 \text{ deg}^2$
观测时间	2009–2013 年

SCUSS 最初巡天区域为 $b < -30^\circ$, $\delta > -10^\circ$ 的天区, 之后扩展到更低的银

纬处。观测开始于 2009 年 9 月到 2013 年 12 月截止。最终巡天面积为 5000 deg^2 (图 2.1 中绿色虚线包含的区域), 包含计划巡天部分, 在西北角的一个额外区域, 以及反银心反向部分天区。本文利用的是 SCUSS 已经释放的数据包括 3700 个视场, 覆盖 4115 degree^2 (Zou et al. 2016), 92% 与 SDSS 重合。

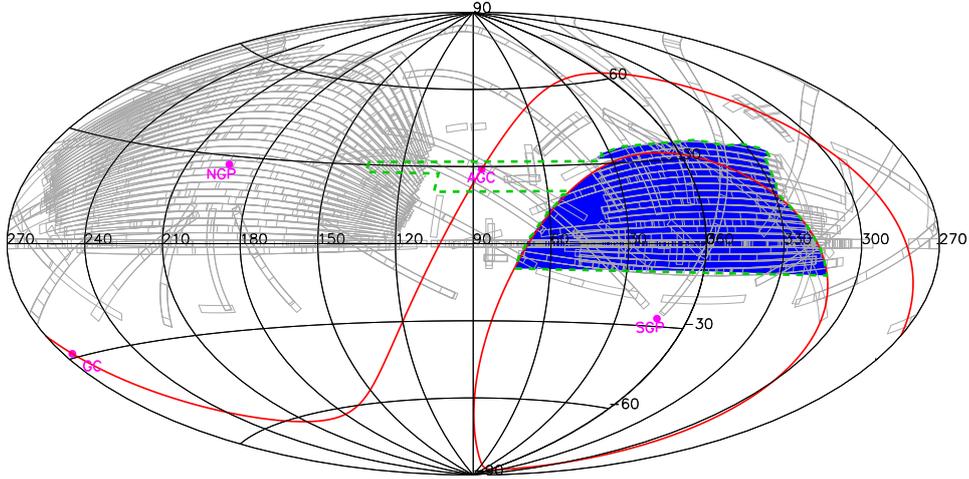


图 2.1 SCUSS 巡天天区 (Zou et al. 2016)。本图中心坐标为 $(\alpha = 90^\circ, \delta = 0^\circ)$ 。粉色实点表示南银极 (SGP), 北银极 (NGP), 以及银心 (GC) 和反银心 (AGC)。红色实线表示银道面和银纬 -30° 。绿色虚线表示巡天实际覆盖的天区, 总共大约 5000 deg^2 。蓝色区域为数据释放的天区。灰色网格表示 SDSS 巡天区域。

SCUSS 的每个视场有两次连续曝光, 总曝光时间达到 5 分钟。两次曝光之间沿对角线移动 $1/2 \text{ CCD}$, 这样可以填补 CCD 之间的缝隙, 同时便于内部定标。最终每个视场的大部分区域有两次曝光, 一些缝隙处只有一次曝光。5 分钟的曝光时间使 SCUSS 测光深度比 SDSS 的 u 波段深 1.5 星等 (具体讨论在 2.2 节)。图 2.2 显示了 SCUSS 的 M33 图像 (左) 与 SDSS 的 M33 的图像 (右)。从图中可以看出 SCUSS 和 SDSS 的 M33 图像显示出相似的结构, 但是 SCUSS 因为更深的测光星等, 比 SDSS 图像有更高的空间分辨率。

关于 SCUSS 巡天的更多介绍可以参考 Zhou et al. (2016) 或 <http://batc.bao.ac.cn/Uband/>。关于数据生成的具体问题可以参考 Zou et al. (2015)。

2.1.2 SCUSS 测光数据

本小节介绍与我们工作相关的 SCUSS 数据问题。

首先将每个视场的单次曝光图像进行合成, 然后利用 SExtractor Bertin et al. 1996 对合成图像中的源进行测光。所有测到的源称为 “total sources”, 并且给出他们的自动测光星等 “automatic magnitude”, 同时根据参数 “BERTIN_G_S” 将所有

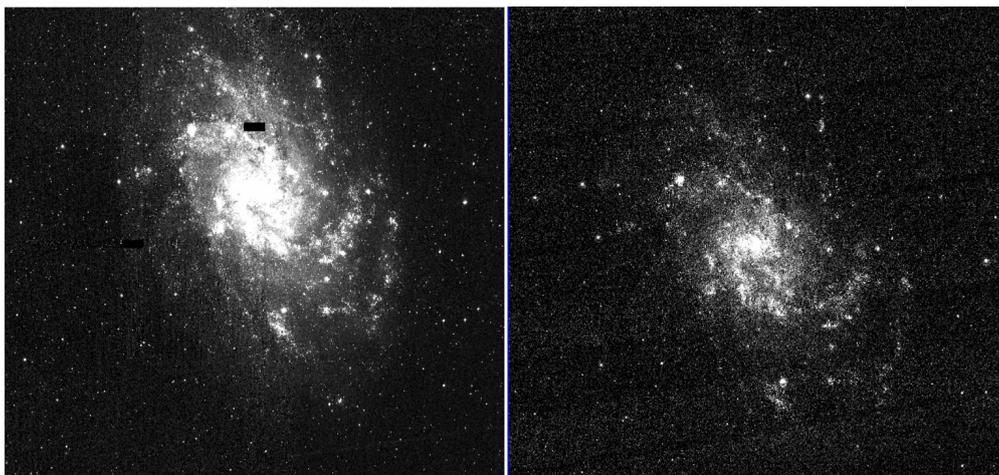


图 2.2 SCUSS 的 M33 图像 (左) 和 SDSS 的 M33 图像 (右)。

源分为点源或扩展源。对于有 SDSS 测光数据的区域，将“total sources”与 SDSS 的 DR9 星表进行匹配 (有 u, g, r, i, z 中任一波段测光的源)，能够匹配上的所有源称为“core sources”。利用 SDSS r 波段的恒星/星系分类方法替代“BERTIN_G_S”对“core sources”进行分类。在 SDSS 测光中，用 r 波段的 de Vaucouleurs 和指数轮廓概率计算其他波段的模型星等，类似地，SCUSS 也利用相同模型对“core sources”进行测光，得到模型星等“modelMag”。

在本文中，我们利用“total sources”进行 u 波段星系计数 (2.2 节)，利用“core sources”计算 $u - r$ 颜色的色余 (2.3 节)。因为我们旨在计算银河系消光，所以所有星系的测光星等没有进行消光改正。

2.1.3 星系样本

本文我们采用 SCUSS 与 SDSS 巡天重合的天区。SDSS 在南天区有大约 5192 degree^2 的巡天区域，并且在 DR8 (Aihara et al. 2011) 中已经发布了测光星表。在 SCUSS 的 3700 个视场中，有 3070 个与 SDSS 重合，面积为 3415 degree^2 。

为了保证最终的星系样本具有统一的测光质量，我们对 SCUSS 和 SDSS 的数据进行了进一步的选择。

亮星污染

无论是 SCUSS 还是 SDSS 测光数据都会受到亮星的污染。我们利用 BOSS tiling geometry¹ 去除亮星污染的区域 (Blanton et al. 2003)。在整个 3415 deg^2 SCUSS/SDSS 天区中，亮星污染的区域总共 33.88 degree^2 。

SCUSS 曝光时间选择

¹http://www.sdss3.org/dr9/algorithms/boss_tiling.php

因为 CCD 之间存在缝隙导致在 SCUSS 的合成图像中不是所有区域都是二次曝光 (Zou et al. 2015)。图2.3给出了 SCUSS 一个典型视场的合成图像。如图所示,有些 CCD 缝隙的区域只有一次曝光,而有些区域因为与相邻视场重合,大于两次曝光。为了保证在星系计数时所有区域具有相同的测光质量,我们选择大于二次曝光区域内的星系。这样 SCUSS/SDSS 覆盖天区缩小到 2978 degree^2 。

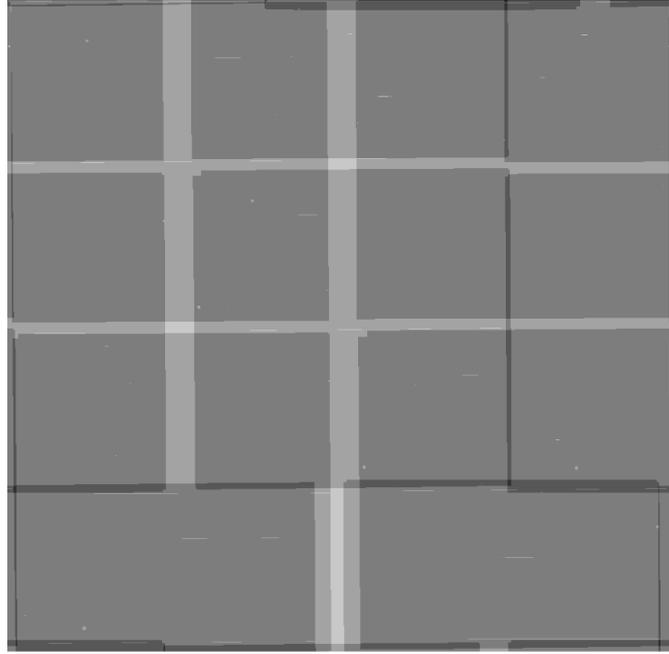


图 2.3 SCUSS 一个视场的曝光合成图。黑灰色区域 (最大部分) 是二次曝光区域,白色、白灰色以及黑色分别是 0、1、以及大于 2 次曝光的区域。

SDSS 低质量测光

在 SDSS 中,有一些被标记为低质量图像的区域²。在 SDSS/SCUSS 重合的天区中,低质量测光图像共有 18.17 平方度。但是对于 SCUSS 天区不存在这样的区域,因为所有曝光有问题的天区都被多次观测。

综上所述,当利用 SCUSS 进行星系计数时,我们选择有至少二次曝光并且除去亮星污染的天区。在第 2.3 节结合 SDSS 数据研究 $u-r$ 颜色时,进一步去掉 SDSS 中的低质量测光天区。在星系计数中采用自动测光星等“automatic magnitude”,在颜色统计中采用模型星等。

²http://data.sdss3.org/sas/dr9/boos/lss/badfield_mask_unphot-ugriz_pix.ply

2.1.4 SCUSS 的星系数

图2.4中，上图实线显示的是 SCUSS u 波段星系计数的直方图，下图中实线是对应的每一个星等间隔内测光误差的中位置。作为对比，我们用虚线画出了 SDSS 的星系计数结果以及测光误差。由上图很明显可以看出 SDSS u 波段的星系

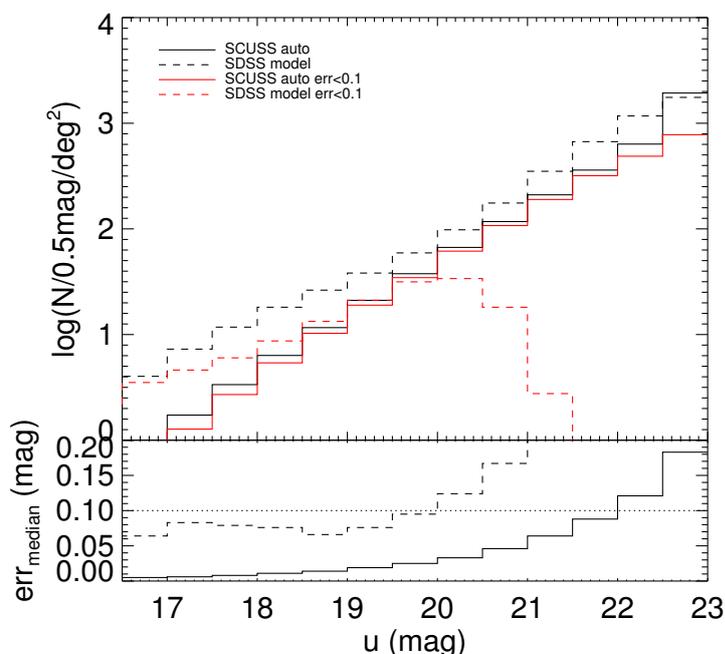


图 2.4 SCUSS 和 SDSS 星系数以及测光误差。上图：黑色实线和虚线分别是 SCUSS 和 SDSS 星系计数的直方图，而红色的实线和虚线分别是测光误差小于 0.1mag 的星系数。下图：实线和虚线分别是 SCUSS 和 SDSS 在星等间隔内的测光误差中位值。垂直线是测光误差 $err_{median} = 0.1$ 的分界线

计数要高于 SCUSS。原因是 SDSS 计数采用了模型星等，而模型星等是用 SDSS r 波段的模型轮廓对 u 波段的强制测光得到的，SDSS r 波段测光比 SCUSS u 波段还要深（参考 2.3 节中星系的 $u-r$ 颜色分布）。正因为如此，如下图所示，SDSS u 波段的测光误差比 SCUSS 大很多。为了进一步比较两者的测光误差，我们在上图中，分别用红色的实线和虚线画出了 SDSS 和 SCUSS u 波段测光误差小于 0.1 星等的星系计数直方图。除去高测光误差的源之后，在亮端 ($u < 20$)SDSS u 波段计数与 SCUSS 更加接近。但是，在最亮的部分 ($r < 18$ mag)SCUSS 计数仍然大于 SDSS。为了对这一部分源进行解释，我们用肉眼检查了这部分源的 SCUSS 以及 SDSS 图像。发现除去部分被亮星污染的源之外，大部分是由于在计算模型星等时采用了不合理的测光半径。

2.2 u 波段消光值

在本节中我们用 SCUSS 的星系计数来计算银河系消光并与 SFD 消光图和 *Planck* 消光图进行对比。图2.5中的上图给出了由 SFD 消光图 (ODO 消光曲线, 其中 $R_V = 3.1$) 得到的 3070 个 SCUSS 和 SDSS 重合视场的 u 波段消光图 (采用银道坐标系)。因为 u 波段的消光系数比较大 ($A_u^{SFD} = 5.108E(B-V)^{SFD}$), 所以从图中看出, 即使是在高银纬天区 ($b < -20^\circ$) 消光值 A_u^{SFD} 分布的范围也很大。最低的大约 0.11 mag, 而小部分天区消光值达到 1.5 mag。

SFD 消光图的空间分辨率是 $6.1'$, 在这样小的天区中星系数目根本不足以进行统计研究。即使在 SCUSS 的一个视场 $1.08^\circ \times 1.03^\circ$ 内, 星系的数目对于精确的统计研究仍然不够。本章的主要目的不是得到高空间分辨率的银河系消光图, 而是与 SFD 和 *Planck* 消光图进行系统性对比, 所以我们将具有相近消光值的小天区组成较大天区以保证获得足够的统计精度。

与 Yasuda et al. (2007) 工作中用到的方法类似, 我们将整个 SCUSS/SDSS 天区按照 SFD 的 u 波段消光值 (A_u^{SFD}) 分为 25 个大的不连续天区。简单起见, 我们希望把 SCUSS 的一个视场作为最小单位, 但是这需要每个视场内的消光值分布接近均匀分布。为了保证这一点我们计算了每个视场内消光的平均值和标准误差, 结果如图2.5中下图所示。图中实线表示 SFD 不确定度 ($\sigma_{A_u^{SFD}} = 0.16A_u^{SFD}$), 我们将一个视场内消光值标准差小于 SFD 不确定度 (0.16) 的天区定为满足均匀分布的天区。从图中可以看出, 大部分视场 (2134/3070) 满足这一要求。对于不满足标准的 936 个视场, 我们进一步将它们分成 6×6 的子视场 ($10.8' \times 10.3'$), 以保证所有子视场都满足均匀分布的标准。最后, 我们得到包含视场和子视场在内的共 35830 个单位天区。将这些单位天区按照平均消光值 A_u 进行排列, 划分为最终的 25 个组合天区, 具体方法如下。

首先我们将 72 个消光值极小 ($A_u^{SFD} < 0.12$) 的单位天区组成参考天区 (参考下文)。然后将消光值在 $0.12 < A_u^{SFD} < 0.48$ 范围内的单位天区以 0.3mag 为间隔划分为 12 个天区。对于消光值较大的 ($A_u^{SFD} > 0.48$) 单位天区, 至少 20 个组成一个天区, 以保证足够的统计精度。这样我们又得到消光值 $0.48 < A_u^{SFD} < 2.43$ 范围内 12 个天区。图 2.6显示了每个组合天区的有效面积以及消光值 A_u^{SFD} 分布范围。

将消光天区的星系计数与参考天区内的星系计数进行对比可以得到银河系消光值。即使参考天区内的消光值很小, 也要首先进行消光改正, 这里我们仍然采用 SFD 消光图。图 2.7显示了参考天区和一个有消光的组合天区内 SCUSS u 波

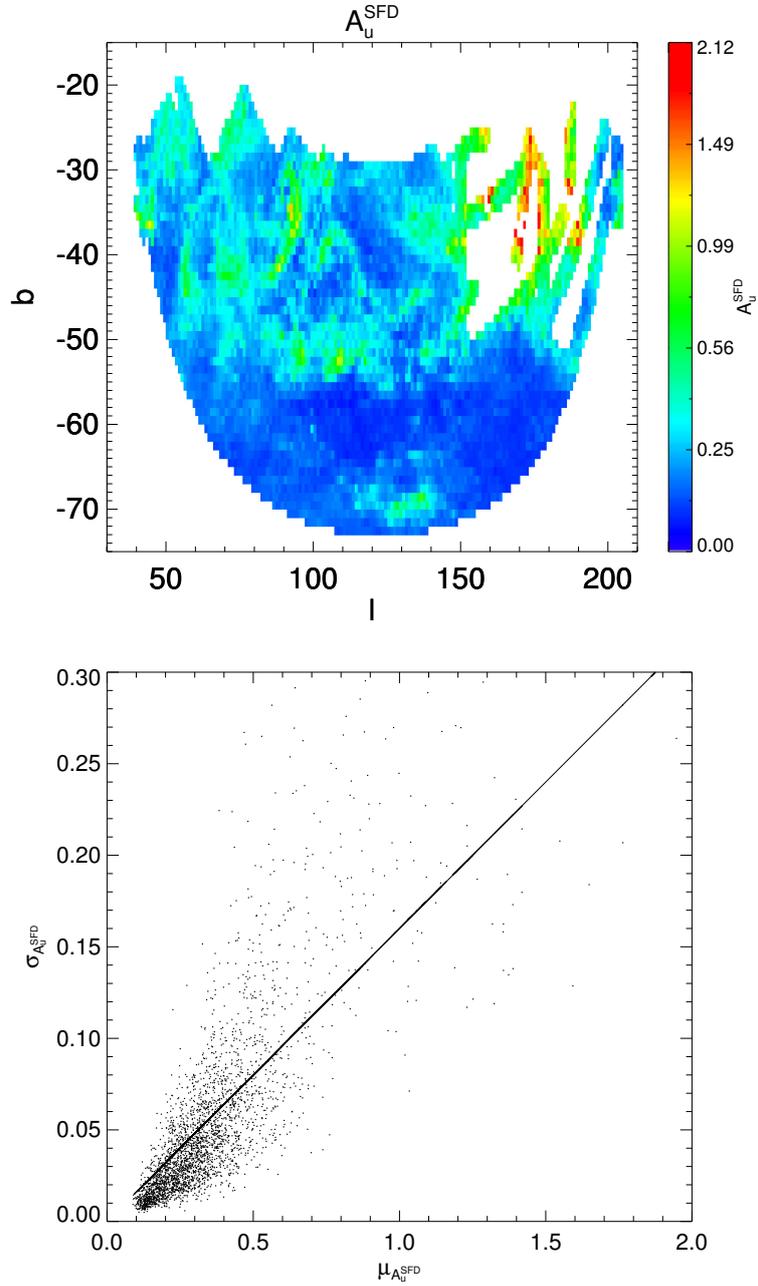


图 2.5 上图：由 SFD 得到的 SCUSS 和 SDSS 重合天区 u 波段消光值 (A_u^{SFD}) 分布。下图：每个 SCUSS 视场内消光的平均值 ($\mu_{A_u^{SFD}}$) 和标准差 ($\sigma_{A_u^{SFD}}$)。实线表示 SFD 消光值的不确定度 $\sigma_{A_u^{SFD}} = 0.16\mu_{A_u^{SFD}}$

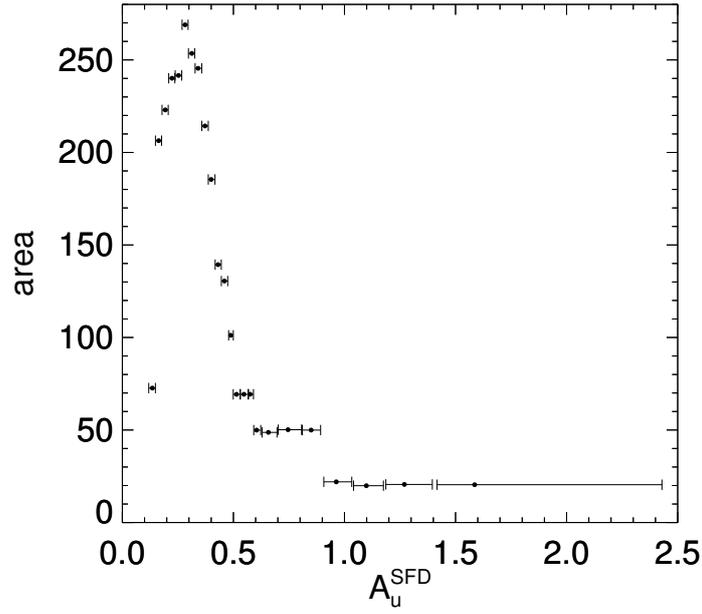


图 2.6 组合天区的面积和平均消光值。误差棒表示每个组合天区内的消光值 A_u^{SFD} 分布范围

段星系计数，分别用圆圈和圆形表示，计数单位是 $dgree^2 * 0.5 \text{ mag}$ 。其中的消光天区是图 2.7 中的 $0.39 < A_u^{SFD} < 0.42$ ($E(B - V) \sim 0.08$) 组合天区。

参考天区和消光天区内的星系计数在 $18 \text{ mag} < u < 22 \text{ mag}$ 范围内都很好地在 \log 空间内满足线性关系。对于参考天区我们进行线性拟合，方程为：

$$\log N = \alpha(u - 20) + \beta. \quad (2.1)$$

然后固定 α 和 β 的值对消光天区进行拟合：

$$\log N = \alpha(u - \Delta M - 20) + \beta. \quad (2.2)$$

显然，拟合参数 ΔM 就是要求的消光天区的消光值。

值得注意的是，为了得到自洽的拟合结果，消光天区的拟合范围应该由参考天区移动 ΔM 。具体来讲，参考天区的拟合范围是 $18.5 < u < 22.0 - \Delta M$ 而消光天区的拟合范围就应该是 $18.5 + \Delta M < u < 22.0$ 。选择 $u < 22 \text{ mag}$ 的拟合上限是由 SCUSS 测光误差小于 0.1 mag 决定的，而拟合下限的选择是为了保证星系计数的泊松误差小于 5%。在图 2.7 中分别用实线和虚线画出了对消光天区和参考天区的拟合结果。在这一消光天区内，我们用星系计数法得到的消光值 A_u^{ct} 是 $\Delta M = 0.41 \pm 0.01$ ，与 SFD 给出的消光值 ($A_u^{SFD} = 0.41$) 有很好的一致性。

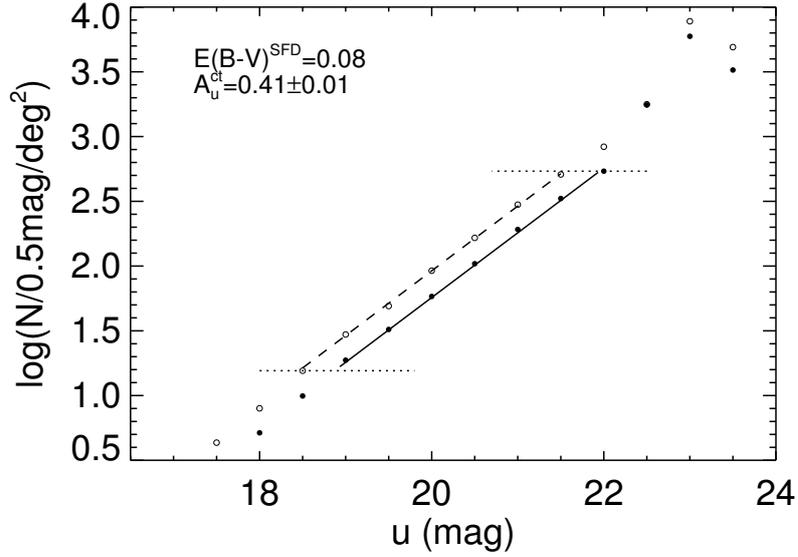


图 2.7 参考天区 (圆圈) 和消光天区 ($0.39 < A_u^{SFD} < 0.4$, 圆形) 的 SCUSS u 波段星系计数。虚线和实现分别是对方程 2.1 和 2.2 的拟合结果, 点线表示拟合范围

我们用以上星系计数方法对所有 24 个组合天区计算了消光值 A_u^{ct} (星系计数图见附录 B) 并与 SFD 的消光值进行比较, 同时我们也画出了 *Planck* 消光图给出消光值 (由 353GHz 光学厚度 τ_{353} 得到)。结果如图 2.8 所示。可以看出, 在低消光 ($A_u^{SFD} < 0.6$ mag) 天区, 星系计数的结果与 SFD 一致。但是在高消光 ($A_u^{SFD} > 0.6$ mag) 天区, SFD 的值偏大。而 *Planck* 消光图给出的结果与我们的结果非常一致。

如我们上文所提到的, A_u^{SFD} 是由 $E(B-V)^{SFD}$ 得到的, 而 $E(B-V)^{SFD}$ 是由尘埃 $100\mu\text{m}$ 辐射流量得到的。这两个转换过程用的都是 $ODO1994R_V = 3.1$ 的标准消光曲线, 所以 A_u^{SFD} 在高消光天区的高估可能是对银河系尘埃量的高估 (由 $100\mu\text{m}$ 辐射的转化) 也可能是消光曲线的系统性变化引起的, 还可能两个因素都有。在本章第 3 节, 我们将讨论消光曲线的变化问题。在这里, 如果假设银河系消光曲线在高消光区没有系统性变化, 我们的结果表明 SFD 在 $E(B-V) > 0.2$ mag 的天区高估的消光值达到 40%

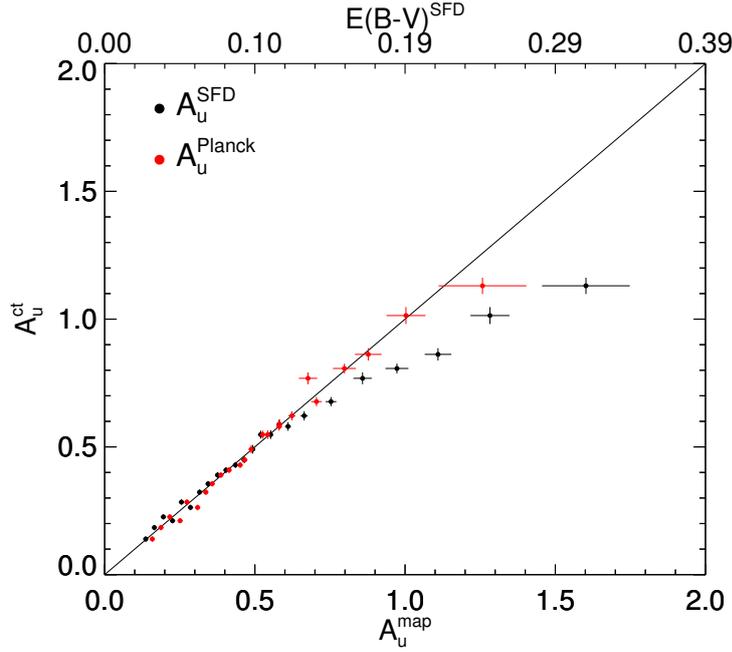


图 2.8 星系计数法得到的 24 个组合天区的平均消光值 A_u^{ct} 与 A_u^{SFD} 和 A_u^{Planck} 的对比。黑点和红点分别表示 $A_u^{ct} vs A_u^{SFD}$ 和 $A_u^{ct} vs A_u^{Planck}$ ，水平误差棒是每个天区内 A_u^{SFD} 和 A_u^{Planck} 的标准差

2.3 $u-r$ 红化

本节我们进一步利用星系的 $u-r$ 颜色分布来检验 SFD 消光图。除去那些极蓝的星系 (统计中没有用到的 $u-r < 0.8$ mag 的星系)，所有 $u < 23$ mag 的 SCUSS 星系都可以在 SDSS 星表中匹配得到 r 波段测光，从而得到星系 $u-r$ 颜色， r 波段完备到 22.2 mag。

为了计算星系受到的银河系尘埃红化，首先要确定星系的内禀颜色。Strateva et al. (2001) 通过对 SDSS 星系 $u-r$ 颜色的研究，发现所有的星系可以由 $u-r = 2.22$ mag 分成两族： $u-r < 2.22$ 的蓝色星系族和 $u-r > 2.22$ mag 的红色星系族。在我们的研究中采用蓝色星系族的颜色分布峰值作为统计标准。与星系颜色分布的平均值和中位置分布不同，峰值的最大优点是不受星系样本不完备性的影响 (例如 $u-r < 0.8$ mag 的星系)。与上一节 2.2 算法相同，我们将 SDSS/SCUSS 重合天区分按照 SFD 的红化值 $E(B-V)$ 分为 25 个不连续的组合天区。对于每个组合天区我们选择 $u < 23$ 的星系，统计 $u-r$ 颜色分布的峰值。具体做法如下：

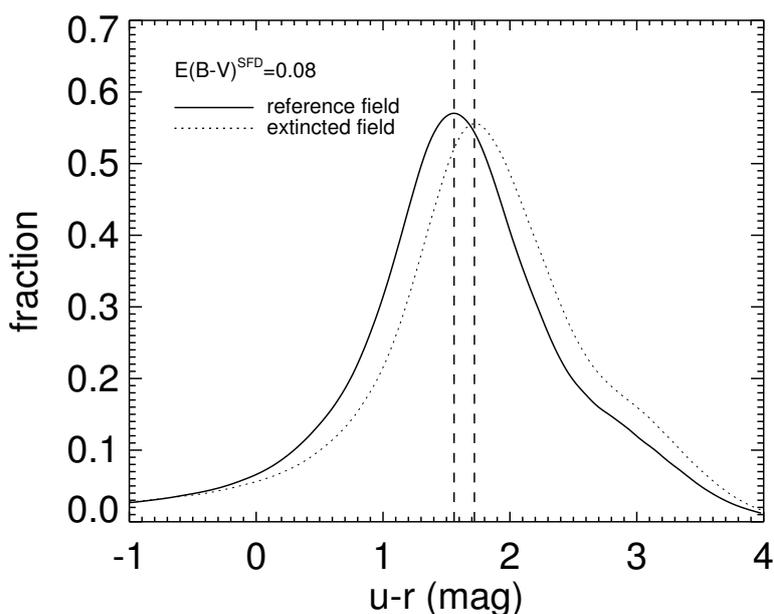


图2.9星系的 $u-r$ 颜色分布。实线和点线分别表示参考天区和消光天区 ($E(B-V)^{SFD} = 0.08$)。两条虚线的位置显示两个颜色分布的峰值

假设每个星系 $u-r$ 颜色分布的概率服从高斯分布

$$P_i(x) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma_i} \exp\left(-\frac{(x - \mu_i)^2}{2\sigma_i^2}\right) \quad (2.3)$$

其中 μ_i 和 σ_i 分别是星系 $u-r$ 颜色的观测值和测光误差。通过对单个星系颜色分布函数的求和得到整个星系样本的 $u-r$ 颜色分布

$$P(u-r) = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N P_i(u-r), \quad (2.4)$$

其中 N 是样本中星系的数量。计算峰值时步长是 0.01 mag，峰值的误差通过对样本 50 次随机取样获得。

图2.9中分别用实线和点线画出了参考天区和消光天区 ($0.39 < A_u^{SFD} < 0.42$) 的 $P(u-r)$ 分布。和预期的相同，消光天区的颜色分布峰值相对于参考天区向红端有很明显的移动，这个移动量与消光天区的平均红化值相关，但是并不能准确地表示真正的红化值。

星系存在内禀的颜色-星等关系，即，越亮的星系越红。银河系尘埃不仅使星系颜色变红而且使其变暗，所以在消光天区内， $u < 23$ mag 的星系本征亮度大于参考天区内 $u < 23$ mag 的星系，内禀颜色也更蓝。为了量化这一颜色-星等关

系，我们将星系样本按照 u 波段星等分成多个子样本，分别统计 $u-r$ 颜色分布峰值。例如，图2.10显示了参考天区和消光天区的 $u-r$ 颜色分布峰值随着 u 波段星等的变化。两个天区的星系样本都可以明显地显示出颜色-星等关系。我们首先对参考天区的 $u-r$ 颜色峰值和 u 波段星等的关系进行线性拟合

$$u-r = \alpha'(u-21.5) + \beta' \quad (2.5)$$

然后对消光天区的这一关系进行线性拟合

$$u-r + E(u-r) = \alpha'(u-A_u-21.5) + \beta' \quad (2.6)$$

其中 α' 和 β' 在拟合公式2.6时是固定的。在公式2.6中, $E(u-r)$ 和 A_u 分别是消光天区的平均消光值和红化值。在第 2.2 节中我们已经用星系计数法得到了各个消光天区的平均消光值 (图 2.8)。为了保持一致, 在对公式 2.5 和 2.6 进行直线拟合时, 拟合范围分别是 $20.0 < u < 23 - A_u \text{ mag}$ 和 $20.0 + A_u < u < 23 \text{ mag}$ 。拟合范围比公式 2.1 和 2.2 更偏向暗端是为了保证有足够多的星系可以得到 $u-r$ 颜色的统计峰值。由公式 2.6 得到的消光天区的平均红化值是 $E(u-r) = 0.19 \pm 0.02$, 与 SFD 的红化值 $E(B-V) = 0.08$ 经过 $R_V = 3.1$ 的 ODO1994 消光曲线转换后的结果相一致。

图 2.11 显示了 24 个组合天区的平均红化值 2.11 (每个天区的颜色-星等关系图见附录 C)。纵坐标和横坐标分别表示由星系的颜色分布得到的红化值 $E(u-r)^{color}$ 和 SFD 以及 *Planck* 消光图给出的红化值。可以看出, 在红化值比较低 ($E(B-V)^{SFD} < 0.12$) 的天区三种方法得到的结果一致。在 $E(B-V)^{SFD} > 0.12$ 的天区 SFD 系统性地偏离星系颜色得到的结果。而除消光值最大的组合天区外, 用颜色分布得到的结果与 *Planck* 消光图非常一致。这样的结果与图 2.8 中星系计数得到的结果非常接近。

为了将图 2.8 和 2.11 得到的结果结合起来进行分析, 我们将 A_u^{ct} 和 $E(u-r)^{color}$ 通过 $R_V = 3.1$ 的 ODO1994 消光曲线转化为 $E(B-V)$ 。图 2.12 中将我们的结果与 $E(B-V)^{SFD}$ 进行了对比。我们的两种方法得到的结果非常一致, 但是在高消光区 SFD 消光图系统性地高于我们的结果。这一高估在 $E(B-V)^{SFD} > 0.12$ 时可以用以下线性关系估算

$$\Delta E(B-V) = 0.43[E(B-V)^{SFD} - 0.12] \quad (2.7)$$

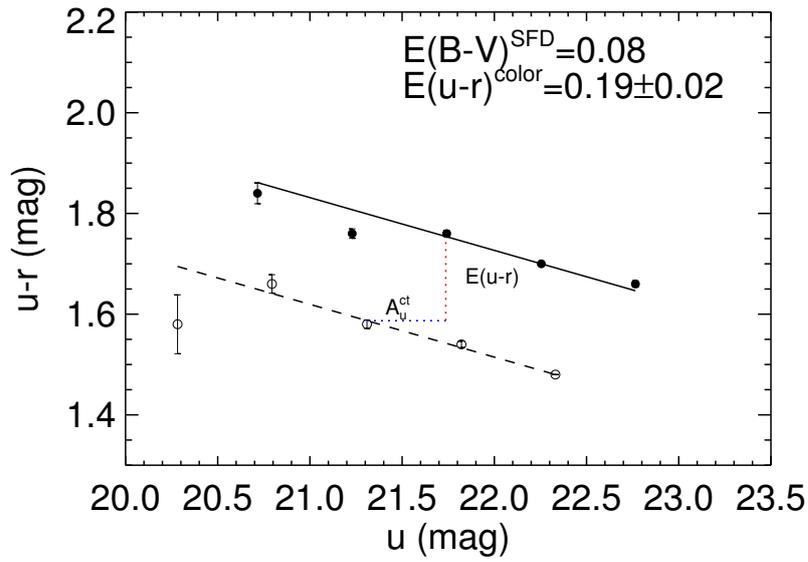


图 2.10 消光天区 ($0.39 < A_u^{SFD} < 0.42$) 的颜色-星等关系以及平均红化值。空心和实心圆分别表示参考天区和消光天区的 $(u-r) - u$ 关系，虚线和实线分别是对公式 2.5 和 2.6 的拟合结果

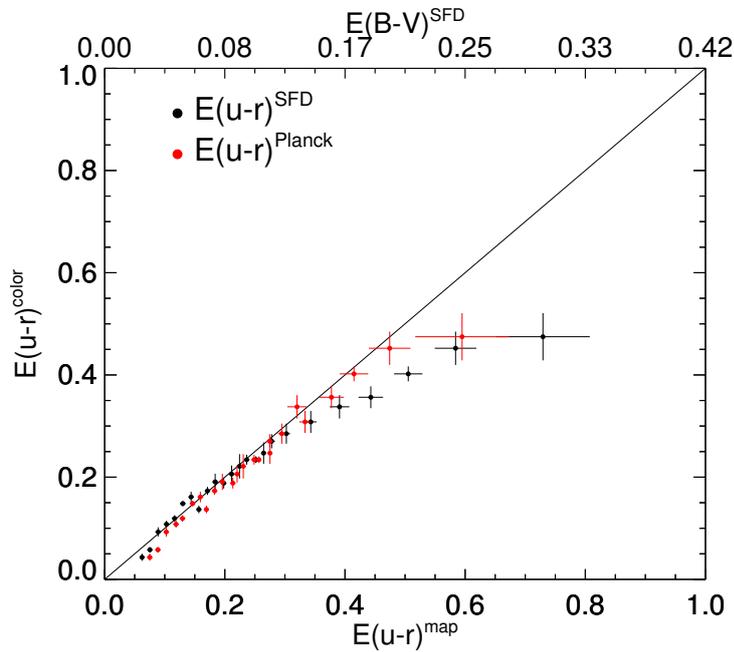


图 2.11 $u-r$ 颜色分布 24 个组合天区的平均红化值 $E(u-r)^{color}$ 。纵坐标和横坐标分别表示由星系的颜色分布得到的红化值 $E(u-r)^{color}$ 和消光图得到的 $E(u-r)$ 。黑点和红点分别表示 $E(u-r)^{color} VSE(u-r)^{SFD}$ 和 $E(u-r)^{color} VSE(u-r)^{Planck}$ ，水平误差棒是每个天区内 $E(u-r)^{SFD}$ 和 $E(u-r)^{Planck}$ 的标准差

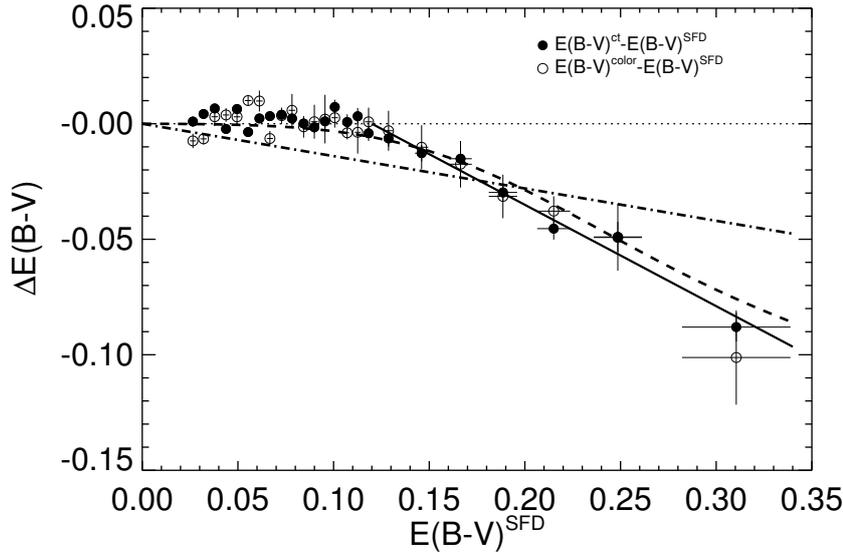


图 2.12 本文所得 $E(B-V)$ 与 $E(B-V)^{SFD}$ 的差别。空心和实心圆分别表示我们用星系的 $u-r$ 颜色和 u 波段星系计数得到的结果。点线、虚线、点划线、和实线分别表示 $\Delta E(B-V) = 0$ 、Yasuda et al. (2007) 的结果, Schlafly et al. (2011) 的 $\Delta E(B-V) = -0.14E(B-V)$ 公式 2.7 的线性拟合

图 2.12 中的实线为公式 2.7。为了进行对比我们在图中分别用虚线和点划线给出了 Yasuda et al. (2007) (文章公式 2) 和 Schlafly et al. (2011) ($E(B-V) = 0.86E(B-V)$) 的结果。我们的结果与 Yasuda et al. (2007) 的结果符合得很好。

无论是我们的工作还是 Yasuda et al. (2007) 的工作都利用了星系计数的方法, 而 Schlafly et al. (2011) 用的是恒星的统计颜色来计算银河系消光。我们和 Yasuda et al. (2007) 的研究天区都在南银冠, 而 Schlafly et al. (2011) 的研究天区主要在北天区。研究方法还是研究区域的不同都可能导致以上不同的结果。

2.4 讨论：银河系消光曲线

消光系数是依赖于消光曲线的, 但是在 2.2 和 2.3 节中 SFD 的消光值和红化值都是用 $R_V = 3.1$ 的 ODO1994 消光曲线的消光系数计算得到。因此在高消光区我们的计算结果与 SFD 的差异是否可以在假设 SFD 的尘埃辐射正确的前提下, 由 R_V 的其他取值或是其他消光曲线形式来解释?

2.4.1 R_V 的不同取值

如图 2.8 和 2.11 中所示, 当用 $R_V = 3.1$ 的标准消光曲线时, SFD 消光图在高消光天区存在系统性高估。但是这一高估可以通过用更大的 R_V 取值来消除, 实际上 Cardelli et al. (1988); Savage et al. (1979); Wang et al. (2013) 等工作也已经证明在恒星形成区 R_V 的值会增大。

在 SFD 中, 尘埃的 $100 \mu\text{m}$ 热辐射通过公式 $E(B-V) = pD^T$ 转换成 $E(B-V)$, 其中 p 是标准系数, D^T 是温度改正的 IRAS $100 \mu\text{m}$ 辐射。在发表的 SFD 消光图中, p 是用 $R_V = 3.1$ 的 ODO1994 消光曲线以及椭圆星系的颜色校准得到的。

在计算银河系消光 and 红化时不能直接用 SFD 消光图的 $E(B-V)$ 值, 除非用 $R_V = 3.1$ 的 ODO1994 消光曲线。近红外波段 (如, $1 \mu\text{m}$) 处的消光随消光曲线的变化很小, 因此可以将消光曲线写成

$$k(\lambda) = A(\lambda)/A(1\mu\text{m}). \quad (2.8)$$

的形式。对于给定 $A_{1\mu\text{m}}$ 值时, 其他任意波段 b 的消光值可以由

$$A_b = -2.5 \log \left[\frac{\int d\lambda W_b(\lambda) S(\lambda) 10^{-k(\lambda)A_{1\mu\text{m}}/2.5}}{\int d\lambda W_b(\lambda) S(\lambda)} \right] \quad (2.9)$$

计算得到。

其中 $W(\lambda)$ 是给定波段的响应曲线, $S(\lambda)$ 是源的光谱。响应曲线是滤光片响应, CCD 量子效率以及大气消光的卷积, 对应于不同波长的值是公开的³。我们用 SDSS 给出的星系平均光谱作为 $S(\lambda)$, 经过测试具体星系的光谱对结果造成的影响可以忽略。

对于给定的消光曲线, 我们计算了所有相关波段的消光系数 $k(b) = A_b/A_{1\mu\text{m}}$ 。图 2.13 给出了对于消光曲线 F1999 和 ODO1994, $A_u/A_{1\mu\text{m}}$ 、 $E(u-r)/A_{1\mu\text{m}}$ 、和 $E(B-V)/A_{1\mu\text{m}}$ 值随着 R_V 的变化。

在图 2.14 中我们画出了 A_u^{ct} 和 $E(u-r)^{color}$ 随 $A_{1\mu\text{m}}$ 的变化。如图 2.13 所示在给定 $A_{1\mu\text{m}}$ 值情况下, 可以很轻易地用不同的 R_V 值拟合 A_u^{ct} 和 $E(u-r)^{color}$ 。和预期相同, 在低消光天区 ($A_{1\mu\text{m}}$ 较小), 我们的结果与 $R_V = 3.1$ 相一致。但是在高消光天区, SFD 与我们的结果不同, 可能可以用较大的 R_V 来解释。为了进一

³The SCUSS u band transmissions is available at

<http://batc.bao.ac.cn/BASS/doku.php?id=scuss:facilities:homefilter>.

The SDSS r band data is available at

<https://www.sdss3.org/instruments/camera.php>

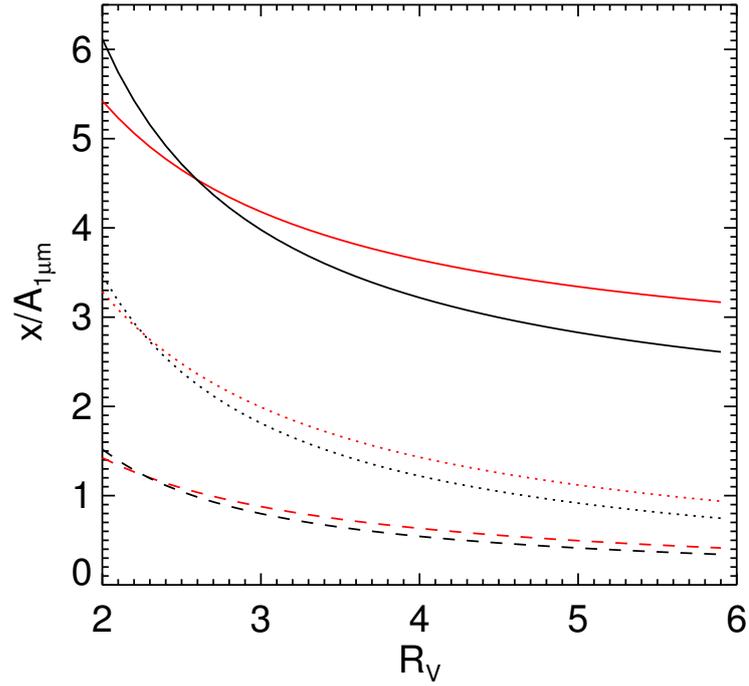


图 2.13 消光系数随 R_V 的变化。黑色实线、点线、虚线分别表示在 ODO1994 消光曲线下 $A_u/A_{1\mu m}$ 、 $E(u-r)/A_{1\mu m}$ 、和 $E(B-V)/A_{1\mu m}$ 值随着 R_V 的变化，红色表示取 F1999 的情况。

步验证这一观点，我们强制使 A_u^{ct} 和 $E(u-r)^{color}$ 与 $A_{1\mu m}^{SFD}$ 一致，计算出满足条件的 R_V 值。图2.14中的实线和虚线分别是 A_u^{ct} 和 $E(u-r)^{color}$ 满足条件时的 R_V 值随 $A_{1\mu m}$ 的变化。结果表明我们不能通过改变 R_V 值使星系计数和颜色分布两种方法得到的结果相一致。

2.4.2 ODO1994 VS F1999 消光曲线

A_u^{ct} 和 $E(u-r)^{color}$ 是不依赖于消光曲线的独立测量结果，因此将二者结合还能提供对银河系消光曲线的限制。图2.15显示了 A_u^{ct} 和 $E(u-r)^{color}$ 的变化关系，并将之与 $R_V = 3.1$ ODO1994 和 F1999 两个最常用的消光曲线预测的结果进行了对比。对于 $R_V = 3.1$ ODO1994 和 F1999 消光曲线 $A_u/E(u-r)$ 的值分别是 2.203 和 2.114。从图中可以看出 A_u^{ct} 和 $E(u-r)^{color}$ 的关系相比 F1999 可以很好地符合 ODO1994 消光曲线。

为了更精确地说明以上结果，我们对 A_u^{ct} 和 $E(u-r)^{color}$ 的关系进行线性拟合。考虑到参考天区的消光值存在不确定性，拟合时截距不为 0，而是自由参数。拟合结果为 $A_u = (2.194 \pm 0.031)E(u-r) + (0.018 \pm 0.006)$ 。截距非常接近 0，而且斜率值在 2.5σ 内更接近于 ODO1994 消光曲线。

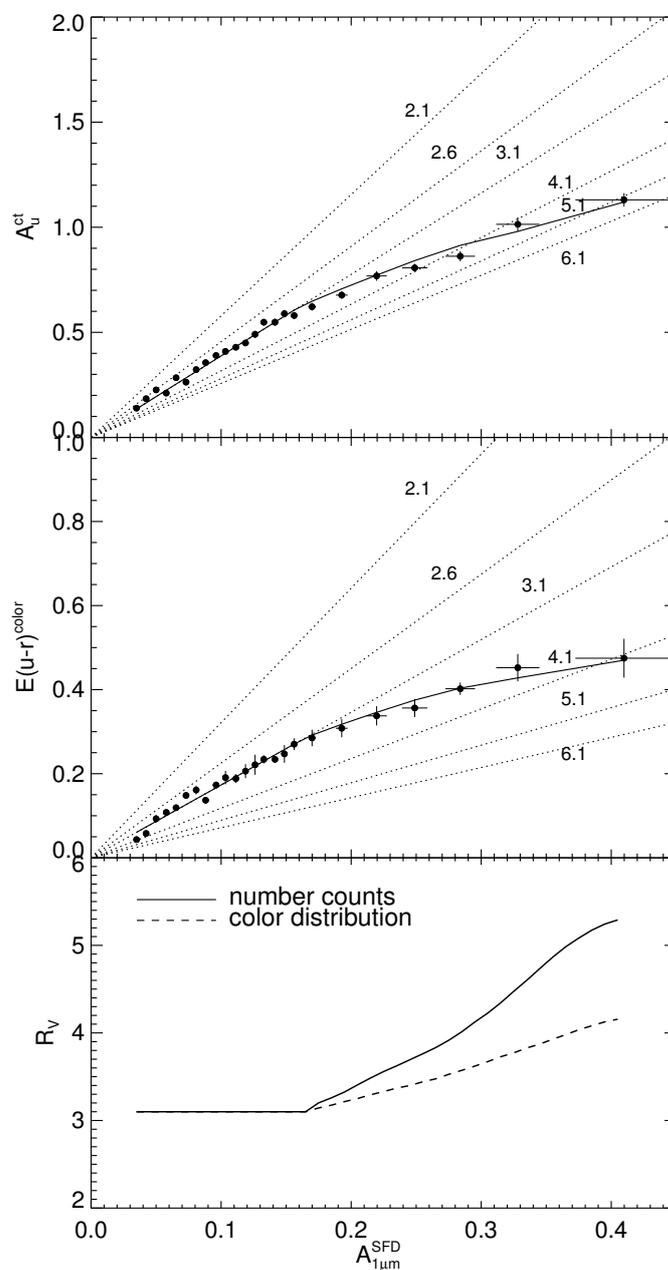


图 2.14 A_u^{ct} (上)、 $E(u-r)^{color}$ (中)、 R_V (下) 随 $A_{1\mu m}$ 的变化。上面两图中点线表示 ODO1994 消光曲线取不同 R_V 时 A_u 和 $E(u-r)$ 的值。下图中，实线和虚线分别表示当预测的 A_u 和 $E(u-r)$ 强制与观测结果相同时 R_V 随 $A_{1\mu m}$ 的变化

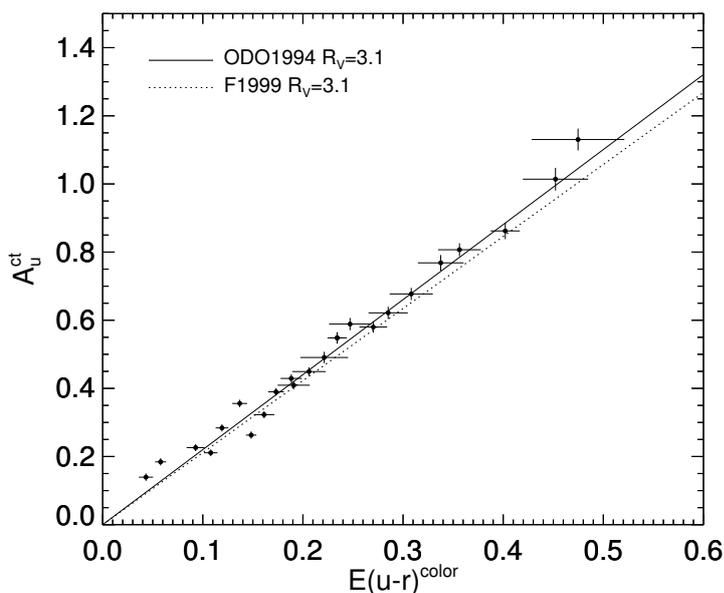


图 2.15 星系计数所得消光值 A_u^{ct} 与颜色分布所得红化值 $E(u-r)^{color}$ 的关系。实线和点线分别是 $R_V = 3.1$ 的 ODO1994 和 F1999 消光曲线预测的 A_u^{ct} 和 $E(u-r)^{color}$ 关系

A_u^{ct} 和 $E(u-r)^{color}$ 的关系能如此好地符合 ODO1994 消光曲线，可以进一步有效地证明 SFD 在高消光天区对消光值的高估是红外流量（或转换系数）的高估，而不是消光曲线的变化。

2.5 本章小结

本章我们基于南银冠 u 波段巡天的数据，分别用星系计数和颜色分布计算了银河系整体消光和红化。得益于 u 波段对消光的敏感和 SCUSS 巡天的深度（比 SDSS 深 1.5mag），我们得到了南银冠天区高精度的平均消光值 A_u^{ct} 和红化值 $E(u-r)^{color}$ 。通过将 A_u^{ct} 和 $E(u-r)^{color}$ 相结合，我们对银河系消光曲线进行了限制，结果表明 $R_V = 3.1$ 的 ODO1994 消光曲线可以更好地拟合观测结果。我们的结果进一步证明 SFD 消光图在高消光天区 ($E(B-V) > 0.12$) 确实高估了消光值。这一高估可以得到 40%，改正量可以表示为 $\Delta E(B-V) = 0.43[E(B-V)^{SFD} - 0.12]$ 的线性关系。如 Yasuda et al. (2007) 中讨论过的，SFD 的高估可能是对尘埃辐射温度的低估造成的。我们的消光和红化值与更新的 *Planck* 尘埃消光图进行对比，结果非常一致。

我们的研究工作位于较高银纬， $E(B-V)$ 值最大为 0.35 mag，不涉及银河系内很高的消光天区。因此本文给出的对 SFD 消光图在高消光区 $E(B-V) > 0.12$

的修正关系（公式2.7）可能只适用于 $0.12 < E(B - V) < 0.35$ 的范围。此外，虽然我们的研究天区覆盖南银冠大约 3000 平方度，为了谨慎，结论仅适用于本文的研究天区。此外研究已经表明不同视线方向的消光曲线（尘埃性质）可能存在很大的变化，因此覆盖全天区的银河系消光和红化值得进一步研究。

第3章 基于LAMOST的银河系三维尘埃分布模型

本章工作的主要目的是利用LAMOST数据以前所未有的统计精度限制银河系尘埃分布的标长和标高。本章主要内容为: 3.1节比较详细地介绍建立模型所用数据。3.2节介绍尘埃分布模型以及拟合方法。3.3节为主要结论和相关讨论。最后, 在3.4节对本章内容进行简单总结。

3.1 数据

3.1.1 LAMOST 概述

郭守敬望远镜又称大天区面积多目标光纤光谱天文望远镜 (Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopy Telescope LAMOST) 是一架视场为 5 度横卧于南北方向的中星仪式反射施密特望远镜, 安放在国家天文台兴隆观测站。由于它的大视场, 在焦面上可以放置四千根光纤, 将遥远天体的光分别传输到多台光谱仪中, 同时获得它们的光谱, 成为世界上光谱获取率最高的望远镜。LAMOST 望远镜配备了 16 个低分辨率的光谱仪, 32 个 CCD 和 4000 个纤, 覆盖波长 3700-9100, 分辨能力 $R \sim 1800$ 。r 波段的极限星等为 18.5 mag。LAMOST 的主要科学目标包括研究恒星和银河系的结构特征, 研究宇宙和星系, 以及多波段证认。

LAMOST 于 2009 年 6 月通过了国家验收之后, 经过两年的工程调试和试观测, 4000 根光纤中 90% 的定位精度在 1 角秒之内。2011 年 10 月 24 日 LAMOST 先导巡天工正式启动, 并于 2012 年 6 月 24 日结束, 正式巡天在 2012 年 10 月正式开始。LAMOST 正式巡天主要包括两部分: 河外巡天部分 (LAMOST Extra-Galactic Survey) 和系内巡天部分 (LAMOST Experiment for Galactic Understanding and Exploration LEGUE) 截止到 2017 年 6 月 LAMOST 已经完成了为期 5 年的一期巡天任务, 包括先导巡天在内总共释放了 6 次数据, 图3.1显示了先导巡天和正式巡天前五年的天区覆盖图¹。最新的 DR5 以于 2017 年底正式发布, 供国内天文学家和国际合作者使用。DR5 包括总共 9 百万条光谱, 其中高质量光谱 ($S/N > 10$) 超过 750 万条。在总的光谱中恒星光谱八百万条, 星系光谱 15 万条, 类星体光谱 5 万条, 未分类光谱 64 万条。

¹<http://www.lamost.org/public/node/280?locale=en>

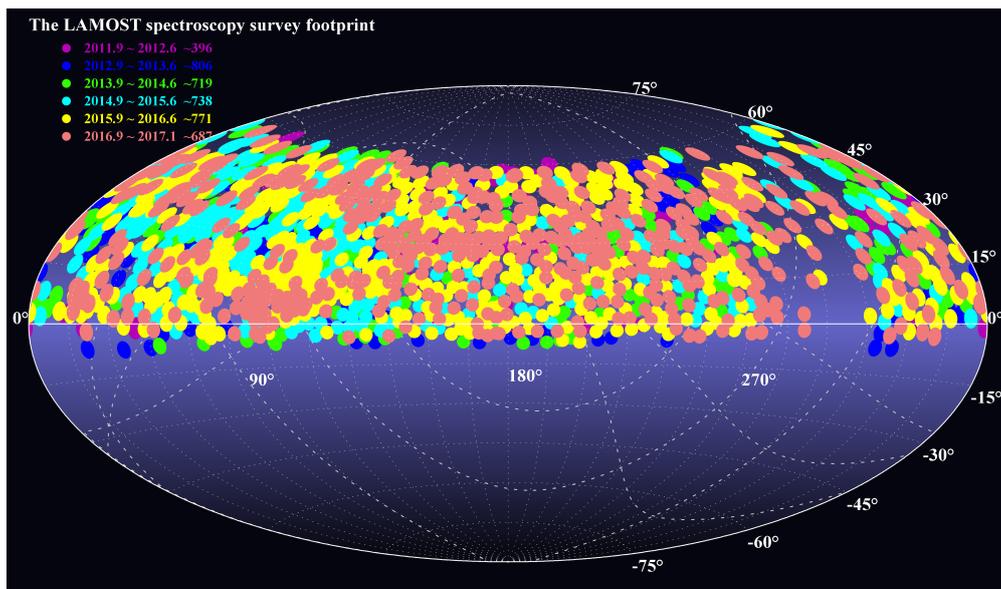


图 3.1 LAMOST 先导巡天和正式巡天前五年的天区覆盖图

3.1.2 单颗恒星消光值

苑海波等人将 LAMOST(DR3) 和 SDSS DR9 的总共 6 百万恒星光谱经过 LAMOST 恒星参数处理流程 (LSP3, Xiang et al. 2015) 得到恒星参数, 利用这 6 百万颗恒星的光谱参数以及恒星对的方法, 得到了 6 百万颗恒星的银河系尘埃消光和距离。具体做法为, 首先将光谱型相同消光值不同的恒星进行配对, 然后利用 GALEX (FUV, NUV), SDSS (u, g, r, i, z), XSTPS-GAC/APASS (g, r, i), 2MASS (J, H, K_s) 和 WISE ($W1, W2, W3, W4$) 测光, 得到多个颜色的红化值, 利用 Yuan et al. (2013) 的消光系数将多个颜色的红化值转化为 $E(B-V)$ 值。最后的 $E(B-V)$ 值是不同颜色所得 $E(B-V)$ 值的加权平均, 典型误差为 0.04 mag。结合 $E(B-V)$ 信息以及恒星的绝对星等可以计算出恒星的距离。对于有高质量光谱的恒星, 可以利用恒星参数 T_{eff} (有效温度), $\log g$ (表面重力加速度) 和 $[Fe/H]$ (金属丰度) 得到绝对星等 (Yuan et al., 2015)。对于只有低 S/N 光谱的恒星 (总样本的 22%, $S/N < 10$), 可以利用颜色-星等关系 (Ivezić et al., 2008) 得到恒星绝对星等。依据不同的方法和数据质量, 恒星距离的不确定性在 10% 到 30% 之间。

3.1.3 网格的平均消光值

考虑到高银纬天区消光值比较小, 我们只利用 $|b| \leq 30^\circ$ 天区内的恒星, 样本包含的恒星总数为 4,367,136。但是, 因为单颗恒星的消光误差比较大, 而且受视线方向上尘埃分布子结构 (例如, 分子云) 的影响, 单颗恒星的尘埃消光并不是银河系弥散尘埃分布的理想示踪值。为了减小以上因素的影响, 我们将恒星样

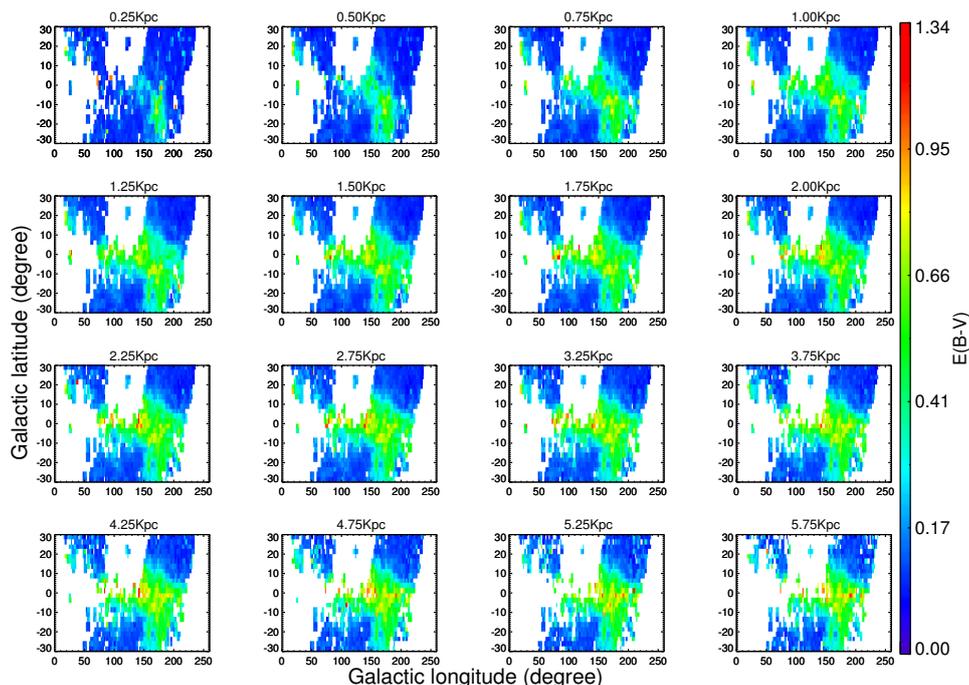


图 3.2 不同距离处尘埃消光图。x, y 轴分别为银经和银纬

本划分为若干小的空间网格，并计算每个网格的平均消光值。将每个网格的宽度 (Δl) 和长度 (Δb) 都设为 2.5° 。对于深度 Δd 我们设为 250 pc ，以保证网格尺度大于单个分子云（即使是巨型分子云 Murray 2011）。因为随着距离 d 增大观测到的恒星数密度降低，当 $d > 2.5 \text{ kpc}$ 时，令 $\Delta d = 500 \text{ pc}$ 。最后我们得到 26,363 个网格。

我们将每个网格中恒星红化值的中位值作为网格的平均红化值，记为 E_{obs} ，将恒星的平均位置作为网格的空间坐标 (l_i, b_i, d_i) 。

图3.2显示了不同距离间隔 ($d < 2.5 \text{ kpc}$ 时 $\Delta d = 250 \text{ pc}$ ， $d > 2.5 \text{ kpc}$ 时 $\Delta d = 500 \text{ pc}$) 处 $E_{obs}(l_i, b_i, d_i)$ 分布。可以看出，尤其是在低银纬，从 $d = 0.25$ 到 2.75 kpc ， E_{obs} 随距离明显增大。

3.2 方法

3.2.1 模型

在光学波段，银河系尘埃消光在任意波长的消光值可以用简单的屏幕(screen)模型表示，如方程1.7所示。如果银河系星际介质中尘埃颗粒的物理性质相同， τ_λ

简单地与视线方向尘埃柱密度成正比,

$$\tau_\lambda(s) = \int_0^s \rho(s) \sigma_\lambda ds, \quad (3.1)$$

其中 ρ 和 σ_λ 分别为尘埃粒子的密度和波长 λ 处的吸收截面。物理上, σ 是 λ 的函数, 由尘埃粒子的化学组成决定。从观测上, 可以由消光曲线 k_λ 体现,

$$\kappa_\lambda = A_\lambda / E(B - V). \quad (3.2)$$

如 1.5 节所述, 在银河系不同天区消光曲线存在变化 (Cardelli et al., 1988; Mathis et al., 1981; Savage et al., 1979), 这一变化可以用参数 R_V 的不同取值表示 (Cardelli et al., 1989)。但是在尺度上消光曲线的变化是不显著的, 银河系平均消光曲线 $R_V = 3.1$ (Draine, 2003)。最近 Schlafly et al. (2016) 用 APOGEE 光谱巡天以及 Pan-STARRS1 的测光数据研究了 37000 个视线方向的消光曲线, 结果表明, R_V 的平均值为 3.2 弥散仅为 $\sigma(R_V)=0.18$ 。

假设尘埃颗粒的化学组成均匀, 给定银河系尘埃分布模型, 可以很容易地计算出任意位置的 $E(B - V)$ 值。我们采用以银心为中心的柱坐标系 (R, Φ, Z) 给出尘埃分布模型, 其中 R 为银心距在银道面上的投影距离, Φ 是角位置, Z 是到银道面的垂直距离。我们假设尘埃分布是轴对称的指数盘结构 (Jones et al., 2011; Misiriotis et al., 2006)

$$\rho_d(R, \Phi, Z) = \rho_0 \exp(-R/l_0 - Z/h_0) \quad (3.3)$$

其中 ρ_0 是银心处的尘埃粒子密度, l_0 和 h_0 分别是尘埃盘的标高和标长。

为了计算出以太阳为中心任意观测位置 (l, b, d) 处的 $E(B - V)$ 模型值, 我们需要设定银心坐标系中太阳的位置 $(R_\odot, \Phi_\odot, Z_\odot)$ 。我们假设 $\Phi_\odot = 180^\circ$, 采用 $R_\odot = 8.2$ kpc (Bland-Hawthorn et al., 2016)。我们将 Z_\odot 设为待拟合参数。将 (l, b, d) 转换成 (R, Φ, Z) 系统

$$\begin{cases} R = \sqrt{(d \cos(b) \cos(l) - R_\odot)^2 + (d \cos(b) \sin(l))^2}, \\ \Phi = \arctan\left(\frac{\cos(b) \sin(l)}{\cos(b) \cos(l) - R_\odot}\right), \\ Z = d \sin(b) + Z_\odot. \end{cases} \quad (3.4)$$

结合方程 3.3 和 3.5, 我们可以计算出任意位置的红化值 $E_{mod}(l, b, d)$ 。将模型值与观测值 $E(B - V)(l_i, b_i, d_i)$ (图 3.2 所示) 进行对比, 拟合得到银河系尘埃分布模型的结构参数 (l_0, h_0) , 归一化参数 $\rho_0 \sigma$ 以及太阳垂直位置 Z_\odot 。

3.2.2 拟合过程

在3.1节我们得到了 26,363 个网格的 $E_{obs}(l_i, b_i, d_i)$ 。然后通过最小开方法对观测数据进行拟合得到模型参数，

$$\chi^2(l_0, h_0, \rho_0\sigma, Z_\odot) = \sum_i \frac{(E_{obs}^i - E_{mod}^i(l_0, h_0, \rho_0\sigma, Z_\odot))^2}{err_i^2}, \quad (3.5)$$

其中 err_i 是 E_{obs} 的不确定度，通过对每个网格的恒星样本 50 次随机抽样 (bootstrapping) 得到。为了对拟合参数的误差进行更好的估计，我们将 χ^2 通过 $\chi^2 = -2\ln L$ 转换为参数概率，并用 MCMC 方法 (Hastings, 1970; Metropolis et al., 1953) 得到参数的概率分布。开始我们用所有的 E_{obs} 进行拟合，但是有些网格严重偏离盘结构，这可能由尘埃分布的一些子结构造成 (参见 3.3.3 节)，这些子结构会影响尘埃盘参数的拟合。

与Chen et al. (2017) 的工作类似，我们排除严重偏离盘结构的网格 (子结构) 用迭代的方式进行拟合。具体过程为：首先拟合观测数据得到模型参数，计算模型残差，用残差 $\epsilon = (E_{obs} - E_{mod})/E_{mod}$ 大于特定值 ϵ_{crit1} 定义偏离的网格，排除偏离的网格再进行模型参数拟合，用新的拟合参数再计算所有网格的模型残差，用 ϵ_{crit2} 定义新的偏离网格。重复以上步骤，迭代中残差特定值 ϵ_{crit} 分别为 1.5、1.0、0.7、0.5，分别定义了 1955、3601、5458、9132 个偏离网格。最后我们用 17,231 个网格拟合得到尘埃指数盘结构的模型参数，拟合残差 $\epsilon < 0.5$ 。

3.3 结果和讨论

3.3.1 银河系尘埃盘的结构参数

图3.3所示为拟合参数的二维概率分布函数 (PDFs)。最佳拟合参数分别为 $\rho_0\sigma = 6.2 \pm_{1.4}^{1.4} \text{ kpc}^{-1}$ ， $l_0 = 3,192 \pm_{30}^{29} \text{ pc}$ ， $h_0 = 103.4 \pm_{1.8}^{1.7} \text{ pc}$ 和 $Z_\odot = 23.3 \pm_{1.4}^{1.3} \text{ pc}$ 。为了展示我们模型拟合的结果，如图3.4所示，画出了四个视线方向 $E(B - V)$ 的观测和模型值随距离变化的增长曲线。带误差棒的圆点表示 $E(B - V)$ 观测值，实线表示最佳拟合模型的预测值。红点是由于最佳拟合模型，残差 $\epsilon > 0.5$ 的网格 (参见3.2.2节)。可以看出，在不同方向模型值与观测值拟合得很好，尤其是模型能很好得拟合增长曲线的变化趋势。

我们在表3.1中列出了模型的最佳拟合参数，并在 3.3.2 节与银河系其他成分的结构参数进行对比。对于尘埃成分，得益于大的数据样本，我们的结果拥有最高的统计精度。除了Drimmel et al. (2001) 得到的标高稍微偏高外，不同工作得到

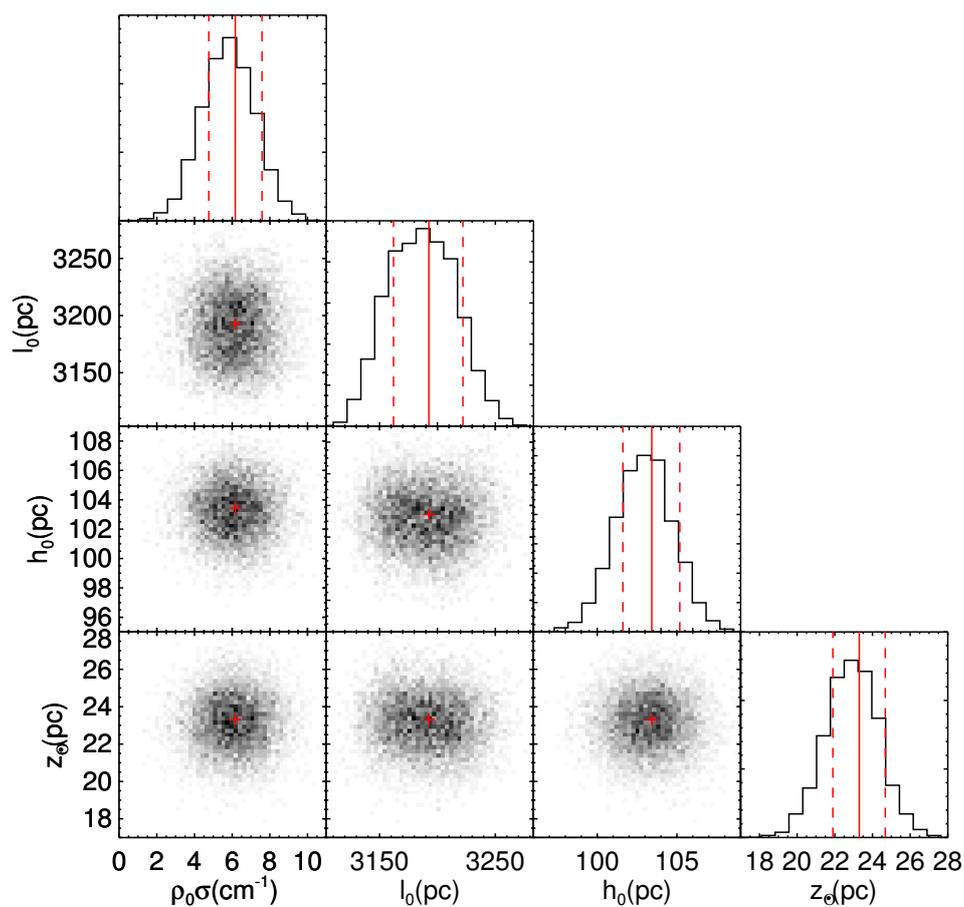


图 3.3 由 MCMC 方法得到的 $\rho_0\sigma$, l_0 , h_0 和 Z_\odot 二维概率分布函数。每一列第一个图表示不同参数的以为概率分布。红色十字和实线表示最佳参数所在位置。虚线是概率 16% 和 84% 所在的位置，用来表示模型参数的不确定性。

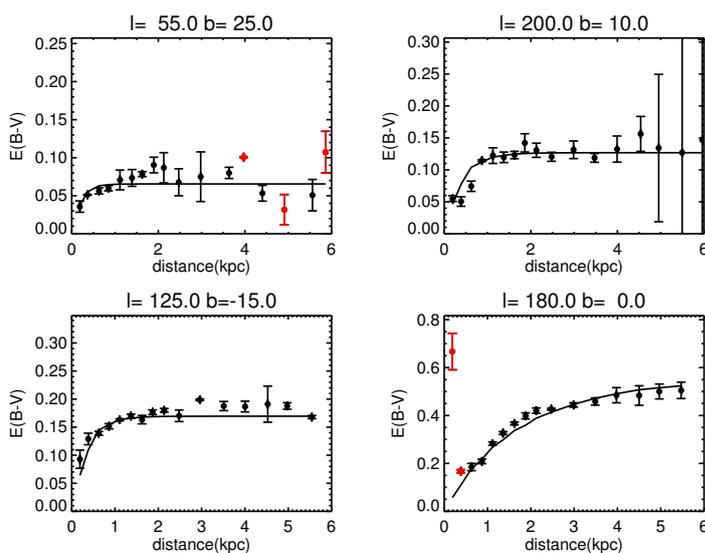


图 3.4 四个不同视线上模型 $E(B - V)$ 值和观测 $E(B - V)$ 值随距离的变化。带误差棒的圆点表示不同太阳距处网格内恒星 $E(B - V)$ 的中位置，实线表示最佳模型的预测值。红点是对最佳拟合模型，残差 $\epsilon > 0.5$ 的网格

的尘埃盘标高基本一致。但是对于标长，我们的结果比 Drimmel et al. (2001) 大，但是远小于 Misiriotis et al. (2006) 的结果。相比于我们利用三维消光，Drimmel et al. (2001) 和 Misiriotis et al. (2006) 都是用二维尘埃 FIR 辐射图限制尘埃分布，而这会造成标高和标长的简并。正如表中所示，Drimmel et al. (2001) 相比于 Misiriotis et al. (2006) 有更大的标高和更小的标长。此外，无论 Drimmel et al. (2001) 还是 Misiriotis et al. (2006) 的工作，都没有考虑到太阳附近分子云中的尘埃 FIR 辐射对拟合结果造成的影响。而且，只有我们的工作考虑到了太阳的垂直位置 Z_{\odot} ，结果与恒星盘的结果 Jurić et al. (2008) 一致。

3.3.2 与其他工作的对比

3.3.2.1 与银河系其他盘成分结构参数的对比

表 3.1 中我们列出了 Jurić et al. (2008) 和 Chen et al. (2017) 两个工作的恒星薄盘结构参数。Jurić et al. (2008) 的工作利用 SDSS 的测光数据限制恒星盘结构参数，而 Chen et al. (2017) 用 XSTPC-GAC 以及 SDSS 测光数据，并且和我们的工作有相似的天区。Jurić et al. (2008) 也考虑了太阳垂直位置但是 Chen et al. (2017) 没有。即使两个工作在细节上有所不同，但是得到的标高和标长在误差范围内相一致。与恒星盘结构参数相比，我们的尘埃盘有更大的标长和更小的标高。这表明银河

表 3.1 不同工作的银河系结构参数

参考文献	成分	标长 (pc)	标高 (pc)	Z_{\odot} (pc)	示踪天体
our work	尘埃	$3192 \pm_{30}^{29}$	$103.4 \pm_{1.8}^{1.7}$	$23.3 \pm_{1.4}^{1.3}$	LAMOST 恒星
Drimmel et al. (2001)	尘埃	2260 ± 160	134.4 ± 8.5	–	尘埃 FIR 辐射
Misiriotis (2006)	尘埃	5000	100	–	尘埃 FIR 辐射
Jones et al. (2011)	尘埃	–	119 ± 15	–	SDSS 恒星
Jurić et al. (2008)	恒星薄盘	2150 ± 400	245 ± 50	25 ± 5	SDSS 恒星
Chen et al. (2017)	恒星薄盘	2343 ± 400	322 ± 30	–	LAMOST 恒星
Heyer (2015)	H ₂	–	90 ~ 120	–	CO
Tielens (2010)	H ₂	3000	–	–	CO
Marasco et al. (2017)	H ₂	–	64 ± 12	–	CO
Kalberla (2009)	HI	~ 3750	–	–	21 cm 辐射
Marasco et al. (2017)	HI	–	202 ± 28	–	21 cm 辐射

系的尘埃盘比恒星盘更薄，径向更加延展。图3.5中给出了我们研究工作得到的银河系的尘埃盘和恒星薄盘的空间分布对比示意图。该图显示的是尘埃盘和恒星盘在侧向上的效果，其中黑色区域为尘埃，白色区域为恒星薄盘。该图中，在径向上，太阳距银河系中心约 8.2 Kpc；垂向上，太阳基本处于盘的中心面上，仅在盘的上方约 26 pc 处。

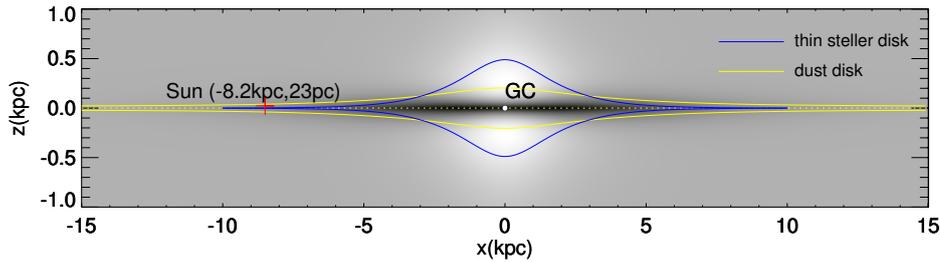


图 3.5 银河系的尘埃盘和恒星薄盘构型的示意图. 其中蓝线包围的白色区域为恒星，黄线包围的黑色区域为尘埃盘。中间白色的点 (GC) 和盘上红色十字分别表示银河系中心和太阳所在位置。

对于银河系的气体成分，观测表明原子气体和分子气体的分布在银心距 4 kpc 以内有一个空洞 (Marasco et al., 2017; Tielens, 2010)，这与一些近邻星系类似

(Casasola et al., 2007, 2008; Nieten et al., 2006)。银心附近气体成分的减少很可能与银河系的棒结构有关。分子气体比原子气体在银道面附近聚集得更加紧密。在太阳半径以内分子气体比原子气体面密度更大，但是在太阳半径以外原子气体占主导。原子和分子气体在空间分布上的这些不同是由 HI 转换成 H_2 造成的，而这一物理过程与尘埃粒子相关。所以我们有必要将尘埃的空间分布情况与气体成分的分布进行比较。

Kalberla et al. (2009) 对银河系中的 HI 气体分布进行了综述，文章显示银心距 $R > R_0$ 时 HI 的径向面密度轮廓可以用指数形式来近似，标长为 3.75 kpc，但是标高随着半径的增大而增大，在太阳附近达到 150 pc。最近，Marasco et al. (2017) 对太阳半径以内原子氢的分布做了详细的研究，发现 HI 分布的标高为 202 ± 28 pc。虽然 HI 分布的标高在数值上存在差异，但是我们仍然可以得到结论，无论是径向还是垂直方向银河系的 HI 都比尘埃分布更加延展。

对于银河系中分子氢气体的分布，当银心距大于 4.5 kpc 时，仍然近似为指数形式，标长是 3 kpc (Tielens, 2010)。 H_2 在垂直银道面方向分布的标高呈缓慢增长的趋势，从 $R = 2$ kpc 处的 ~ 90 pc 到 $R = 8$ kpc 处的 ~ 120 pc (Heyer et al., 2015)。Marasco et al. (2017) 用 CO 辐射示踪 H_2 分布，得到太阳半径内 H_2 分布的标高为 64 ± 12 pc。可以看出银河系分子气体的标高和标长都和本工作中尘埃的分布近似。

综上所述，银河系中不同成分的分布情况表明尘埃与分子氢气体更加相关，而不是原子氢。

3.3.2.2 银河系中各成分关系与河外星系的对比

定性上，银河系的尘埃盘比恒星盘更薄，径向更加延展，这一结果与对河外侧向星系的研究结果相同。定量上，与 Chen et al. (2017) 的恒星盘相比，尘埃盘标长更大，比值为 $h_d/h_s \sim 1.4$ ，标高更小，比例为 $z_d/z_s \sim 1/3$ 。这两个比值与 Bianchi (2007) 工作中对近邻侧向漩涡星系光学图像的研究结果一致。Muñoz-Mateos et al. (2009) 对 SINGS (Spitzer Infrared Nearby Galaxies Survey) 中 75 个星系样本的多波段数据 (从紫外到远红外) 进行 SED 拟合，得到 h_d/h_s 的中位值大约是 1.1，与光学波段的研究结果大致相同。但是，最近 Casasola et al. (2017) 同样利用多波段 SED 拟合研究了 DustPedia 中 18 个面向近邻星系却得到更大的 h_d/h_s (~ 1.8)。Casasola et al. (2017) 中更大的 h_d/h_s 值可能是因为所用的数据中包含更长波段的 *Herschel* 数据。正如 Alton et al. (1998) 和 Davies et al. (1999) 研究所表明

的，星系中的冷尘埃 (~ 20 K) 比温尘埃 (~ 30 K) 分布更加延展。

银河系中尘埃与分子氢气体更加相关这一结果与很多更早的关于银河系和近邻星系的研究结果一致。(例如, Bendo et al. 2010; Foyle et al. 2012; Lee et al. 2018, 2014; Pineda et al. 2008), 物理上可以解释为尘埃颗粒是原子氢转换为分子氢的催化剂, 并且能进一步屏蔽光致电离辐射。然而, Casasola et al. (2017) 对近邻面向星系的研究却发现尘埃和分子氢气体 (H_2 由 CO 的 $J = 1 \rightarrow 0$ 和 $2 \rightarrow 1$ 辐射示踪) 分布的标长比为 2.3。该工作将这一结果解释为冲击造成的尘埃粒子平均寿命的变化, 在半径更大处粒子平均寿命更长。但是如文章 Casasola et al. (2017) 中所讨论的, 用不同的 CO 发射线示踪分子氢的分布, 可能是造成分子氢分布差异的原因。

3.3.3 子结构

在3.2.2节, 我们将 9,132 个偏离网格 ($\epsilon > 0.5$) 排除, 以得到最佳拟合模型, 本节我们对此进行讨论。图3.6显示了最佳拟合模型的残差 $\epsilon = (E_{obs} - E_{mod})/E_{mod}$ 在不同距离处的分布情况, 绿色区域的残差 $\epsilon > 0.5$ 是拟合过程丢掉的网格。可以看出, 这些偏离主结构的网格主要集中在两个区域, 较大的在 $150^\circ < l < 200^\circ$ 、 $-5^\circ < b < -30^\circ$ (以下称: 区域 A), 较小的一个在 $140^\circ < l < 165^\circ$ 、 $0^\circ < b < 15^\circ$ (以下称: 区域 B)。这两个区域在图3.6中用红色的边框标出。这些偏离主结构的区域从第一个距离间隔处就开始出现, 一直到最大距离处。这一系统性的偏离由尘埃消光的积分效应所引起, 并且尘埃分布的子结构可能分布于太阳附近。

为了进一步研究可能存在的子结构, 我们在 $d < 1.2$ kpc 的空间重新划分了 9 个距离间隔, 并且定义了一个红化值的微分量 $\delta E(B-V)$ 来研究每个距离间隔处 $E(B-V)$ 值相对于指数盘的偏离程度。具体来讲, $\delta E(B-V) = (E_{obs} - E_{mod})_{d_{i+1}} - (E_{obs} - E_{mod})_{d_i}$, 其中 d_i 为第 i 个距离间隔。图3.7显示了 $\delta E(B-V)$ 在不同距离间隔处的变化情况。可以看出, 区域 A 和区域 B 都位于太阳附近 $d \sim 200 - 300$ pc 处。但是两者在分布范围上有所不同, 区域 A 从 0 到 500 pc, 区域 B 主要分布在 200 到 300 pc 但是在 600 pc 和 900 pc 处也显示出结构。

在太阳邻域有一个已知的尘埃子结构, 古德带。它是由分布在太阳附近 500 pc 以内的很多分子云组成的扁平系统, 气体总质量为 $7 \times 10^5 M_\odot$ 。关于古德带的具体描述可以参考综述文章 Bobylev (2014)。Gontcharov (2009) (以后称 G09) 研究了古德带的星际尘埃消光, 并且建立了银道坐标系中, 太阳附近 500 pc 内星际消光三维解析模型。

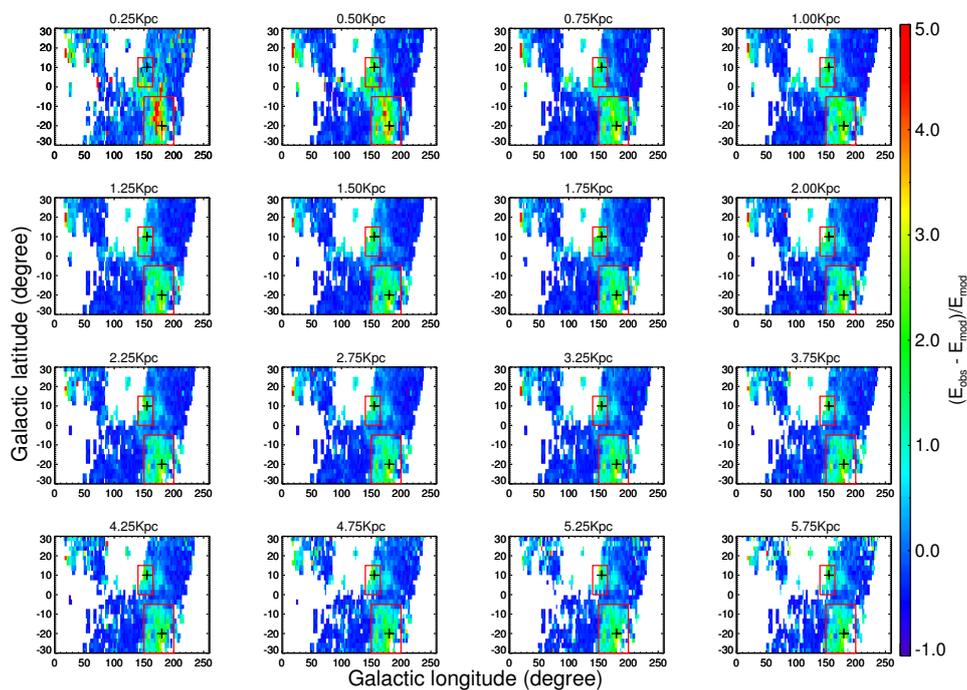


图 3.6 不同距离处最佳拟合模型残差 ($\epsilon = (E_{obs} - E_{mod})/E_{mod}$) 分布图。两个红色边框表示残差 $\epsilon > 0.5$ 的子结构。区域 A 位于 $150^\circ < l < 200^\circ$, $-30^\circ < b < -5^\circ$ 面积约为 1180 degree^2 。区域 B 位于 $140^\circ < l < 165^\circ$, $0^\circ < b < 15^\circ$, 面积约为 370 degree^2 。

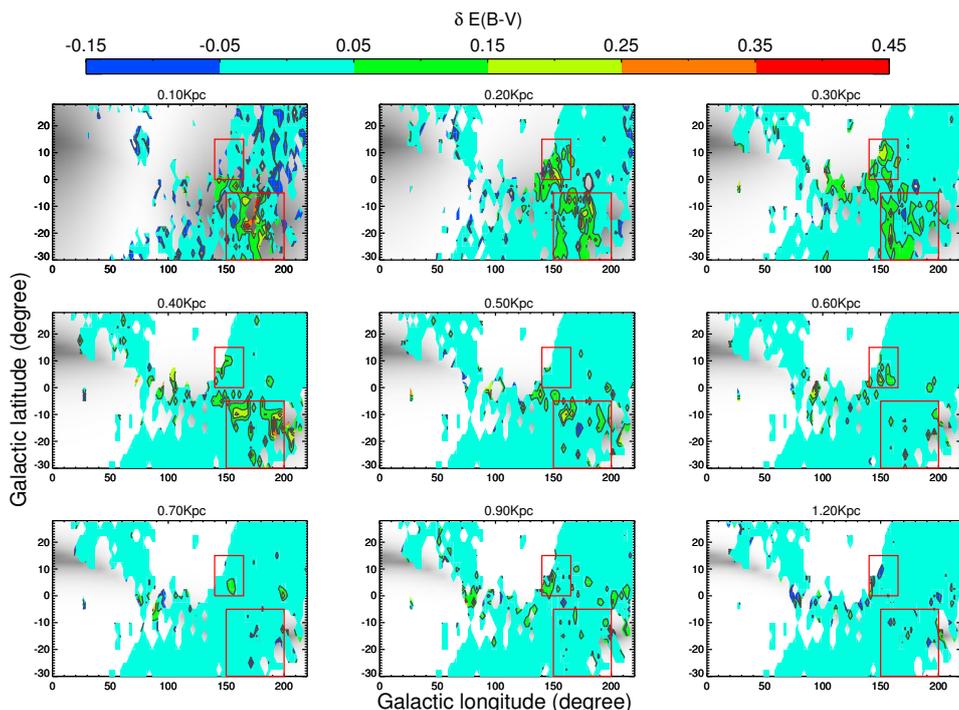


图 3.7 不同距离间隔处的 $\delta E(B-V)$ 分布图。灰色背景表示 G09 的古德带模型，红色边框同图 3.6。

为了将我们定义的两个子结构与古德带进行对比，在图 3.7 的每一个距离间隔的背景上，我们画出了 G09 模型。从图中可以看出，区域 A 的位置正好处于 G09 模型给出的古德带中，但是区域 B 没有。为了进一步比较消光大小，我们将两个区域的 $E(B-V)$ 随距离的增长曲线“指数盘 +G09”模型预测结果进行对比。

图 3.8 显示了两个分别取自区域 A 和 B 的视线方向 $E(B-V)$ 随距离的增长曲线。图中，带误差的黑点表示以 100 pc 为步长的网格内恒星 $E(B-V)$ 的中位值。点线表示我们的尘埃指数盘模型预测结果，虚线表示 G09 的古德带模型，实线是“指数盘 +G09”模型的预测值。可以看出选自区域 A 的视线方向，观测结果与“指数盘 +G09”的结果符合地很好，但是选自区域 B 的视线方向仍然严重偏离“指数盘 +G09”。

区域 B 位于银河系鹿豹座分子云 (Camelopardalis molecular clouds) 区域 ($130^\circ < l < 160^\circ, -12^\circ < b < 12^\circ$) 内，很多工作已经对该区域 1 kpc 以内的尘埃和分子云进行了研究 (Obayashi et al., 1999; Zdanavičius et al., 2002, 2005)。结果显示鹿豹座分子云区的尘埃消光在 100 ~ 300 pc 和 800 ~ 900 pc 显著增大，在 1 kpc 处 $E(B-V)$ 达到 0.4 ~ 0.8 mag。从图 3.7 我们可以看出，区域 B 内 $\delta E(B-V)$

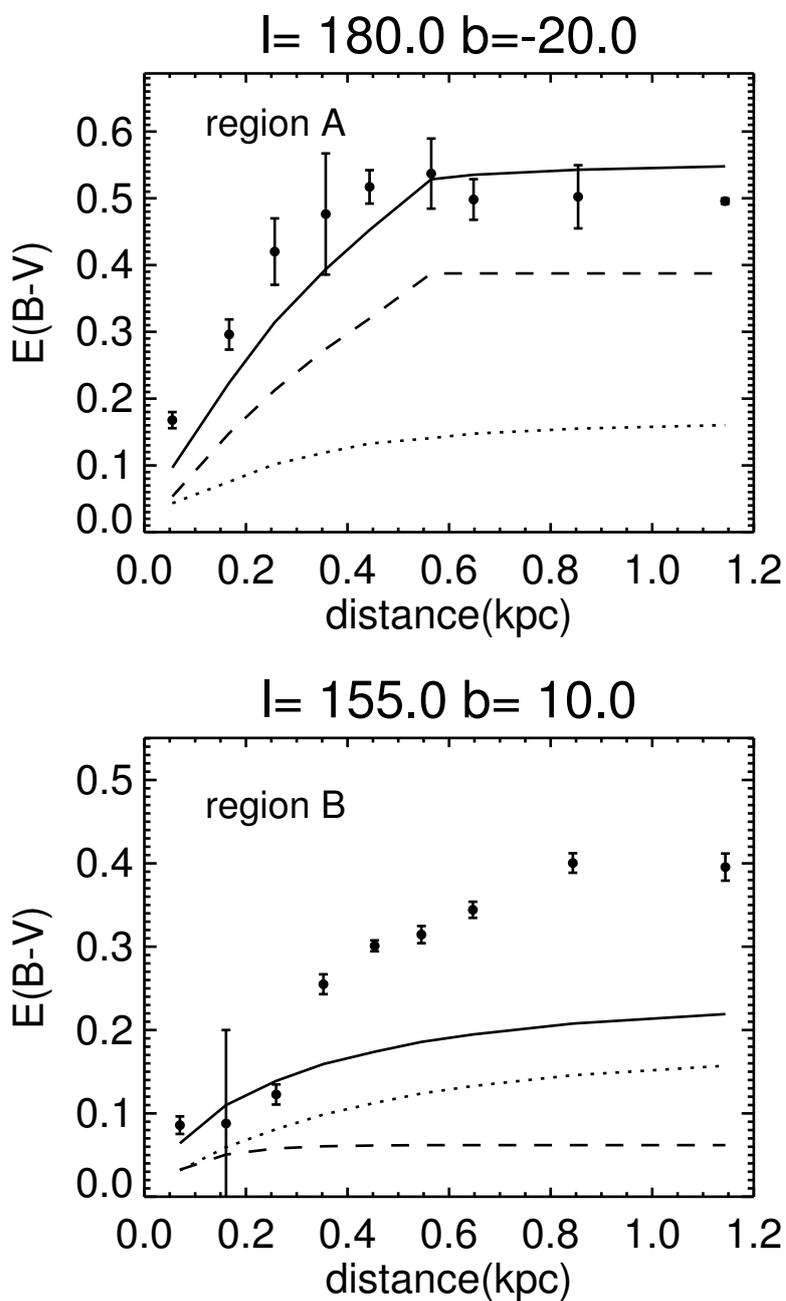


图 3.8 两个分别选自区域 A 和 B 的视线方向的消光增长曲线。带误差的黑点表示以 100 pc 为步长的网格内恒星 $E(B-V)$ 的中位值。点线、虚线和实线分别表示指数盘、G09 以及“指数盘 + G09”的模型。

在距离 200 ~ 300, 600 以及 900 pc 处显示出明显的结构, 这与文献中消光值显著增大很好地对应。所以, 我们得到结论, 区域 B 的子结构与鹿豹座分子云相关。

3.4 本章小节

本章我们利用基于 LAMOST 光谱巡天数据的三维尘埃消光图研究了尘埃的大尺度分布结构。银河系尘埃分布的平滑结构可以用标高和标长分别为 3,192 pc 和 103 pc 的指数结构拟合。将我们的结果与 (Chen et al., 2017) 的恒星薄盘对比, 尘埃盘比恒星盘径向更加延展但是更薄。银河系尘埃盘和恒星盘标长的比是 $h_d/h_s \sim 1.4$, 标高比 $z_d/z_s \sim 1/3$, 这两个比值与 (Bianchi, 2007) 研究近邻侧向漩涡星系的结论一致。我们的模型拟合得到太阳的尘埃盘面的垂直距离为 23 pc, 与到恒星盘面的一致 (25 ± 5 pc Jurić et al., 2008)。这表明尘埃盘和恒星盘重合得很好。

在我们的模型拟合中, 太阳到银心的径向距离 R_\odot 定为 8.2 kpc (Bland-Hawthorn et al., 2016)。原则上, 这一参数可以由模型拟合限制。但是, 我们发现这一参数与另一参数, 中心有效尘埃密度 $\rho_0\sigma$ 严重简并。 R_\odot 的变化只会影响 $\rho_0\sigma$ 的结果, 对其他参数没有影响。

除了尘埃指数盘之外。我们在太阳附近定义了两个子结构。一个位于 $150^\circ < l < 200^\circ$, $-5^\circ < b < -30^\circ$, 从 0 到 500 pc, 与古德带重合。将我们的尘埃指数盘与 G09 的古德带模型结合与该区域中大部分视线方向观测的 $E(B - V)$ 增长曲线相符合。但是, 位于 $140^\circ < l < 165^\circ$, $0^\circ < b < 15^\circ$ 的另一子结构与鹿豹座分子云相关。。

在我们的研究工作中, 假设研究区域内消光曲线是相同的, 这样红化值 $E(B - V)$ 可以简单地转换为尘埃密度。这一假设的应用也依赖于我们采用大的空间网格中 $E(B - V)$ 的平均值示踪尘埃分布。网格的体积依赖于到太阳的距离从 $\sim 10,000$ pc³ 到 ~ 0.02 kpc³, 完全大于单个分子云的尺度。所以, 假设单一的消光曲线是合理的。另一方面, 消光系数的系统性变化只会影响 $\rho_0\sigma$ 的结果, 对其他参数没有影响。我们的统计方法减少了单颗恒星的消光值和距离的不确定性带来的误差。正因为如此, 在图3.7 和 3.8, 即使距离间隔由 250 pc 到 100 pc, 距离精度仍然足以分辨尘埃分布的子结构。

在研究过程中, 我们没有考虑苑等人给出的 $E(B - V)$ 值的任何可能的系统误差, 任何系统误差也会引入到距离的计算中。模型参数的估计也会产生系统偏

差，但是这种可能偏差不在本工作讨论范围之内。

第 4 章 总结和展望

4.1 总结

尘埃主要吸收并散射紫外和可见光,然后在红外波段重新发射 (Draine, 2003),从而严重影响观测到的天体光谱能量分布 (spectral energy distribution, SED),使天体亮度降低 (消光),颜色变红 (红化),进而影响对天体其他物理性质 (距离和光度) 的推算。因此精确测量银河系尘埃消光在观测天体物理研究中非常重要。此外,星际尘埃在恒星形成和星系演化中起着重要的作用。尘埃粒子表面是氢分子形成的主要场所,在恒星形成过程中尘埃是重要的冷却剂。星系中尘埃空间分布情况不仅提供恒星形成的信息而且是金属在气体及恒星中循环的桥梁。本文第一章首先简单介绍了星际尘埃的一些基本性质然后对银河系星际消光的研究以及尘埃分布进行了评述。对于银河系整体消光介绍了三种研究方法:尘埃的远红外发射,星系计数以及统计色余。对于银河系内消光的测量,绍了用统计的方法 (主要是恒星的色余法) 计算分子云的消光,用瑞利—金斯法计算单颗恒星的消光。最后我们介绍了星族结构模型以及贝叶斯方法计算银河系三维消光。并且文中对每一种计算方法大优劣进行了总结。此外,在第一章简单介绍了银河系内尘埃分布以及消光曲线的研究进展。

第二章我们基于南银冠 u 波段巡天的数据,分别用星系计数和颜色分布计算了银河系整体消光和红化。得益于 u 波段对消光的敏感和的 SCUSS 巡天的深度 (比 SDSS 深 1.5mag),我们得到了南银冠天区高精度的平消光值均 A_u^{ct} 和红化值 $E(u-r)^{color}$ 。通过将 A_u^{ct} 和 $E(u-r)^{color}$ 想结合,我们对银河系消光曲线进行了限制,结果表明 $R_V = 3.1$ 的 ODO1994 消光曲线可以更好地拟合观测结果。我们的结果进一步证明 SFD 消光图在高消光天区 ($E(B-V) > 0.12$) 确实高估了消光值。这一高估可以得到 40%,改正量可以表示为 $\Delta E(B-V) = 0.43[E(B-V)^{SFD} - 0.12]$ 的线性关系。如 Yasuda et al. (2007) 中讨论过的, SFD 的高估可能是对尘埃辐射温度的低估造成的。与更新的 *Planck* 尘埃消光图进行对比,结果非常一致。

第三章利用基于 LAMOST 光谱巡天数据的三维尘埃消光图研究了尘埃分布结构。得到了银河系尘埃分布指数盘结构的标高和标长分别为 3,192 pc 和 103 pc。与 (Chen et al., 2017) 的恒星薄盘对比,尘埃盘比恒星盘径向更加延展但是更薄。银河系尘埃盘和恒星盘标长的比是 $h_d/h_s \sim 1.4$,标高比 $z_d/z_s \sim 1/3$,这两个比值与 (Bianchi, 2007) 研究近邻侧向漩涡星系的结过一致。我们的模型还将太

阳到尘埃盘面的垂直距离作为拟合参数, 得到最佳拟合值 23 pc, 与到恒星盘面的一致 (25 ± 5 pc Ivezić et al., 2008)。这表明尘埃盘和恒星盘重合得很好。

4.2 展望

到现在为止在计算银河系消光值或红化值时, 绝大部分都假设单一的消光曲线, 基本是 CCM1989 (ODO1994) 或 F1999 $R_V = 3.1$ 的消光曲线。本文虽然通过 A_u^{ct} 与 $E(u-r)^{color}$ 的比值对消光曲线进行了限制, 但是为了在多波段对消光曲线进行更好的限制, 可以将星系计数和颜色分布的方法进一步应用到近红外到紫外的其他波段。结合紫外的 GALEX, 光学的 SDSS、Pan-STARS 以及近红外的 2MASS, WISE 数据我们将进一步研究银河系的平均消光曲线。此外, 不同视线方向的消光曲线是不同的。目前为止对消光曲线变化的研究在天区和距离以及精确度上都是有限的, 尤其是在致密分子云天区消光曲线有很大的不确定性。即将到来的 APOGEE 巡天 (APOGEE-II 的一部分), 目标源主要是几个近邻致密分子云: 猎户座、珀尔修斯座、金牛座以及 Monoceros-R2 的背景红巨星。结合 APOGEE 给出的恒星温度、金属丰度和重力加速度信息以及 PS1、2MASS 以及 WISE 的测光信息, 能够更精确地探究致密星际介质中消光曲线的变化。

随着大型巡天数据的应用, 银河系三维消光分布的研究在近十几年已经取得了很大的进展, 尤其是利用恒星光谱和测光数据, 已经可以得到距离太阳 10 kpc 的三维尘埃消光。将我们得到的银河系尘埃分布模型与其他三维消光图进行对比, 进一步对我们的模型进行校验。目前恒星距离的测量受方法和数据的限制仍然有着很大的误差。Gaia 巡天数据的发布可以提供精确的恒星测光 (精确度达 10^{-3} mag) 和三角视差, 这将使星际消光的测量达到 10^{-3} mag 的精确度, 距离误差小于 1%, 尤其是在太阳附近 2 kpc 以内, 距离分辨率达到 10~20 pc。LAMOST 目前已经释放了约八百万颗恒星的光谱数据, 结合 Gaia 的精确距离测量, 以及本文第一章提到的多个三维消光图, 可以得到天区更大更精确的尘埃三维消光图。此外, Planck 团组已经得到了全天区尘埃远红外辐射的二维图像, 将尘埃辐射与尘埃吸收相结合利用辐射转移方程如果能产生于观测相符合的数据将是对银河系尘埃分布 (一些子结构, 如, 旋臂, 可能存在的翘曲等) 和尘埃性质有更好的理解。

附录 A 24 个组合天区的星系计数

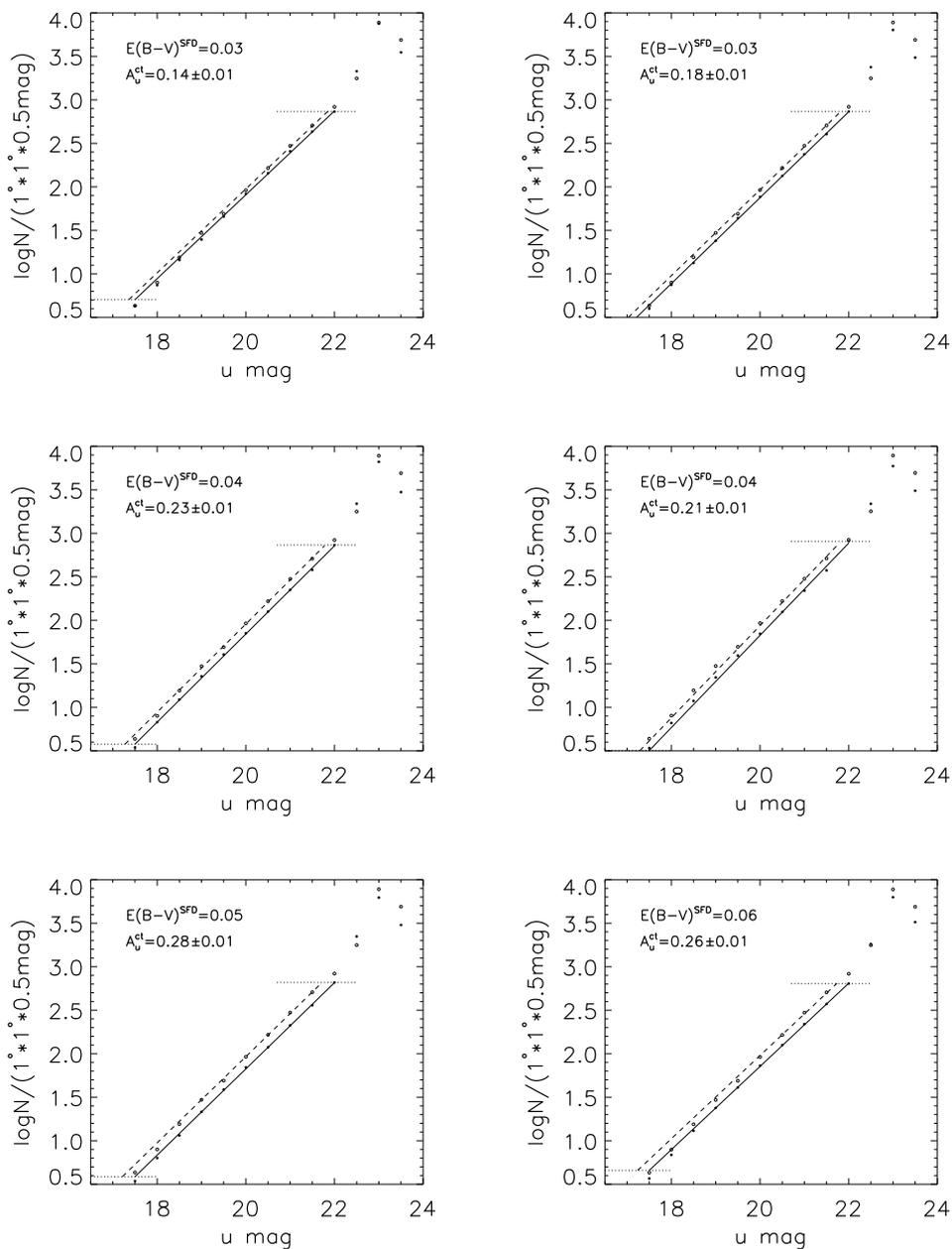


图 A.1 24 个组合天区的星系计数

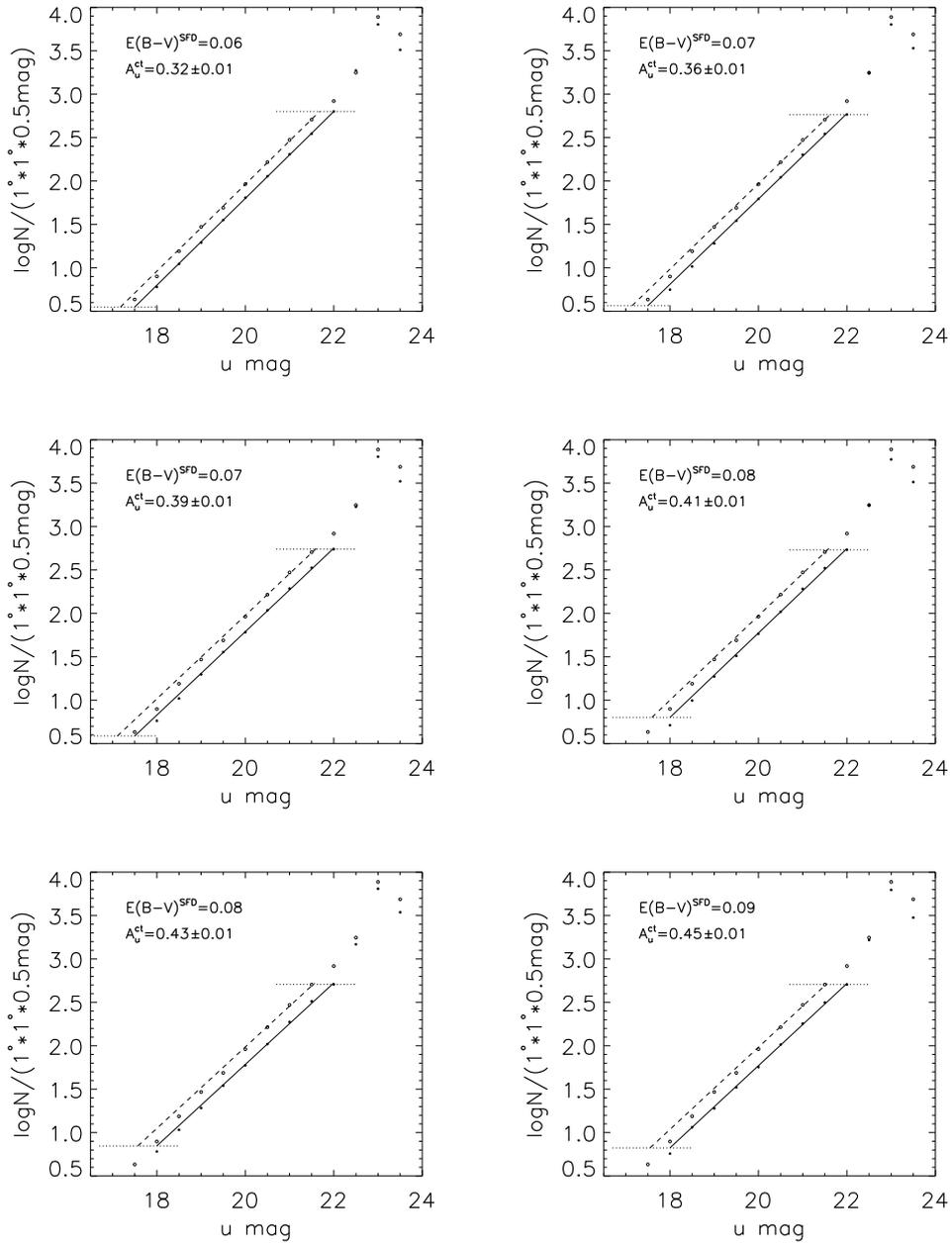


图 A.1 24 个组合天区的星系数数。

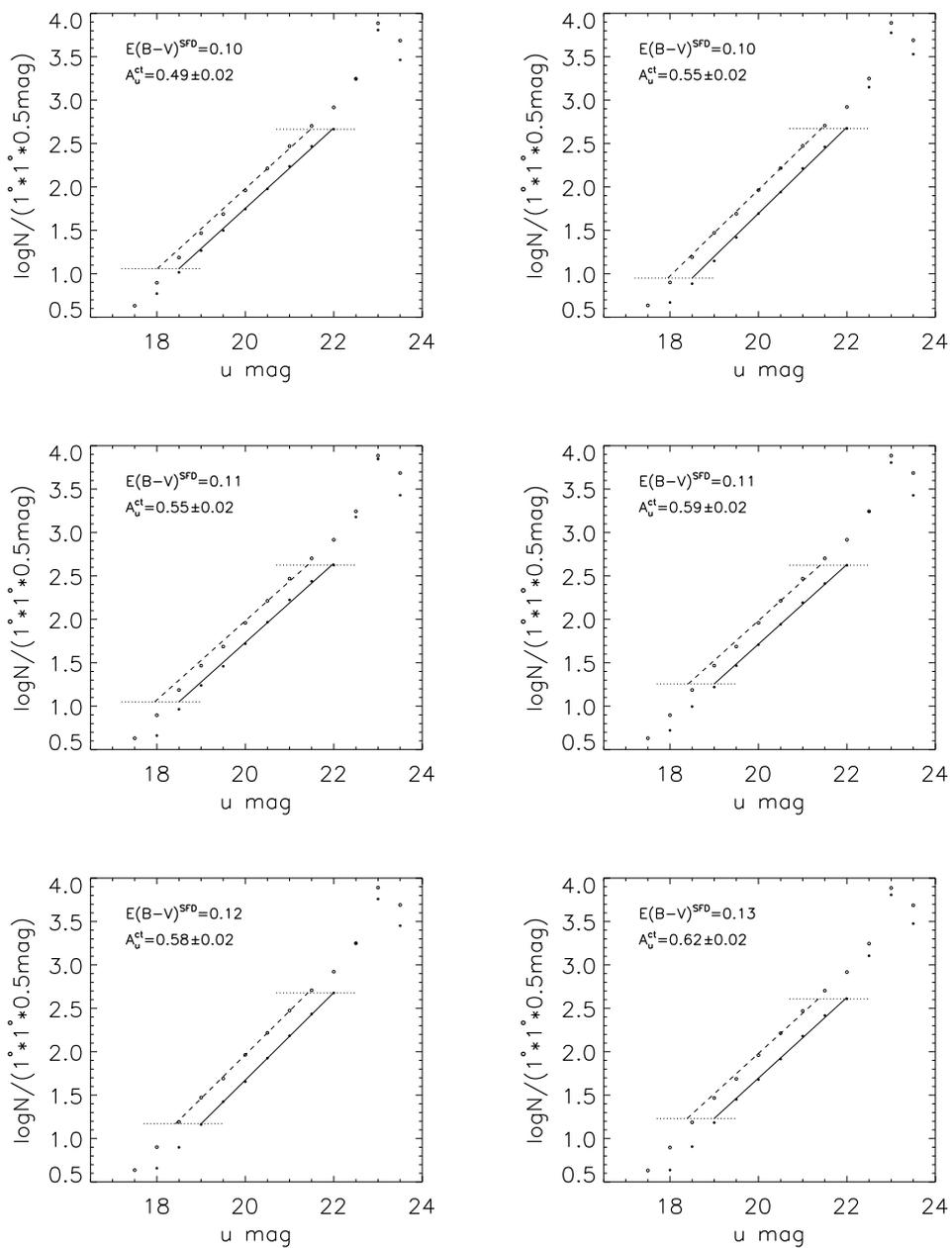


图 A.1 24 个组合天区的星系数。

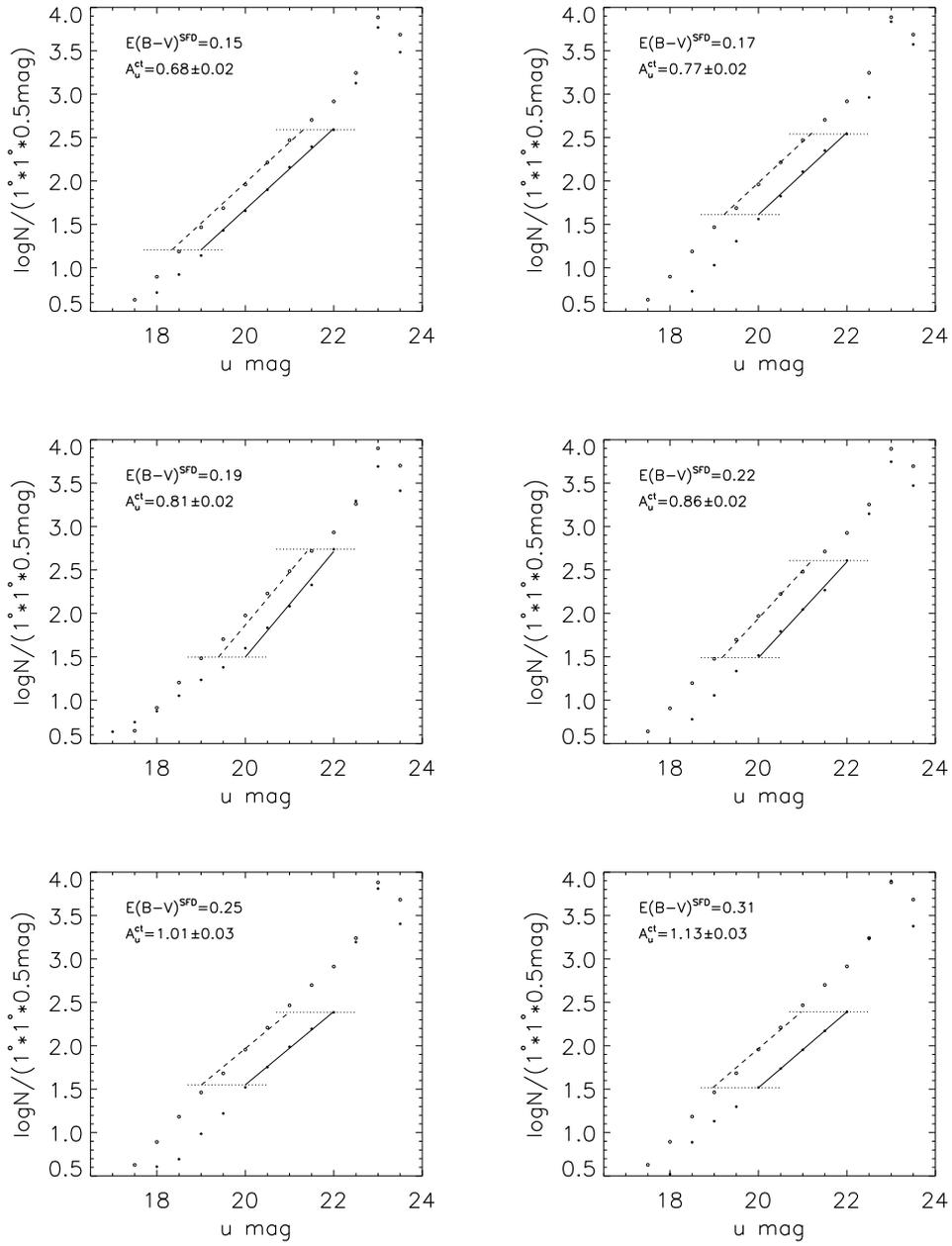


图 A.1 24 个组合天区的星系数数。

附录 B 24 个组合天区的星系颜色-星等关系

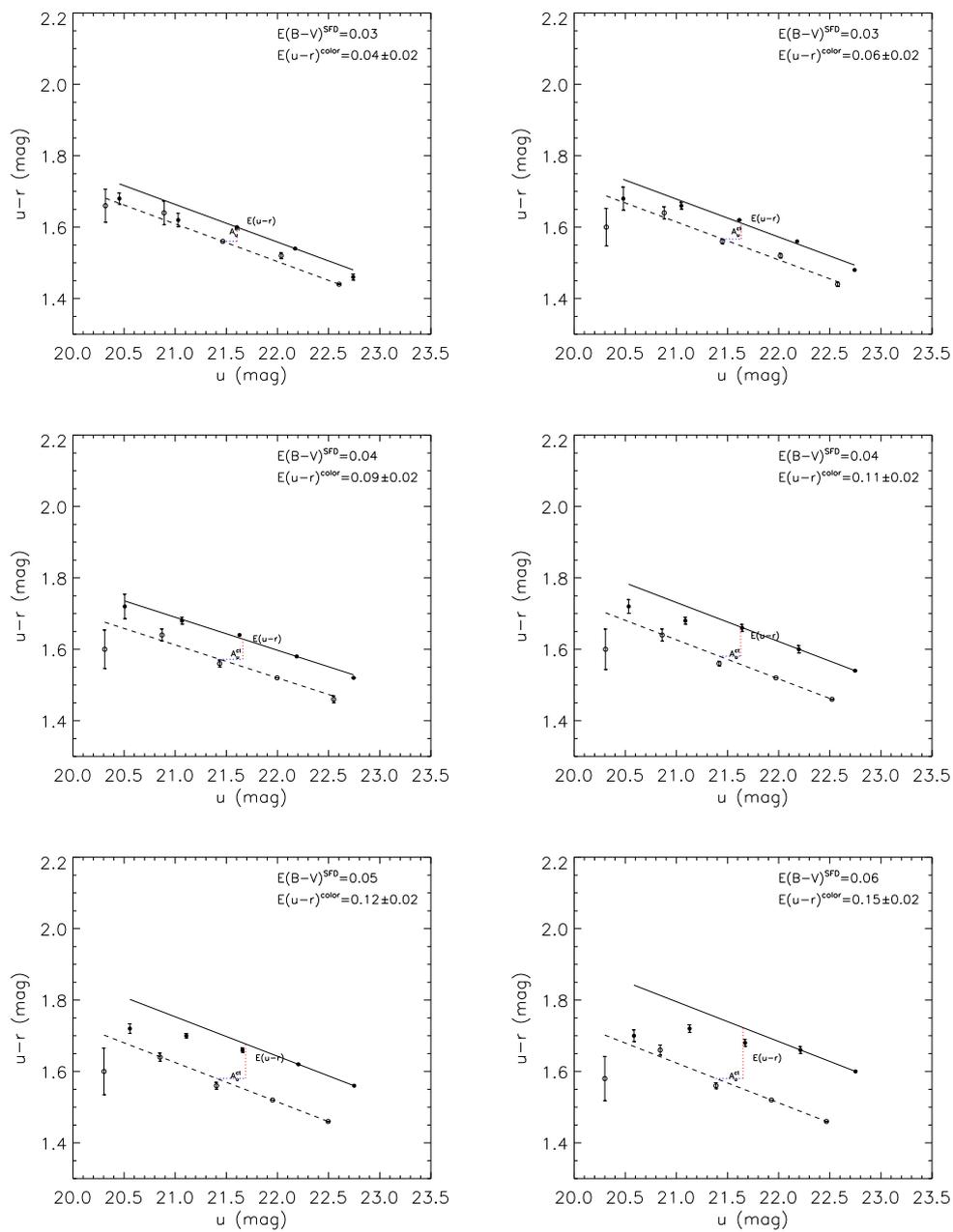


图 B.1 24 个组合天区的星系颜色-星等关系

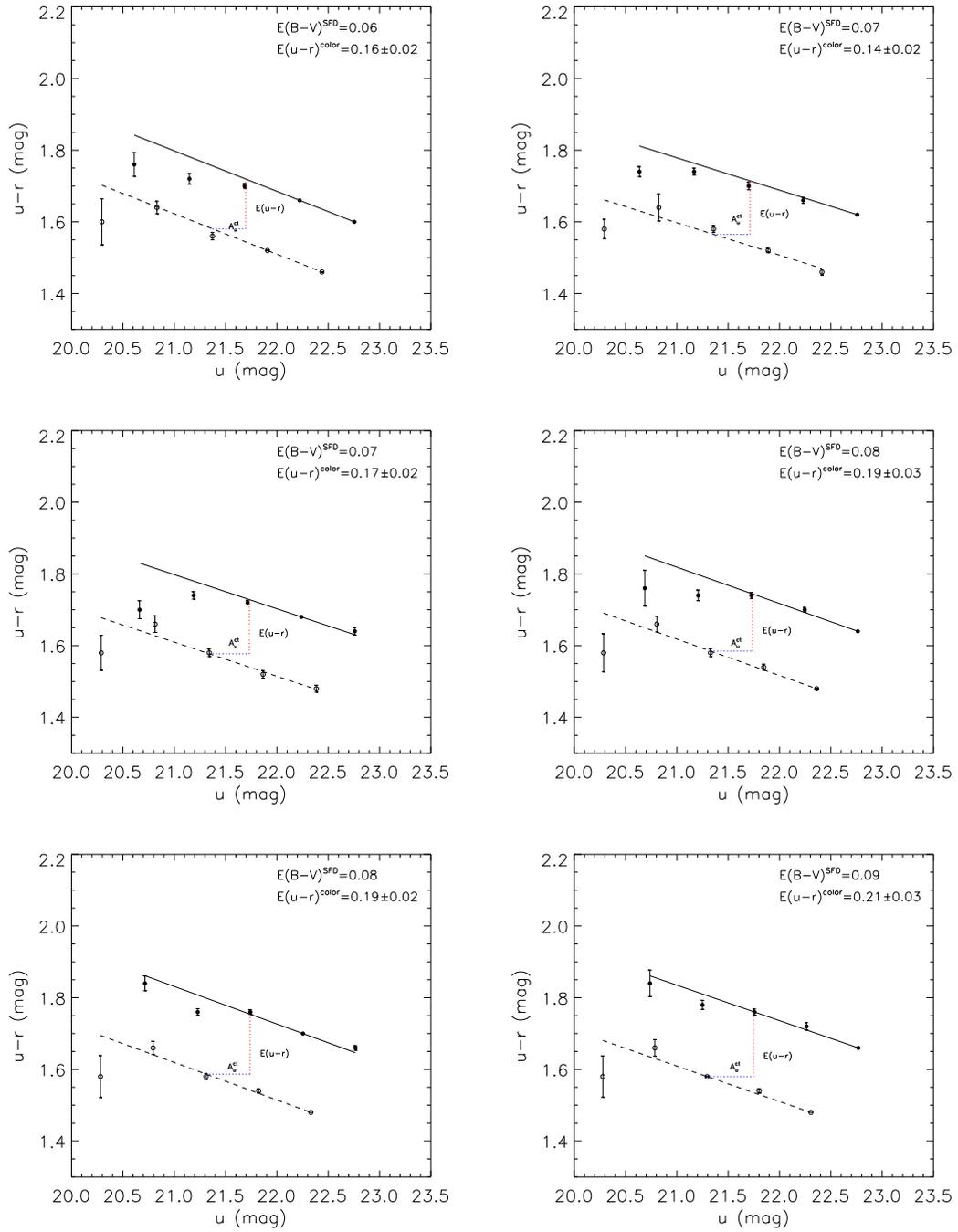


图 B.1 24 个组合天区的星系颜色-星等关系

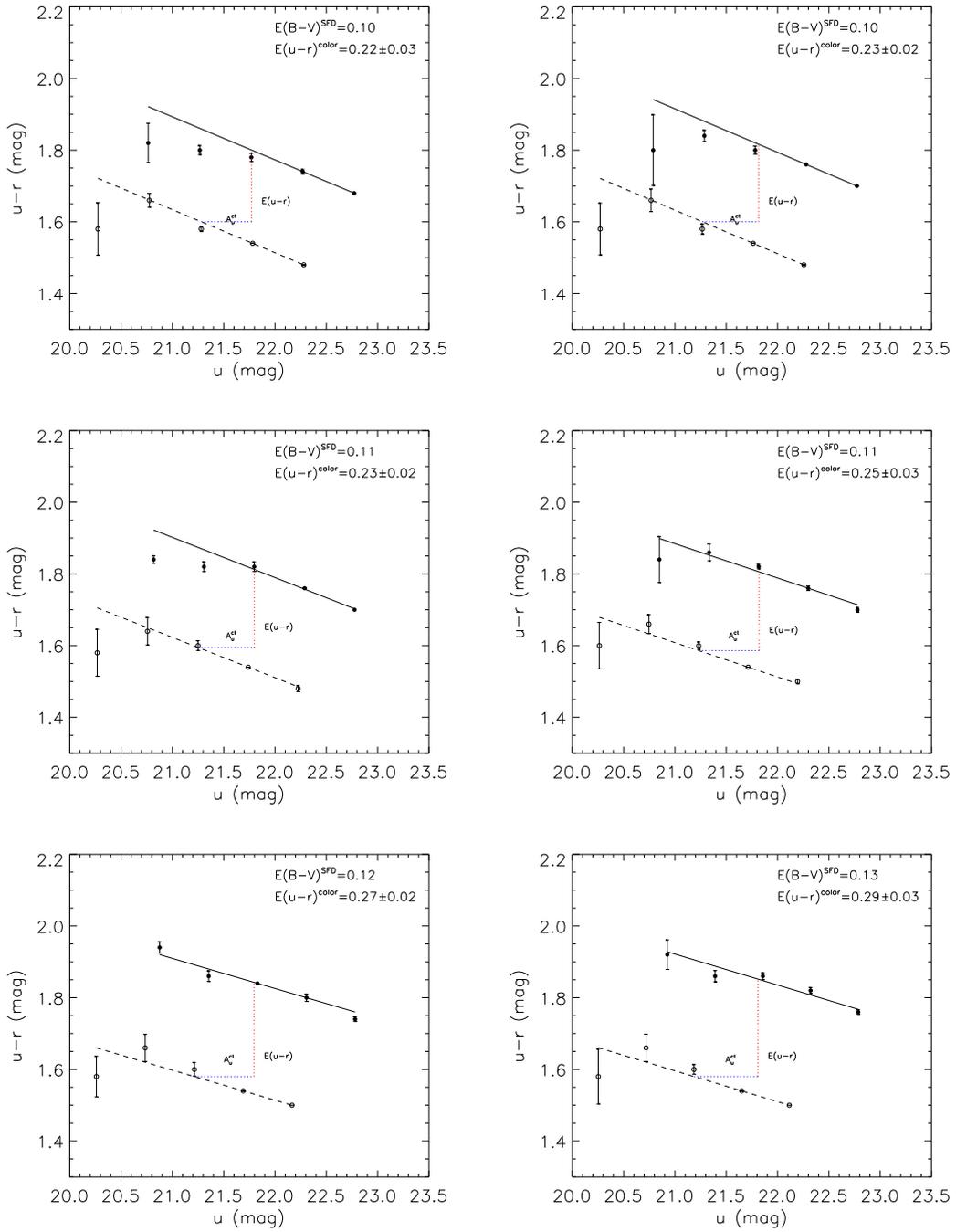


图 B.1 24 个组合天区的星系颜色-星等关系

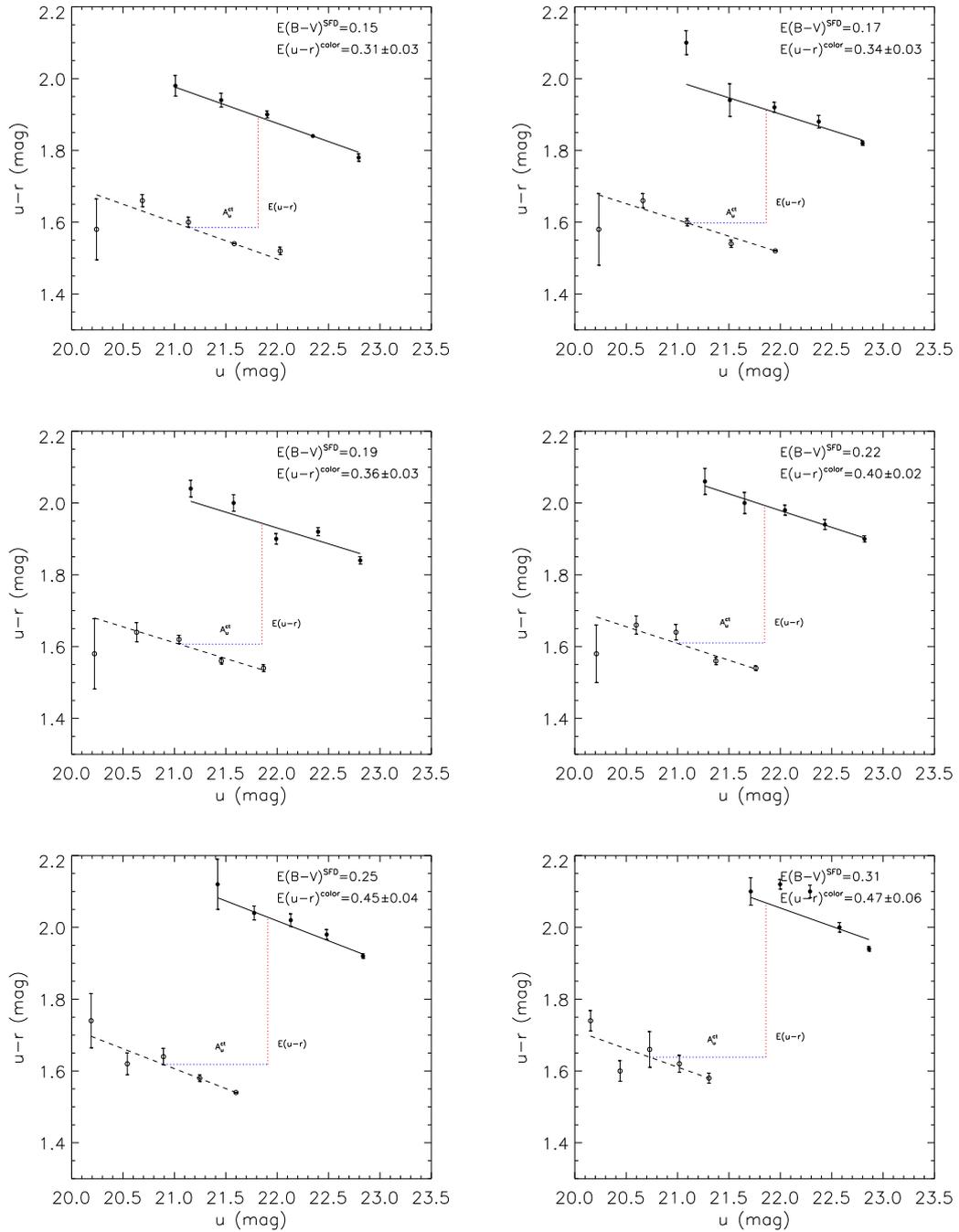


图 B.1 24 个组合天区的星系颜色-星等关系

参考文献

- Aihara H, Allende Prieto C, An D, et al., 2011. The Eighth Data Release of the Sloan Digital Sky Survey: First Data from SDSS-III. *ApJS*, 193: 29.
- Alton P B, Trewhella M, Davies J I, et al., 1998. Resolved 200 μ m images of nearby galaxies - evidence for an extended distribution of cold dust. *A&A*, 335: 807–822.
- Alves J, Lada C J, Lada E A, et al., 1998. Dust Extinction and Molecular Cloud Structure: L977. *ApJ*, 506: 292–305.
- Amôres E B, Lépine J R D, 2005. Models for Interstellar Extinction in the Galaxy. *AJ*, 130: 659–673.
- Arce H G, Goodman A A, 1999. Measuring Galactic Extinction: A Test. *ApJL*, 512: L135–L138.
- Arendt R G, Odegard N, Weiland J L, et al., 1998. The COBE Diffuse Infrared Background Experiment Search for the Cosmic Infrared Background. III. Separation of Galactic Emission from the Infrared Sky Brightness. *ApJ*, 508: 74–105.
- Arenou F, Grenon M, Gomez A, 1992. A tridimensional model of the galactic interstellar extinction. *A&A*, 258: 104–111.
- Azeez J H, Hwang C Y, Abidin Z Z, et al., 2016. Kennicutt-Schmidt Law in the Central Region of NGC 4321 as Seen by ALMA. *Scientific Reports*, 6: 26896.
- Bendo G J, Wilson C D, Warren B E, et al., 2010. The JCMT Nearby Galaxies Legacy Survey - III. Comparisons of cold dust, polycyclic aromatic hydrocarbons, molecular gas and atomic gas in NGC 2403. *MNRAS*, 402: 1409–1425.
- Bertin E, Arnouts S, 1996. SExtractor: Software for source extraction.. *AAPS*, 117: 393–404.
- Bianchi L, Clayton G C, Bohlin R C, et al., 1996. Ultraviolet Extinction by Interstellar Dust in External Galaxies: M31. *ApJ*, 471: 203.
- Bianchi S, 2007. The dust distribution in edge-on galaxies. Radiative transfer fits of V and K'-band images. *A&A*, 471: 765–773.
- Bigiel F, Leroy A, Walter F, et al., 2008. The Star Formation Law in Nearby Galaxies on Sub-Kpc Scales. *AJ*, 136: 2846–2871.
- Bland-Hawthorn J, Gerhard O, 2016. The Galaxy in Context: Structural, Kinematic, and Integrated Properties. *ARA&A*, 54: 529–596.
- Blanton M R, Lin H, Lupton R H, et al., 2003. An Efficient Targeting Strategy for Multiobject Spectrograph Surveys: the Sloan Digital Sky Survey “Tiling” Algorithm. *AJ*, 125: 2276–2286.
- Bobylev V V, 2014. The Gould Belt. *Astrophysics*, 57: 583–604.
- Bok B J, 1956. Palomar Schmidt star counts for two heavily obscured fields.. *AJ*, 61: 309–316.
- Boulanger F, Perault M, 1988. Diffuse infrared emission from the galaxy. I - Solar neighborhood. *ApJ*, 330: 964–985.

- Burstein D, Heiles C, 1982. Reddenings derived from H I and galaxy counts - Accuracy and maps. *AJ*, 87: 1165–1189.
- Cardelli J A, Clayton G C, Mathis J S, 1988. The determination of ultraviolet extinction from the optical and near-infrared. *ApJL*, 329: L33–L37.
- Cardelli J A, Clayton G C, Mathis J S, 1989. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. *ApJ*, 345: 245–256.
- Cartledge S I B, Clayton G C, Gordon K D, et al., 2005. FUSE Measurements of Far-Ultraviolet Extinction. II. Magellanic Cloud Sight Lines. *ApJ*, 630: 355–367.
- Casali M M, 1986. Near Infrared Observations of BOK Globules. *MNRAS*, 223: 341.
- Casasola V, Combes F, Bettoni D, et al., 2007. Molecular clouds in the center of M 81. *A&A*, 473: 771–781.
- Casasola V, Combes F, García-Burillo S, et al., 2008. Molecular gas in NUClei of GALaxies (NUGA). X. The Seyfert 2 galaxy NGC 3147. *A&A*, 490: 61–76.
- Casasola V, Hunt L, Combes F, et al., 2015. The resolved star-formation relation in nearby active galactic nuclei. *A&A*, 577: A135.
- Casasola V, Cassarà L P, Bianchi S, et al., 2017. Radial distribution of dust, stars, gas, and star-formation rate in DustPedia face-on galaxies. *A&A*, 605: A18.
- Cazaux S, Tielens A G G M, 2004. H₂ Formation on Grain Surfaces. *ApJ*, 604: 222–237.
- Chen B, Figueras F, Torra J, et al., 1999. Constraining galactic structure parameters from a new extinction model and four star count samples. *A&A*, 352: 459–468.
- Chen B Q, Schultheis M, Jiang B W, et al., 2013. Three-dimensional interstellar extinction map toward the Galactic bulge. *A&A*, 550: A42.
- Chen B Q, Liu X W, Yuan H B, et al., 2017. Constraining the Galactic structure parameters with the XSTPS-GAC and SDSS photometric surveys. *MNRAS*, 464: 2545–2556.
- Compiègne M, Verstraete L, Jones A, et al., 2011. The global dust SED: tracing the nature and evolution of dust with DustEM. *A&A*, 525: A103.
- Cui X Q, Zhao Y H, Chu Y Q, et al., 2012. The Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope (LAMOST). *RAA*, 12: 1197–1242.
- Davies J I, Alton P, Trewella M, et al., 1999. 200- μ m ISO observations of NGC 6946: evidence for an extended distribution of cold dust. *MNRAS*, 304: 495–500.
- De Geyter G, Baes M, Camps P, et al., 2014. The distribution of interstellar dust in CALIFA edge-on galaxies via oligochromatic radiative transfer fitting. *MNRAS*, 441: 869–885.
- Denney K D, Peterson B M, Pogge R W, et al., 2010. Reverberation Mapping Measurements of Black Hole Masses in Six Local Seyfert Galaxies. *ApJ*, 721: 715–737.
- Desert F X, Boulanger F, Puget J L, 1990. Interstellar dust models for extinction and emission. *A&A*, 237: 215–236.
- Dobashi K, Uehara H, Kandori R, et al., 2005. Atlas and Catalog of Dark Clouds Based on Digitized Sky Survey I. *PASJ*, 57: S1–S386.

- Draine B T, 1989. Böhm-Vitense E. ESA Special Publication: volume 290 Infrared Spectroscopy in Astronomy.
- Draine B T, 2003. Interstellar Dust Grains. *ARA&A*, 41: 241–289.
- Draine B T, Lee H M, 1984. Optical properties of interstellar graphite and silicate grains. *ApJ*, 285: 89–108.
- Draine B T, Li A, 2007. Infrared Emission from Interstellar Dust. IV. The Silicate-Graphite-PAH Model in the Post-Spitzer Era. *ApJ*, 657: 810–837.
- Drimmel R, Spergel D N, 2001. Three-dimensional Structure of the Milky Way Disk: The Distribution of Stars and Dust beyond $0.35 R_{\text{Solar}}$. *ApJ*, 556: 181–202.
- Dwek E, Cherchneff I, 2011. The Origin of Dust in the Early Universe: Probing the Star Formation History of Galaxies by Their Dust Content. *ApJ*, 727: 63.
- Ferrarotti A S, Gail H P, 2006. Composition and quantities of dust produced by AGB-stars and returned to the interstellar medium. *A&A*, 447: 553–576.
- Finkbeiner D P, Davis M, Schlegel D J, 1999. Extrapolation of Galactic Dust Emission at 100 Microns to Cosmic Microwave Background Radiation Frequencies Using FIRAS. *ApJ*, 524: 867–886.
- Fitzpatrick E L, 1999. Correcting for the Effects of Interstellar Extinction. *PASP*, 111: 63–75.
- Fitzpatrick E L, Massa D, 1986. An analysis on the shapes of ultraviolet extinction curves. I - The 2175 Å bump. *ApJ*, 307: 286–294.
- Fitzpatrick E L, Massa D, 1988. An analysis of the shapes of ultraviolet extinction curves. II - The far-UV extinction. *ApJ*, 328: 734–746.
- Fitzpatrick E L, Massa D, 1990. An analysis of the shapes of ultraviolet extinction curves. III - an atlas of ultraviolet extinction curves. *ApJS*, 72: 163–189.
- Foster J B, Mandel K S, Pineda J E, et al., 2013. Evidence for grain growth in molecular clouds: A Bayesian examination of the extinction law in Perseus. *MNRAS*, 428: 1606–1622.
- Foyle K, Wilson C D, Mentuch E, et al., 2012. The dust and gas properties of M83. *MNRAS*, 421: 2917–2929.
- Froebrich D, Ray T P, Murphy G C, et al., 2005. A Galactic Plane relative extinction map from 2MASS. *A&A*, 432: L67–L70.
- Gao J, Jiang B W, Li A, 2009. Mid-Infrared Extinction and its Variation with Galactic Longitude. *ApJ*, 707: 89–102.
- Girardi L, Bertelli G, Bressan A, et al., 2002. Theoretical isochrones in several photometric systems. I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets. *A&A*, 391: 195–212.
- Gontcharov G A, 2009. Influence of the Gould belt on interstellar extinction. *Astronomy Letters*, 35: 780–790.
- González R A, Fruchter A S, Dirsch B, 1999. Galactic Extinction from Colors and Counts of Field Galaxies in WFPC2 Frames: An Application to GRB 970228. *ApJ*, 515: 69–78.

- Gordon K D, Clayton G C, 1998. Starburst-like Dust Extinction in the Small Magellanic Cloud. *ApJ*, 500: 816–824.
- Green G M, Schlafly E F, Finkbeiner D P, et al., 2014. Measuring Distances and Reddenings for a Billion Stars: Toward a 3D Dust Map from Pan-STARRS 1. *ApJ*, 783: 114.
- Green G M, Schlafly E F, Finkbeiner D P, et al., 2015. A Three-dimensional Map of Milky Way Dust. *ApJ*, 810: 25.
- Hanson R J, Bailer-Jones C A L, 2014. 3D Galactic dust extinction mapping with multiband photometry. *MNRAS*, 438: 2938–2953.
- Hastings W K, 1970. Monte Carlo Sampling Methods using Markov Chains and their Applications. *Biometrika*, Vol. 57, No. 1, p. 97-109, 1970, 57: 97–109.
- Heese S, Wolf S, Dutrey A, et al., 2017. Spread of the dust temperature distribution in circumstellar disks. *A&A*, 604: A5.
- Heyer M, Dame T M, 2015. Molecular Clouds in the Milky Way. *ARA&A*, 53: 583–629.
- Hildebrand R H, 1983. The Determination of Cloud Masses and Dust Characteristics from Submillimetre Thermal Emission. *QJRAS*, 24: 267.
- Hollenbach D, Salpeter E E, 1971. Surface Recombination of Hydrogen Molecules. *ApJ*, 163: 155.
- Höller H, Stöckl J, Benson A, et al., 2014. Metal distribution in the intracluster medium: a comprehensive numerical study of twelve galaxy clusters. *A&A*, 569: A31.
- Hubble E, 1934. The Distribution of Extra-Galactic Nebulae. *ApJ*, 79: 8.
- Indebetouw R, Matsuura M, Dwek E, et al., 2014. Dust Production and Particle Acceleration in Supernova 1987A Revealed with ALMA. *ApJL*, 782: L2.
- Ivezić Ž, Sesar B, Jurić M, et al., 2008. The Milky Way Tomography with SDSS. II. Stellar Metallicity. *ApJ*, 684: 287–325.
- Jiang B W, Gao J, Omont A, et al., 2006. Extinction at 7 μm and 15 μm from the ISOGAL survey. *A&A*, 446: 551–560.
- Jones D O, West A A, Foster J B, 2011. Using M Dwarf Spectra to Map Extinction in the Local Galaxy. *AJ*, 142: 44.
- Jones T J, Hyland A R, Robinson G, et al., 1980. Infrared observations of a BOK globule in the Southern Coalsack. *ApJ*, 242: 132–140.
- Jurić M, Ivezić Ž, Brooks A, et al., 2008. The Milky Way Tomography with SDSS. I. Stellar Number Density Distribution. *ApJ*, 673: 864–914.
- Kalberla P M W, Kerp J, 2009. The Hi Distribution of the Milky Way. *ARA&A*, 47: 27–61.
- Lada C J, Lada E A, Clemens D P, et al., 1994. Dust extinction and molecular gas in the dark cloud IC 5146. *ApJ*, 429: 694–709.
- Lee C, Leroy A K, Bolatto A D, et al., 2018. The parsec-scale relationship between I_{CO} and A_V in local molecular clouds. *MNRAS*, 474: 4672–4708.
- Lee M Y, Stanimirović S, Wolfire M G, et al., 2014. The CO-to-H₂ Conversion Factor across the Perseus Molecular Cloud. *ApJ*, 784: 80.

- Li A, Draine B T, 2001. Infrared Emission from Interstellar Dust. II. The Diffuse Interstellar Medium . *ApJ*, 554: 778–802.
- Li A, Draine B T, 2002. Are Silicon Nanoparticles an Interstellar Dust Component?. *ApJ*, 564: 803–812.
- Lombardi M, Alves J, 2001. Mapping the interstellar dust with near-infrared observations: An optimized multi-band technique. *A&A*, 377: 1023–1034.
- Lombardi M, Alves J, Lada C J, 2006. 2MASS wide field extinction maps. I. The Pipe nebula. *A&A*, 454: 781–796.
- Lombardi M, Lada C J, Alves J, 2008. 2MASS wide field extinction maps. II. The Ophiuchus and the Lupus cloud complexes. *A&A*, 489: 143–156.
- Majewski S R, Zasowski G, Nidever D L, 2011. Lifting the Dusty Veil with Near- and Mid-infrared Photometry. I. Description and Applications of the Rayleigh-Jeans Color Excess Method. *ApJ*, 739: 25.
- Marasco A, Fraternali F, van der Hulst J M, et al., 2017. Distribution and kinematics of atomic and molecular gas inside the solar circle. *A&A*, 607: A106.
- Marshall D J, Robin A C, Reylé C, et al., 2006. Modelling the Galactic interstellar extinction distribution in three dimensions. *A&A*, 453: 635–651.
- Mathis J S, 1990. Interstellar dust and extinction. *ARA&A*, 28: 37–70.
- Mathis J S, Wallenhorst S G, 1981. The size distribution of interstellar particles. III - Peculiar extinctions and normal infrared extinction. *ApJ*, 244: 483–492.
- Mathis J S, Rumpl W, Nordsieck K H, 1977. The size distribution of interstellar grains. *ApJ*, 217: 425–433.
- Metropolis N, Rosenbluth A W, Rosenbluth M N, et al., 1953. Equation of State Calculations by Fast Computing Machines. *JChPh*, 21: 1087–1092.
- Misiriotis A, Xilouris E M, Papamastorakis J, et al., 2006. The distribution of the ISM in the Milky Way. A three-dimensional large-scale model. *A&A*, 459: 113–123.
- Muñoz-Mateos J C, Gil de Paz A, Boissier S, et al., 2009. Radial Distribution of Stars, Gas, and Dust in Sings Galaxies. II. Derived Dust Properties. *ApJ*, 701: 1965–1991.
- Murray N, 2011. Star Formation Efficiencies and Lifetimes of Giant Molecular Clouds in the Milky Way. *ApJ*, 729: 133.
- Nidever D L, Zasowski G, Majewski S R, 2012. Lifting the Dusty Veil with Near- and Mid-infrared Photometry. III. Two-dimensional Extinction Maps of the Galactic Midplane Using the Rayleigh-Jeans Color Excess Method. *ApJS*, 201: 35.
- Nieten C, Neininger N, Guélin M, et al., 2006. Molecular gas in the Andromeda galaxy. *A&A*, 453: 459–475.
- Obayashi A, Yonekura Y, Mizuno A, et al., 1999. Nakamoto T. *Star Formation 1999*. 84–85.
- O'Donnell J E, 1994. R_{nu} -dependent optical and near-ultraviolet extinction. *ApJ*, 422: 158–163.

- Oguri M, 2014. A cluster finding algorithm based on the multiband identification of red sequence galaxies. *MNRAS*, 444: 147–161.
- Omukai K, Tsuribe T, Schneider R, et al., 2005. Thermal and Fragmentation Properties of Star-forming Clouds in Low-Metallicity Environments. *ApJ*, 626: 627–643.
- Onaka T, Yamamura I, Tanabe T, et al., 1996. Detection of the Mid-Infrared Unidentified Bands in the Diffuse Galactic Emission by IRTS. *PASJ*, 48: L59–L63.
- Pappalardo C, Bianchi S, Corbelli E, et al., 2012. The Herschel Virgo Cluster Survey. XI. Environmental effects on molecular gas and dust in spiral disks. *A&A*, 545: A75.
- Partridge P P, 1945. Some work on the structure of the galaxy. *Popular Astronomy*, 53: 441.
- Peek J E G, Graves G J, 2010. A Correction to the Standard Galactic Reddening Map: Passive Galaxies as Standard Crayons. *ApJ*, 719: 415–424.
- Pineda J E, Caselli P, Goodman A A, 2008. CO Isotopologues in the Perseus Molecular Cloud Complex: the X-factor and Regional Variations. *ApJ*, 679: 481–496.
- Planck Collaboration, Abergel A, Ade P A R, et al., 2014. Planck 2013 results. XI. All-sky model of thermal dust emission. *A&A*, 571: A11.
- Popowski P, Cook K H, Becker A C, 2003. The Large-Scale Extinction Map of the Galactic Bulge from the MACHO Project Photometry. *AJ*, 126: 2910–2921.
- Reyl  C, Marshall D J, Robin A C, et al., 2009. The Milky Way’s external disc constrained by 2MASS star counts. *A&A*, 495: 819–826.
- Robin A C, Reyl  C, Derri re S, et al., 2003. A synthetic view on structure and evolution of the Milky Way. *A&A*, 409: 523–540.
- Robin A C, Marshall D J, Schultheis M, et al., 2012. Stellar populations in the Milky Way bulge region: towards solving the Galactic bulge and bar shapes using 2MASS data. *A&A*, 538: A106.
- Sale S E, 2012. 3D extinction mapping using hierarchical Bayesian models. *MNRAS*, 427: 2119–2131.
- Sale S E, Magorrian J, 2014. Three-dimensional extinction mapping using Gaussian random fields. *MNRAS*, 445: 256–269.
- Savage B D, Mathis J S, 1979. Observed properties of interstellar dust. *ARA&A*, 17: 73–111.
- Schlafly E F, Finkbeiner D P, 2011. Measuring Reddening with Sloan Digital Sky Survey Stellar Spectra and Recalibrating SFD. *ApJ*, 737: 103.
- Schlafly E F, Finkbeiner D P, Schlegel D J, et al., 2010. The Blue Tip of the Stellar Locus: Measuring Reddening with the Sloan Digital Sky Survey. *ApJ*, 725: 1175–1191.
- Schlafly E F, Green G, Finkbeiner D P, et al., 2014. A Map of Dust Reddening to 4.5 kpc from Pan-STARRS1. *ApJ*, 789: 15.
- Schlafly E F, Meisner A M, Stutz A M, et al., 2016. The Optical-infrared Extinction Curve and Its Variation in the Milky Way. *ApJ*, 821: 78.
- Schlafly E F, Peek J E G, Finkbeiner D P, et al., 2017. Mapping the Extinction Curve in 3D: Structure on Kiloparsec Scales. *ApJ*, 838: 36.

- Schlegel D J, Finkbeiner D P, Davis M, 1998. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. *ApJ*, 500: 525–553.
- Schneider R, Omukai K, Inoue A K, et al., 2006. Fragmentation of star-forming clouds enriched with the first dust. *MNRAS*, 369: 1437–1444.
- Schröder A C, Mamon G A, Kraan-Korteweg R C, et al., 2007. The highly obscured region around <ASTROBJ>PKS 1343 - 601</ASTROBJ>. I. Galactic interstellar extinctions using DENIS galaxy colours. *A&A*, 466: 481–499.
- Schultheis M, Zasowski G, Allende Prieto C, et al., 2014. Extinction Maps toward the Milky Way Bulge: Two-dimensional and Three-dimensional Tests with APOGEE. *AJ*, 148: 24.
- Seaton M J, 1979. Interstellar extinction in the UV. *MNRAS*, 187: 73P–76P.
- Solomon P M, Sanders D B, Scoville N Z, 1979. Burton W B. IAU Symposium: volume 84 The Large-Scale Characteristics of the Galaxy. 35–52.
- Soto M, Barbá R, Firpo V, et al., 2014. *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, vol. 27: volume 44 *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*. 138–138.
- Stecher T P, 1965. Interstellar Extinction in the Ultraviolet.. *ApJ*, 142: 1683.
- Strateva I, Ivezić Ž, Knapp G R, et al., 2001. Color Separation of Galaxy Types in the Sloan Digital Sky Survey Imaging Data. *AJ*, 122: 1861–1874.
- Tanaka M, Matsumoto T, Murakami H, et al., 1996. IRTS Observation of the Unidentified 3.3-Micron Band in the Diffuse Galactic Emission. *PASJ*, 48: L53–L57.
- Tielens A G G M, 2010. .
- Valencic L A, Clayton G C, Gordon K D, 2004. Ultraviolet Extinction Properties in the Milky Way. *ApJ*, 616: 912–924.
- Wang S, Gao J, Jiang B W, et al., 2013. The Mid-infrared Extinction Law and its Variation in the Coalsack Nebula. *ApJ*, 773: 30.
- Wang S, Li A, Jiang B W, 2015. Very Large Interstellar Grains as Evidenced by the Mid-infrared Extinction. *ApJ*, 811: 38.
- Wang S, Jiang B W, Zhao H, et al., 2017. The Optical-Mid-infrared Extinction Law of the $l = 165$ degree ightline in the Galactic Plane: Diversity of the Extinction Law in the Diffuse Interstellar Medium. *ApJ*, 848: 106.
- Weingartner J C, Draine B T, 2001. Dust Grain-Size Distributions and Extinction in the Milky Way, Large Magellanic Cloud, and Small Magellanic Cloud. *ApJ*, 548: 296–309.
- Whittet D C B, Bode M F, Longmore A J, et al., 1988. Infrared spectroscopy of dust in the Taurus dark clouds - Ice and silicates. *MNRAS*, 233: 321–336.
- Wolf C, 2014. Milky Way dust extinction measured with QSOs. *MNRAS*, 445: 4252–4258.
- Xiang M S, Liu X W, Yuan H B, et al., 2015. The LAMOST stellar parameter pipeline at Peking University - LSP3. *MNRAS*, 448: 822–854.
- Xiang M S, Liu X W, Yuan H B, et al., 2017. LAMOST Spectroscopic Survey of the Galactic Anti-centre (LSS-GAC): the second release of value-added catalogues. *MNRAS*, 467: 1890–1914.

- Xue M, Jiang B W, Gao J, et al., 2016. A Precise Determination of the Mid-infrared Interstellar Extinction Law Based on the APOGEE Spectroscopic Survey. *ApJS*, 224: 23.
- Yasuda N, Fukugita M, Schneider D P, 2007. Spatial Variations of Galaxy Number Counts in the Sloan Digital Sky Survey. II. Test of Galactic Extinction in High-Extinction Regions. *AJ*, 134: 698–705.
- York D G, Adelman J, Anderson J E, Jr., et al., 2000. The Sloan Digital Sky Survey: Technical Summary. *AJ*, 120: 1579–1587.
- Ysard N, Abergel A, Ristorcelli I, et al., 2013. Variation in dust properties in a dense filament of the Taurus molecular complex (L1506). *A&A*, 559: A133.
- Yuan H B, Liu X W, Xiang M S, 2013. Empirical extinction coefficients for the GALEX, SDSS, 2MASS and WISE passbands. *MNRAS*, 430: 2188–2199.
- Yuan H B, Liu X W, Xiang M S, et al., 2014. Feltzing S, Zhao G, Walton N A, et al. IAU Symposium: volume 298 Setting the scene for Gaia and LAMOST. 240–245.
- Yuan H B, Liu X W, Huo Z Y, et al., 2015. LAMOST Spectroscopic Survey of the Galactic Anticentre (LSS-GAC): target selection and the first release of value-added catalogues. *MNRAS*, 448: 855–894.
- Zdaniavičius J, Zdaniavičius K, 2002. Interstellar Extinction Along the Camelopardalis and Perseus Border. *Baltic Astronomy*, 11: 441–463.
- Zdaniavičius J, Zdaniavičius K, Straizys V, 2005. Interstellar Extinction in the Direction of the Association Cam OB3. *Baltic Astronomy*, 14: 31–40.
- Zhou X, Fan X H, Fan Z, et al., 2016. South Galactic Cap u-band Sky Survey (SCUSS): Project Overview. *RAA*, 16: 69.
- Zhu H, Tian W, Li A, et al., 2017. The gas-to-extinction ratio and the gas distribution in the Galaxy. *MNRAS*, 471: 3494–3528.
- Zou H, Jiang Z, Zhou X, et al., 2015. South Galactic Cap u-band Sky Survey (SCUSS): Data Reduction . *AJ*, 150: 104.
- Zou H, Zhou X, Jiang Z, et al., 2016. South Galactic Cap u-band Sky Survey (SCUSS): Data Release . *AJ*, 151: 37.

作者简历及攻读学位期间发表的学术论文与研究成果

发表文章

Linlin Li; Shiyin Shen; Jinliang Hou; et al. 2017, AJ, 153, 88. “The Galactic extinction and reddening from the South Galactic Cap U-band Sky Survey: u band galaxy number counts and u-r color distribution.”

Linlin Li; Shiyin Shen; Jinliang Hou; et al. 2018, ApJ, 858, 75. “Three-dimensional structure of the milky way dust: modeling of LAMOST data.”

李林林; 沈世银; 侯金良. 2018, 《天文学进展》, 36, 30. “银河系星际消光空间分布的研究进展”

Guo, Hengxiao; Malkan, Matthew A.; Gu, Minfeng; **Li, Linlin**; et al. 2016, ApJ, 826, 186G “The Optical Variability of SDSS Quasars from Multi-epoch Spectroscopy. III. A Sudden UV Cutoff in Quasar SDSS J2317+0005”

Xie, Xiaoyi; Shao, Zhengyi;.....**Li, Linlin**. 2016, ApJL, 824, 38X “The Luminosity Dependence of Quasar UV Continuum Slope: Dust Extinction Scenario”

Li, Jing; Smith, Martin C.; Zhong, Jing;.....**Li, Linlin**; Shao, Zhengyi; Small, Emma; Tian, Hao. 2016, ApJ, 823, 59 “Selecting M Giants with Infrared Photometry: Distances, Metallicities, and the Sagittarius Stream”

简 历

基本情况

李林林，女，1988年8月出生于河北省盐山县，中国科学院上海天文台博士研究生。

教育状况

2014.09 – 至今, 在读博士, 中科院上海天文台, 天体物理

2011.09 – 2014.07, 硕士, 河北师范大学, 天体物理

2012.9 – 2014.05, 联合培养硕士, 中科院上海天文台, 天体物理

2007.09 – 2011.07, 学士, 河北师范大学, 物理学

研究兴趣

银河系消光, 星系中尘埃分布, 类星体尘埃

联系方式

E-mail: lilin@shao.ac.cn

E-mail: lilinhebtu@163.com

致 谢

读博生涯三年逾半，已接近尾声。漫长求学路浓缩为这篇并不算长的毕业论文。每篇博士论文最为精彩的部分，莫过于旁征博引的文献梳理、繁琐复杂的数理推导、抑或是精准规范的逻辑演绎。但博士论文定稿在即，忽觉，这所剩的最后一页空白，这篇属于我自己的“致谢”感言，才最能表达攻读博士学位过程后所获得的那些难以名状的心路思潮与人生感悟。

能够在上海天文台顺利完成博士生涯，首先应当感谢的当属我的博士生导师沈世银研究员。我不善言谈，沈老师始终鼓励我能够在科研上多与人沟通。在第一个课题中，遇到了难以解决的问题，曾经因此迷茫，焦虑甚至想过放弃。沈老师不止一次告诫，遇到问题切忌焦躁，应该积极认真地去解决问题。沈老师思维敏捷，总能从本质上捉住问题。尤其是对待科学问题的严谨态度，教会了我做一个天文工作者应该具有的基本素质。在科研问题上，沈老师对学生的需求，有求必应；在生活上，沈老师能留出充足的时间让我们去处理。在此，对沈老师致以我深深的敬意，和由衷的感谢！

感谢我的导师侯金良研究员。侯老师对待学生总是面带微笑，关心学生们在台里的科研和生活，学生遇到问题时，总能得到侯老师及时的回复。侯老师即使平日台务繁忙，总要抽出时间参加组里的讨论。在我写论文时，非常及时地给出详细的修改意见。感谢把我领进天文学大门的硕士期间的导师，河北师范大学张波教授。即使我已离开师大，张老师也经常关心我的科研进展，并且每次和张老师的交谈都能让我解除很多困惑。

感谢常瑞香研究员在我初来上海台时给予的帮助和日后科研中的教导，感谢我们星团组的陈力研究院、邵正义研究员，以及尹君老师、袁芳婷老师、钟靖老师、富坚老师，每次组会的讨论都能让我学到一些东西。感谢已经毕业的王有芬师姐、谢晓宜师姐和李静师姐在学习和生活上的帮助。感谢我的几个师弟，冯帅、郑云亮、卢家风以及组里的其他同学和师弟师妹，张书会、张燕琼、李璐、居梦婷、钟文心、刘蓉蓉、黄轶琦。

感谢我的闺蜜乔海花以及师妹李菲，感谢两位在生活中的帮助和陪伴，在学习科研之余最高兴的就是一起吃饭聊天逛街的美好时光。感谢原 1510 办公室的郭恒潇、姚广瑞、游贝、杨丽、李尚活、刘慧、赵汝双在科研及生活上的帮助。感谢 1514 办公室的三个师弟李佳文、袁野、周敏华以及师妹廖迈，很幸运在上

海台最后这两年有了几位的陪伴和帮助，让平时的生活多了很多乐趣。感谢我的舍友，何冰和戴雪洁在生活上的帮助。感谢研究生处的王慧老师和储怡老师，在研究生期间安排的各种活动以及提供的便利及帮助。感谢国家天文台 SCUSS 团队以及北京师范大学苑海波老师在科研上的帮助！

最后感谢我的父母对我学业的支持，在生活上的关心，常年在外求学不能陪伴左右是我最大的内疚！感谢我的双胞胎妹妹，大学毕业后在不同城市学习生活，但是默契不减，关心不减！感谢我的丈夫，张京奎先生，你的关心和支持是我一直前进的动力！