

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2018.01.03

# 银河系星际消光空间分布的研究进展

李林林<sup>1,2</sup>, 沈世银<sup>1,3</sup>, 侯金良<sup>1,2</sup>

(1. 中国科学院 上海天文台 星系与宇宙学重点实验室, 上海 200030; 2. 中国科学院大学, 北京 100049;  
3. 上海市天体物理重点实验室, 上海 200234)

**摘要:** 银河系中星际尘埃的存在使观测到的天体的亮度和颜色发生改变。银河系尘埃消光改正不止是河内/外天体观测性质研究的必要步骤, 也是银河系自身性质研究的重要课题。从三个方面对银河系消光的研究进展进行了综述, 包括银河系的整体消光、银河系内天体消光的测量和银河系消光曲线。最后进行了总结和展望。

**关键词:** 银河系; 星际尘埃; 消光

**中图分类号:** P155.2      **文献标识码:** A

## 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<sup>[1]</sup>, 在恒星形成过程中尘埃是重要的冷却剂<sup>[2, 3]</sup>。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<sup>[4]</sup>, 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) 的推算精度。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, 发现测光距离与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的, 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, 它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办法主要有两种: (1) 基于

---

收稿日期: 2017-07-25; 修回日期: 2017-10-19

资助项目: 国家自然科学基金 (11573050, 11433003); 973 项目 (2014 CB845705/702)

通讯作者: 李林林, lilin@shao.ac.cn

尘埃的远红外发射, 如被最广泛引用的 Schlegel 等人<sup>[5]</sup>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 (具体参见本文第 2 章)。

第二类是银河系内天体消光的测量。与星系计数及颜色的统计类似, 利用恒星计数和统计色余方法也能够计算银河系内天体在某个距离上的平均消光<sup>[6]</sup>。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), 具体参见本文第 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 (见第 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 (见第 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。本文旨在对银河系星际尘埃消光和消光曲线的研究进展进行综述, 其他消光曲线的尘埃模型可参考文献 [7—9]。

本文第 2 章主要介绍银河系整体消光的研究方法, 第 3 章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, 第 4 章介绍对消光曲线的研究进展, 第 5 章对本文主要内容进行总结。

## 2 银河系的二维尘埃消光: 河外天体消光改正

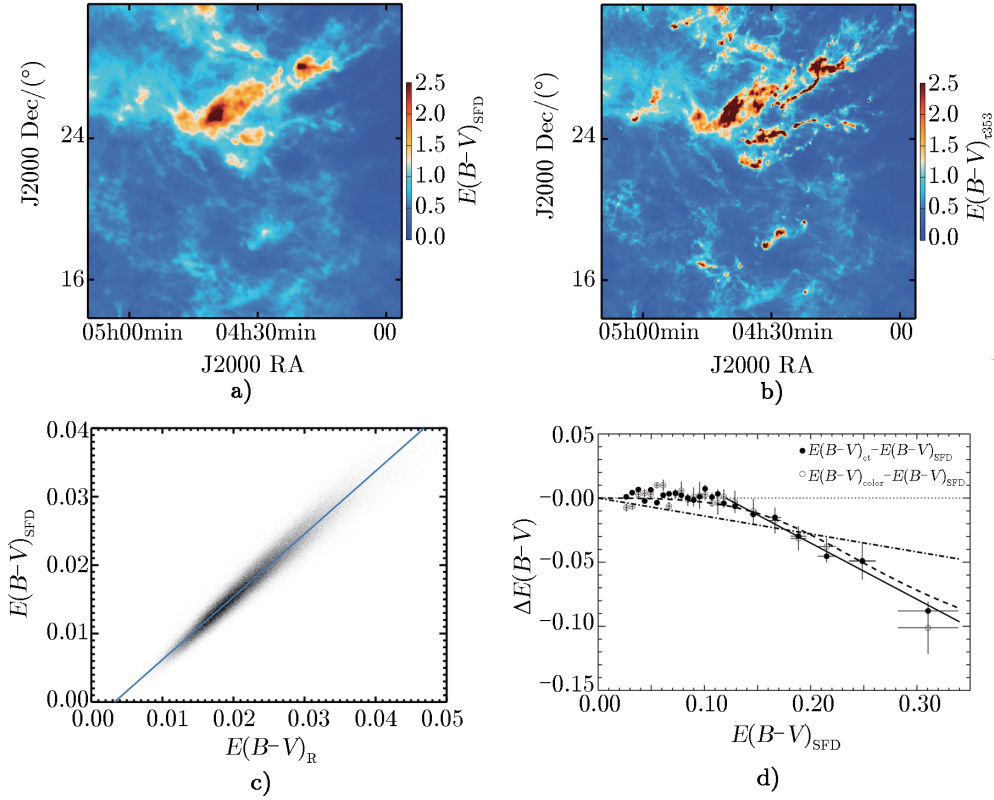
对于河外天体, 银河系尘埃消光改正是一个天球上的二维分布。其测量方法主要有两种: (1) 基于尘埃的远红外辐射; (2) 基于河外星系的统计研究。

### 2.1 尘埃的远红外发射以及 SFD 消光图

1998 年 Schlegel 等人<sup>[5]</sup> (简称 SFD) 发表了一个全天区的尘埃消光图, 见图 1 a)。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 等人<sup>[10]</sup> 1989 年  $R_V = 3.1$  的标准消光曲线 (见第 4.1 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, 详见第 2.2 节。

2014 年 Planck 团组<sup>[11]</sup> 将 Planck 卫星观测到的尘埃 353 GHz, 545 GHz, 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 ( $\tau_{353}$ ) 以及尘埃辐射积分强度 ( $L_e$ )<sup>①</sup> 分布图, 分辨率达到 5'。在此基础上, 他们分别将  $L_e$  和  $\tau_{353}$  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

<sup>①</sup>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:  $\text{W} \cdot \text{sr}^{-1} \cdot \text{m}^{-2}$ )



注: 图中实点和圆圈分别是 Li 等人用星系数和统计色余得到的  $E(B-V)$ ; 实线、虚线和点虚线分别是 Li 等人<sup>[12]</sup> 2017 年、Yasuda<sup>[13]</sup> 2007 年以及 Schlafly 等人<sup>[14]</sup> 2010 年给出的对 SFD 的修正结果。

图 1 a) SFD 得到的分子云金牛座天区  $E(B-V)$ <sup>[11]</sup>; b) 利用  $\tau_{353}$  得到的分子云金牛座天区  $E(B-V)$ <sup>[11]</sup>; c) SFD 消光图的  $E(B-V)$  与 Planck 团组的  $E(B-V)$  的关系<sup>[11]</sup>; d) SFD 与 Li 等人<sup>[12]</sup> 2017 年得到的  $E(B-V)$  值的差值随着  $E(B-V)_{\text{SFD}}$  的变化

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, 如图 1 b) 所示。

对图 1 中 a) 和 b) 进行比较后可以看出, Planck 团组利用  $\tau_{353}$  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 c) 可以看出, 在弥散介质中 ( $N_{\text{H}} < 2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ ) 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 团组全面考虑了尘埃辐射性质在全天区的变化, 认为其在全天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, 因此该方法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。

## 2.2 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  $m\text{-lg}N$  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  $m\text{-lg}N$  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, 用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<sup>[15]</sup> 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 和 Heiles<sup>[16]</sup> 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<sup>[13]</sup> 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  $200(\text{arcmin})^2$  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。

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 和 Graves<sup>[17]</sup> 用内禀颜色弥散很小的宁静星系 (passively evolving galaxies) 作为标准, 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 SFD 假设在同一视线方向有相同的温度 (见参考文献[5]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。

作为一类特殊星系, 类星体有非常相近的光谱型, 因此类星体的颜色可以作为标准来研究银河系的消光。2014 年 Wolf<sup>[18]</sup> 选取 SDSS DR7 中红移在 0.5 ~ 2.5 之间的 50 000 个类星体, 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。

Li 等人<sup>[12]</sup> 在 2017 年的工作中, 首先基于 SCUSS (South Galactic Cap U-band Sky Survey) 项目的数据, 并用星系计数的方法计算了 u 波段消光, 然后结合 SDSS 的 r 波段数据用  $u-r$  颜色分布的峰值计算了  $u-r$  色余。两种独立的统计方法对 SFD 的消光和红化分别进行了检验, 和 Yasuda 等人<sup>[13]</sup> 的结果一致。该统计研究得到的消光和红化值在低消光天区 ( $E(B-V)_{\text{SFD}} < 0.12$ ) 与 SFD 有很好的一致性; 而在高消光区, SFD 存在系统高估。该工作使用的统计天区面积较大, 且 u 波段的数据对尘埃消光更为敏感, 因此具有很高的统计显著性。该文给出了在高消光天区对 SFD 红化数值进行修正的经验公式  $\Delta E(B-V) = 0.43[E(B-V)_{\text{SFD}} - 0.12]$  (如图 1 d) 所示。值得一提的是, 通过对消光和红化的独立测量, 该工作还对银河系的消光曲线形状进行了初步的约束, 即经典  $R_V = 3.1$  的 CCM 消光曲线比 Fitzpatrick<sup>[19]</sup> 1999 年的消光曲线 (详见第 4 章) 与观测符合得更好。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<sup>[20]</sup>,

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,  $E(B-V)$  与  $pD^T$  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导致的空间分辨率不足。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。

### 3 银河系三维消光以及尘埃的分布

上一章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天体, 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。

#### 3.1 银河系内天体消光的测量

##### 3.1.1 恒星计数和统计色余

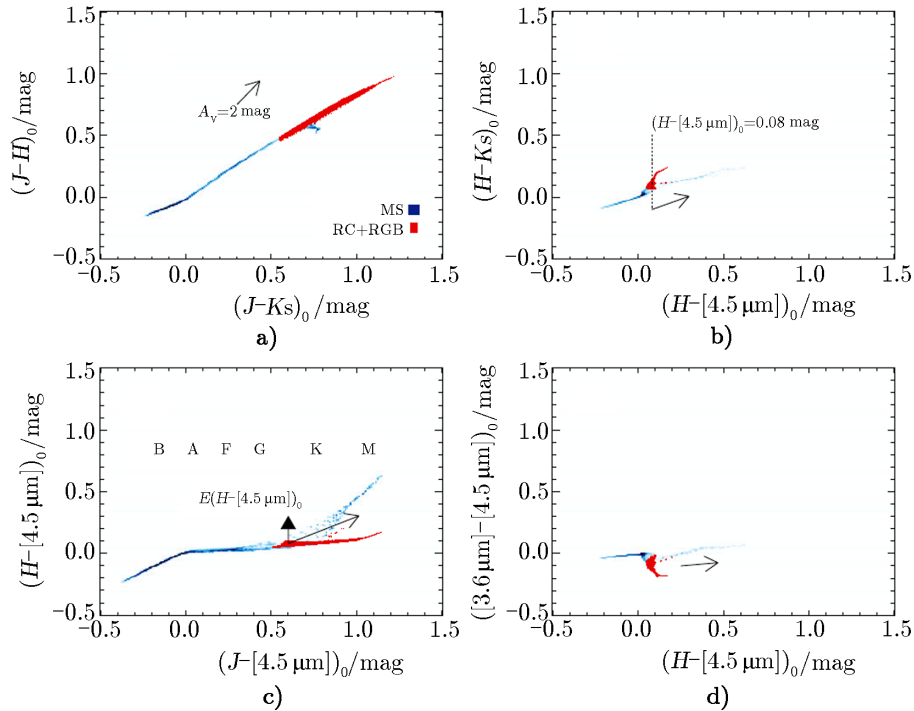
在第 2 章中我们介绍了利用星系计数以及统计色余来计算银河系整体消光的方法。对于银道面附近的分子云天区, 背景恒星的消光基本都来自于分子云中的尘埃, 因此用类似于星系计数和统计色余的方法, 即恒星计数和统计色余来计算分子云团的消光。

1930—1960 年, 恒星计数法被广泛用来测量星际消光<sup>[21]</sup>。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。Cambrésy<sup>[22]</sup> 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 等人<sup>[23]</sup> 用 2MASS (Two Micron All-Sky Survey) 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用来研究分子云区的消光。

Jones 等人<sup>[24]</sup> 于 1980 年通过对 M3 型背景恒星近红外  $J-H$  和  $H-K$  颜色分布进行统计, 研究了煤袋星云 (Coalsack Nebula) 的尘埃分布。Casali<sup>[25]</sup> 1986 年用类似的方法计算了船底星云 (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 2 a) 所示, 图中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<sup>[26]</sup> 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  $0 \sim 0.3\ \text{mag}$  之间的特征 (如图 2 b) 所示), 得到了每个子区域平均  $E(H-K)$ 。将这一方法称为 NICE (near-infrared color excess)。之后这一方法被广泛应用到分子云消光的计算中<sup>[27-29]</sup>。

2001 年 Lombardi 和 Alves<sup>[6]</sup> 将 NICE 推广到多波段, 成为 NICER 方法 (near-infrared color excess revised), 并用该方法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)<sup>[30]</sup> 和蛇夫座星云 (Ophiuchus Nebula)<sup>[31]</sup> 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。



注: 样本来自参考文献[32]。红色和蓝色分别代表矮星和巨星, 箭头为红化方向。

图 2 不同波段颜色-颜色图分布<sup>[33]</sup>

### 3.1.2 瑞利-金斯色余法

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应了尘埃消光量。即使对于真实恒星光谱, 不同温度的恒星在中红外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<sup>[33]</sup> 将 RJCE 方法应用到 2MASS 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 2 c)) 这一性质计算了消光。2012 年 Nidever 等人<sup>[34]</sup> 用 RJCE 方法得到了银河系中心盘高消光区域的高分辨率消光图 ( $2' \times 2'$ )。2014 年 Soto 等人<sup>[35]</sup> 利用 VVV (VISTA Variables in the Vía Láctea) 巡天数据

得到了南银盘  $520(^{\circ})^2$  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<sup>[36]</sup>。所以将红外消光反推到光学及紫外波段的消光时, 红外波段的消光曲线变化不大, 就会造成光学和紫外波段消光的不确定性。

### 3.1.3 已知光谱型恒星的色余

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, 且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)。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。

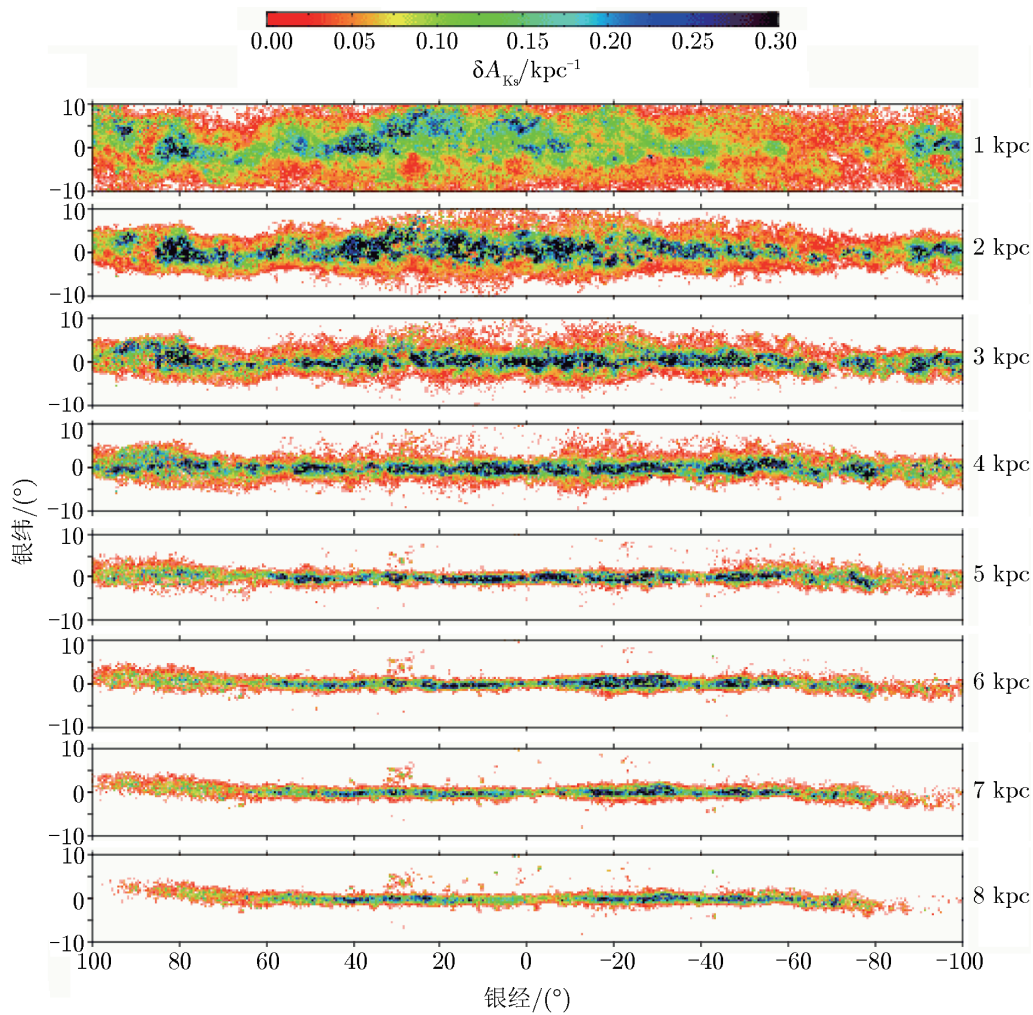
早在 1965 年, Stecher<sup>[37]</sup> 利用 5 对 MK 光谱型的恒星计算了紫外波段的消光。随着大型光谱巡天的发展, 恒星对的方法有了更广泛的运用。2010 年 Schlafly 等人<sup>[14]</sup> 用 SDSS 得到的恒星光谱参数和 SSPP (The Sloan extension for galactic understanding and exploration stellar parameter pipeline) 预测了这些恒星的内禀色指数, 并将内禀色指数与观测到的色指数对比得到了每颗恒星的色余。2013 年 Yuan 等人<sup>[38]</sup> 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, 恒星对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)<sup>[39, 40]</sup> 中, 得到一个前所未有的统计大样本。此外恒星对方法还可以应用到近邻本星系群的一些其他星系中, 如大、小麦哲伦云以及 M31<sup>[41-43]</sup>。用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。

## 3.2 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<sup>[44]</sup>。1992 年 Arenou 等人<sup>[45]</sup> 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为  $A_V = k_1 r + k_2 r^2$ , 其中  $k_1$  和  $k_2$  为该区域内的参数。这一模型是 1992—2009 年太阳附近最好的三维消光解析模型。

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, 可得出尘埃消光的分布。Besançon 银河系模型<sup>[46-48]</sup> 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。该模型对于每一星族, 假设初始质量函数以及恒星形成历史, 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 等

人<sup>[49]</sup>在2006年将模型预测的  $J - K$  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 等人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 等人于2006年给出太阳附近  $1 \sim 8 \text{ kpc}$  距离上的消光分布情况 (如图 3 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  $3 \sim 5 \text{ kpc}$  的图中约  $-78^\circ$  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 等人<sup>[50]</sup>2013年和 Schultheis 等人<sup>[51]</sup>2014年分别用类似的方法得到了指向银核附近的三维消光图。



注: 实线为盘面的平均位置。

图 3 以太阳为中心, 1 kpc 为间隔的消光图<sup>[49]</sup>



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<sup>[52]</sup> 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 等人<sup>[53]</sup> 于 2014 年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 等人<sup>[54]</sup> 于 2014 年也提出了类似的贝叶斯方法, 并应用于 Pan-STARRS(PS1) 巡天的测光数据, 得到了三维消光图<sup>[55, 56]</sup>。Hanson 和 Bailer<sup>[57]</sup> 2014 年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 和 Bailer 还进一步考虑了消光曲线可能在空间尺度上发生的变化(参见第 4 章)。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。

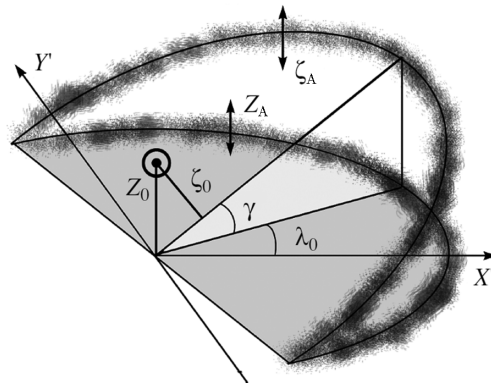
### 3.3 银河系尘埃的分布

以上我们介绍了银河系内以太阳为中心的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<sup>[58]</sup> 1979 年给出的标高是 65 pc, 而 Chen 等人<sup>[59]</sup> 1999 年得到的标高是 100 pc。2001 年 Drimmel 和 Spergel<sup>[60]</sup> 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, 他们得到的标高标长分别是 139 pc 和 2.21 kpc。Jones 等人<sup>[61]</sup> 2011 年利用 56 000 个 M 型矮星的三维消光进行计算, 得到尘埃盘的标高和标长分别是 119 pc 和 1.35 kpc。

尘埃盘和 HI 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<sup>[62]</sup>, 和尘埃观测结果较为接近。相比于  $H_2$ , HI 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<sup>[63]</sup>。HI 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<sup>[62]</sup>。Zhu 等人<sup>[64]</sup> 2017 年的研究表明, 银心距 2 kpc 到 10 kpc 之间,  $N_H(\text{HI} + H_2)/A_V$  的大小没有明显变化, 这说明银心距在 2 kpc 到 10 kpc 之间时, 尘埃与总的气体混合得很好。考虑到银心距在 10 kpc 以内时,  $H_2$  为气体的主要成分, 该工作得到 H 分布的标高为  $(75.5 \pm 12.4)$  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<sup>[60, 65]</sup>和翘曲<sup>[49, 66]</sup>。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<sup>[67]</sup> 给出了对古德带尘埃消光模型的定量描述(如图 4 所示)。



注：水平盘为尘埃指数盘，斜面为古德带，两个吸收层夹角为  $\gamma$ ，古德带水平方向转过的角度为  $\lambda_0$ ， $Z_A$  和  $\zeta_A$  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  $\zeta_0$ 。

图 4 尘埃指数盘和古德带的相对位置<sup>[67]</sup>

## 4 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<sup>[68-71]</sup>。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。

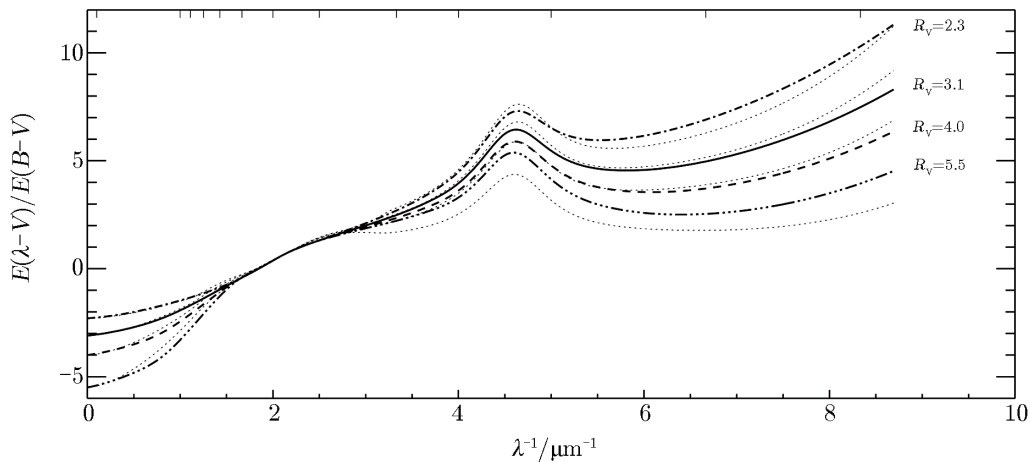
### 4.1 消光曲线的具体形式

图 5 给出银河系平均消光曲线从远红外到紫外波段的形状<sup>[19]</sup>。在近红外波段消光曲线为幂律形式增长，在光学波段有一个小的鼓起 (knee)，在近紫外波段  $2175 \text{ \AA}$  处有一个很明显的鼓包 (bump)，在远紫外波段呈现陡峭的上升。下面我们将分别介绍从近红外到紫外波段消光曲线的具体形式。

早年的研究表明，近红外波段消光是幂律形式，即  $A_\lambda \propto \lambda^{-\alpha}$ ，并且幂指数近似为常数<sup>[72]</sup>，只在很小的范围内变化。对于光学-紫外波段，Fitzpatrick 等人<sup>[73-75]</sup>完成了一系列的工作，并给出了简单的解析形式，将其分解为三项：(1) 随频率线性上升的背景项；(2) 代表  $2175 \text{ \AA}$  驼峰的 Drude 函数轮廓项；(3) 远紫外快速上升项。

1989 年 Cardelli 等人<sup>[10]</sup> (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  $2.2 \sim 5.8$ ，通常取弥散介质中的平均值 3.1。1994 年 O'Donnell<sup>[76]</sup>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 年依然有着广泛的应用。

Fitzpatrick<sup>[19]</sup>在 1999 年 (简称 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 5 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



注: 实线和虚线为 F1999, 点线为 CCM,  $R_V$  值代表不同的  $R_V$  值。

图 5 F1999 和 CCM 取不同  $R_V$  值时的变化<sup>[19]</sup>

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。

#### 4.2 消光曲线的变化

消光曲线的形状是由尘埃性质决定的。在第 4.1 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)<sup>[77]</sup>, 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<sup>[78, 79]</sup>。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<sup>[80]</sup>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 mag, 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, 2 175 Å 鼓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<sup>[81]</sup>结合 APOGEE (Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment), 2MASS, WISE (Wide-field Infrared Survey Explorer) 以及 PS1 的共 37 000 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 1% 的视线方向  $R_V > 4$ 。图 6 是该工作给出的  $R_V$  在其所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<sup>[82]</sup>2013 年对英仙座分子云 (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,他们将其解释为分子云中尘埃粒子的增长变大。Wang 等人<sup>[83]</sup>于 2017 年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<sup>[84]</sup>结合 Schlafly 等人 2016 年的结果和 Green 等人<sup>[56]</sup>2015 年的三维尘埃分布图,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。

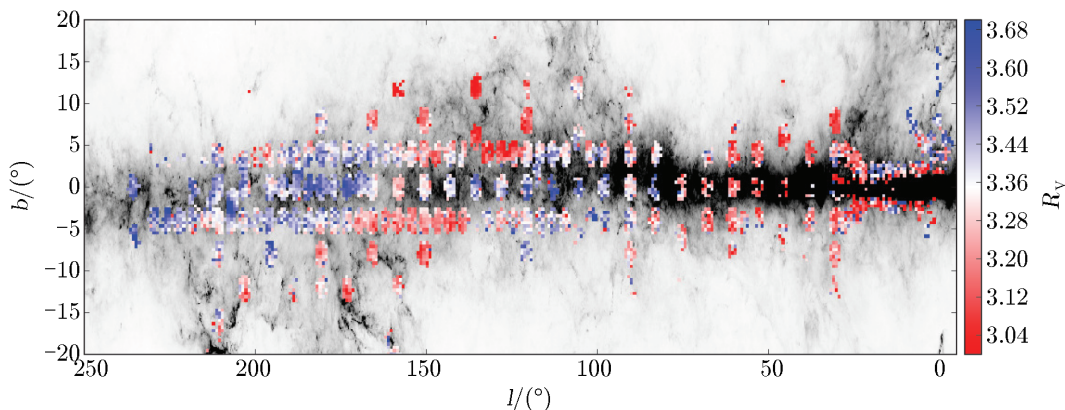


图 6  $R_V$  的值在天区中的分布<sup>[81]</sup>

## 5 总结和展望

本文对银河系的消光以及尘埃分布进行了评述。

在第 2 章中,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计算尘埃消光是最直接的方法,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 30 年 SFD 的消光图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 团队<sup>[11]</sup>于 2014 年得到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,目前对其只能做一些验证性的工作。

在第 3 章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, 结果如表 1 所示。

表 1 常用消光图

| 来源                           | 数据                    | 覆盖天区                                      | 精度/(′)         | 最远距离/kpc |
|------------------------------|-----------------------|---|----------------|----------|
| SFD <sup>[5]</sup>           | COBE/DIRBE, IRAS/ISSA | 全天  | 6.1            | —        |
| Planck2014 <sup>[11]</sup>   | Planck, IRAS/ISSA     | 全天  | 5              | —        |
| Drimmel2003 <sup>[85]</sup>  | COBE                  | 银盘  | —              | 8        |
| Marshall2006 <sup>[49]</sup> | 2MASS                 | $ l  < 100^\circ,  b  < 10^\circ$         | 15             | 10       |
| Chen2013 <sup>[50]</sup>     | 2MASS, VVV            | $ l  < 10^\circ, -10^\circ < b < 5^\circ$ | $15 \times 15$ | 10       |
| Sale2014 <sup>[53]</sup>     | IPHAS                 | $30^\circ < l < 215^\circ,  b  < 5^\circ$ | 10             | $> 5$    |
| Green2015 <sup>[56]</sup>    | Pan-STARRS, 2MASS     | $\delta > -30^\circ$                      | 3.4~13.7       | 2~10     |

在第 4 章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 FM1999。为了显示消光曲线在全天的不同, 我们介绍了  $R_V$  值在天区中的变化。

随着大型巡天数据的应用 (SDSS, 2MASS, WISE, LAMOST, Planck 等), 银河系消光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, 我们已经可以得到距离太阳 10 kpc 的三维尘埃消光情况。但是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, 距离分辨率可达到 10~20 pc。但是 Gaia 作为一个光学巡天, 对于银心方向高消光天区的研究作用很小。目前核球方向尘埃消光的研究还主要依赖于已有的红外测光 (如 VVV 和 GLIMPSE (Galactic Legacy Infrared Mid-plane Survey Extraordinaire)) 和光谱巡天 (APOGEE)。

到现在为止, 绝大部分的消光分布都假设单一的消光曲线, 基本是 CCM1989 或 F1999 取  $R_V = 3.1$  的消光率, 但实际上不同视线方向的消光曲线是不同的。目前为止, 无论是二维, 还是三维, 关于  $R_V$  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。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 和 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。

#### 参考文献:

- [1] Cazaux S, Tielens G G. ApJ, 2004, 604: 222C  
 [2] Omukai K, Tsuribe T, Schneider R, et al. ApJ, 2005, 626: 627

- [3] Schneider R, Omukai K, Inoue A K, et al. MNRAS, 2006, 369: 1437S
- [4] Draine B T. ARA&A, 2003, 41: 241D
- [5] Schlegel D J, Finkbeiner D P, Davis M. ApJ, 1998, 500: 525
- [6] Lombardi M, Alves J. A&A, 2001, 377: 1023L
- [7] 李墨平, 赵刚, 李爱根. 天文学进展, 2006, 24: 260
- [8] Draine B T. ASPC, 2009, 414: 453
- [9] Weingartner J C, Draine B T. ApJ, 2001, 548: 296
- [10] Cardelli J A, Clayton G C, Mathis J S. ApJ, 1989, 345: 245
- [11] Planck Collaboration, Abergel A, Ade P A, et al. A&A, 2014, 571: A11
- [12] Li L, Shen S, Hou J, et al. AJ, 2017, 153: 88
- [13] Yasuda N, Fukugita M, Schneider D P. AJ, 2007, 134: 698
- [14] Schlafly E F, Finkbeiner D P, Schlegel D J, et al. ApJ, 2010, 725: 1175
- [15] Hubble E. ApJ, 1934, 79: 8H
- [16] Burstein D, Heiles C. AJ, 1982, 87: 1165B
- [17] Peek J E, Graves G J. ApJ, 2010, 719: 415
- [18] Wolf C. MNRAS, 2014, 445: 4252
- [19] Fitzpatrick E L. PASP, 1999, 111: 63
- [20] Hocuk S, Szűcs L, Caselli P, et al. A&A, 2017, 604: A5
- [21] Bok B J. AJ, 1956, 61: 309B
- [22] Cambrésy L. A&A, 1999, 345: 965C
- [23] Froebrich D, Ray T P, Murphy G C, et al. A&A, 2005, 432L: 67F
- [24] Jones T J, Hyland A R, Robinson G, et al. ApJ, 1980, 242: 132
- [25] Casali M M. MNRAS, 1986, 223: 341
- [26] Lada C J, Lada E A, Clemens D P, et al. ApJ, 1994, 429: 694
- [27] Alves J, Lada C J, Lada E A, et al. ApJ, 1998, 506: 292
- [28] Arce H G, Goodman A A. ApJ, 1999, 517: 264
- [29] Popowski P, Cook K H, Becker A C. AJ, 2003, 126: 2910
- [30] Lombardi M, Alves J, Lada C J. A&A, 2006, 454: 781
- [31] Lombardi M, Lada C J, Alves J. A&A, 2008, 489: 143
- [32] Girardi L, Bertelli G, Bressan A, et al. A&A, 2002, 391: 195
- [33] Majewski S R, Zasowski G, Nidever D L. ApJ, 2011, 739: 25
- [34] Nidever D L, Zasowski G, Majewski S R. ApJS, 2012, 201: 35
- [35] Soto M, Barbá R, Firpo V, et al. RMxAC, 2014, 44: 138
- [36] 高健, 姜碧涛. 天文学进展, 2007, 25: 3
- [37] Stecher T P. ApJ, 1965, 142: 1683
- [38] Yuan H B, Liu X W, Xiang M S. MNRAS, 2013, 430: 2188
- [39] Xiang M S, Liu X W, Yuan H B, et al. MNRAS, 2017, 467: 1890
- [40] Yuan H B, Liu X W, Huo Z Y, et al. MNRAS, 2015, 448: 855
- [41] Bianchi L, Clayton G C, Bohlin R C, et al. ApJ, 1996, 471: 203
- [42] Gordon K D, Clayton G C. ApJ, 1998, 500: 816
- [43] Cartledge S I, Clayton G C, Gordon K D, et al. ApJ, 2005, 630: 355
- [44] Parenago P P. PA, 1945, 53: 441
- [45] Arenou F, Grenon M, Gomez A. A&A, 1992, 258: 104A
- [46] Robin A C, Reylé C, Derrière S, et al. A&A, 2003, 409: 523R
- [47] Robin A C, Marshall D J, Schultheis M, et al. A&A, 2012, 538A: 106R
- [48] Robin A C, Reylé C, Fliri J, et al. A&A, 2014, 569: A13.
- [49] Marshall D J, Robin A C, Reylé C, et al. A&A, 2006, 453: 635M
- [50] Chen B Q, Schultheis M, Jiang B W, et al. A&A, 2013, 550A: 42C
- [51] Schultheis M, Zasowski G, Allende P C. AJ, 2014, 148: 24S

- [52] Sale S E. MNRAS, 2012, 427: 2119
- [53] Sale S E, Drew J E, Barentsen G, et al. MNRAS, 2014, 443: 2907S
- [54] Green G M, Schlafly E F, Finkbeiner D P, et al. ApJ, 2014, 783: 114G
- [55] Schlafly E F, Green G, Finkbeiner D P, et al. ApJ, 2014, 789: 15S
- [56] Green G M, Schlafly E F, Finkbeiner D P, et al. ApJ, 2015, 810: 25
- [57] Hanson R J, Bailer C A. MNRAS, 2014, 438: 2938H
- [58] Solomon P M, Sanders D B, Scoville N Z. IAU Symposium, 1979, 84: 35
- [59] Chen B, Figueras F, Torra J, et al. A&A, 1999, 352: 459
- [60] Drimmel R, Spergel D N. ApJ, 2001, 556: 181D
- [61] Jones D O, West A A, Foster J B. AJ, 2011, 142: 44
- [62] Heyer M, Dame T M. ARA&A, 2015, 53: 583
- [63] Kalberla P M W, Kerp J. ARA&A, 2009, 47: 27
- [64] Zhu H, Tian W, Li A, et al. MNRAS, 2017, 471: 3494
- [65] Amôres E B, Lépine J R. AJ, 2005, 130: 659A
- [66] Reylé C, Marshall D J, Robin A C, et al. A&A, 2009, 495: 819
- [67] Gontcharov G A. AstL, 2009, 35: 780G
- [68] Jiang B W, Gao J, Omont A, et al. A&A, 2006, 446: 551
- [69] Gao J, Jiang B W, Li A. ApJ, 2009, 707: 89
- [70] Xue M, Jiang B W, Gao J, et al. ApJS, 2016, 224: 23
- [71] Wang S, Li A, Jiang B W. ApJ, 2015, 811: 38
- [72] Draine B T. ESASP, 1989, 290: 93
- [73] Fitzpatrick E L, Massa D. ApJ, 1986, 307: 286
- [74] Fitzpatrick E L, Massa D. ApJ, 1988, 328: 734
- [75] Fitzpatrick E L, Massa D. ApJS, 1990, 72: 163
- [76] O'Donnell J E. ApJ, 1994, 422: 158
- [77] Mathis J S. ARA&A, 1990, 28: 37
- [78] Whittet D C, Bode M F, Longmore A J, et al. MNRAS, 1988, 233: 321
- [79] Ysard N, Abergel A, Ristorcelli I, et al. A&A, 2013, 559: A133
- [80] Valencic L A, Clayton G C, Gordon K D. ApJ, 2004, 616: 912
- [81] Schlafly E F, Meisner A M, Stutz A M, et al. ApJ, 2016, 821: 78
- [82] Foster J B, Mandel K S, Pineda J E, et al. MNRAS, 2006, 428: 1606
- [83] Wang S, Jiang B, Zhao H, et al. ApJ, 2017, 846: 106
- [84] Schlafly E F, Peek J E, Finkbeiner D P, et al. ApJ, 2017, 838: 36
- [85] Drimmel R, Cabrera-Lavers A, López-Corredoira M. A&A, 2003, 409: 205

## The Spatial Distribution of the Galactic Interstellar Extinction: Current Status

LI Lin-lin<sup>1,2</sup>, SHEN Shi-yin<sup>1,3</sup>, HOU Jin-liang<sup>1,2</sup>

(1. Key Laboratory for Research in Galaxies and Cosmology, Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, Shanghai 200030, China; 2. University of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China; 3. Shanghai Key Laboratory for Astrophysics, Shanghai 200234, China)

**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. This paper reviews the basic framework and recent developments of the Galactic extinction studies from three aspects.

For the integral Galactic extinction, the SFD extinction map derived from the far-infrared emission is the most widely used technique in extra-galactic studies, while the more recent Planck maps provide even better spatial resolution. 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, while the star-pair method requires an exact spectral type match which is often difficult. 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. An exponential dust disk and the Gould belt around the solar neighborhood are the main structures of the dust distribution seen in the 3D extinction map.

The variation of the Galactic extinction with wavelength, i.e. the Galactic extinction curve, can be described by a family of curves parameterized by the only  $R_V$  parameter from ultraviolet to near-infrared band. The shape of the Galactic extinction curve is mainly determined by the size and chemical composition of the dust particles, and therefore is expected to vary from the diffuse interstellar medium to more dense environments. However, recent studies have shown that the spatial variation of  $R_V$  parameter occurs on a scale larger than individual molecular clouds, suggesting the physical cause for a larger  $R_V$  may not just be grain growth.

**Key words:** Galaxy; interstellar dust; extinction