



中国科学院大学

University of Chinese Academy of Sciences

博士学位论文

盘星系尘埃的几何分布：“巧克力碎曲奇”模型

作者姓名：卢家风

指导教师：沈世银 研究员 中国科学院上海天文台

袁方婷 副研究员 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

2023年6月

**Geometry of dust in disk galaxies: The Chocolate Chip Cookie
model**

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

By

LU Jiafeng

Supervisor: SHEN Shiyin; YUAN Fangting

Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences

June, 2023

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。承诺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享有著作权的研究成果，未在以往任何学位申请中全部或部分提交。对本论文所涉及的研究工作做出贡献的其他个人或集体，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收集、保存和使用学位论文的规定，即中国科学院大学有权按照学术研究公开原则和保护知识产权的原则，保留并向国家指定或中国科学院指定机构送交学位论文的电子版和印刷版文件，且电子版与印刷版内容应完全相同，允许该论文被检索、查阅和借阅，公布本学位论文的全部或部分内 容，可以采用扫描、影印、缩印等复制手段以及其他法律许可的方式保存、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

尘埃对星系观测性质和演化有重大影响。尘埃吸收可见光辐射进而影响星系的观测性质。尘埃的吸收取决于尘埃的物理和化学性质以及尘埃的几何分布。一个好的尘埃几何模型可以帮助我们更好地改正星系的减光和理解尘埃的性质。但是，在过去研究中使用的连续尘埃模型会低估红外辐射，而额外引入光学厚团块则会低估 Balmer 减幅。在这个工作中，我们采用了 SDSS 的光纤光谱数据，同时结合 MPA-JHU 和 Simard 等人的工作，得到了类银河系盘星系样本和面向恒星形成星系样本，并测量了这些星系的发射线红化和恒星红化。在这个工作中，我们提出了一个新的双成分尘埃几何模型，即“巧克力碎曲奇” (Chocolate Chip Cookie, CCC) 模型。在这个模型中，产生发射线辐射的团块状星云区像曲奇饼中的巧克力碎一样被嵌入到一个弥漫的恒星/ISM 盘中。通过引入团块尘埃的连续化近似，并忽略尘埃散射效应，我们的模型能够解析地描述发射线和恒星连续谱的尘埃减光。我们的模型成功同时拟合了基于 SDSS 的大样本盘恒星形成星系数据中得到的发射线红化和恒星红化与倾角的关系。我们的模型显示，对于 SDSS 样本中类银河系盘星系来说，团块星云盘的标高大约是恒星盘的一半，标长是恒星盘的 1.6 倍，而每个团块在 V 波段的典型光深 $\tau_{cl,V}$ 大约是 0.5。在考虑孔径效应之后，我们的模型对尘埃减光-倾角关系的预测也与观测结果一致且能够给出合理的星系物理尺度。不仅如此，在我们的模型中，恒星的减光曲线自然取决于倾角和光深，其中值情况与经典的 Calzetti 减光曲线一致。我们还发现，对于不同质量星系，这些参数有系统性的变化，这种变化可以帮助我们理解星系中尘埃结构的演化。更具体的说，我们模型中团块光深这一参数可以指征星系内 H II 区的尘气比。这个方法与经典的用红外辐射来探测尘气比相比，可以用的样本数量大大增加。借助这个大样本数据，我们进一步研究了尘气比和尘金比与恒星质量、气相金属丰度之间的关联性。我们发现，尘气比随着星系质量单调增加。在给定的恒星质量下，尘气比与气相金属丰度呈线性相关。这些结果充分表明，星系的尘金比与星系质量有关。这也揭示了星系中尘埃与金属存在长时标的共轭演化，短时标的气体内流过程不会影响尘埃和金属的比率。由于 CCC 模型的约束来自于光学波段的红化数据，结果不受光学厚尘埃成分的影响，模型的红外辐射需要进一步探讨。此外，我们约束模型使用的数据为 SDSS 单光纤光谱数据，星系外围的性质值得做进一步讨论。

关键词：盘星系，星系结构，星际尘埃，尘埃消光和减光，尘气比和尘金比

Abstract

Dust has a significant impact on the properties and evolution of galaxies. The dust absorption of optical emission affects the observational properties of galaxies. The dust absorption depends on the physical and chemical properties and the geometry distribution of the dust. A well-defined dust geometry model can help us understand the properties of dust and improve the measurements of the physical properties of galaxies. However, the continuous dust model used in previous studies underestimates infrared radiation, while the introduction of optically thick clumps underestimates Balmer decrement. In this work, we used fiber spectroscopic data from SDSS, combined with the catalog of MPA-JHU and Simard et al. to obtain a sample of MW-like disk galaxies and a sample of face-on star forming galaxies, then we measure the emission line reddening and stellar reddening of these galaxies. In this work, we propose a new two-component dust model, the "Chocolate Chip Cookie" (CCC) model, where the clumpy nebular regions are embedded in a diffuse stellar/ISM disk, like chocolate chips in a cookie.

By approximating the binomial distribution of the clumpy nebular regions with a continuous Gaussian distribution and omitting the dust scattering effect, our model solves the dust attenuation process for both the emission lines and stellar continua via analytical approaches. Our Chocolate Chip Cookie model successfully fit the inclination dependence of both the effective dust reddening of the stellar components derived from stellar population synthesis and the emission lines derived from the Balmer decrement for a large sample of Milky-Way like disk galaxies selected from the main galaxy sample of the Sloan Digital Sky Survey (SDSS). For a typical Milky-Way like galaxy, our model obtains the best estimates of the geometric parameters of the dust components of the MW-like galaxies. Our model shows that the clumpy nebular disk is about 0.45 times thinner and 1.6 times larger than the diffuse ISM component, whereas each clumpy region has a typical optical depth $\tau_{cl,V} \sim 0.5$ in V band. After considering the aperture effect, our model predictions for the dust attenuation-inclination dependence are consistent with observations and also provide reasonable physical scales for galaxies. Moreover, in our model, the dust attenuation curve of the stellar population naturally has an inclination dependence and its median case is consistent with the classical Calzetti

law.

We also find that the parameters in CCC model vary systematically for galaxies of different stellar masses, which can help us understand the dust evolution in galaxies. Specifically, the clump optical depth in our model indicates the dust-to-gas ratio in H II regions. Compared to the classical method of using infrared radiation to probe dust-to-gas ratios, this method can be applied to a much larger sample considering that there are much more available optical observations than infrared observations. By binning galaxies into stellar mass and gas-phase metallicity bins and interpreting τ_{cl} as the dust to gas ratio (DGR) of H II regions, we further investigate the correlations between DGR and stellar mass, and between DGR and gas-phase metallicity, respectively. We find that DGR increases monotonically with the stellar mass of galaxies. At a given stellar mass, DGR shows a linear correlation with the gas-phase metallicity, which implies a constant dust to metal ratio (DTM) of galaxies at a given stellar mass. These results indicate that the DTM of galaxies is simply a function of their stellar masses, revealing the long-term conjugate evolution of dust and metal in galaxies, and indicating that short-term gas inflow processes do not affect the dust-to-metal ratio.

Due to that the constraints on the CCC model are taken from optical observations, the infrared radiation predicted by CCC model needs further exploration. In addition, the CCC model is constrained by SDSS fiber spectra, and the properties of outskirts of galaxies require further investigation.

Key Words: Disk galaxies(391)-Galaxy structure(622)-Extinction(505)-Interstellar dust(836)-Interstellar dust extinction(837)

目 录

第 1 章 绪论	1
1.1 引言	1
1.2 尘埃的红外观测性质	2
1.3 尘埃的吸收性质	4
1.3.1 消光、红化和消光曲线	4
1.3.2 减光、减光曲线与辐射转移	7
1.4 河外星系中不同的减光特征	9
1.5 尘埃吸收观测效应	10
1.6 经典尘埃几何模型	12
1.6.1 银河系中的尘埃几何	13
1.6.2 河外盘星系的尘埃几何模型	14
1.7 小结、研究目的和本文结构	16
1.7.1 本章小结	16
1.7.2 研究目的	16
1.7.3 本文结构	17
第 2 章 盘星系消光的测量	19
2.1 样本选择	19
2.1.1 总体样本筛选	19
2.2 数据：发射线红化和恒星红化	21
2.2.1 发射线红化	21
2.2.2 恒星红化	21
2.3 红化、倾角与质量之间的关系	23
2.3.1 恒星红化和发射线红化之间的关系	23
2.3.2 红化倾角关系	25
2.3.3 面向盘星系的红化质量关系	26
第 3 章 CCC 模型	29
3.1 经典尘埃几何模型及其存在的问题	29
3.1.1 均匀混合模型	30
3.1.2 尘埃屏模型	32
3.1.3 非均匀连续化尘埃	33
3.2 CCC 模型架构	34

3.3 CCC 模型的团块化描述	35
3.4 尘埃对恒星和发射线的消光	38
3.5 路径积分后的尘埃减光	38
3.6 本章小结	39
第 4 章 类银河系盘星系的几何结构	41
4.1 针对单光纤的 CCC 模型简化	41
4.1.1 中心简化	41
4.1.2 离轴效应	42
4.2 MCMC 拟合过程和结果	43
4.2.1 参数选择和拟合空间限制	43
4.2.2 拟合结果	44
4.3 基于孔径尺寸的星系物理尺度推算	47
4.4 讨论	51
4.4.1 尘埃几何和对侧向星系的测光模拟	51
4.4.2 尘埃光深	55
4.4.3 减光曲线	57
4.5 更大质量范围星系的模型参数估计	59
4.6 存在的不足	60
4.6.1 核球	60
4.6.2 致密恒星形成区	61
4.6.3 孔径分辨率	61
4.6.4 红外性质	62
4.7 本章小结	63
第 5 章 HII 区和尘金比	65
5.1 尘埃与气体、金属的关系：尘气比和尘金比	65
5.1.1 尘埃演化模型中的尘金比	65
5.1.2 观测方法和结果	67
5.1.3 现存问题	68
5.2 数据	68
5.3 HII 区光深与尘气比和尘金比的关系	68
5.4 针对面向星系的 CCC 模型简化	70
5.5 星系质量决定的尘金比	71
5.6 讨论	74
5.6.1 尘金比与金属丰度关系的解释	74
5.6.2 星系质量和尘金比关系的物理图像	75
5.7 本章小结	76

第 6 章 总结和展望	79
6.1 总结	79
6.2 展望	80
附录 A 不同模型参数时红化倾角的关系	83
附录 B 六个质量区间子样本的 MCMC 拟合结果	85
参考文献	89
致谢	103
作者简历及攻读学位期间发表的学术论文与其他相关学术成果 ..	105

图目录

1-1 一个典型的恒星形成主序星系的能谱分布 (SED) (Galliano 等, 2018)	1
1-2 三个典型的侧向星系: NGC4645、NGC3628 和 NGC5907。图片来自于网络	2
1-3 不同的消光曲线和减光曲线, (Galliano 等, 2018)。	6
1-4 消光和减光的示意图 (Salim 等, 2020)	7
1-5 双成分尘埃示意图 (Charlot 等, 2000)	9
2-1 (a) 盘倾角的直方图。蓝虚线表示没有控制红移的总样本星系, 而蓝实线表示控制红移 $z < 0.1$ 的盘星系样本。(b) $z < 0.1$ 时的盘星系的恒星质量和盘面倾角的密度图, 其中黑点代表不同倾角的恒星质量中值。	20
2-2 对我们星系样本用 SPS 拟合得到的平均金属丰度 (左图) 和恒星年龄 (右图) 与倾角的关系。	22
2-3 总样本的 E_g 和 E_s 分布图	23
2-4 各个子样本中 E_g 和 E_s 之间的分布图, 方块点是按倾角分区间时各个区间中位的 E_g 和 E_s 。(a) 图是类银河系盘星系样本的分布; (b) 图为总样本的六个等数量分隔区间中各个区间的 E_g 和 E_s 之间的分布。	24
2-5 盘星系样本的中位 E_g 和 E_s 与倾角的关系	26
2-6 各个子样本的中位 E_g 和 E_s 与倾角的关系	27
2-7 面向盘星系的恒星红化 E_s (上图) 和发射线红化 E_g (下图) 与恒星质量的关系。在每个图中, 黑线代表 E_s (或 E_g 的中位值, 两条黑色虚线分别是 E_s (或 E_g) 的 16 和 84 百分位数。对于每个恒星质量分区, 彩色点进一步显示了三个不同金属丰度分区的 E_s (或 E_g) 的中位数, 其中金属丰度用颜色表示。	27
3-1 用 E_s 和 E_g 与倾角的关系构建模型。图 (a): 均匀混合模型。小圆点表示观察到的 $E_s - \theta$ 关系, 而实线表示 3.1.1 提出的最佳模型拟合。图 (b): 尘埃屏模型。小圆点表示观察到的 $E_g - \theta$ 关系, 而实线表示在 3.1.2 中提出的最佳模型拟合。每个模型的示意图和最佳模型参数值被展示在各自的子图中。	30
3-2 CCC 模型的示意图, 其中 R_g, h_g, R_s, h_s 分别是团块 H II 区盘和弥散 ISM 盘的标长和标高, τ_{cl} 是每个单独团块的光深。	34
3-3 在相同体积的 $V = S * l$ 中, 有相同尘埃的量的团块状分布 (左) 和连续分布 (右) 的示意图。	37

4-1	基于 CCC 模型框架用 MCMC 算法对 $E_g - \theta$ 和 $E_s - \theta$ 关系得到的最佳拟合结果。CCC 模型的六个自由模型参数 (表 4-1) 的 MCMC 拟合在对角线图上展示, 该图的右上角部分显示了 $E_g - \theta$ 和 $E_s - \theta$ 关系的最佳拟合结果.....	45
4-2	类银河系盘星系的 r 波段光纤内绝对星等 (图 a) 和 $H\alpha$ 流量 (图 b) 与倾角 θ 的关系, 颜色表示参数空间中样本星系的数量密度。不同倾角下的中值在每个图中显示为实心点。.....	47
4-3	由 CCC 模型和孔径效应解释的与倾角有关的 $H\alpha$ 流量和 r 波段孔径星等。上图: 观测到的 $H\alpha$ 光纤幅值的中位值 (用点表示), CCC 模型预测的消光后的中心面亮度 (用虚线表示), 对 $R_a/h_g = 10$ 的模型星系进行孔径修正后的孔径星等 (实线表示)。中图: 观测到的 $H\alpha$ 流量的中位数 (用点表示), CCC 模型预测的消光后的中心发射线流量 (虚线), 对三个不同物理大小的模型星系应用孔径修正后的发射线流量 (实线, 不同颜色代表不同的 h_g 值)。下图: 双指数盘在不同倾角下在半径为 R_a (2.2kpc) 的孔径内的投影面积。三条实线显示了三个不同大小模型星系的投影面积 S 与圆盘倾角的关系。三个示意图显示了一个标长为 3.2kpc、标高为 0.2kpc 的模型星系分别在面向 (情况一)、侧向 (情况二) 和临界 (情况三) 的倾角下向光纤孔径 (2.2kpc) 的投影。.....	49
4-4	CCC 模型, X99 模型, T04 模型在典型值情况下, 侧向观测时的图像, 主轴方向的等效减光和面亮度轮廓。.....	53
4-5	CCC 模型中使用的消光和减光曲线以及用 $\frac{A(\lambda)}{A_V}$ 表示的 Calzetti 减光曲线。上半张图: CCC 模型中使用的消光曲线 (方程式 3-3) (红色曲线) 和 Calzetti 减光曲线 (蓝色曲线)。下半张图: 由 CCC 模型得出的侧向 (点线, $\theta = 90^\circ$, $R_V = 7.0$)、面向 (虚线, $\theta = 0^\circ$, $R_V = 3.7$) 和中位值 (实线, $\theta = 60^\circ$, $R_V = 4.1$), 这里也用蓝色曲线画出了 Calzetti 减光曲线以进行比较。.....	58
5-1	面向星系中心孔径 (半径为 R_{ap}) 的简化 CCC 模型示意图。其中单个 H_{II} 区 (蓝色云层, 尘埃壳层光学深度 τ_{cl} 和尘埃壳层厚度 l) 分布在薄薄一层上, 稀疏地嵌入厚 ISM 盘 (灰色背景, 沿视线的总光学深度为 τ_s) 中间。.....	69

5-2 τ_{cl} 与恒星质量 M_* 和金属丰度 $12+\log(O/H)$ 之间的关系。左上图： M_*-Z 关系， τ_{cl} 用颜色表示。圆圈代表 M_* 和 Z 分隔中的 30 个子样本星系，而背景中的小黑点是所有样本星系。实线是 M_*-Z 的拟合关系，即公式 5-5。右上图： $M_*-\tau_{cl}$ 关系，金属丰度用颜色表示。由虚线连接的点代表 30 个恒星质量和金属丰度分隔中的星系子样本，而方块则是 10 个不考虑金属丰度按恒星质量分隔中的 τ_{cl} 中值。实线是公式 5-6 描述的 $M_*-\tau_{cl}$ 关系。左下图：残差 $\Delta \log \tau_{cl}-\Delta \log(O/H)$ 关系，不同恒星质量的分隔的用颜色标记。具有相同恒星质量的星系由黑色虚线连接。最佳拟合线和置信度为 1σ 的区间用蓝色实线和阴影区域表示。橙色虚线 ($\Delta \log \tau_{cl} = \Delta \log(O/H)$) 用于比较。右下图： $M_*-\zeta$ 的关系，颜色表示金属丰度，数据点的属性与左上图相同，实线遵循公式 5-8。 72

5-3 尘金比 $\log \zeta$ 和金属丰度 $12+\log(O/H)$ 的相关性，恒星质量用颜色表示，其中 $\log \zeta$ 由 $\log \tau_{cl} - \log(O/H)$ 描述。点线的斜率为 1.45，虚线代表 DTM 是一个常数。 75

A-1 调整各个参数后的模型结果。(a) 图：调整恒星盘标高后模型的结果；(b) 图：调整恒星盘尘埃密度后模型的结果；(c) 图：调整团块星云盘标长后模型结果；(d) 图：调整团块星云盘标高后模型结果；(e) 图：调整团块光深模型结果；(f) 图：调整团块柱密度后模型结果； 84

B-1 质量范围在 9.0 到 9.47 之间的 MCMC 拟合结果 85

B-2 质量范围在 9.47 到 9.75 之间的 MCMC 拟合结果 85

B-3 质量范围在 9.75 到 9.96 之间的 MCMC 拟合结果 86

B-4 质量范围在 9.96 到 10.16 之间的 MCMC 拟合结果 86

B-5 质量范围在 10.16 到 10.40 之间的 MCMC 拟合结果 87

B-6 质量范围在 10.40 到 11.0 之间的 MCMC 拟合结果 87

表目录

1-1 T04 模型中各成分参数 (归一后)	15
2-1 各个样本星系数量统计	19
2-2 各个样本星系红化的统计	25
4-1 类银河系盘星系的 CCC 模型参数拟合结果	45
4-2 不同质量盘星系的 CCC 模型参数拟合结果	59

符号列表

字符

Symbol	Description	Unit
τ	光深, optical depth	dimensionless
ζ	尘金比, dust-to-metal ratio	dimensionless
R_V	总消光与选择消光的比, select-to-total attenuation	dimensionless
z	红移, redshift	dimensionless
θ	倾角, inclination	°
M_{\odot}	太阳质量, solar mass	$2 \times 10^{30} \text{ kg}$

算子

Symbol	Description
Δ	difference

缩写

MBB	修正黑体谱, modified blackbody Spectrum
SFR	恒星形成率, star forming rate
sSFR	比恒星形成率, specific star forming rate
IR	红外, Infrared
ISM	星际介质, interstellar medium
CCC	CCC 模型, chocolate chip cookie model
PAH	多环芳香烃, Polycyclic aromatic hydrocarbons
SFG	恒星形成星系, star forming galaxy
SPS	星族合成, stellar population synthesis
SSP	单星族, single stellar population
SDSS	斯隆数字巡天, Sloan Digital Sky Survey
DGR	尘气比, dust-to-gas ratio
DTM	尘金比, dust-to-metal ratio

第1章 绪论

1.1 引言

在恒星形成星系中，尘埃是星际介质（ISM）的关键组成部分之一，由星际介质中的金属元素（主要是 O、C、Si、Mg、Fe 等）构成，主要可以分为两种尘埃类型：一种是硅酸盐尘埃，另一种是碳基尘埃（包括无定型碳、石墨和多环芳香烃（PAH）等）。尘埃颗粒大小通常在 5nm 到 250nm 之间 (Draine, 2011)。尘埃颗粒是恒星演化的产物。尘埃颗粒在处于演化末期的恒星星风或超新星遗迹中形成，然后扩散到星际介质中 (Draine, 2011)，在星际介质中又由于一系列不同的物理过程，它们的质量和大小也随之发生改变 (Asano 等, 2013)。虽然尘埃在星际介质中质量占比仅为 0.1% 到 1% 左右，但是对星系的各种性质有重大影响。例如，尘埃是各种化学反应的催化剂，宇宙中含量最丰富的分子 H_2 就主要是在尘埃表面催化形成的 (Gould 等, 1963)。尘埃还在恒星形成过程中对分子云的冷却起到促进作用 (Schröder 等, 2007)。

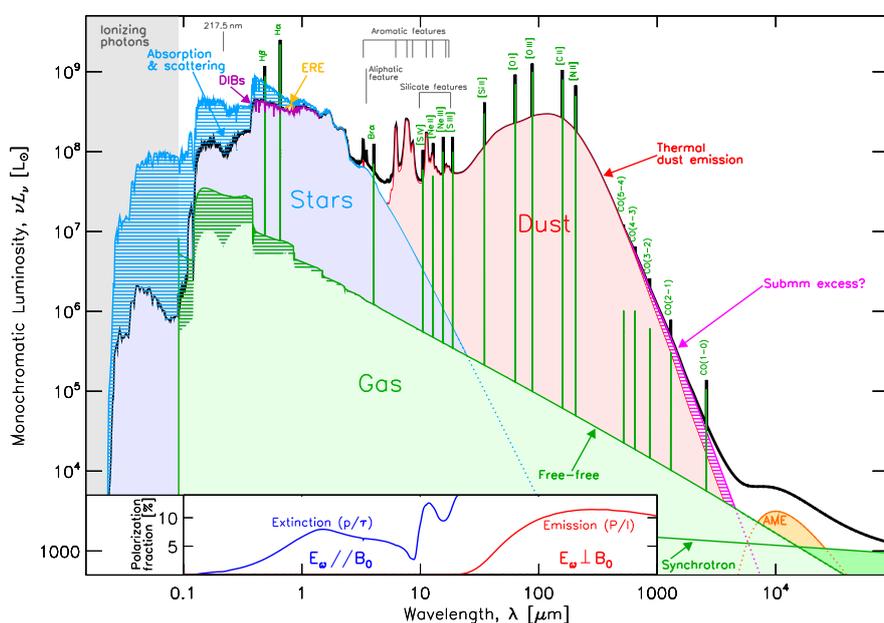


图 1-1 一个典型的恒星形成主序星系的能谱分布 (SED) (Galliano 等, 2018)

如图1-1所示，在观测上，尘埃会在从紫外到近红外波段吸收和散射恒星辐射的光（图中蓝色阴影区域，912Å 到约 $5\mu\text{m}$ ）；并在中红外到远红外波段以热连续谱的形式再发射，或者某些小颗粒碳基尘埃（PAH）会在近红外波段产生分

子发射线（图中红色阴影区域）。在恒星形成主序星系中，这种被称为辐射转移的过程使得尘埃的红外辐射能量占星系全波段辐射能量的近一半。如果是在极亮红外星系中，这个占比可能高达 99%(Clements 等, 1996)。此外，由于尘埃对可见光的吸收作用，会使得星系的测光性质发生重大改变。比如说，如图1-2所示，在侧向星系中，通常能够看到一条被称为尘埃带的明显暗条结构。这种尘埃带结构也反映了尘埃独特的空间分布性质。

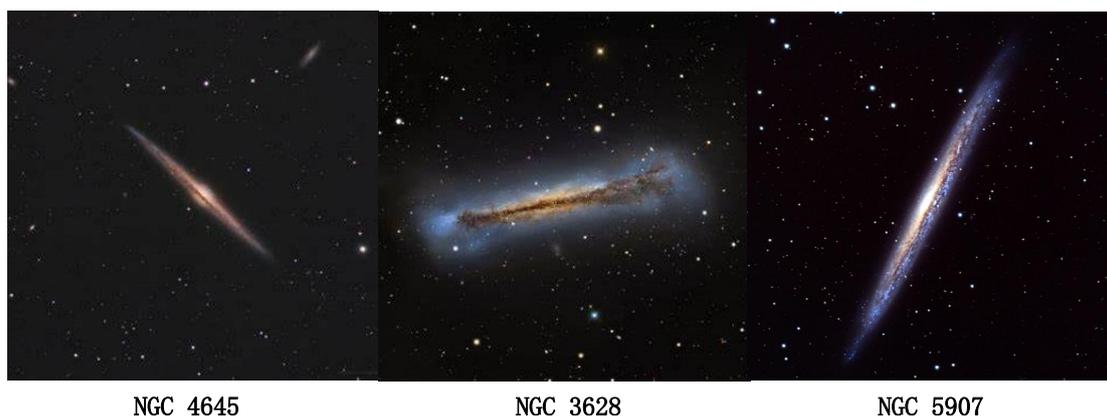


图 1-2 三个典型的侧向星系：NGC4645、NGC3628 和 NGC5907。图片来自于网络

正是因为尘埃对观测的种种影响，如何对尘埃的吸收效应进行改正成为星系研究中的重要课题之一。对尘埃吸收效应进行正确衡量不仅要求我们理解尘埃自身的物理性质，也需要我们了解尘埃在星系中的分布情况。

1.2 尘埃的红外观测性质

尘埃影响了我们对星系结构的理解，因为它影响了星系的面亮度轮廓。尘埃的吸收效应确实会因在不同视线方向上和不同星系中而有很大的不同 (例如, Calzetti 等, 2000; Pierini 等, 2004; Wild 等, 2011a; Battisti 等, 2017)。了解尘埃在星系中的分布情况是纠正这些吸收效应的一个必要步骤。红外辐射，作为尘埃的直接观测证据，可以用来表征尘埃的空间分布性质。迄今为止，ISO¹、Spitzer²、Herschel³、IRAS⁴、Planck⁵等红外空间设备为研究星系尘埃的红外观测性质提供了河外星系从近红外到亚毫米范围各种波段大量尘埃辐射观测数据。

¹波长范围 5 – 210 μm ; 1995 – 1998

²波长范围 3 – 160 μm ; 2003 – 2009

³波长范围 55 – 672 μm ; 2009 – 2013

⁴波长范围 12 – 100 μm ; 1983

⁵波长范围 300 μm – 1 cm; 2009 – 2013

借助于 ISO 的观测数据,特别是 $7\mu\text{m}$ 和 $15\mu\text{m}$ 的数据,盘星系的中红外空间分布性质已经得到深入研究。研究发现,中红外和光学波段有非常相似的形态和聚集指数 (Boselli 等, 2003),但是中红外标长比光学标长略小 (Malhotra 等, 1996),同时中红外的旋臂比光学波段的更明显 (Vogler 等, 2005)。许多研究也表明,中红外盘的标长和 CO、 $\text{H}\alpha$ 发射线或者射电的标长相似 (Sauvage 等, 1996; Walsh 等, 2002; Vogler 等, 2005)。特别是与 $\text{H}\alpha$ 辐射的关系表明,星系中中红外辐射是由恒星形成引起的。事实上,在恒星形成区,中红外辐射变强了。在有了 Spitzer 之后,更高的分辨率和灵敏度为研究星系中尘埃的分布,特别是径向轮廓提供了更好的数据。Spitzer 确认聚集指数会随波长变化而变化。Muñoz-Mateos 等 (2009c) 通过研究了 75 个邻近星系的径向轮廓发现从 $5.8\mu\text{m}$ 到 $8\mu\text{m}$, 聚集指数发生了下降。

从 ISO 的观测中可以看出,红外辐射的标长随着波长的增加而增加 (Hippelein 等, 2003)。也就是说,远红外 (FIR) 的标长会比光学标长更长 (Tuffs 等, 1996; Alton 等, 1998; Haas 等, 1998; Davies 等, 1999; Trewhella 等, 2000)。在侧向星系 NGC891 中, Popescu 等 (2003) 表明, FIR 辐射与 HI 盘有相关性。此后, Spitzer、Herschel 以及地面亚毫米设备确认了这种延展的冷尘埃盘的存在 (Block 等, 1994; Stevens 等, 2005; Hinz 等, 2012)。在 M51 中, $850\mu\text{m}$ 波段的尘埃辐射标长有 5.5kpc (Meijerink 等, 2005) 那么延展。在统计上, Muñoz-Mateos 等 (2009b) 和 Hunt 等 (2015) 研究了约 70 个邻近星系的 FIR 轮廓。他们发现 FIR 标长不随星系类型的变化而有明显变化,平均来说尘埃 FIR 辐射标长比恒星标长长大约 10%。

但是尘埃红外辐射性质不仅与尘埃空间分布相关,也与星际辐射场相关。因此,不能直接用红外辐射轮廓表征尘埃空间分布。对于红外数据,更准确的定量分析应对其进行能谱拟合,得到不同温度的尘埃成分。尘埃温度受两种因素影响,一个是星际辐射场强度,一个是尘埃粒子大小。星际辐射场越强,尘埃粒子越小,尘埃温度也就越高 (Weingartner 等, 2001)。均匀分布的尘埃粒子的能谱分布通常用修正黑体谱 (MBB) 来描述。Planck Collaboration 等 (2014) 对分子云的研究表明,尘埃密度越高,其尘埃温度也就越低,尤其是在致密分子云中 (Planck Collaboration 等, 2011)⁶。Trewhella 等 (2000) 对 5 个近邻星系整体的能谱分布分析发现星系中心尘埃温度更高 ($T \sim 35\text{K}$) 而外围区域主要是低温尘埃

⁶尘埃有三种温度界限: 热尘埃 ($> 100\text{K}$), 温尘埃 ($20\text{--}40\text{K}$) 和冷尘埃 ($< 20\text{K}$), 尘埃的质量由冷尘埃主导而红外辐射由温尘埃主导 (Sreenilayam 等, 2011)。

($T < 20K$)。这些发现都表明，尘埃辐射的温度和其周围的恒星辐射场有强相关。

归根结底，尘埃的红外辐射并不是自发的，而是由于恒星辐射对其加热而产生的。我们不会期望没有受到任何加热过程的尘埃会有较强的红外辐射。因此在研究尘埃辐射过程时，尘埃对恒星辐射的吸收，即辐射转移过程也需要考虑。在下一节中，我们将会详细介绍尘埃对恒星辐射的吸收性质和辐射转移过程。

1.3 尘埃的吸收性质

在这一节中，我们将引入两个容易在研究中被混用的概念：消光 (extinction) 和减光 (attenuation)。随后我们将介绍星系中不同辐射源的减光特征和尘埃吸收的观测效应。

1.3.1 消光、红化和消光曲线

消光是指沿着一条视线穿过尘埃介质由于吸收或散射离开视线而损失的光的量 (图1-4左半图)。观测确定尘埃的消光量需要尘埃背景有辐射源，如恒星、伽马射线暴、类星体等其他比尘埃小得多的天体。特定波长下的消光是由尘埃颗粒大小分布和性质 (取决于尘埃颗粒的化学成分) 共同作用的结果。消光与尘埃柱密度成正比。

对于一个内秉星等为 $m_{\lambda,0}$ 的天体，观测到的消光后星等为 m_{λ} ，那么：

$$A_{\lambda} = m_{\lambda} - m_{\lambda,0}。 \quad (1-1)$$

这个 A_{λ} 就反映了尘埃消光的强弱。对于不同波长，其消光值不同。通常而言，波长越短，消光越强。这时，考虑到两个不同的波段 λ_1 和 λ_2 ，消光会对天体的颜色产生影响：

$$m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = (m_{0,\lambda_1} - m_{0,\lambda_2}) + (A_{\lambda_1} - A_{\lambda_2})。 \quad (1-2)$$

其中 $m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}$ 为观测到的色指数， $m_{0,\lambda_1} - m_{0,\lambda_2}$ 为内秉色指数， $A_{\lambda_1} - A_{\lambda_2}$ 反映了不同波段内秉色指数与观测色指数的差异，或者说消光的差异，被称为色余。按习惯而言， λ_1 小于 λ_2 ，这时 $A_{\lambda_1} - A_{\lambda_2}$ 可以记为 $E(\lambda_1 - \lambda_2)$ 。一般来说，波长越短，消光越强，那么尘埃对天体颜色的整体效应是使其变红，所以色余也被称作红化。

我们说过，尘埃消光取决于尘埃的物理性质和尘埃的柱密度，也就是说，消光值 A_{λ} 也同时反映这两项。我们认为 A_{λ} 是由两部分组成：作为归一量的 V 波段

($\lambda \sim 5500 \text{ \AA}$) 的消光值 A_V , 反映这团尘埃在不同波段上消光形状的曲线 A_λ/A_V 。这个曲线就被称为消光曲线或者消光律。如果有两个天体, 其中一个 $A_V = 0.1$, 另一个 $A_V = 1$, 但他们的 A_λ/A_V 相同, 那么对这两个天体消光的尘埃有相同的消光曲线, 这两个尘埃有相同的尘埃性质。不同的是两个尘埃的柱密度。

这个曲线的归一化量通常使用 A_V , 尽管用于归一化的波长或波段的选择是任意的。较早的文献通常用红化 $E(B - V)$ 来对曲线归一化, 并将其表示为 k_λ 。红化归一化的曲线可以转换成 A_V 归一化, 反之亦然 (它们包含相同的信息), 但前者的解释不太直观, 因为根据 k_λ 的定义, 所有曲线在 B 波段到 V 波段之间的斜率是相同的。一个更物理但不太实用的归一化是通过尘埃柱密度, 或通过一个替代物, 如氢原子柱密度 (例如 Mathis 等, 1977)。

可以发现 A_V 反映了 V 波段的消光值, 而红化 $E(B - V)$ 反映了两个波段消光值的差异, 这样就可以定义:

$$R_V = \frac{A_V}{E(B - V)} \quad (1-3)$$

这个值被称作总消光与选择消光的比, 可以反映 B 波段到 V 波段之间消光曲线的斜率。

为了测量一个消光曲线, 我们需要一个消光后的目标源和与之对应的没有尘埃消光的光谱或者 SED 作为参照。通常而言有两种主要的方法, 一种是配对法, 另一种是统计法。配对法就是观测两颗相同光谱类型的恒星, 其中一颗的前景消光较低, 另一颗的前景消光较高。消光曲线是基于两条视线上尘埃性质一致这一假设从这两个恒星的光谱差别中直接推导出来的。这种方法在测量银河系内恒星消光曲线中有广泛使用 (Savage 等, 1979; Fitzpatrick 等, 2007)。但是对于河外星系, 这种方法只成功用于麦哲伦云和 M31 中 (Gordon 等, 2003; Clayton 等, 2015)。此外, 参考星也可以用一个恒星大气模型模拟得到的光谱 (Fitzpatrick 等, 2005)。统计法使用一组知道内秉星等或者颜色的天体, 对消光曲线做统计测量。可以用于测量消光曲线的天体如“红序星系” (Peek 等, 2010)、“主序拐点星” (Schlafly 等, 2010) 和“红团簇星” (Wang 等, 2019) 等。

通常而言, 消光曲线在可见光波段的 R_V 在 2 到 5 之间, 在紫外波段会有一个上升, 可能在 2175 \AA 处有一个鼓包。但是, 消光曲线的形状在不同天体中, 或者在不同视线方向上有很大差异。如图1-3所示, 对于银河系来说, 在可见光波段的消光曲线 $R_V = 3.1$, 并且在 2175 \AA 有明显的鼓包。但是在 SMC 中, 消光曲线更陡, 且没有 2175 \AA 的鼓包。而 AGN 的消光曲线更平坦, 且也没有 2175 \AA 的鼓包。这些消光曲线的差异反映了星系中尘埃性质的不同。

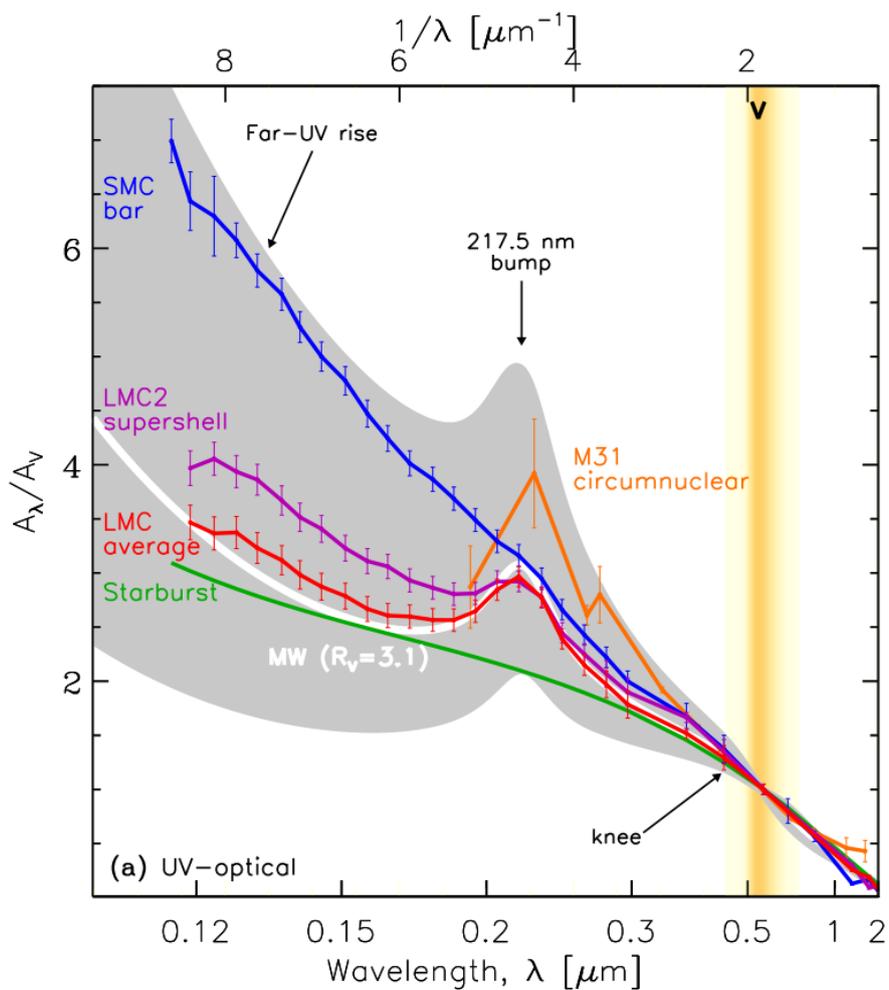


图 1-3 不同的消光曲线和减光曲线，(Galliano 等, 2018)。

1.3.2 减光、减光曲线与辐射转移

减光 (attenuation) 的定义类似于消光 (extinction), 其减光值同样也用 A_λ 表示, 服从于公式1-1。同样的, 也可以按照相似的方法定义其红化, R_V 和消光曲线。在观测中, 消光和减光一般会混用。

虽然消光和减光这两个词经常被混用, 但两者之间在概念上存在着一定差异。与消光不同, 减光在消光的基础上, 额外包括星系中恒星和尘埃的分布所产生的影响。示意图1-4描述了消光和减光之间的区别。对于河外星系来说, 由于现今观测条件有限, 空间分辨率无法区分单颗恒星。因此对于河外星系的恒星辐射自身尘埃吸收的情况, 就不能简单考虑为消光而应该考虑为减光。

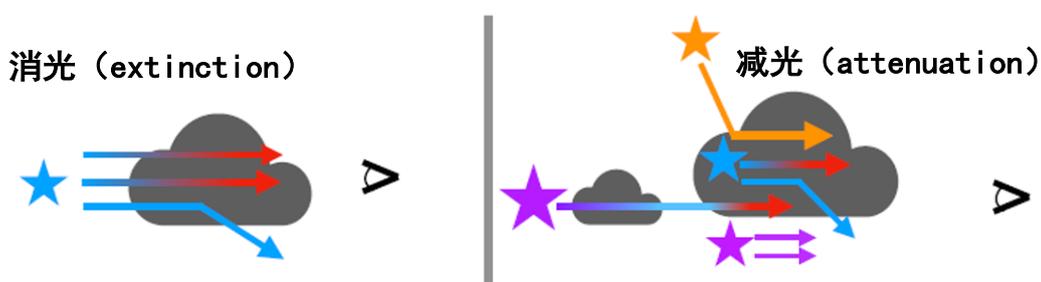


图 1-4 消光和减光的示意图 (Salim 等, 2020)

大体上, 为了得到星系的减光曲线, 我们必须能够推断出其未减光的 SED。推导尘埃减光曲线的方法可以分为两类, 一是根据经验上性质相似但未受减光 (或较少减光) 的星系 SED 得到, 二是根据星族合成 (SPS) 模型得到。这些方法可以针对单个星系得到减光曲线, 也可以通过一组星系从统计上得到减光曲线。

对于经验方法来说, 重要的是按照减光对星系进行分类和排序, 以便使用减光较小的星系作为参考。理想情况下, 参考星系应该是没有尘埃的, 并且具有与有尘埃的星系相同的内在 SED, 但是在实践中, 只要能够准确地确定其 (相对) 减光, 参考星系的尘埃含量可以不为零。通过比较参考星系和目标星系的光谱或 SED, 就可以得到其减光曲线。这种方法在过去曾被广泛使用 (Calzetti 等, 1994; Battisti 等, 2017)。

但是最近已经表明, 即使没有红外数据, 也可以通过 SPS 方法对减光曲线进行有效的约束 (Kriek 等, 2013; Salim 等, 2016; Salmon 等, 2016; Li 等, 2020), 哪怕 SPS 存在已知的尘埃-年龄-金属丰度简并。这些方法的原理是: 减光曲线影响的主要是星系连续谱的谱型, 而不会对恒星吸收线产生影响。因此, 可以通过将星系光谱分解成为连续谱成分和吸收线成分。从吸收线成分约束恒星星族之后,

就可以还原出未消光的连续谱，进而通过比较观测光谱和未消光的连续谱反解出减光曲线。

研究表明，在消光曲线相同时，减光曲线的斜率只与尘埃的消光值 A_V 有关 (Salim 等, 2020)。关键的一点是，一旦固定了 A_V ，恒星质量、倾角、SFR 和恒星金属丰度没有一个对减光曲线的斜率有明显的影响。例如，平均来说，质量更大的星系确实有更平的曲线，但这是因为质量更大的星系有更高的 A_V ，也就是说，根本原因还是 A_V 。值得注意的是，即使对于倾角非常不同的星系来说，在固定 A_V 下，减光曲线也没有明显差异。举例说明：一个富尘埃的面向星系和一个贫尘埃的侧向星系，如果有相同的 A_V ，那么也将有相同的减光曲线斜率，这一点在Chevallard 等 (2013) 的辐射转移模型也有体现。不同 SFR 也存在类似的情况：从星爆星系到“绿谷星系” (green valley galaxies) 以及息产星系 (quenched galaxies)，在给定的 A_V 下都有非常相似的斜率。可能存在一个微小的与金属丰度相关的趋势，即在固定的 A_V 下，金属丰度较高的星系有较陡的斜率，这可能是不同尘埃颗粒特性（消光曲线）的反映。

无论如何，减光需要考虑恒星和尘埃在路径上的变化，这样就需要引入辐射转移方程。辐射转移方程描述了辐射在介质（恒星和尘埃）中传播时辐射强度的变化。辐射在传播过程中可能因为介质的吸收而减少，也可能因为介质的辐射而增强。在辐射源的内部，辐射在向外传播过程中也同样会有吸收和产生新的辐射。假设有一个由恒星和尘埃混合组成的吸收系数和发射系数分别为 α_λ 和 j_λ 的介质，强度为 I_λ 的辐射在介质中经过 ds 的长度时，会同时有介质对辐射的吸收和介质的辐射两种变化。介质发射引起的辐射强度变化为： $j_\lambda ds$ ；介质吸收引起的辐射强度变化为 $-I_\lambda \alpha_\lambda ds$ 。这样，辐射在长度 ds 中总的变化为：

$$dI_\lambda = j_\lambda ds - I_\lambda \alpha_\lambda ds \quad (1-4)$$

这里，我们可以引入光深 τ_λ 这一概念，光深描述了路径上总的尘埃吸收系数： $d\tau_\lambda = \alpha_\lambda ds$ 。当光深 $\tau_\lambda \ll 1$ ，我们称其为光学薄；相反，当 $\tau_\lambda \gg 1$ ，我们称其为光学厚。

对于河外星系，由于我们无法单独分辨其中的恒星和尘埃，我们可以将其认为是一个由尘埃和恒星混合组成的介质。这时河外星系自身的尘埃吸收不再是消光，而是减光。了解河外星系中尘埃减光和发射对星系 SED 的影响的最严格的方法就是建立恒星辐射和尘埃的三维几何模型并借助辐射转移方程。一些团队已经为盘星系开发了类似的代码 (例如 Bianchi, 2007; Popescu 等, 2011; Camps

等, 2015a)。这些代码通过解辐射转移方程, 考虑了多种各向异性的散射、吸收以及尘埃和恒星辐射对星系的减光进行数值解。大多数模型采用了蒙特卡洛方法, 并进行了各种优化和并行运算。具体在河外星系中的应用我们将在1.6节中介绍。

1.4 河外星系中不同的减光特征

在星系光谱中, 有两个典型的特征, 其中一个为恒星连续谱, 另一个是发射线。这两个不同的特征其减光也有所不同。恒星连续谱的减光可以如第 1.3.2 节中所述的那样通过星族合成等方法得到。发射线的减光可以通过 Balmer 减幅得到。Balmer 减幅用比较观测得到的 $H\alpha$ 和 $H\beta$ 发射线的强度之比 $(f_{H\alpha}/f_{H\beta})_{\text{obs}}$ 与其内秉值之比 $(f_{H\alpha}/f_{H\beta})_{\text{int}}$ 来表示星云辐射减光。其中, 内在的 Balmer 减幅 $(f_{H\alpha}/f_{H\beta})_{\text{int}}$ 被设定为 2.86, 这是 B 情形复合的典型值 (case B recombination)。这种情况与典型 $H\text{II}$ 的温度和原子密度环境相吻合。

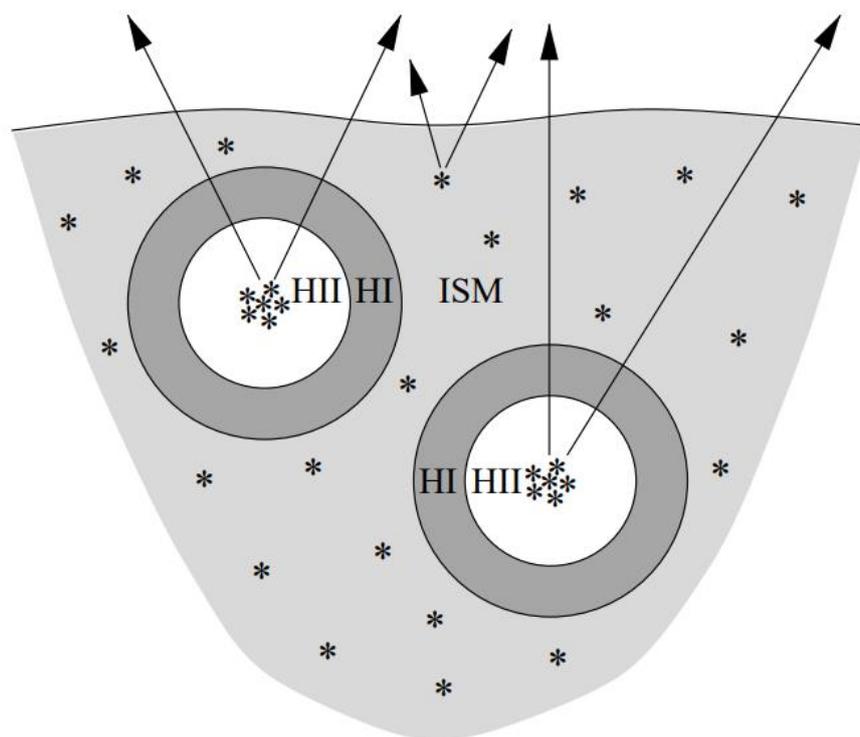


图 1-5 双成分尘埃示意图 (Charlot 等, 2000)

许多研究表明, 星系中的发射线红化比恒星连续谱红化更高 (Calzetti 等, 1994; Mayya 等, 1996; Charlot 等, 2000), 这通常可以用双成分尘埃模型 (Calzetti 等, 2000; Charlot 等, 2000) 来解释。如图1-5所示, 在这个模型中, 星系中的尘埃由两部分组成: 一个是弥散 ISM 部分, 一个是团块状恒星形成区部分。因此, 源于恒星形成区的星云发射受到恒星形成区包层和弥散 ISM 的尘埃减光, 而恒星

辐射，特别是大部分位于恒星形成区之外的老年星族的辐射，只被弥散 ISM 尘埃减光。根据对本地星爆星系样本的观测，Calzetti (1997) 提出了一个典型的恒星尘埃发红与星云线发红的比率：

$$f \equiv E_s(B - V)/E_g(B - V) \sim 0.44, \quad (1-5)$$

该公式在后来的许多研究中被广泛采用 (Daddi 等, 2007; Peng 等, 2010; Madau 等, 2014)。

然而，最近的许多研究表明，这个恒星红化与发射线红化的比 f 随着星系的物理性质而系统地变化。例如，Wild 等 (2011a) 发现，对于恒星形成星系来说， f 随着比恒星形成率 (sSFR) 的降低而降低。Koyama 等 (2015) 发现，质量更大的星系往往在恒星形成区有更高的减光，即 f 值更低，Zahid 等 (2017) 也发现类似的现象。这些趋势与以下事实是一致的：这些比年轻星族受到尘埃消光更低的老年星族在较低的 sSFR (或更大的质量) 星系中占比更多，发射线红化也与恒星红化之间的差异增加。除了这种系统性的趋势，不同星系 f 的取值也会明显偏离 0.44，范围从 0.2 到 1 (例如，Corre 等, 2018; Yuan 等, 2018; Qin 等, 2019; Koyama 等, 2015, 2019)。在某些极端星爆星系中 ($\log \text{sSFR} \sim -8.7$)，恒星红化和发射线红化达到相等 (Koyama 等, 2019)。此外，在这些研究中得出的 f 的值彼此并不一致。例如，Wild 等 (2011a) 显示，sSFR 最高的星系的 f 接近经典值 0.44，而 Zahid 等 (2017) 则认为这些最大质量星系 (最低 sSFR) 的 f 最小值接近 0.44。 f 的变化可能源于不同观测数据的系统偏差，也可能反映了星系不同组成部分上尘埃红化的复杂性。

可见，发射线红化和恒星连续谱的红化的比较需要知道或正确假设两个成分的消光曲线。Charlot 等 (2000) 对于这两者使用了不同的消光曲线，分别为幂律为 -1.3 和 -0.7 的幂律消光曲线，他们认为发射线消光的消光曲线会更平，即幂律为 -0.7。但是，Wild 等 (2011b) 发现，发射线消光曲线的斜率类似于银河系消光曲线，而不是 SMC 或 Calzetti 消光曲线。因此对于发射线消光，使用 $R_V = 3.1$ 的消光曲线是合理的。

1.5 尘埃吸收观测效应

在上一节中，我们介绍了尘埃消光和尘埃减光的差异。总的来说，尘埃的减光不仅取决于尘埃的性质，也取决于尘埃与辐射源的分布情况。由于辐射源和尘埃的几何结构并不是各向同性的，尤其是对盘星系来说，因此自身尘埃对星系的

消光和减光效应强烈取决于其观测角度。这种减光效应包括星系减光和红化随着倾角变化而变化，也包括因为尘埃辐射源分布的差异导致的星系形态受到星系减光的影响。

星系减光和红化的测量可以从统计角度，也可以针对个源通过星系对或者星族合成的方法得到。这些方法被广泛用于研究星系尘埃减光和倾角的关系。借助于如面亮度轮廓拟合等方法，星系的倾角有了比较好的测量估计。关于尘埃减光与倾角的研究也广泛开展。许多有关的工作都发现在 B 或者 g 波段侧向星系比面向星系的减光要高 1 等，其中面向星系的减光也大约为 1 等 (Disney 等, 1989; Unterborn 等, 2008; Maller 等, 2009)。这些事实说明盘星系面向时是介于光学厚和光学薄之间的，侧向时是光学厚的。更具体的说，Unterborn 等 (2008) 基于 SDSS 中盘主导的星系样本，发现高倾角的星系比面向星系的恒星减光要高约 1 等。Maller 等 (2009) 同样对 SDSS 的星系进行恒星减光与倾角关系的研究，在 g 波段同样发现侧向星系的减光要比面向星系高 1 等左右。Masters 等 (2010) 基于 SDSS 的数据和 Galaxy Zoo 的星系分类，研究了星系颜色与倾角的关系。发现倾角越高，颜色越红，并且这个趋势在短波段更明显。Li 等 (2021) 用 SPS 的方法得到 MaNGA 中的星系各个位置的减光，发现上述的恒星减光倾角关系不仅在星系中心存在，而是在星系所有位置处这种类似的现象是普遍存在的。Shao 等 (2007) 利用 SDSS 中 z 波段的数据，用统计光度函数的方法测量恒星减光，通过考虑盘内乘轴比测量倾角，发现 SDSS 中盘星系的恒星减光与倾角有相关性，这个相关性可以用 $(A_\lambda \propto -\gamma \log(b/a))$ 公式来描述。这种尘埃减光与倾角的关系可以用来确认星系的不透明度，被称为 Holmberg 测试 (Holmberg, 1958)。许多工作也发现类似的结果 (Yip 等, 2010; Chevillard 等, 2013; Battisti 等, 2017)，在这些结果中， γ 通常为 1，这表明星系大致上是光学厚的。这个关系在高倾角时通常变得不那么线性，因为高倾角时轴比 b/a 反映的不是星系的倾角而是星系的内乘厚度。

发射线减光通常是用 Balmer 减幅来量化的。发射线减光与倾角的关系也有一定的研究。在 Yip 等 (2010) 的研究中，他们认为 Balmer 减幅和倾角没有明显的关系。Battisti 等 (2017) 同样给出了类似的结论，同时发现 Balmer 减幅有很大的弥散。但是理论而言，作为以一个薄盘分布的 H II 区发射线减光的指征，Balmer 减幅应该与倾角有一定的相关性。事实上，Yip 等 (2010) 使用 SDSS 光纤光谱数据通过重采样改正了系统性偏差，发现 Balmer 减幅随着倾角增大而增大。Li 等 (2021) 利用 MaNGA 数据也发现了这种侧向星系的 Balmer 减幅比面向星系更大

这一结论。

尘埃会导致星系形态发生巨大的变化，从而影响到不对称性和其他参数的测量 (Taylor-Mager 等, 2007; Lotz 等, 2008)。星系形态可以用 CAS 系统来描述, 分别为星系辐射的集中度 (concentration)、不对称性 (asymmetry) 和团块性 (clumpiness) (例如 Law 等, 2007; Papovich 等, 2003)。这些参数描述星系基本结构的主要特征, 而不依赖于任何假定的基本形态。尘埃在星系倾角不同的情况下会引起不对称性的改变。Devour 等 (2017, 2019) 最近的工作使用 SDSS 的观测数据讨论了倾角对观测属性测量的影响。考虑到当星系不是面向时, 星系的远侧被尘埃阻挡的程度较小, 由尘埃和倾角引起的不对称性也被用来测量星系倾斜的方向 (哪一侧更靠近观测者) (例如 Hubble, 1943; de Vaucouleurs, 1958; Buta 等, 2003)。Walterbos 等 (1988) 利用了这种尘埃造成的不对称性来探测 M31 的尘埃减光。

尘埃减光导致星系形态变化的最直观表现就是侧向星系中平面可能会有一个明显的暗条, 这个尘埃带的存在会改变星系的集中度和团块性。借助于银河系的整体观测, 人们对银河系尘埃的整体结构有了一个共识, 那就是尘埃比恒星的分布更薄更延展 (e.g. Drimmel 等, 2001; Misiriotis 等, 2006; Li 等, 2018)。但是更多的研究也表明, 尘埃可以用多成分来描述, Guo 等 (2021) 认为用双成分尘埃能更好的描述银河系的面亮度轮廓, 这两个成分由的标高分别为约 100pc 和 200pc。对于河外星系, 侧向星系也是用来估计尘埃分布的良好对象。Xilouris 等 (1999) 研究了 5 个侧向旋涡星系测光图像, 发现它们的平均光学-尘埃的标高比为 1.8。Bianchi (2007) 基于另外 7 个邻近侧向星系的研究也表明, 尘埃的分布比恒星更薄更延展。这些分析都要基于辐射转移方程和尘埃恒星分布模型的假设, 这种尘埃分布模型我们接下来进行详细讨论。

1.6 经典尘埃几何模型

当讨论到星系的减光时, 尘埃和辐射的空间分布至关重要。但是尘埃和辐射源的三维空间分布无法直接观测得到。我们观测到的仅仅是星系在二维平面上的投影。通常而言, 盘星系的辐射成分可以用指数盘和核球成分来描述。但是由于尘埃难以直接观测, 对星系中尘埃的几何分布依然缺乏一个充分的描述。

1.6.1 银河系中的尘埃几何

由于太阳并不位于银河系中心，因此从太阳位置观测到的不同方向不同距离处银河系内恒星的消光不能直观的反映银河系中尘埃的真实分布。想要直观的描述银河系尘埃的整体分布，就需要对银河系尘埃几何构建模型。

通常而言，银河系尘埃主要假设为一个用标高和标长描述的指数盘结构，此外，太阳距离银河系中心的距离和离盘面的距离也要考虑进去。不同研究中由于使用的观测数据和假设不同，盘结构的标高标长以及太阳位置有较大差异。(Solomon 等, 1979) 得到的尘埃盘的标高为 65pc; (Chen 等, 1999) 得到的标高为 100pc; Drimmel 等 (2001) 基于尘埃的 FIR 辐射得到的标高为和标长分别为 139pc 和 2.21kpc; 但是 Misiriotis 等 (2006) 给出的尘埃标长达到 5kpc。(Jones 等, 2011) 基于 SDSS 的 M 矮星观测得到的标高标长为 19pc 和 1.35kpc。Li 等 (2018) 基于 LAMOST 的观测数据，并考虑太阳的位置，得到标高标长分别为 103pc 和 3.19kpc，并且太阳离银盘中平面距离约 23pc。Guo 等 (2021) 发现用两个指数盘成分比用单成分能更好的解释尘埃的消光图，这两个尘埃分别为薄盘和厚盘尘埃，这两个成分由的标高分别为约 100pc 和 200pc。

此外，在银河系中也发现存在各种各样的尘埃子结构，如旋臂 (Amôres 等, 2005; Drimmel 等, 2001) 以及翘曲 (Reylé 等, 2009)。这种子结构会影响银河系整体尘埃分布，需要在具体研究中考虑进去，如在 Li 等 (2018) 工作中考虑到的太阳邻域的古德带 (Bobylev, 2014) 和巨分子云。

总而言之，银河系的尘埃几何结构的建模一方面取决于模型的构建方法，另一方面也受到观测上局域特殊区域的影响。当前的研究只是假设尘埃是连续分布的，并且最多只考虑到邻域的特殊子结构。显而言之，古德带和巨分子云之类的链状结构或者团块不仅仅在太阳领域附近存在，所以一个包含这些离散团块的整体分布的尘埃模型是必要的。正如 Guo 等 (2021) 指出，两成分尘埃比单成分能更好解释尘埃消光图，就是因为其中一个成分大体上可以反映尘埃团块结构的整体分布。这种忽略离散团块或者将离散团块整体分布简单近似为连续分布而导致的问题不仅仅在银河系尘埃研究中存在，在河外星系的研究中更为显著。

1.6.2 河外盘星系的尘埃几何模型

早在 1989 年, Disney 等 (1989) 通过探究屏⁷、板⁸和三明治⁹模型就发现, 不同的尘埃模型通过预设不同的参数, 都能够对星系的整体减光进行描述。但是他认为三明治模型在物理上更为合理, 因为从观测上可以看出, 在侧向盘星系中的尘埃总是会在盘中平面上呈现出尘埃带的特征。

用三维尘埃几何模型通过辐射转移来重构星系在所有波段的空间流量分布并不简单。事实上, 观测结果只提供了二维投影约束。这就是为什么大多数研究倾向于侧向星系的原因, 这类天体的测光图像同时提供径向和垂向分布的约束。Xilouris 等 (1999) 通过假设恒星和尘埃的分布, 借助辐射转移对侧向盘星系的测光图像进行了建模。在他们的模型中, 尘埃被假设为指数盘分布的。恒星包含两个成分, 一个是指数盘分布的成分, 另一个是用于描述核球的 $R^{1/4}$ 律成分。他们总共模拟了五个侧向星系 (NGC 4013、IC 2531、UGC 1082、NGC 5529 和 NGC 5907) 的多波段测光图像。发现平均来说这个单盘尘埃的标高约为恒星盘的一半, 标长为恒星盘的 1.4 倍左右。此外他们还发现尘埃在星系面向时的光深约为 0.5, 这意味着星系在面向时整体上是光学薄的; 但是随着星系倾角的增加, 星系由中心到外围逐渐开始变成光学厚; 当星系完全侧向时, 星系盘平面附近几乎全都是光学厚的。我们知道盘星系大部分都有旋涡结构, Misiriotis 等 (2000) 对将星系近似为指数盘是否合理这个问题进行了讨论。他们的结论表明, 对于侧向星系, 由于平均效应, 旋涡结构可以近似为指数盘结构。在这个尘埃几何模型中, 尘埃是平滑分布的, 不包含任何团块。Misiriotis 等 (2002) 对尘埃团块的影响展开了探究, 他们认为如果有部分尘埃成团分布, 会对尘埃的量有低估, 但不会超过 40%, 并且不会影响整体尘埃几何。基于 Xilouris 等 (1999) 的尘埃几何模型, Bianchi (2007); De Geyter 等 (2014) 对更多的侧向星系的测光图像进行了辐射转移模拟, 他们都发现尘埃的径向标长大约是恒星的 1.4 倍, 而其垂直标高大约是恒星盘的一半。Casasola 等 (2017) 将这个模型应用于 18 个面向星系, 发现尘埃的标长大约是恒星标长的 1.6 倍。但一些研究指出, 与观测结果相比, 这种模型模拟的 FIR 辐射仅为观测的三分之一到四分之一 (例如 Alton 等, 2000, 2004; Dasyra 等, 2005; De Looze 等, 2012a,b)。这种低估被认为是由于仅仅将尘埃考虑为一个简单连续薄盘而没有考虑到尘埃的细节分布, 特别是深嵌在分子云中的

⁷尘埃层分布在恒星层的前方。

⁸尘埃层和恒星层均匀混合。

⁹尘埃-恒星混合层的上下各有一层没有尘埃的恒星层。

年轻恒星的存在。如果考虑这些年轻恒星的存在，可以在不明显改变消光的情况下弥补这一不足 (例如 Baes 等, 2010)。

表 1-1 T04 模型中各成分参数 (归一后)

h_s^{disk}	z_s^{disk}	h_d^{disk}	z_d^{disk}	h_s^{tdisk}	z_s^{tdisk}	h_d^{tdisk}	z_d^{tdisk}	R_e	b/a	$\frac{\tau_B^{f,disk}}{\tau_B^{f,tdisk}}$
1.0	0.074	1.406	0.048	1.0	0.016	1.0	0.016	0.229	0.6	0.387

Popescu 等 (2000) 在分析 NGC891 从紫外到亚毫米波长范围内能谱分布时额外增加了一个团块成分，这个成分描述了被分子云团完全包裹住的年轻恒星，这些恒星的紫外到可见光辐射完全被尘埃吸收，并在红外波段再辐射。通过增加这种团块成分，能很好的解释连续尘埃中红外辐射低估的问题。Tuffs 等 (2004) (以下简称 T04) 基于 Popescu 等 (2000) 的工作进一步完善这一尘埃几何模型，在 T04 模型中，恒星包含三个成分：核球 (R_e 和 b/a)，年老厚盘成分 (h_s^{disk} 和 z_s^{disk})，年轻薄盘成分 (h_s^{tdisk} 和 z_s^{tdisk})；尘埃包含两个成分：弥散 ISM 尘埃成分 (h_d^{disk} 和 z_d^{disk}) 和年轻尘埃成分 (h_d^{tdisk} 和 z_d^{tdisk})。这些成分的几何参数已经提前预设好了，具体参数见表1-1，简单来说，在这些成分中，年轻薄盘成分与年老厚盘成分标长相同但比年老厚盘成分更薄，同时与年轻尘埃成分有相同的几何分布。此外他们还假设了厚盘和薄盘尘埃在面向时的光深比为 0.387。T04 模型中通过“clumpiness”参数来描述模型中的团块性质，记为 F 。对于年轻恒星的辐射，T04 模型假设它们要么被完全吸收，要么能够逃逸，这个 F 描述了被完全吸收的年轻恒星辐射比例。通过这种设定，T04 模型可以进一步对星云发射线的减光进行描述。然而，值得指出的是，T04 模型中的 F 不是一个几何参数，在这个模型中年轻恒星和年轻恒星尘埃本质上仍然还是连续分布的。

T04 模型提供了一个可以同时描述恒星减光和发射线减光的框架。除了倾角之外，T04 模型中仅有的三个自由参数是：面向时的光深 τ_f 、核球占比 B/T 和 F 。通过对这三个参数给予不同的参数设置，T04 模型能够描述星系在不同倾角下的减光情况，因此被广泛用于研究盘星系的各种尘埃减光特性 (Driver 等, 2008; Leslie 等, 2018a,b)。例如，通过适当设置模型参数 (如 F 和盘面上的尘埃不透明度)，T04 模型成功地再现了观察到的低、中红移星系恒星减光的倾角相关性 (Driver 等, 2007; Masters 等, 2010)。然而，最近的一项研究 van der Giessen 等 (2022) 发现，T04 模型中假设的完全光学厚的尘埃成分不能再现 SDSS 孔径光谱中 Balmer 减幅的倾角相关性。他们发现 T04 预言的 Balmer 减幅与观测相比在各个倾角上相差一个常数项，这可能需要有一个额外的光学薄尘埃成分。此外，

值得注意的是，T04 模型得出的减光特性是针对星系整体的，而 SDSS 观测到的 Balmer 减幅是通过光纤光谱测量的。这种空间上的不匹配可能会带来额外的偏差 (Chevallard 等, 2013)。

1.7 小结、研究目的和本文结构

1.7.1 本章小结

在本章中，我们首先介绍了尘埃的一些基本性质。在 1.2 节中介绍了尘埃的红外观测性质，并指出仅通过尘埃的红外性质无法对尘埃有完整的描述，需要考虑尘埃的吸收性质。在 1.3 节中，我们指出了尘埃消光与减光的差异，指出尘埃减光需要考虑尘埃和辐射源的空间分布；我们还简单介绍了尘埃吸收和发射的数学描述：辐射转移方程。在 1.4 节中，我们介绍了河外星系中两种不同的减光特征：恒星减光和发射线减光，并指出这两种减光特征的差异来自于他们空间分布的不同：发射线减光相比于恒星减光会额外受到一个自身星云消光。在 1.5 节中，我们从减光-倾角关系和星系形态上介绍了尘埃减光的观测效应，并指出要理解这种效应需要完整尘埃-辐射源几何分布的描述。在 1.6 节中，我们介绍了用于银河系和河外星系的一些尘埃几何结构的描述。在这些描述中尘埃通常都假设为连续分布的指数盘。正是因为缺少对子结构的描述，导致连续尘埃几何结构在描述尘埃减光和红外辐射特征上不能与观测完全匹配。

1.7.2 研究目的

在描述恒星减光和发射线减光时，前人研究发现发射线减光系统性的比恒星减光更大。这可以用一个唯象的双成分尘埃模型来解释：源于恒星形成区的星云辐射受到恒星形成区包层和弥散 ISM 的减光，而恒星辐射只会被弥散 ISM 的减光。这种减光的差异被用在了在改正恒星减光 (例如 Calzetti 等, 2000) 和减光曲线的描述上 (例如 Charlot 等, 2000)。但是，这种导致 H_{α} 区的发射线辐射减光与恒星减光出现差异的团块效应在尘埃几何模型中通常被忽略或者被简单的连续化近似。在银河系尘埃几何模型中，通常只在几个邻近的显著异常的天区中考虑团块的存在，而将更远的离散团块做一个连续化近似。在河外星系的通常不会考虑团块效应或者只是唯象的改正团块效应。这种唯象改正可能对于星系的红外辐射的描述有一定作用，但是并不能同时准确的描述恒星减光和发射线减光 (van der Giessen 等, 2022)。因此，需要一个恰当的考虑团块效应的尘埃几何模型。在这项研究中，我们旨在建立一个考虑离散团块的盘星系的几何模

型。

最后，我们需要一个无偏的同时有星系恒星减光和发射线减光以及倾角测量的样本以验证模型的合理性并约束模型中的参数值。此外，我们还可以探讨模型中参数具体的物理含义，并对星系的演化做出约束。

1.7.3 本文结构

本文在前人连续尘埃模型和团块减光曲线的基础上，提出一个包含团块尘埃的尘埃几何模型，并试图解决尘埃减光和尘埃性质相关的问题。在第2章中，我们介绍我们模型用到的观测数据的选择和测量。在第3章中，将会介绍我们提出的包含团块尘埃的尘埃几何模型，这个模型被称作 CCC 模型。在第4章中，我们利用这个模型验证星系恒星红化和发射线红化与减光的关系，并通过这个关系给出星系尘埃几何结构的参数限制。在第5章中，我们利用这个模型，测量不同星系中团块尘埃的光深，并用这个光深来表征尘气比，来检查尘气比和星系性质的关系，以便对星系尘埃演化做出约束。在第6章中，我们对本文中的工作做了一个简单的总结，同时也对未来的工作做了一些展望。

在本文中，我们采用的宇宙学参数 $(H_0, \Omega_m, \Omega_\Lambda) = (70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}, 0.3, 0.7)$ 。

第 2 章 盘星系消光的测量

一个大而无偏的样本对于星系性质的统计研究至关重要。斯隆数字巡天 (Sloan Digital Sky Survey, SDSS) 提供了近百万个有光谱测量的星系观测数据, 为盘星系消光的测量提供了一个优良的母样本。本章节首先介绍用于后续章节数据的样本选择, 随后介绍恒星消光和发射线消光的测量方法, 最后给出这两种消光和星系性质的相关性。这些相关性在后续章节中对模型做出定量约束。

2.1 样本选择

表 2-1 各个样本星系数量统计

样本名	样本星系数量
主星系样本	927,552
盘星系样本	140,686
类银河系盘星系样本	33,273
面向盘星系样本	25,273

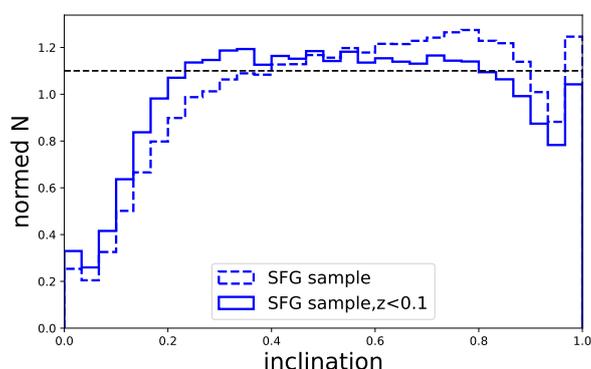
2.1.1 总体样本筛选

我们使用的星系样本为来自斯隆数字巡天第七次数据 (SDSS DR7) 的主星系样本 (Main Galaxy Sample, MGS)¹。我们从 MPA-JHU 发布的数据中获取了恒星总质量、孔径内星等、 $H\alpha$ 、 $H\beta$ 、 $[OIII]\lambda 5007$ 和 $[NII]\lambda 6584$ 的发射线流量的测量值²(Kauffmann 等, 2003b; Tremonti 等, 2004; Brinchmann 等, 2004)。为了研究恒星连续性和星云发射线的尘埃减光特性, 我们选择了具有发射线特征的恒星形成星系, 然后使用经典的 BPT 图 (Baldwin 等, 1981) 来去除具有活动星系核 (AGN) 的星系。BPT 图我们采用了 Kauffmann 等 (2003a) 的标准, 要求所用的四条发射线的信噪比 (S/N) 大于 3。由于小质量星系很难形成盘结构, 所以我们限定星系质量在 $10^9 M_{\odot}$ 到 $10^{11} M_{\odot}$ 范围之间。我们盘星系的倾角数据来自于 Simard 等 (2011)。Simard 等 (2011) 的 θ 是通过对星系进行盘状 + 球状模型的形态拟合来估计的, 因此比轴比 (b/a) 更能说明盘状星系的真实倾角, 特别是对于高倾角的盘状星系。为了避免我们的样本星系在物理特性上可能存在的观

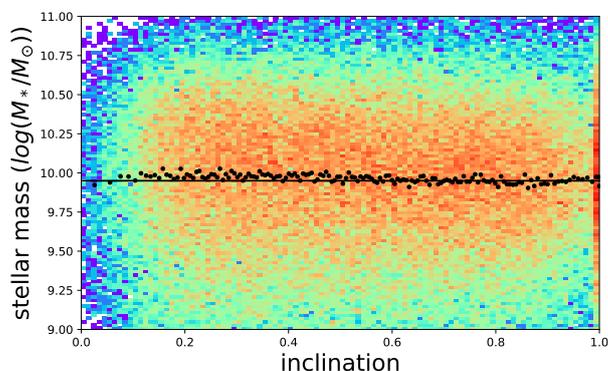
¹<http://skyserver.sdss.org/dr7/>

²<https://wwwmpa.mpa-garching.mpg.de/SDSS/DR7/>

测偏差，我们进一步要求样本星系的红移小于 0.1 ($z < 0.1$)。这时，PSF 对盘倾角的估计影响较小。为了说明这种影响，我们将总样本中所有盘星系的 $\cos \theta$ 分布和选定的 $z < 0.1$ 的盘星系的分布显示在图2-1上。可以看出，与所有恒星形成星系相比， $z < 0.1$ 的恒星形成星系显示出更平坦的 $\cos \theta$ 分布，表明对盘面倾角的测量更好、更没有偏差。在图2-1b中，我们显示了 $z < 0.1$ 的恒星形成星系的恒星质量和盘倾角的数密度分布。我们看到这些恒星形成星系的恒星质量在不同倾角下几乎没有系统性的偏差。最终我们挑选出了 140,686 个星系作为我们的盘星系样本。



(a)



(b)

图 2-1 (a) 盘倾角的直方图。蓝虚线表示没有控制红移的总样本星系，而蓝实线表示控制红移 $z < 0.1$ 的盘星系样本。(b) $z < 0.1$ 时的盘星系的恒星质量和盘面倾角的密度图，其中黑点代表不同倾角的恒星质量中值。

我们的总体盘星系样本在第4章和第5章会有选择的使用。在第4章中我们会使用类银河系盘星系进行星系几何结构的研究。额外的筛选判据为恒星质量在 $10^{10.2} - 10^{10.6} M_{\odot}$ 之间。这是因为类似于银河系的星系具有稳定和有良好的盘结构，并且对于相同质量间隔在盘星系样本中有足够大的样本量，因此它们最适合本

研究。这些选择标准使我们最终得到了 33,273 个类银河系盘星系样本。在第4章中，我们还对具有其他恒星质量的盘状星系的几何形状做了简单研究。

在第5章中我们会使用面向盘星系进行尘金比的研究。这里我们面向星系的筛选判据为星系轴比 b/a 大于 0.8。这部分星系如后文所述，H II 区之间几乎没有相互遮挡，能很好地用来探测 H II 区自身尘埃的消光。

我们在表2-1中列出上述样本和样本内星系数量。

2.2 数据：发射线红化和恒星红化

2.2.1 发射线红化

通常而言，红化是用 $E(B - V)$ 来进行描述的，即 B 波段星等和 V 波段星等之差。但是 H α 和 H β 的静止中心波长分别为 6563Å 和 4861Å，并不与 B 波段和 V 波段的中心波长相对应。因此如果用 $E(B - V)$ 来描述红化，就需要引入减光曲线将红化改正到 B 和 V 波段上。但是正如后文所述，减光曲线的形状是和尘埃光深有关的，如果假设一条固定的消光曲线，消光曲线改正的 $E(B - V)$ 会与真实值有偏。为了消除减光曲线的影响，我们采取 Balmer 减幅来描述发射线的红化。它是比较观测得到的 H α 和 H β 发射线的强度之比 $(f_{H\alpha}/f_{H\beta})_{\text{obs}}$ 与其内秉值之比 $(f_{H\alpha}/f_{H\beta})_{\text{int}}$ ，来表示星云减光：

$$E_g(\text{H}\alpha - \text{H}\beta) = 2.5 \log \frac{(f_{\text{H}\alpha}/f_{\text{H}\beta})_{\text{obs}}}{(f_{\text{H}\alpha}/f_{\text{H}\beta})_{\text{int}}}, \quad (2-1)$$

其中，内在的 Balmer 减幅 $(f_{\text{H}\alpha}/f_{\text{H}\beta})_{\text{int}}$ 被设定为 2.86，这是 B 情形复合的典型值 (case B recombination)。为了简单起见，我们把星云发射线色余 $E_g(\text{H}\alpha - \text{H}\beta)$ 表示为 E_g 。

我们注意到，对于某些星系来说，公式2-1可能会导致负的颜色过剩，这可能是由星云发射线流量的测量误差造成的。对于这些星系，我们设定 $E_g = 0$ 。这部分星系的数目为 170 个，相对于样本总数目占比仅为约 0.1%，我们认为这种调整不会对统计结果产生影响。

2.2.2 恒星红化

我们用星族合成方法 (SPS) 对星系光谱进行拟合来推导出恒星星族的尘埃红化。在 SPS 中，一个星系的观测光谱通常可以通过以下公式来拟合：

$$f(\lambda) = \sum_{i=1, N} f_i * \text{SSP}_i(\lambda) \exp(-\tau_\lambda). \quad (2-2)$$

其中，括号内的部分是每个单一星族（SSP）的比例之和， τ_λ 是波长为 λ 处的有效光深，是一个描述整体尘埃减光效应的参数。另外，通过假设星族的减光曲线 $k_s(\lambda)$ ，光深 τ_λ 和恒星红化的关系为：

$$\tau_\lambda = \frac{E_s(B - V)}{1.086} \frac{k_s(\lambda)}{k_s(B) - k_s(V)}, \quad (2-3)$$

其中 $E_s(B - V)$ 是要拟合的恒星连续谱的整体尘埃红化。我们使用 $E_s(B - V)$ 是因为与消光 A_V 相比，它受减光曲线形状的影响较小。

我们使用全谱星族合成拟合代码 STARLIGHT(Cid Fernandes 等, 2005) 来拟合每个星系的恒星连续谱（即屏蔽了发射线），并得出其 $E_s(B - V)$ 值。对于公式中的星族成分 $SSP_i(\lambda)$ ，我们采用 BC03 恒星星族；对与等效消光曲线 $k_s(\lambda)$ ，我们采用标准的 Calzetti 减光定律 (Calzetti 等, 2000)。在下文中，我们将得出的恒星色余 $E_s(B - V)$ 称为 E_s 。

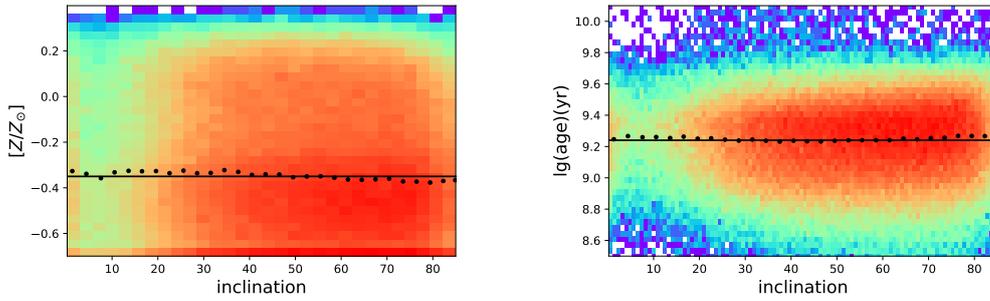


图 2-2 对我们星系样本用 SPS 拟合得到的平均金属丰度（左图）和恒星年龄（右图）与倾角的关系。

在 SPS 拟合中存在着已知的尘埃-年龄-金属丰度简并效应。正如 Li 等 (2020) 所示，从 SPS 拟合中得到的尘埃、年龄和金属丰度中，尘埃减光特征是三者中最准确和无偏的。我们利用这一效应来检查我们对恒星红化 $E(B - V)$ 的测量中可能存在的偏差。如果 $E(B - V)$ 有偏差，并且由于 $E(B - V)$ 与倾角有强相关，我们将期望盘倾角与平均恒星年龄或金属丰度有关，或者两者都有关。

我们在图 2-2 中展示了对我们星系样本用 SPS 拟合得出的平均金属丰度（左）和恒星年龄（右）与倾角的密度图，其中给定盘面倾角时金属丰度和恒星年龄的中值显示为实心点。可以看出，年龄和金属丰度都不存在与倾角的相关性。这就说明，STARLIGHT 的星族合成结果在尘埃-年龄-金属丰度简并效应方面有较好的约束。这一结果也是可以预见的，在这三者的简并中，尘埃影响连续谱的形状，而金属丰度和年龄更多的取决于吸收线特征，并且减光和年龄对连续谱形状的影响是有差异的。

2.3 红化、倾角与质量之间的关系

2.3.1 恒星红化和发射线红化之间的关系

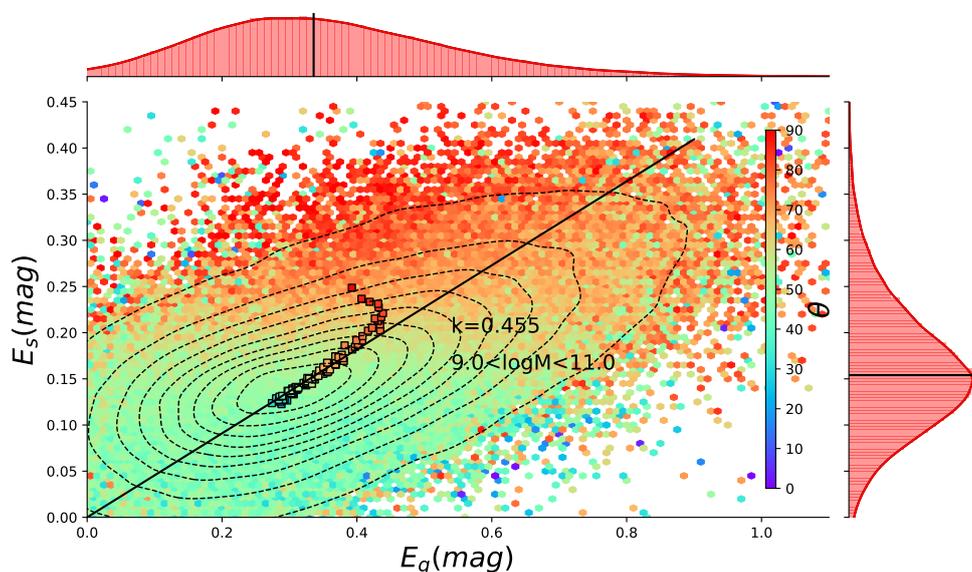


图 2-3 总样本的 E_g 和 E_s 分布图

我们在图2-3中显示了盘星系样本的 E_g 和 E_s 的联合分布。并在右侧和上侧显示了各自的概率密度分布，其中 E_g 的中位值为 0.35mag，弥散为 0.19； E_s 的中位值为 0.16mag，弥散为 0.07。这一弥散一方面取决于星系自身的性质，不同星系因为其演化环境差异，结构形态不同，内秉的尘埃消光会有不同；另一方面取决于观测数据的质量，或者说信噪比。整体看来， E_g 和 E_s 的联合分布大致近似一个高斯分布，但是在 E_g 和 E_s 较大时有个拖尾，并且这个高斯分布的主轴似乎并不过原点。这是因为图中显示的是盘星系样本的 E_g 和 E_s ，有较大的星系质量范围，并且包含了从面向到侧向的星系。正是因为这些性质导致整体上略有偏离高斯分布。不管怎样，我们计算了 E_s 和 E_g 的比值，为 0.45。需要注意的是我们的 E_g 并不是 $E_g(B-V)$ ，因此需要改正一个约 0.9 的倍率。考虑到这个转换系数，我们的平均比值与 Calzetti 等 (2000) 的比值大致上是相同的。

在图2-4a中，我们展示了类银河系盘星系样本的 E_g 和 E_s 的联合分布。同样的，右侧和上侧显示了各自的概率密度分布，其中 E_g 的中位值为 0.48mag，弥散为 0.19； E_s 的中位值为 0.17mag，弥散为 0.07。此时 E_s 和 E_g 的比值为 0.40。相较于总盘星系样本，其比值更小。

在第4章中，我们会将总盘星系样本按照质量均分为六个子样本，这六个子样本的质量范围列在表2-2中。可以发现，随着星系质量的增加，发射线红化 E_g

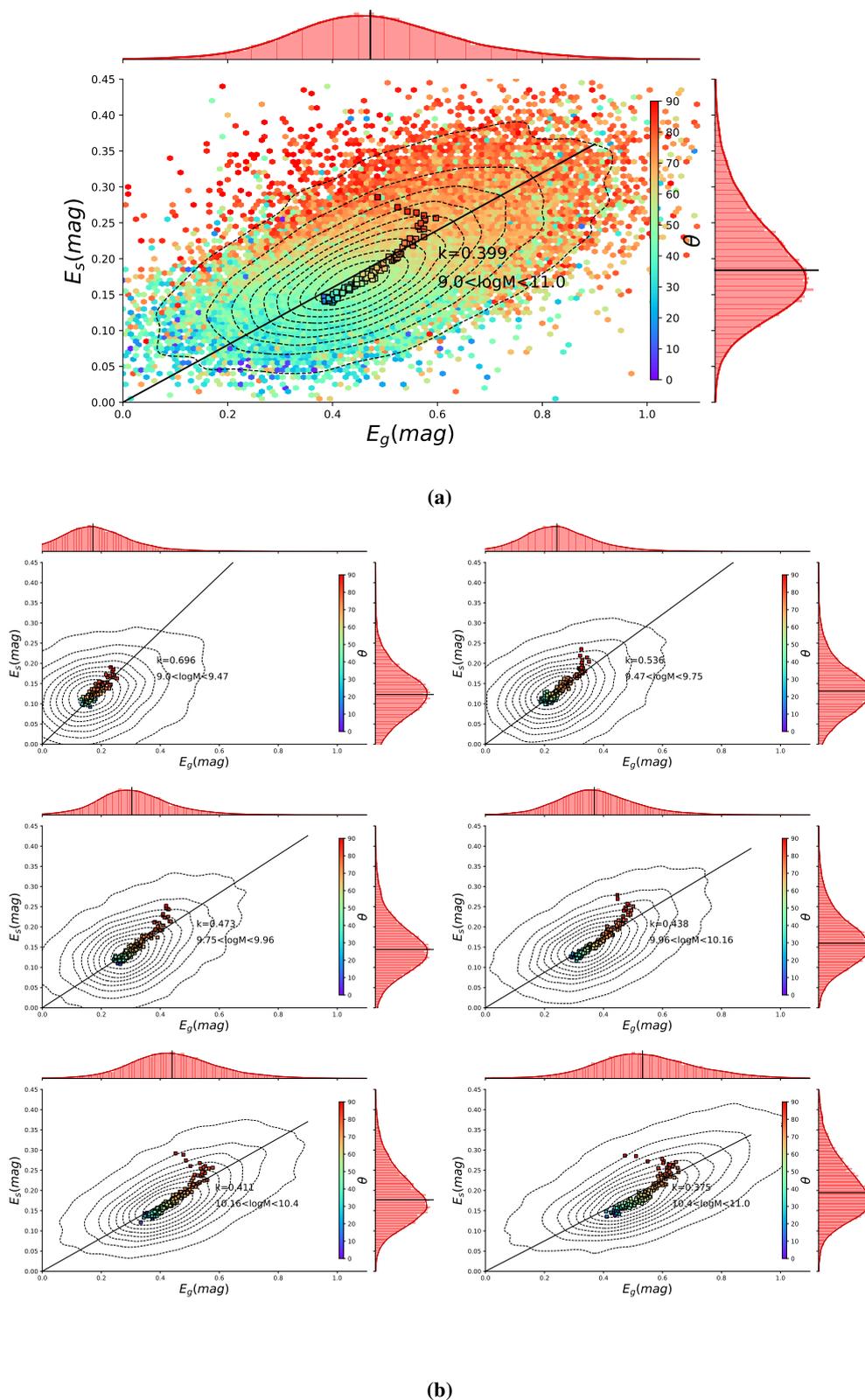


图 2-4 各个子样本中 E_g 和 E_s 之间的分布图，方块点是按倾角分区间时各个区间中位的 E_g 和 E_s 。(a) 图是类银河系盘星系样本的分布；(b) 图为总样本的六个等数量分隔区间中各个区间的 E_g 和 E_s 之间的分布。

的中值从 0.17 增加到 0.53，恒星红化 E_s 的中值从 0.14 略微增加到 0.19。在我们样本中，恒星-发射线红化比随着星系质量的增加从 0.7 降低到 0.38。在本节中的相关数据我们都列在表2-2中。

表 2-2 各个样本星系红化的统计

样本名	样本质量范围	中值 E_g	中值 E_s	E_g 的弥散	E_s 的弥散	红化比
盘星系样本	9.0-11.0	0.35	0.16	0.19	0.07	0.46
类银河系盘星系样本	10.4-10.6	0.48	0.17	0.19	0.07	0.40
盘星系子样本	9.0-9.47	0.17	0.12	0.14	0.06	0.70
	9.47-9.75	0.24	0.13	0.13	0.06	0.54
	9.75-9.96	0.30	0.14	0.13	0.06	0.47
	9.96-10.16	0.37	0.16	0.14	0.06	0.44
	10.16-10.4	0.44	0.18	0.16	0.07	0.41
	10.4-11.0	0.53	0.19	0.19	0.07	0.38

2.3.2 红化倾角关系

在图2-3和2-4a中，从背景点的颜色可以看出恒星红化 E_s 和发射线红化 E_g 都与倾角有相关性。总的来说，倾角越高的星系，其红化也越高。但是似乎有高倾角星系的发射线红化 E_g 更低的趋势。为了更好地描述这两种尘埃变红的倾角相关性，我们将盘星系样本按照倾角分为 90 个区间，并要求每个区间内星系数量相同。我们在图2-3中用方块点点出了每个倾角区间内 E_s 和 E_g 中位值的变化趋势，在这个趋势中可以看出，在低倾角时， E_s 和 E_g 大致沿着斜率为 0.45 的线上升，即 E_s 和 E_g 的比值几乎不变。但是在高倾角时， E_s 继续上升，而 E_g 下降。我们在图2-5的左右两侧用黑线分别显示了每个区间内 E_g 和 E_s 随倾角的变化趋势，图中的背景为盘星系样本在 $E_g - \theta$ 和 $E_s - \theta$ 中的分布，灰色线表示 E_g 和 E_s 分布的 16 和 84 百分比。由于每个 θ 区间中的星系数量很多 ($n \sim 1600$)， E_g 和 E_s 的中值的不确定性都小于 0.01。

如图2-3所示，在倾角 80° 时， E_g 和 E_s 都随着盘面倾角 θ 单调地增加，而 E_g 的增加更快 (0.25 到增加 0.4，而 E_s 从 0.13 增加到 0.24)。对于高倾角的盘星系 ($\theta > 80^\circ$)， E_s 的增加趋势变得平缓，而 E_g 反而出现了随着 θ 的增加而下降的趋势。

许多研究报道了 E_s 随着倾角 θ 单调增长的趋势，这种趋势可以用简单的参数模型或专门的 RT 模型来合理解释 (例如 Shao 等, 2007; Maller 等, 2009; Masters

等, 2010; Yip 等, 2010)。在观测中也发现了 E_g 和 E_s 随着倾角有不同的趋势 (例如 Yip 等, 2010; Chevallard 等, 2013; Battisti 等, 2017)。在我们的研究中, 由于 θ 的等数量分隔和大样本量, 我们首次揭示了 E_g 的复杂的倾角依赖性, 特别是在高倾角时。

下面, 我们进一步研究不同质量星系的红化倾角关系是否一致。首先我们同样将类银河系盘星系样本按倾角等分为 90 个区间。每个区间的中位恒星红化和发射线红化在图2-4a方块点显示。我们还在图2-5的左右两部分中用黑色点分别显示了恒星红化和发射线红化与倾角的关系。这个关系与整体趋势类似, 但是类银河系盘星系的发射线红化从 0.4 增加到 0.57, 随后在高倾角降低到 0.45; 恒星红化则从 0.15 增加到 0.27。我们在图2-5中也将各个质量范围的恒星红化和发射线红化与倾角的关系绘制了出来, 不同颜色的点代表了不同的星系质量, 具体的对应关系可以在图例中看到。我们发现高倾角时发射线红化的下降不是在所有质量的星系中都存在的。在小质量星系中这种下降很不明显甚至几乎没有, 随着星系质量的增大, 这种下降变得越发明显并且转折点的位置也在降低。对于恒星红化, 大质量星系的红化会更高, 并且上升趋势更明显。

在第4章中, 我们会对这个红化与倾角的相关性进行详细讨论, 并用其探究星系的尘埃几何性质。

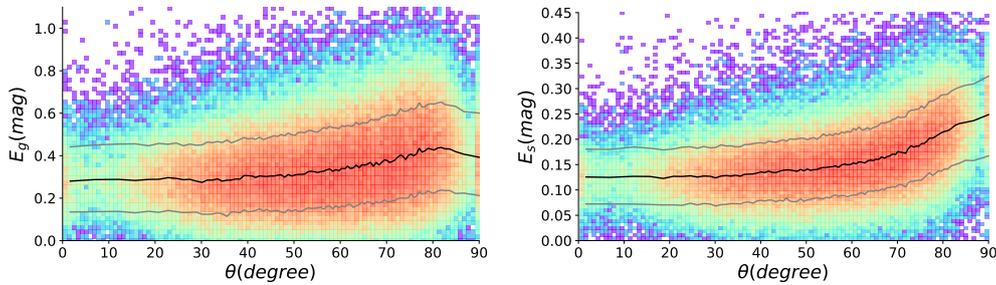


图 2-5 盘星系样本的中位 E_g 和 E_s 与倾角的关系

2.3.3 面向盘星系的红化质量关系

我们在图2-7节中显示了所得到的 M_* - E_s 和 M_* - E_g 密度分布。按照 0.2dex 为间隔分区的恒星质量区间中, E_g 和 E_s 的中位值用黑实线连接, 而黑色虚线是包围 68 个百分点 E_g 或 E_s 分布的轮廓线。此外, 在一个给定的恒星质量区间, 我们进一步将样本星系按照相等的星系数量分为 3 个金属丰度区间, 并分别计算其 E_s 和 E_g 的中位值, 在图2-7中用颜色表示。我们还使用公式 $\sqrt{\frac{\pi}{2}} \frac{\sigma}{\sqrt{n}}$ 来估算每个恒星质量和金属丰度中的 E_g 和 E_s 的不确定性。其中 σ 是 E_s 或 E_g 分布的标

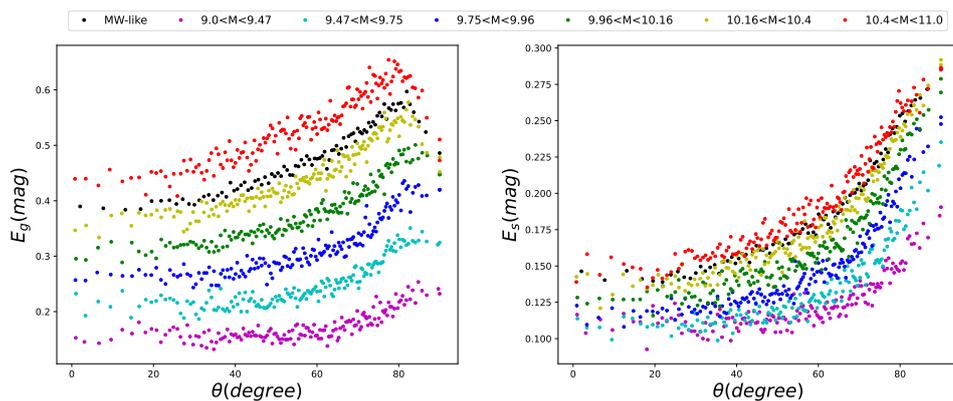


图 2-6 各个子样本的中位 E_g 和 E_s 与倾角的关系

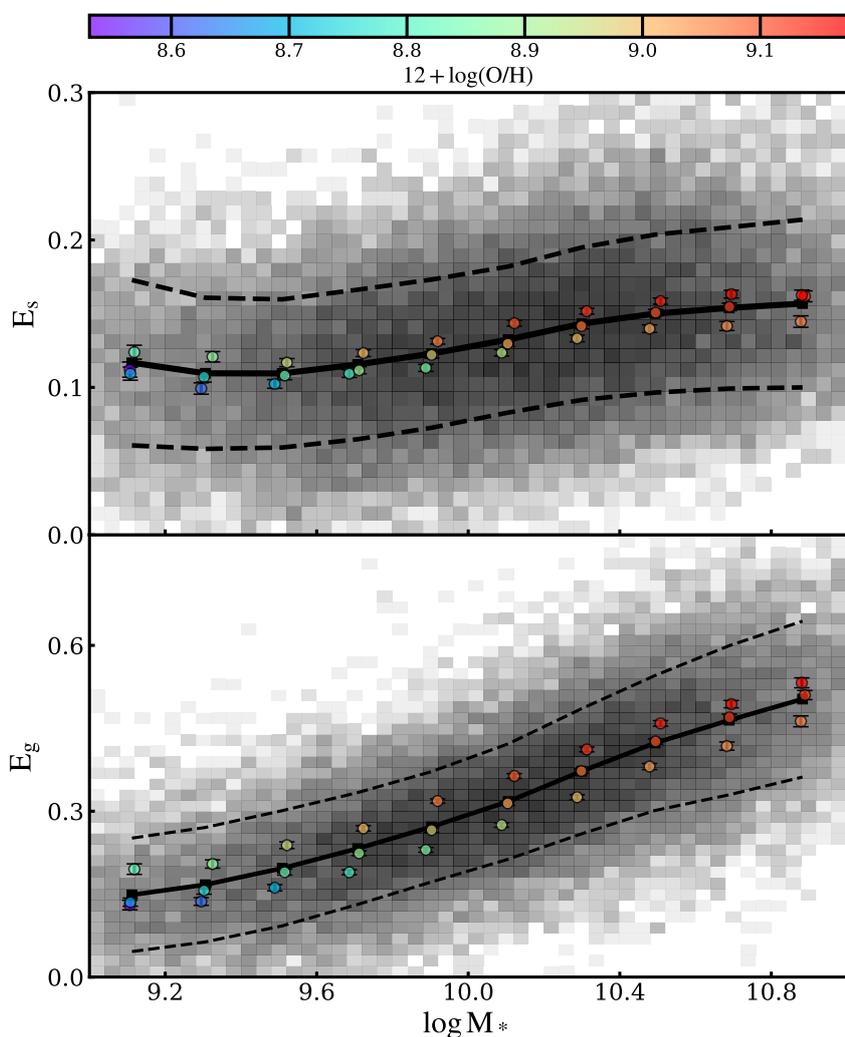


图 2-7 面向盘星系的恒星红化 E_s (上图) 和发射线红化 E_g (下图) 与恒星质量的关系。在每个图中，黑线代表 E_s (或 E_g 的中位值，两条黑色虚线分别是 E_s (或 E_g) 的 16 和 84 百分位数。对于每个恒星质量分区，彩色点进一步显示了三个不同金属丰度分区的 E_s (或 E_g) 的中位数，其中金属丰度用颜色表示。

准偏差， n 是每个区间中星系样本的数量。这些不确定性也作为每个点的误差棒被绘制在图2-7中，并将在第5.4中用于估算 τ_{cl} 的不确定性。如图所示， E_s 在低恒星质量 ($\log M_* < 9.5$) 时显示出一个平台，然后在 $9.5 < \log M_* < 11$ 的恒星质量范围内从 0.1 到 0.15 略有增加；而 E_g 随着恒星质量从 0.1 到 0.5 单调地增加。在给定的恒星质量下， E_g 和 E_s 都随着金属丰度的增加而进一步增加。

第3章 CCC 模型

在这一章，我们试图建立盘星系的几何模型，以便对观察到的 E_s 和 E_g 的倾角依赖性和质量相关性进行建模。我们从几个最常用的简单模型开始，即均匀混合模型，尘埃屏模型和连续非均匀混合尘埃模型，分别对观测到的 E_s 和 E_g 建模，并探究这些模型的优劣性。随后我们对 CCC 模型进行一个详细的介绍。

在此之前，我们介绍一下几种不同尘埃消光模型的共同假设。在尘埃几何模型中，均假设盘星系的主要成分在几何上遵循双指数分布：

$$D_{\text{comp}}(r, h) = \exp\left(-\frac{r}{R_{\text{comp}}} - \frac{|h|}{h_{\text{comp}}}\right), \quad (3-1)$$

其中 R_{comp} 、 h_{comp} 分别为指数盘标长和标高，这种假设对旋涡结构的平均是合理的 (Misiriotis 等, 2000)。在这里，根据公式的使用情况，下标 comp 既可以指发射源（如恒星），也可以指尘埃成分。此外，对于只覆盖了所观测星系的中心部分的 SDSS 光纤光谱，其通过模型星系中心视线的路径总量（公式3-1在视线上的积分）可以写作：

$$F_{\text{comp}}(\theta) \propto \frac{h_{\text{comp}}/R_{\text{comp}}}{\cos \theta + h_{\text{comp}}/R_{\text{comp}} \sin \theta}. \quad (3-2)$$

为方便起见，我们约定，当星系侧向 ($\theta = 90^\circ$) 时， $F_{\text{comp}} = 1$ 。

此外，我们对要使用的下标做了一个约定。下标的顺序是“波长”、“成分”和“特指”。“波长”项通常被写成 ' λ '。如果没有明确指定，默认的波长是在 V 波段。“成分”项包括“恒星盘”、“星云盘”和“团块”，分别用 's'、'g'、'cl' 表示。“特指”包括“中心的”、“总的”、“未消光的”，分别用 '0'、'A' 和 '*' 表示。

在本文中，我们使用了一个简化的幂律消光曲线：

$$\kappa(\lambda) = \kappa_V \left(\frac{\lambda}{5500\text{\AA}}\right)^{-\beta}, \quad (3-3)$$

这一消光曲线在 V 波段用 V 波段的消光系数 κ_V 进行归一。我们将幂律值 β 设置为 1.32，这样这条消光曲线的 $R_V = 3.1$ ，银河系中弥散 ISM 的典型 R_V 就是这个值。

3.1 经典尘埃几何模型及其存在的问题

在绪论中，我们介绍了几种经典的尘埃几何模型。其中包括两种简单模型：均匀混合 (slab) 模型和尘埃屏 (screen) 模型；和两种连续尘埃模型：非均匀混

合模型 (sanwich 和 X99) 和 T04 模型。在这一节中，我们将介绍这些模型存在的问题。这一节中的数据我们使用类银河系盘星系样本。

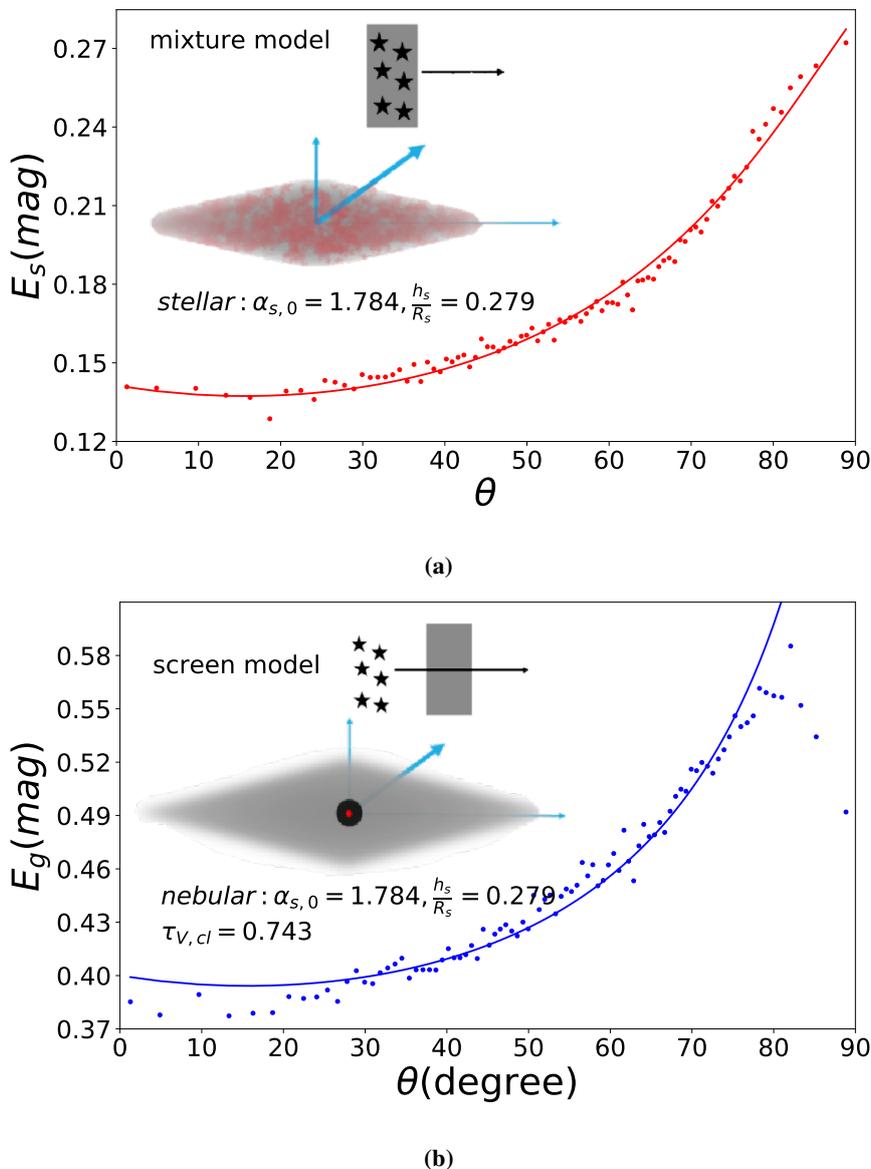


图 3-1 用 E_s 和 E_g 与倾角的关系构建模型。图 (a)：均匀混合模型。小圆点表示观察到的 $E_s - \theta$ 关系，而实线表示 3.1.1 提出的最佳模型拟合。图 (b)：尘埃屏模型。小圆点表示观察到的 $E_g - \theta$ 关系，而实线表示在 3.1.2 中提出的最佳模型拟合。每个模型的示意图和最佳模型参数值被展示在各自的子图中。

3.1.1 均匀混合模型

在星系尺度上，弥漫 ISM 尘埃对恒星辐射的减光可以用通过一个均匀混合模型来参数化。我们在图 3-1a 中展示了均匀混合模型的示意图。在特定的盘星系中，我们假设星族和弥漫 ISM 尘埃的密度分布遵循相同的指数盘模型（公式

3-1)。

$$\rho_s(r, h) = \rho_{s,0} D_s(r, h | R_s, h_s), \quad (3-4)$$

其中 R_s 和 h_s 分别是盘的标高和标长； ρ_s 根据其使用情况，可以是恒星的中心密度，也可以是尘埃的中心等效密度。

在这个指数盘的模型下，对于一个倾角为 θ 的盘星系，沿银河系中心方向的总视线光学深度为

$$\tau_{\lambda,s,A}(\theta) = \int \rho_s \kappa_\lambda ds = 2\rho_{s,0} \kappa_\lambda R_s F_s(\theta), \quad (3-5)$$

其中 κ_λ 是给定波长 λ 的尘埃消光系数（公式3-3）， $F_s(\theta)$ 是方程3-2中所示的倾角依赖项。

此外，在计算 $\tau_{\lambda,s,A}(\theta)$ 时， κ_V 与中心尘埃密度 $\rho_{s,0}$ 简并。因此，为了简单起见，我们定义一个新的参数 $\alpha_{s,0} \equiv \rho_{s,0} \kappa_V$ ，它直接代表中心尘埃的吸收密度。有了这个新参数，公式3-5就可以改写为：

$$\tau_{\lambda,s,A}(\theta) = 2\alpha_{s,0} \left(\frac{\lambda}{5500\text{\AA}} \right)^{-1.32} R_s F_s(\theta). \quad (3-6)$$

对于均匀混合模型，根据辐射转移方程，总减光后辐射强度 I 与总未减光辐射强度 I_* 的关系为：

$$I = I_* \frac{1 - e^{-\tau_{\lambda,s,A}}}{\tau_{\lambda,s,A}}, \quad (3-7)$$

其中 $\tau_{\lambda,s,A}$ 是沿指定视线的总光深（公式3-6）。那么，尘埃红化服从如下公式：

$$E_s(\lambda_1 - \lambda_2) = -2.5 \log \left(\frac{I_{\lambda_1}/I_{\lambda_2}}{I_{\lambda_1,*}/I_{\lambda_2,*}} \right) = 2.5 \log \left(\frac{\tau_{\lambda_1} (1 - e^{-\tau_{\lambda_2}})}{\tau_{\lambda_2} (1 - e^{-\tau_{\lambda_1}})} \right). \quad (3-8)$$

如公式 3-7和3-8所示，对于均匀混合模型，当光学厚 ($\tau \gg 1$) 时，辐射强度与 τ 有简单的相关性 ($I \approx I_*/\tau$)，以及一个几乎恒定的红化 ($E(\lambda_1 - \lambda_2) \approx 2.5 \log(\tau_{\lambda_1}/\tau_{\lambda_2})$)。

均匀混合模型的光深 τ （公式：3-6）由两项组成。一个是整体尘埃消光项，可以用侧向时到银河系中心 V 波段尘埃光深度为参数， $\tau_{s,A}(90^\circ) \equiv 2\alpha_{s,0} R_s$ 。另一个是倾角依赖项 $F_s(\theta)$ （公式：3-2），它的唯一参数是 h_s/R_s ，即圆盘标高与标长的比。由于盘面标高 R_s 在尘埃消光项和倾角依赖项中均有出现，为简单起见，我们设定 $R_s = 1$ 。这样，需要拟合的模型参数为 $\alpha_{s,0}$ 和 h_s ，分别以 R_s^{-1} 和 R_s 为单位。我们用这两个自由模型参数来拟合观察到的恒星红化 E_s 与倾角的关系。对 $E_s - \theta$ 关系的最佳拟合结果在图3-1a用红色实线表示。

如图3-1a显示，这个均匀混合模型与观察到的 $E_s - \theta$ 关系相当吻合。在我们的最佳拟合中，盘的标高与标长的比 $h_s/R_s = 0.27$ 。对 $\alpha_{s,0}$ 的最佳估计是 1.9，这意味着沿星系中心方向的整体 V 波段的光深范围从 ~ 1 （面向时）到 ~ 4 （侧向时）不等，对应的有效尘埃减光范围从 $A_V \sim 0.50$ mag（面向时）到 1.41mag（侧向时）。其中，面向时的光深这与观测值 (0.5-1.5 mag, Bianchi, 2007; De Geyter 等, 2014; Casasola 等, 2017) 大致一致。但是，均匀混合模型只有一个恒星辐射成分，同时其饱和效应的上限比观测到的发射线红化的下限要低，这均说明均匀混合模型不能对发射线的红化-倾角关系进行解释。

3.1.2 尘埃屏模型

恒星形成区，或者说 H_{II} 区的分布比恒星成分更薄 (e.g. Anderson 等, 2019)。考虑到我们使用的 SDSS 数据是星系中心的光谱数据，那么，如果 H_{II} 区在视线方向上没有相互遮挡效应，这些 H_{II} 区可以看作是星系中心的一个点辐射源。在这个简化模型中，这个视作是点辐射源的 H_{II} 区只会受到前景的尘埃消光，这与尘埃屏模型相吻合。

对于尘埃屏模型，内秉辐射强度为 I_0 的辐射源观测到的辐射强度由沿视线方向尘埃的光深 τ 决定，即 $I = I_0 e^{-\tau}$ 。我们在图3-1的下半部分显示了这个简单尘埃屏模型的示意图。视线方向上的尘埃由两部分组成：一个是弥散 ISM 中的尘埃，另一个是 H_{II} 区自身的尘埃外壳。对于前一个部分，我们采取了3.1.1节中最佳的模型估计，即一个指数弥漫 ISM 尘埃盘，其标高标长比设置为 $h_s/R_s = 0.27$ ，中心尘埃吸收密度为 $\alpha_{s,0} = 1.9$ 。由于我们假设 H_{II} 区位于星系中心，因此其视线方向上来自弥散 ISM 尘埃的与倾角相关的光深是公式3-6描述的 $\tau_{\lambda,s,A}(\theta)$ 的一半。对于 H_{II} 区本身的尘埃部分，我们假设尘埃分布在一个球形外壳中。在这种情况下，尘埃壳层的光深与倾角无关，因此可以用一个常数 $\tau_{\lambda,cl}$ 来描述。对于倾角为 θ 的盘星系，星系中心的 H_{II} 区的视线方向上的总光深为这两个尘埃成分的组合：

$$\tau_{\lambda,g,A}(\theta) = \frac{\tau_{\lambda,s,A}(\theta)}{2} + \tau_{\lambda,cl}。 \quad (3-9)$$

我们假设 H_{II} 区尘埃的消光曲线与3.1.1中弥散 ISM 尘埃的消光曲线相同（公式：3-3），随后，我们用 V 波段的光深 τ_{cl} 作为模型参数。那么，在这个简单的尘埃屏模型中，观测到的发射线的红化为：

$$E_g(\lambda_1 - \lambda_2) = -2.5 \log\left(\frac{I_{\lambda_1}/I_{\lambda_2}}{I_{\lambda_1,*}/I_{\lambda_2,*}}\right) = 1.086(\tau_{\lambda_1,g,A} - \tau_{\lambda_2,g,A})。 \quad (3-10)$$

利用上述模型，我们用唯一的参数 τ_{cl} 来拟合 E_g 和倾角的关系。我们发现最佳拟合结果为 $\tau_{cl} = 0.54$ 。我们在图3-1b上用实线画出我们的拟合结果。可以看出，在加上 H_{II} 区的尘埃成分之后，尘埃屏模型（方程3-9）在低倾角（ $\theta < 70^\circ$ ）时，总体上再现了观测到的 $E_g - \theta$ 关系。然而，在高倾角（ $\theta > 70^\circ$ ）时，观测到的 $E_g - \theta$ 关系呈现出饱和效应，即红化下降，这不是这个简单尘埃屏模型可以解释的。这种饱和效应类似于光学厚情况下的混合模型。这意味着，在非常高的倾角下，这些沿视线的 H_{II} 区不能再由位于星系中心的点源来近似。这表明这些 H_{II} 区有更为复杂的几何结构。此外，尘埃屏模型在物理上和结果上均不能解释恒星的红化。

3.1.3 非均匀连续化尘埃

除了这两个简单的尘埃模型，前人也提出了许许多多非均匀分布的尘埃模型来试图对星系的消光性质进行解释，这里我们讨论Xilouris 等 (1999) 中使用的 X99 模型和 T04 模型 (Tuffs 等, 2004)。

在 X99 模型中主要包含两个恒星成分和一个尘埃成分。恒星成分由一个指数盘成分和一个 $R^{1/4}$ 律的核球组成。尘埃成分设定为一个比恒星指数盘成分标高更低但标长更长的指数盘。在 X99 模型中，其典型的核球占比 B/T 约为 0.2，恒星盘标高与标长的比大约为 0.1，尘埃盘与恒星盘的标高比约为 0.5，尘埃盘与恒星盘的标长比约为 1.4，面向时尘埃的光深为 0.5 到 1.5。这些参数是大家对尘埃分布的最初步的印象，X99 模型及相关的工作可以很好地模拟侧向星系的测光图像，尤其是尘埃带的模拟。但是，在 X99 模型中缺少对发射线的模拟。如果假设发射线的分布与尘埃一样，那么就会退化为3.1.1节中讨论的均匀混合尘埃，这时其红化有上限。在第2章中，我们展示了发射线的红化值都高于这个上限值，说明简单的假设发射线和尘埃有相同的连续分布是不可行的。

T04 模型 (Tuffs 等, 2004) 在 X99 模型基础上进一步提出恒星成分可以分为薄盘成分和厚盘成分，尘埃也可以分为年轻恒星尘埃和 ISM 尘埃。其中薄盘恒星成分比厚盘恒星成分更薄，并且与年轻恒星尘埃成分分布相同。厚盘尘埃成分比厚盘恒星成分薄但比薄盘成分厚，且比厚盘恒星成分更延展。具体的参数可以见表1-1。T04 模型还假设了一个“clumpness”的参数来描述光学厚尘埃团块，这个参数描述了年轻恒星辐射被尘埃团块完全吸收的比例。在 T04 模型中可以通过三个参数来约束减光与倾角的关系。这三个参数分别是核球占比 B/T ，面向时总光深 τ_f 和团块系数 f 。van der Giessen 等 (2022) 通过 SDSS 的数据，发现当 $B/T = 0.21$ ， $\tau_f = 3.05$ ， $f = 0.34$ 时可以描述与银河系质量相当的盘星系的

减光与倾角关系。但是在描述 Balmer 减幅上出了问题。他发现，即使 τ_f 被设置到 8，T04 模型预测的发射线红化与倾角的关系远远小于观测到的关系。他认为需要引入一个额外的常数项才能对其描述。这个常数项在如 Charlot 等 (2000) 和 Calzetti (1997) 中关于恒星红化和发射线红化的差异之间有所讨论。他们认为相对于恒星红化，发射线红化会受到来自 H II 区自身的额外消光。

非均匀连续尘埃在发射线红化上的失败意味着发射线红化的尘埃和辐射分布不能简单假设为一个连续分布，需要考虑其中的团块化效应。这种团块化效应在活动星系核的宽线区中也有相关假设 (例如 Nenkova 等, 2008)。

3.2 CCC 模型架构

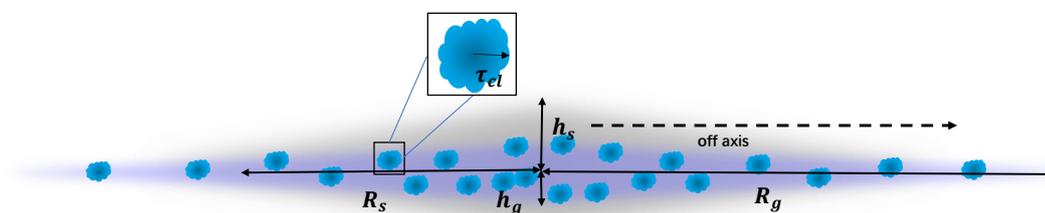


图 3-2 CCC 模型的示意图，其中 R_g, h_g, R_s, h_s 分别是团块 H II 区盘和弥散 ISM 盘的标长和标高， τ_{cl} 是每个单独团块的光深。

在 3.1 节中，我们利用 SDSS 类银河系盘星系样本的消光倾角关系，对均匀混合尘埃模型，尘埃屏模型，T04 模型和 X99 模型进行了验证。这些模型或多或少的不能自洽同时解释恒星消光和发射线消光与倾角的关系。均匀混合模型和 X99 模型缺少对发射线的描述；尘埃屏模型不能解释高倾角星系时的发射线红化特征；T04 模型因为其均匀混合特性，发射线的红化被大大低估。在这一节中，我们提出了一个自洽的双尘埃成分模型，并利用它来同时模拟观察到的两种不同尘埃变红特征的倾角依赖性。在本模型中，我们不特意考虑散射的效应，而是将散射和吸收等效为一个等效消光，以简化模型。

如 3.1.1 节所示，均匀混合模型可以对恒星红化和倾角的关系有个比较好的解释。因此，我们仍然假设恒星辐射主要来自于一个指数“恒星盘”，并且与弥散 ISM 尘埃成分是均匀混合的。事实上，有观测显示，侧向星系在远红外 (FIR) 的弥散辐射，其标长和标高与恒星成分的标长和标高呈线性相关 (Mosenkov 等, 2022)。

众所周知，盘星系的发射线辐射主要是由块状分布的 H II 区贡献的。由于严

重的自我消光和短的寿命时标，本地恒星形成星系的 H II 区在可见光波段的恒星辐射只占星系总辐射的数十分之一。观测显示，这些 H II 区（最年轻的星族）的整体结构也遵循盘状几何结构，但比一般的恒星盘更薄、更延展。对于单个 H II 区，为了近似这些块状 H II 区的几何结构，我们假设它们是球对称的，并且不同 H II 区在物理上是相同的。并且，我们假设这些团块状区域的数密度遵循一个与恒星盘共面共心的双指数分布。我们在下文中把这种团块状 H II 区整体的几何分布称为“团块星云盘”。

现在，我们的模型星系有两个不同的盘部分：一个是由连续的恒星辐射及其相关的弥散 ISM 尘埃组成的“恒星盘”，这在第3.1.1节中的公式3-4给出了定义；另一个是由 H II 区组成的“团块星云盘”，每个 H II 区的内秉发射线辐射为 I_g ，并且有一个对这个辐射产生消光的来自自身的光深 τ_{cl} 。我们将这种双尘埃成分模型称为“巧克力碎曲奇”模型（Chocolate Chip Cookie model，以下简称 CCC 模型），其中团块状分布的 H II 区（“巧克力碎”）嵌在恒星盘（“曲奇”）中。在图3-2上，我们给出新提出的 CCC 模型的示意图。

更具体地说，我们描述“团块星云盘”的双指数盘的公式为：

$$\rho_g(r, h) = \rho_{g,0} D_g(r, h | R_g, h_g), \quad (3-11)$$

其中 $\rho_{g,0}$ 是块状 H II 区的星系中心数密度， R_g, h_g 分别代表星云盘的标长和标高。与连续分布的恒星盘不同，星云区的分布是块状的，块状区域的视线光学深度并不是方程3-11所描述的简单积分。此外，这些块状分布的区域也会对恒星发射产生尘埃消光效应。因此，我们需要进一步的简化来模拟团块状 H II 区对发射线辐射和恒星辐射的尘埃消光效应，我们将在下面几节中进行讨论。

3.3 CCC 模型的团块化描述

我们假设每个 H II 区由两部分组成：一部分是中心球状电离氢区，另一部分是电离氢区外的尘埃球壳层，这个壳层的光深为 τ_{cl} 。这时，如果一个团块状 H II 区位于另一个辐射源（例如，一颗恒星或者另一个 H II 区）的视线方向上，这个辐射源受到的平均消光为：

$$\bar{\tau}_{cl} = \frac{\int_0^{R_{cl}} 4\pi r \sqrt{R_{cl}^2 - r^2} \tau_{cl} dr}{\pi R_{cl}^2} = \frac{4}{3} \tau_{cl}, \quad (3-12)$$

其中 R_{cl} 是尘埃团壳层的厚度。我们注意到，光深 τ 是波长 λ 的函数（方程式3-3），因此，我们省略了 τ_λ 的下标 λ ，以避免符号的复杂性。

我们现在开始介绍处理团块尘埃的一般方法。假设有一个由相同性质团块组成的圆柱形区域，其长度为 l ，半径为 R_a ，团块分布用其数密度 ρ_g 来表示。那么团块的柱密度为 $\sigma_g = \rho_g l$ 。对于其中的每一个团块，有其团块尺寸 R_{cl} ，体积 V_{cl} 和消光 $\bar{\tau}_{cl}$ 。如果分布是团块状的，则在这个区域内，其填充因子 $\phi = \rho_g V_{cl} \ll 1$ ，总团块数量 $N \sim \sigma_g \pi R_a^2$ 。相反，如果填充因子 $\phi \sim 1$ ，那么这个区域内尘埃分布是均匀连续的。在这个柱形区域内，我们假设团块大小比圆柱横截面小得多，则我们可以定义一个覆盖系数 p 为每个团块的横截面积与孔径面积之比：

$$p \sim \frac{R_{cl}^2}{R_a^2}, \quad (3-13)$$

这也描述了一个随机辐射源被沿视线的前景团块所覆盖的概率。因为 $R_{cl} \ll R_a$ ，所以覆盖系数 $p \ll 1$ 。任意视线方向上的平均团块数量则为 $n = Np$ 。

我们假设这些团块随机分布在圆柱区域内，那么，沿着某条视线的前景块状区域的数量服从二项分布：

$$\begin{aligned} B(k|N, p) &= \frac{N!}{k!(N-k)!} p^k p^{N-k} \\ &= \frac{n^k}{k!} \left(1 - \frac{n}{N}\right)^N \left(\frac{N-n}{N}\right)^{-k} \times \left[\left(\frac{N-1}{N}\right)\left(\frac{N-2}{N}\right) \dots \left(\frac{N-k+1}{N}\right)\left(1 - \frac{1}{N}\right)\right]. \end{aligned} \quad (3-14)$$

当 $N \rightarrow +\infty$ 时，二项分布近似为泊松分布，上述公式变为：

$$P(k|n) = \frac{n^k}{k!} e^{-n}. \quad (3-15)$$

因此，对于一个内秉流量为 I_e 的辐射源来说，在被这些前景团块区域消光后，观察到的平均消光后流量为：

$$\begin{aligned} I_{\text{ext,cl}} &= \sum_{k=0}^N I_e P(k|n) * \exp(-k\bar{\tau}_{cl}) \\ &= I_e \exp(-n(1 - e^{-\bar{\tau}_{cl}})). \end{aligned} \quad (3-16)$$

也就是说，前景团块区域的等效光学深度可以近似为：

$$\hat{\tau}_{cl} \approx \sigma_g \pi R_{cl}^2 (1 - e^{-\bar{\tau}_{cl}}). \quad (3-17)$$

这个最后的近似值表明， $\hat{\tau}_{cl}$ 由团块尺寸 R_{cl} 、柱密度 σ_g 和单个前景团块的平均光深 $\bar{\tau}_{cl}$ 决定。

值得注意的是，方程3-16的连续近似只是为了方便模型的求解，而不是说这些团块分布本身是连续的。实际上，这些块状区域的尘埃消光效果与连续分布的尘埃是不同的。

我们将团块状分布的尘埃和连续分布的尘埃这两个不同模型的尘埃减光进行了一个的定量比较。具体来说,我们考虑两个模型,它们在给定的柱子 $V = S * l$ (远大于尘埃云本身的大小) 内都有相同数量的尘埃,但一个是连续分布,另一个是块状分布。团块状分布和连续分布的示意图在图3-3中进行了展示。

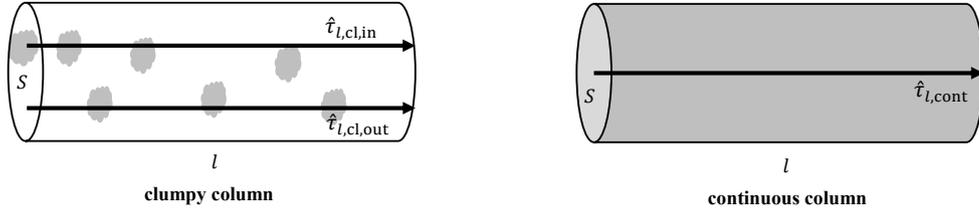


图 3-3 在相同体积的 $V = S * l$ 中,有相同尘埃的量的团块状分布 (左) 和连续分布 (右) 的示意图。

对于块状尘埃分布,如果有 N 尘埃云均匀地分布在 V 内,尘埃总量为

$$M_{\text{tot}} = \frac{4N\pi R_{\text{cl}}^2 \tau_{\text{cl}}}{3\kappa}, \quad (3-18)$$

其中 R_{cl} 是尘埃云的半径, τ_{cl} 是团块的光深, κ 是尘埃消光系数。在这种情况下,团块外和团块内的辐射源在视线方向上的尘埃光深可以近似为:

$$\hat{\tau}_{l,cl,out} = n_g \pi R_{\text{cl}}^2 (1 - e^{-\bar{\tau}_{\text{cl}}}), \quad (3-19)$$

和

$$\hat{\tau}_{l,cl,in} = \tau_{\text{cl}} + n_g \pi R_{\text{cl}}^2 (1 - e^{-\bar{\tau}_{\text{cl}}}), \quad (3-20)$$

其中 $\bar{\tau}_{\text{cl}} = \frac{4\tau_{\text{cl}}}{3}$, 而 $\sigma_g = N/S$ 是沿视线的尘埃团块的柱密度。

对于连续尘埃分布,沿某一视线方向上的光深可以表示为:

$$\hat{\tau}_{l,cont} = \frac{M_{\text{tot}}}{S} \kappa = n_g \pi R_{\text{cl}}^2 \bar{\tau}_{\text{cl}}. \quad (3-21)$$

可以看出,这两个模型之间有两个主要区别。一方面,对于团块状分布的尘埃,团块内和团块外的尘埃减光是不同的,其相差为 τ_{cl} ,而连续尘埃则没有这种影响。另一方面,对于弥漫的 ISM 区域,块状分布的尘埃比连续分布的尘埃有一个系统性的更小的有效尘埃减光,这也被称为“巨颗粒 (Mega grain)”效应 (Városi 等, 1999)。

结合这两种效应,团块状尘埃对发射线的减光可以大于或小于连续尘埃,这取决于沿视线的团块的柱密度。例如,如果我们取 $\tau_{\text{cl}} = 0.5$, 并假定 $\sigma_g \pi R_{\text{cl}}^2 = 0.5$ (对应于一个典型面向盘星系), 则 $\hat{\tau}_{l,cl,in}$ 比 $\hat{\tau}_{l,cont}$ 大 0.38。如果我们取 $\sigma_g \pi R_{\text{cl}}^2 = 4$ (近似于侧向星系), 结果则相反, $\hat{\tau}_{l,cl,in}$ 比 $\hat{\tau}_{l,cont}$ 小 0.5。

3.4 尘埃对恒星和发射线的消光

在柱坐标系下，对于一个给定位置 (r, z, ϕ) 的 H_{II} 区来说，它的发射线辐射被自身的尘埃、前景弥散 ISM 尘埃和其他前景团块所消光。那么星系倾角为 θ 时，沿视线方向上总的光深是

$$\tau'_g(r, z, \phi, \theta) = \tau_{cl} + \tau_s(r, z, \phi, \theta) + \hat{\tau}_{cl}(r, z, \phi, \theta) \quad (3-22)$$

其中 τ_{cl} ， τ_s 和 $\hat{\tau}_{cl}$ 分别是 H_{II} 区团块自身、前景弥散 ISM 尘埃和其他前景团块累加的光深。

同样的，对于以 h_s 和 R_s 为参数的双指数弥散 ISM 尘埃盘（公式3-4），对于一个给定位置 (r, z, ϕ) 的辐射源在星系倾角为 θ 沿视线的前景 ISM 尘埃的光深在视线方向上的光深由前景弥散 ISM 尘埃和前景块状尘埃贡献，其消光类似于公式3-22，为：

$$\tau'_s(r, z, \phi, \theta) = \tau_s(r, z, \phi, \theta) + \hat{\tau}_{cl}(r, z, \phi, \theta). \quad (3-23)$$

可以发现，相对于 H_{II} 区来说，恒星消光少了 H_{II} 区自身消光 τ_{cl} 这一项。正是因为这一项的差异，造成了如 T04 这样尘埃完全连续模型在发射线红化上的偏离。

在上述公式中， $\tau_s(r, z, \phi, \theta)$ 和 $\hat{\tau}_{cl}(r, z, \phi, \theta)$ 分别为倾角为 θ 时，在给定位置 (r, z, ϕ) 处辐射源受到的前景 ISM 尘埃和团块尘埃的消光：

$$\tau_s(r, z, \phi, \theta) = \int_0^{+\infty} \rho_s(r', h') dl \quad (3-24)$$

和

$$\hat{\tau}_{cl}(r, z, \phi, \theta) = \pi R_{cl}^2 (1 - e^{-\bar{\tau}_{cl}}) \int_0^{+\infty} \rho_g(r', h') dl \quad (3-25)$$

这样，对于给定位置 (r, z, ϕ) 的辐射，其出射强度为：

$$I'_{comp}(r, z, \phi, \theta) = I_{comp} \rho_{comp}(r, z, \phi) e^{-\tau'_{comp}(r, z, \phi, \theta)}, \quad (3-26)$$

下标 ‘comp’ 根据使用情况可以为 ‘s’ 和 ‘g’，其中 ‘s’ 代表恒星盘，‘g’ 代表星云盘。

3.5 路径积分后的尘埃减光

在上述章节中，我们对模型星系中某一点 (r, z, ϕ) 沿视线 l 方向消光后的发射线辐射和恒星辐射进行了建模。接下来，我们通过对路径上的辐射进行积分，同时将吸收和散射等效为一个等效消光，来模拟尘埃减光效应。

$$I_{comp,A}(r, z, \phi) = \int_{-inf}^{inf} I'_{comp}(r, z, \phi, \theta) dl. \quad (3-27)$$

同时，模型星系中该点 (r, z, ϕ) 沿视线 l 方向未消光的总流量为：

$$I_{\text{comp},*}(r, z, \phi) = \int_{-inf}^{inf} I_{\text{comp}} \rho_{\text{comp}}(r, z, \phi, \theta) dl \quad (3-28)$$

有了未消光和消光后的辐射强度，尘埃的减光就很容易定义为

$$A_{\text{comp}} = -2.5 \log\left(\frac{I_{\text{comp},A}}{I_{\text{comp},*}}\right) \quad (3-29)$$

因此，红化为 $E_{\text{comp}}(\lambda_1 - \lambda_2) = A_{\lambda_1, \text{comp}} - A_{\lambda_2, \text{comp}}$ 。在上述方程中，我们假设团块状 H II 区和弥散 ISM 尘埃的消光曲线都遵循相同的幂律形式（方程式3-3）。

3.6 本章小结

在这一章中，我们首先介绍了四种尘埃几何模型（均匀盘，尘埃屏，X99 和 T04 模型）在同时描述恒星红化和发射线红化随倾角关系的不足之处。其中均匀盘模型对恒星红化描述较好，但缺少发射线成分；尘埃屏模型对发射线红化低倾角时描述较好，但高倾角时有偏离。基于测光关系的 X99 和 T04 模型，在描述红化倾角关系时都有一定偏离，其中 X99 没有发射线成分，而 T04 模型大大低估了发射线的红化。

随后，我们引出了解决低估发射线红化的一个方法：发射线盘为团块状分布的而非连续分布的。通过这个方法，可以将使发射线受到一个额外的自身消光。再通过解析的方法，给出团块分布下前景团块的等效消光值，简化对前景团块消光的计算。最后我们考虑了星系中辐射源和尘埃的分布、辐射转移方程，给出了 CCC 模型的一般形式。

第4章 类银河系盘星系的几何结构

在本章中，我们利用第3章中提出的 CCC 模型的一般形式，来对盘星系的几何结构进行建模。这里，我们以类银河系样本为例，来阐述建模过程中的一些假设和简化，并展示模型结果。

4.1 针对单光纤的 CCC 模型简化

我们样本的数据为 SDSS DR7 的中心孔径光谱，其孔径半径为 $1.5''$ ，在样本星系的典型红移 $z \sim 0.07$ 处，其物理半径为 2.2 kpc ，因此，在针对这种单光纤的情况时，CCC 模型可以进行简化。简化主要包括中心近似和离轴效应改正。

4.1.1 中心简化

对于一个银河系大小的星系，其半光半径 R_{50} 约为 3 kpc 左右。整体上来说，SDSS 光纤光谱孔径覆盖区域是在一个半光半径内的。因此，我们可以近似认为，孔径内的光都是来自星系中心一点的。在这种近似下，对 CCC 模型的计算可以极大简化，只需计算星系中心视线方向的辐射转移，而不用计算整个孔径内所有视线上的辐射转移。对于一个模型星系中，在星系中心视线上的辐射源，我们可以用离星系中心的距离 l 和星盘倾角 θ 来确定其位置。转换到以星系盘平面为中平面的极坐标系上，可以得到 $r = l \sin \theta, h = l \cos \theta$ ，其中 l 在近端和远端分别取正负值。

这样，第3.4节中的公式4-1和公式4-2可以改写为：

$$\tau'_g(l, \theta) = \tau_{cl} + \tau_s(l, \theta) + \hat{\tau}_{cl}(l, \theta) \quad (4-1)$$

和

$$\tau'_s(l, \theta) = \tau_s(l, \theta) + \hat{\tau}_{cl}(l, \theta). \quad (4-2)$$

对于以 h_s 和 R_s 为标高和标长的双指数弥散 ISM 尘埃盘（公式3-4），在倾角为 θ ，从 l 处沿视线方向的前景 ISM 尘埃的光深为：

$$\tau_s(l, \theta) = \begin{cases} 0.5\tau_{s,A}(\theta)(2 - \exp(\frac{l}{0.5\tau_{s,A}(\theta)})); & \text{for } l \leq 0 \\ 0.5\tau_{s,A}(\theta) \exp(-\frac{l}{0.5\tau_{s,A}(\theta)}); & \text{for } l > 0 \end{cases}, \quad (4-3)$$

其中 $\tau_{s,A}$ 是沿中心视线的总的光深，它服从公式3-6。

对于 $\hat{\tau}_{cl}$ ，根据公式3-17， σ_g 是其中的唯一参数，这一参数是 (l, θ) 的函数。对于以 h_g 和 R_g 为标高标长的团块分布指数盘来说，我们有：

$$\sigma_g(l, \theta) = \begin{cases} 0.5\sigma_{g,A}(\theta)(2 - \exp(\frac{l}{0.5\sigma_{g,A}(\theta)})); & \text{for } l \leq 0 \\ 0.5\sigma_{g,A}(\theta) \exp(-\frac{l}{0.5\sigma_{g,A}(\theta)}); & \text{for } l > 0 \end{cases}, \quad (4-4)$$

其中 $\sigma_{g,A}(\theta)$ 是沿中心视线的团块总的柱数密度：

$$\sigma_{g,A}(\theta) = 2\rho_{g,0}R_gF_g(\theta)。 \quad (4-5)$$

可以发现，在公式4-3和公式4-4中，都包含两种情况。这两种情况分别用于辐射源位于星系中心近端或远端。

4.1.2 离轴效应

在第4.1.1节中，我们用公式4-1和4-2描述了倾角为 θ ， l 位置处沿星系中心视线恒星和星云辐射的前景尘埃消光。然而，SDSS 光谱的孔径约为 $1.5''$ ，而不只是星系中心的一点。因此，有一定比例的光并不是沿着星系中心的视线方向进入孔径的。因为 SDSS 的孔径大小小于我们样本中典型盘星系的有效半径，所以对于面向星系，只考虑穿过星系中心的视线方向可以比较好的近似孔径内的辐射。然而，当星系侧向时，我们样本星系的标高变得与 SDSS 孔径大小相当，甚至更小。在这种情况下，离轴效应（不沿星系中心的视线方向）将导致重大偏差，下面我们将对这种偏差进行讨论，并阐述如何改正这一偏差。

首先，我们假设 H_{II} 区分布的标高 h_g 小于恒星盘的标高 h_s ，而且两个标高都小于 SDSS 的孔径尺寸。这种假设是合理的，在上文中，我们说过， H_{II} 区盘比恒星盘更薄更延展。此外，作为星系盘，盘的标高标长比通常为 0.15 左右，考虑到盘的有效半径约 3 kpc，那么标高大概只有 0.5 kpc 左右。在这种情况下，正如示意图3-2所示，沿着通往星系中心的视线，恒星发射受到团块星云尘埃和弥散的 ISM 尘埃的消光效应。而对于离开盘面的恒星辐射来说，来自星云区域的尘埃减光变得可以忽略不计。

为了近似和修正这种离轴效应，我们假设有一部分从恒星盘发出的光 (f_{off}) 是离轴的，这部分光的比率定义为：

$$f_{off} = \frac{h_s - h_g}{h_s}。 \quad (4-6)$$

这部分离轴的恒星辐射并没有被团块尘埃消光。另一方面，来自星云区的辐射显然不具有这种离轴效应。

这里，我们考虑一种情况，即星系盘倾角 θ 相对较大，但不是完全侧向的。在这种情况下，这个星系盘的有效厚度可以表示为：

$$h'_{\text{comp}}(\theta) = h_{\text{comp}} \sin \theta + R_{\text{comp}} \cos \theta. \quad (4-7)$$

正如我们将在后面说明的那样，团块星云盘的标长比恒星盘的标长更大。因此，随着星系倾角 θ 的增大，团块星云盘的有效厚度 (h'_g) 开始接近恒星盘的厚度 (h'_s)。我们将 $h'_g = h'_s$ 时的临界倾角写为 θ_{crit} 。我们假定，当倾角 $\theta < \theta_{\text{crit}}$ 时，恒星盘没有离轴效应。实际上，当盘星系变得面向时， h'_s 和 h'_g 都将比 SDSS 光纤孔径大小更大，因此两个盘都不会产生离轴效应。

总而言之，由于高倾角盘星系的离轴效应，在 SDSS 光谱孔径内，从较厚的盘发射的一部分离轴光没有被较薄盘所消光。具体来说，这一部分比率可以写作：

$$f_{\text{off}}(\theta) = \begin{cases} 0; & \text{for } \theta < \theta_{\text{crit}} \\ \frac{h'_s - h'_g}{h'_s}; & \text{for } \theta \geq \theta_{\text{crit}} \end{cases}. \quad (4-8)$$

通过上述建模，在星系倾角为 θ ，位置 l 处被尘埃消光后的恒星辐射强度为：

$$I'_s(l, \theta) = I_s \rho_s(l \sin \theta, l \cos \theta) * [f_{\text{off}}(\theta) e^{-\tau_s(l, \theta)} + (1 - f_{\text{off}}(\theta)) e^{-\tau'_s(l, \theta)}], \quad (4-9)$$

其中 τ_s 和 τ'_s 分别由公式 4-3 和 4-2 给出， I_s 代表恒星辐射强度。

对于发射线辐射，不存在离轴效应。因此，尘埃消光后的辐射强度为：

$$I'_g(l, \theta) = I_g \rho_g(l \sin \theta, l \cos \theta) e^{-\tau'_g(l, \theta)}, \quad (4-10)$$

其中 τ'_g 由公式 4-1 给出。

4.2 MCMC 拟合过程和结果

由于我们模型参数数量过大，并且方程的描述也是非线性的，因此使用线性回归一或者梯度下降法等拟合方法，一是会效率过慢，二是会陷入局域坑。得不到合理的结果。这里我们使用 MCMC（马尔科夫链-蒙特卡洛，Markov chain Monte Carlo）算法。

4.2.1 参数选择和拟合空间限制

在 CCC 建模中，我们在上述方程中使用了 11 个参数，其中一部分参数列于表 4-1。对于恒星盘的建模，我们使用了 h_s , R_s , $\alpha_{s,0}$, I_s （公式：3-6, 4-3, 4-2 和

4-9)。对于团块星云盘，我们使用了 h_g 、 R_g 、 $\rho_{g,0}$ 、 I_g 、 τ_{cl} 、 R_{cl} 和 R_a (公式为：3-17、4-4、和4-10)。需要注意的是， τ_{cl} 是波长为 $5,500\text{\AA}$ 时的团块消光，并通过公式3-12与作为前景时的有效光深 $\bar{\tau}_{cl}$ 直接相关。由于尘埃减光描述的是有尘埃和无尘埃的发射比例，因此发射强度 I_s 和 I_g 是不必要的参数。为简单起见，我们设定 I_s 和 I_g 为 1。

然后，在给定倾角时，尘埃的消光值由两组参数决定：几何参数和尘埃性质参数。其中几何相关参数有 h_g 、 R_g 、 h_s 、 R_s 、 R_a 和 R_{cl} 。密度相关参数有 $\alpha_{s,0}$ 、 $\rho_{g,0}$ 和 τ_{cl} 。几何参数的绝对值实际上是与中心密度参数简并的（例如，公式3-6、4-3和4-5）。也就是说，我们的模型星系的绝对大小可以任意变化，只要它们相应的密度参数得到相应的调整即可。因此，和第3.1.1一样，我们通过设置恒星盘标长 $R_s = 1$ 来归一化这些几何相关参数。这样，其余的几何相关参数 h_g 、 R_g 和 h_s 就变成以 R_s 为单位的等效标长和标高。相应的密度相关参数 $\alpha_{s,0}$ 和 $\rho_{g,0}$ 成为以 R_s^{-1} 为单位的等效密度。

此外，在对团块区域的尘埃消光效应进行建模时，团块的大小 R_{cl} 与它们的柱数密度相简并（公式3-17）。也就是说，在我们对整体尘埃减光效应的最终建模中， R_{cl} 与中心数密度 $\rho_{g,0}$ 相简并。考虑到这种简并效应，我们定义了一个新的参数 $\sigma_{g,0} \equiv \rho_{g,0} \pi R_{cl}^2$ ，它代表星系中心区域团块的截面大小。

综上所述，我们的模型有 6 个独立的自由参数需要约束。其中，有 3 个等效标高和等效标长参数： h_g 、 R_g 和 h_s ；弥散 ISM 尘埃的中心吸收系数 $\alpha_{s,0}$ ；团块星云盘的中心截面 $\sigma_{g,0}$ 以及单个团块的光深 τ_{cl} 。

下面，我们将使用上述针对星系中心孔径光谱的 CCC 模型同时拟合观察到的 $E_g(\theta)$ 和 $E_s(\theta)$ 的倾角关系。我们将使用 python 中基于 MCMC 算法的 emcee 包对六个自由参数进行最佳拟合估计。我们将模型参数设置在对数空间。同时，为了获得有物理意义的参数值，我们对模型参数进行了如下约束：

- 团块星云盘和恒星盘的标长都应大于标高，即： $R_s > h_s$ ， $R_g > h_g$ ；
- 两个盘的标长应相当，即： $0.5 < R_s/R_g < 2$ ；
- 星云盘的标高应小于恒星盘的标高，即： $h_g < h_s$ ；
- 团块区域的光深应是光学薄的： $\tau_{cl} < 1$ 。

4.2.2 拟合结果

在 MCMC 过程中，我们设置了 20 个链，每个链步数为 3000，在排除初始迭代的前 500 步和无效的 MCMC 链后，我们得到了观测的 $E_g - \theta$ 和 $E_s - \theta$ 关系

表 4-1 类银河系盘星系的 CCC 模型参数拟合结果

	h_s	R_s	$\alpha_{s,0}$	h_g	R_g	$\rho_{g,0}^*$	τ_{cl}	R_{cl}^*	σ_g
标度大小 (R_s)	$0.19R_s$	$1R_s$	$2.58R_s^{-1}$	$0.11R_s$	$1.59R_s$	-	0.5	-	$1.77R_s^{-1}$
物理大小 (kpc)	0.41kpc	2.1kpc	1.22kpc^{-1}	0.22kpc	3.33kpc	$2,700\text{kpc}^{-3}$	0.50	$\sim 30\text{ pc}$	0.84 kpc^{-1}

* $\rho_{g,0}$ 和 R_{cl} 被简化为 $\sigma_{g,0}$ ($\sigma_{g,0} = \rho_{g,0}\pi R_{cl}^2$)。

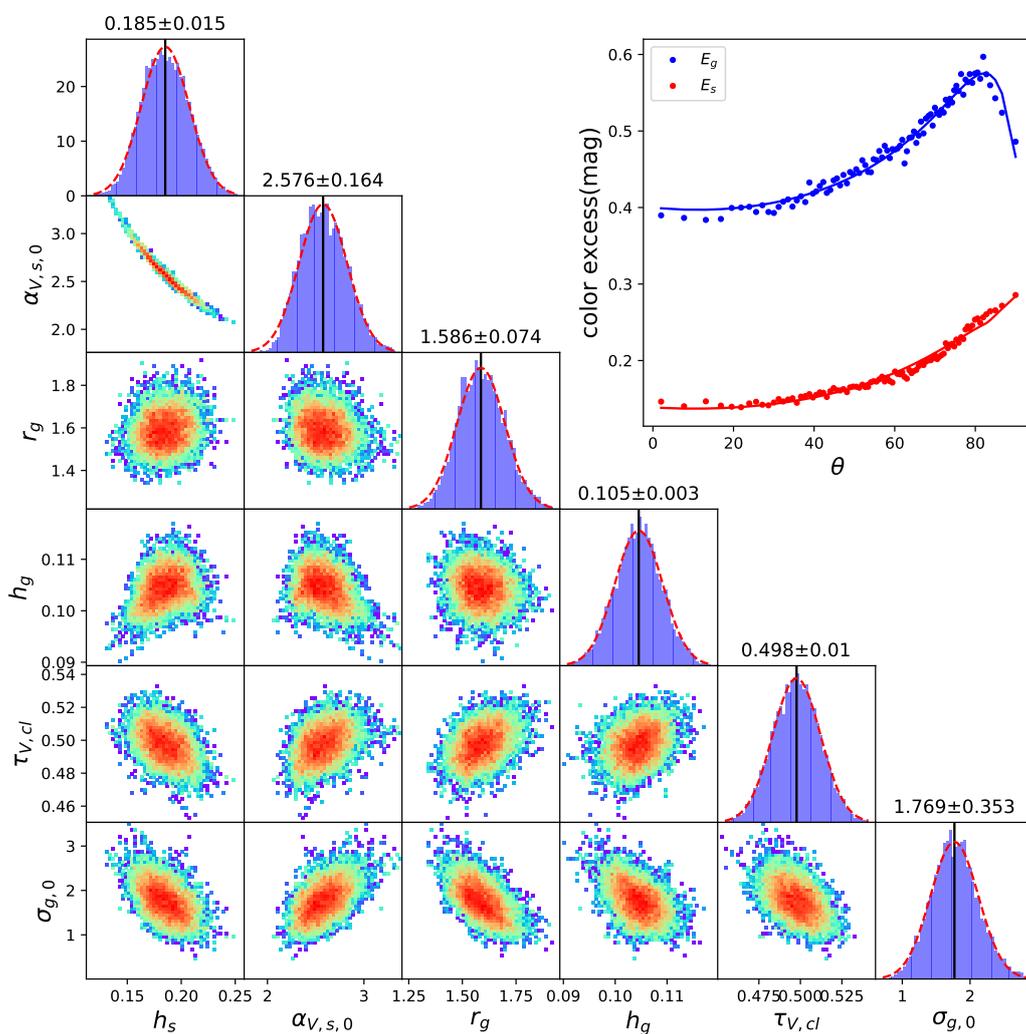


图 4-1 基于 CCC 模型框架用 MCMC 算法对 $E_g - \theta$ 和 $E_s - \theta$ 关系得到的最佳拟合结果。CCC 模型的六个自由模型参数 (表4-1) 的 MCMC 拟合在对角线图上展示, 该图的右上角部分显示了 $E_g - \theta$ 和 $E_s - \theta$ 关系的最佳拟合结果

的最佳拟合，并对所有六个模型参数进行了强有力的约束。我们在图4-1中显示了 MCMC 拟合的对角线图，并在表4-1中列出了拟合结果。可以看出，CCC 模型很好地拟合了这些高倾角星系 ($\theta > 70^\circ$) 的 $E_g - \theta$ 关系。如第3.1.2和3.1.3节所述那样，这个关系用简单的屏模型和 X04 模型不能给出很好的描述。

对于弥散 ISM 盘来说，我们得到的最佳拟合结果显示，该盘的标高与标长之比 $h_s/R_s = 0.19$ ，ISM 尘埃的中心吸收系数 $\alpha_{s,0} = 2.58$ 。在 CCC 模型中，使用公式3-6，我们可以很容易地估计出，对于面向星系，沿星系中心视线方向上弥散 ISM 成分的总光深 $\tau_s(0^\circ) = 0.95$ ；对于侧向星系，这个光深增加为 $\tau_s(90^\circ) = 5.16$ 。我们注意到，我们的模型结果中标高与标长之比略大于前人工作所述，他们的结果约为 0.1-0.15(Shao 等, 2007; Guthrie, 1992)。这种差异的具体原因将在第4.6节讨论。

对于团块星云盘的整体分布，CCC 模型给出了一个更薄的盘结构，其标高标长比 $h_g/R_g = 0.066$ ，比弥散 ISM 盘薄得多。更具体地说，在我们的模型中，团块星云盘的标长大约是弥散 ISM 盘的 1.6 倍，而标高只有弥散 ISM 尘埃盘的一半左右 ($h_g/h_s = 0.55$)。这是因为高倾角时发射线红化的减少要求团块星云盘比弥散 ISM 尘埃更加延展，这样团块受 ISM 尘埃的消光更小。

对于团块星云盘，我们的模型还显示，过星系中心的视线上每一个恒星标长 R_s 上的团块数量 ($\sigma_{g,0} \equiv \rho_{g,0}\pi R_{cl}^2$) 约为 1.8。因此，我们预计，当我们的模型星系为面向时，沿中心视线只有大约 0.37 个团块 (公式: 4-5)。当模型星系侧向时，这个数字增加到 5.61，这意味着 H_{II} 区域有重叠效应。这也是第3.1.2节介绍的简单尘埃屏模型在高倾角下失败的原因，在尘埃屏模型中没有考虑到重叠效应。

我们拟合得到的 CCC 模型中单个发射线团块的光深的最佳估计值是 $\tau_{cl} = 0.5$ ，这与我们在第3.1.2节中简单屏幕模型中得到的结果非常接近。这个结果并不令人惊讶。正如我们所讨论的那样，当模型星系正向的时候，沿视线的 H_{II} 区基本上没有什么重叠效应，除了影响发射线区域的 ISM 尘埃之外，唯一额外的尘埃减光只来自这个区域本身的局部尘埃壳。在这种情况下，CCC 模型就会退化为第3.1.2节中的尘埃屏模型。

此外，在我们的模型中，团块星云盘的有效标高等于弥散 ISM 盘的临界角发生在 $\theta_{crit} \approx 83^\circ$ 。也就是说，只有对于这些高倾角星系，我们才需要考虑如第4.1.2节那样所说的 SDSS 光纤光谱观测时星云尘埃消光的离轴效应。

为了帮助更好的理解模型是如何运作的，我们在附录A中分别展示了调节这六个参数会导致红化倾角关系如何变化的。

4.3 基于孔径尺寸的星系物理尺度推算

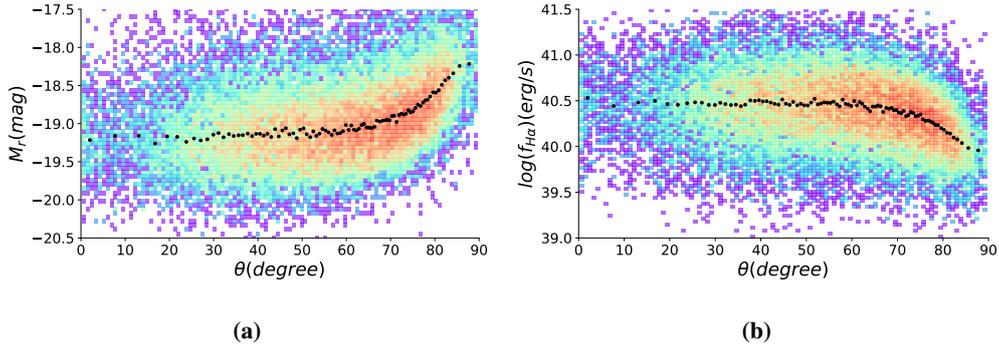


图 4-2 类银河系盘星系的 r 波段孔径内绝对星等 (图 a) 和 $H\alpha$ 流量 (图 b) 与倾角 θ 的关系, 颜色表示参数空间中样本星系的数量密度。不同倾角下的中值在每个图中显示为实心点。

正如我们在第3.1.2中讨论的那样, 当星系高倾角时, 对观测到的发射线辐射的尘埃红化有一种饱和效应, 这是由于在高倾角时, 沿着视线方向内部的辐射会被外部尘埃层几乎完全消光。也就是说, 在观测中, 我们无法仅从红化来区分是否发生了这种饱和效应。另一方面, 如果我们进一步考虑消光后的辐射流量, 我们会很容易发现有多少辐射被尘埃消光了。这样, 我们就能区分红化的饱和效应。

我们在图4-2中显示了类银河系盘星系的 r 波段孔径内绝对星等 (图4-2a) 和 $H\alpha$ 流量 (图4-2b) 与倾角 θ 的关系。在给定的倾角下, 实心点显示了 r 波段孔径内绝对星等和 $H\alpha$ 流量的中位数, 这可以认为是典型红移 $z \sim 0.07$ 的典型类银河系盘星系的观测 r 波段孔径内绝对星等和 $H\alpha$ 流量与倾角的关系。可以看出, 当盘倾角较低 ($\theta < \sim 50^\circ$) 时, 孔径内绝对星等和 $H\alpha$ 流量都没有明显变化。随着盘面倾角的增加, 孔径内绝对星等和 $H\alpha$ 通量分别单调地增加或减少。总的来说, 星系从正向到侧向, 孔径内星等变暗了约 1mag, $H\alpha$ 流量下降了约 0.5dex。

我们使用最佳的 CCC 模型来计算不同倾角 θ 下沿中心视线的消光后星云发射线的流量密度和 r 波段恒星表面亮度。输出的 (减光后的) r 波段恒星表面亮度和 $H\alpha$ 流量密度在图4-3的上部和中部的子图分别用虚线表示。发射线流量密度和表面亮度在 $\theta = 0^\circ$ 时都被归一化为零。当考虑到尘埃减光效应时, CCC 模型预测的减光后中心流量密度在低倾角 ($\theta < \sim 50^\circ$) 时显示出一个平台, 这与观测结果一致。但是, 对于高倾角 ($\theta > \sim 50^\circ$) 星系, CCC 模型预测的中心流量密度随着盘面倾角的增加而增加, 这显然与观测数据中看到的孔径内流量的下降趋势相反。

这种中心流量密度增加趋势和孔径流量减少趋势之间的不一致，可以用孔径效应来解释。我们观察到的是光纤孔径内的总流量，而我们的模型预测是沿中心视线的流量密度。为了正确估计观察到的流量，我们需要把孔径效应考虑进去。

对于我们的类银河系盘星系样本来说，SDSS 光谱孔径的物理尺度 ($R_a \sim 2.2\text{kpc}$) 使孔径内的观测流量与 CCC 模型中的中心视线上的流量密度之间存在巨大差异。一方面，光纤内的发射线辐射（或恒星辐射）流量不是一个常数，而是有一种取决于星系盘的倾角和尘埃几何轮廓的复杂轮廓形式。另一方面，当星系盘高度侧向时，盘的投影厚度（尤其是团块星云盘的投影厚度）将不会填满整个孔径。我们在图4-3中最下方的图上显示了不同倾角星系（三种情况）孔径效应的示意图。

对孔径内的发射线和恒星连续辐射与倾角的关系进行详细的分析建模是非常复杂的，在这里，我们根据简化的假设进行近似计算。为了简洁起见，我们在下面说明了估计发射线流量与不同倾角的关系的过程。对于恒星辐射（ r 波段孔径绝对星等），估计过程可以完全参照发射线的过程。

我们假设观测到的星云发射线流量与中心表面亮度 I_{cen} 和发射线盘在孔径 S 中的投影面积之积成正比。

$$L_{\text{comp}}(\theta, R_a) = I_{\text{cen,comp}} * S, \quad (4-11)$$

在 CCC 模型中，我们给出了中心流量密度 $I_{\text{cen,comp}}$ 与盘倾角的函数关系（图4-3中中间部分的虚线）。接下来，我们讨论不同倾角下 S 的取值。

对于一个恒星质量为 $10^{10.4} M_{\odot}$ 的类银河系盘星系来说，恒星盘的标长约为 2kpc (Shen 等, 2003)。采用这个值作为 CCC 模型中恒星盘 R_s 的标长，我们得到模型星系的恒星盘和发射线盘的 h_s, R_g, h_g 分别为 $0.37\text{kpc}, 3.17\text{kpc}$ 和 0.21kpc 。当模型星系为面向星系时，发射线盘的标长大于孔径大小，盘的投影将填满整个孔径，因此 $S = \pi R_a^2$ （图4-3中情况 I）。

当模型星系为侧向星系时，投影面积由盘的标高决定。在这种情况下，我们将投影面积 S 近似为 $\pi R_a h_g$ （图4-3中情况 II）。

对于一个具有任意倾角 θ 的圆盘，按照第4.1.2节中的公式4-7，其等效投影标高可以写成 $h'_{\text{comp}}(\theta) = h_{\text{comp}} \sin \theta + R_{\text{comp}} \cos \theta$ 。因此，我们可以把投影面积 S 写成：

$$S(\theta) \approx \pi R_a \text{Min}(h'_{\text{comp}}(\theta), R_a), \quad (4-12)$$

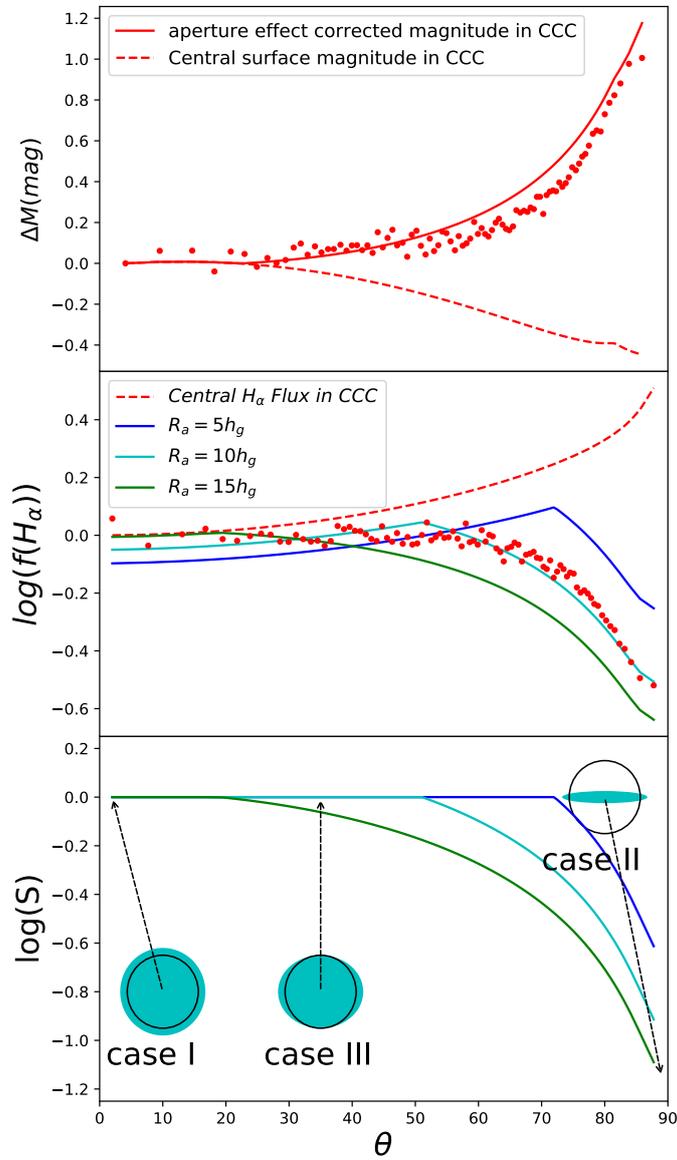


图 4-3 由 CCC 模型和孔径效应解释的与倾角有关的 $H\alpha$ 流量和 r 波段孔径星等。上图：观测到的 $H\alpha$ 光纤幅值的中位值（用点表示），CCC 模型预测的消光后的中心面亮度（用虚线表示），对 $R_a/h_g = 10$ 的模型星系进行孔径修正后的孔径星等（实线表示）。中图：观测到的 $H\alpha$ 流量的中位数（用点表示），CCC 模型预测的消光后的中心发射线流量（虚线），对三个不同物理大小的模型星系应用孔径修正后的发射线流量（实线，不同颜色代表不同的 h_g 值）。下图：双指数盘在不同倾角下在半径为 R_a (2.2kpc) 的孔径内的投影面积。三条实线显示了三个不同大小模型星系的投影面积 S 与圆盘倾角的关系。三个示意图显示了一个标长为 3.2kpc、标高为 0.2kpc 的模型星系分别在面向（情况一）、侧向（情况二）和临界（情况三）的倾角下向光纤孔径 (2.2kpc) 的投影。

其中“Min”取 R_a 和 $h'_{\text{comp}}(\theta)$ 之间的最小值。在这种近似下，存在一个临界倾角 θ'_{crit} ，在这种情况下， $h'_{\text{comp}}(\theta'_{\text{crit}}) = R_a$ （图4-3中情况 III）。当模型星系从正向到临界倾角 θ'_{crit} 时（ $\theta < \theta'_{\text{crit}}$ ）， $h'_{\text{comp}} \geq R_a$ 。在这种情况下，投影面积 S 等于孔径的面积， πR_a^2 。当倾角大于临界值时（ $\theta > \theta'_{\text{crit}}$ ），投影面积 $S = \pi R_a h'_{\text{comp}}$ 。

在图4-3的中间那一幅图中，我们画出了模型预测的改正孔径效应后的孔径内 $\text{H}\alpha$ 流量与盘倾角的关系，这里我们选择了三种不同的 R_a/h_g 值（5、10、15），分别用不同颜色的实线（蓝、青、绿）表示。由于 R_a 的物理尺寸约为 2.2kpc，这三个不同的 R_a/h_g 的取值意味着这三个模型星系的物理尺寸不同。由于 CCC 模型 R_g/h_g 的最佳估计值为 1.6，对于这三个 R_a/h_g 值（5、10、15），模型星系的临界倾角 θ'_{crit} 分别为 $\sim 75^\circ$ 、 55° 、 25° 。对于不同的 R_a/h_g ，我们均将模型预测的从倾角为 0 到 θ'_{crit} 之间的平均的改正孔径效应后 $\text{H}\alpha$ 的流量归一为单位值。当 $R_a/h_g = 5$ 时，临界倾角 $\theta'_{\text{crit}} \sim 75^\circ$ ，因为中心视线上的发射线流量密度 I_{cen} 在这个倾角处仍然增加（大于 0.1dex），我们的模型并没有预测在这个倾角范围内出现一个比较平稳的平台。此外，模型星系从临界倾角 θ'_{crit} 到完全侧向时，预测的 $\text{H}\alpha$ 流量的下降也没有观测到的那么大。当 $R_a/h_g = 15$ 时，因为此时的 R_g 小于 R_a ，我们的模型预测的有效投影面积（公式4-12）会持续减少，从而导致 $\text{H}\alpha$ 通量的持续减少，这导致模型预测结果看起来也与观测结果不太一致，比如说没有一个明显的平台。最后，我们发现 $R_a/h_g = 10$ 给出的预测流量随倾角的变化与观测到的星云发射线流量的整体趋势有一个相当好的吻合。事实上，我们还计算了这三种不同的模型线与观测值的残差之和，发现 $R_a/h_g = 10$ 的线的确是最好的。此外，如果 R_a/h_g 取值为 10，并将其应用到恒星盘，我们可以用公式4-11和公式4-12对观测到的 r 波段孔径星等进行类似的孔径效应修正。其结果显示为图4-3中上方图片中的实线。我们可以看到在改正了孔径效应之后，CCC 模型对 r 波段恒星盘的尘埃减光效应与倾角的关系做出了很好的预测。值得一提的是，CCC 模型参数约束来自发射线和恒星辐射的红化特征，而没有使用它们的减光特征。在上文中，我们表明，一旦考虑到孔径效应，CCC 模型预测的减光特征和盘倾角之间的关系与观测结果也非常一致。这一结果进一步说明了我们 CCC 模型在预测本地盘星系的尘埃减光和红化特征的自洽性。

$R_a/h_g = 10$ 时的孔径改正后星等与流量与观测结果的出色一致性为我们的模型星系的物理大小提供了一个有趣的约束。在第4.2.2节中，由于模型参数的简并，我们只能得到模型星系的相对几何参数（以 R_s 为单位）。现在根据我们上文讨论可知，平均孔径大小 $R_a \sim 2.2\text{kpc}$ ，我们自然可以得到 $h_g = 0.22\text{ kpc}$ 。据

此, 我们随后可以得到所有模型参数的物理单位的估计值。我们把这些模型参数的物理估计值列在表4-1的最后一栏。有了所有这些几何参数的物理大小, 我们可以进一步探索 CCC 模型的物理意义。

4.4 讨论

在第4.2.2节中, 我们得到了 CCC 模型中以 R_s 为单位的几何参数的最佳估计。此外, 我们还得到了一个约束条件, 即在 V 波段, 每个团块区域的光学深度约为 0.5。在第4.3节中, 我们发现, 通过改正孔径效应, 我们可以得到物理单位下的类银河系盘星系的模型参数估计: $R_s \sim 2.1 \text{ kpc}$, $R_g \sim 3.33 \text{ kpc}$, $h_s \sim 0.41 \text{ kpc}$, $h_g \sim 0.22 \text{ kpc}$, $\alpha_{s,0} \sim 1.22 \text{ kpc}^{-1}$, $\sigma_{g,0} \sim 0.84 \text{ kpc}^{-1}$ 。在这一节中, 我们将我们的模型估计值与本地大质量盘星系的其他观测结果进行比较, 并作进一步讨论。

4.4.1 尘埃几何和对侧向星系的测光模拟

我们首先将我们模型星系的几何参数与银河系和其他附近盘星系的观测或建模结果进行比较。

对于银河系尘埃成分的整体结构参数, 许多研究都得出了一致的结论, 即尘埃分布比恒星更薄, 更延展 (例如, Drimmel 等, 2001; Misiriotis 等, 2006; Li 等, 2018)。对于河外星系, 大多数关于光学波段的尘埃几何的研究都是对测光图像进行模拟, 并只假设了一个整体的尘埃成分, 并获得和银河系类似的结论。例如, (Xilouris 等, 1999) (以下简称 X99) 研究了五邻近的侧向星系在 B、V 和 I 波段的表面亮度分布, (Bianchi, 2007) 分析了另外七个邻近的侧向星系在 V 和 K 波段的亮度分布。通过对这些星系进行辐射转移分析, 他们发现尘埃的径向标长大约是恒星的 1.4 倍, 而其垂直标高大约是恒星盘的一半。最近, De Geyter 等 (2014) 基于 CALIFA 巡天中选出的 12 个侧向旋涡星系的 SDSS 中的 g 、 r 、 i 、 z 波段测光图像, 发现了类似的结论。除了侧向星系, Casasola 等 (2017) 研究了 DustPedia 中的 18 个面向旋涡星系的紫外到亚毫米波段的图像, 发现尘埃标长大约是恒星标长的 1.6 倍。对于我们的模型星系来说, 团块状星云盘的标长比恒星盘大, 标高比恒星盘小, 而弥散 ISM 尘埃成分假定与恒星盘的几何形状相同。定性上看, 如果将团块状区域的尘埃与弥散 ISM 中的尘埃合并, 将得到一个比恒星成分的标长更大、标高更小的整体尘埃成分, 这与其他研究是一致的。然而, 考虑到尘埃减光效应的非线性, 不同尘埃模型的几何参数定量上是不能直接比较的。为此, 我们给出 CCC 模型最佳拟合结果预言的侧向星系图像, 并对其做单成分尘

埃拟合。这样，这个单成分尘埃拟合得到的几何参数可以直接与上述工作进行比较。

为了量化我们 CCC 模型中双尘埃成分的整体尘埃减光效应，我们使用最佳的模型拟合参数，重建了我们模型星系的侧向投影图像。更具体地说，图像的投影过程是沿视线的尘埃减光恒星发射的积分，其公式为：

$$I_A(X, Y) = \int_{-\infty}^{\infty} I_0 \rho_s(X, Y, l_z) e^{-\tau(X, Y, l_z)} dl_z, \quad (4-13)$$

其中 ρ_s 和 τ 分别表示给定位置 (X, Y, l_z) 的恒星辐射强度和尘埃光深， (X, Y, l_z) 是以模型星系的中心为原点的笛卡尔坐标系中的坐标。 (X, Y) 构成投影面， X, Y 分别是沿盘面的主轴和次轴，而 l_z 是垂直于投影面的轴。对于侧向星系，这个笛卡尔坐标系可以很容易地与公式3-1中定义的柱坐标系 (r, h) 相映射：

$$\begin{aligned} r &= \sqrt{X^2 + Y^2}, \\ h &= Y. \end{aligned} \quad (4-14)$$

从等式4-13可以看出，所得到的图像不仅是几何参数（如标长和标高）的函数，也是尘埃光深（或密度）归一化参数的函数。此外，根据模型假设， $\rho_s(X, Y, l_z)$ 和 $\tau(X, Y, l_z)$ 都可以由多个成分组合。例如，我们的 CCC 模型的恒星辐射密度 ρ_s 只是一个指数盘，其特征是 R_s, h_s ，而 τ 是由两个盘结合起来的，即弥散 ISM 尘埃（公式3-5）和团块状尘埃（公式3-17）。

根据上述公式，我们在图4-4的顶部中显示了 CCC 模型最佳拟合得到的侧向 V 波段图像。为了进行投影，我们将没有任何尘埃减光模型星系面向时的中心视星等设定为 17.5 等，其恒星盘标长为 $R_s = 1.5''$ （我们样本星系的典型值）。在这个图像中，可以清楚地看到沿着模型星系的中平面有尘埃带结构，这源于块状尘埃成分对恒星的额外遮蔽效应。为了进一步量化投影图像的整体特性，我们绘制了星系盘中平面上的等效光深 τ_{eff}^1 和面亮度轮廓。通过这两个定量轮廓，我们对 CCC 模型最佳拟合的尘埃几何进行了更详细的讨论，并进一步与其他盘星系的尘埃减光模型进行比较。

由于许多早期对盘星系尘埃几何的研究只考虑了一个尘埃成分，我们有兴趣测试我们 CCC 模型中的两个尘埃成分是否可以等同于一个尘埃成分。为了测试这个想法，我们模拟了一个包含连续双指数尘埃盘与恒星辐射盘的简单模型，

¹有效尘埃光学深度是通过 $I = I_0 * \exp(-\tau_{\text{eff}})$ 定义的，其中 I 和 I_0 分别是沿视线有尘埃减光和无尘埃减光时的表面亮度。

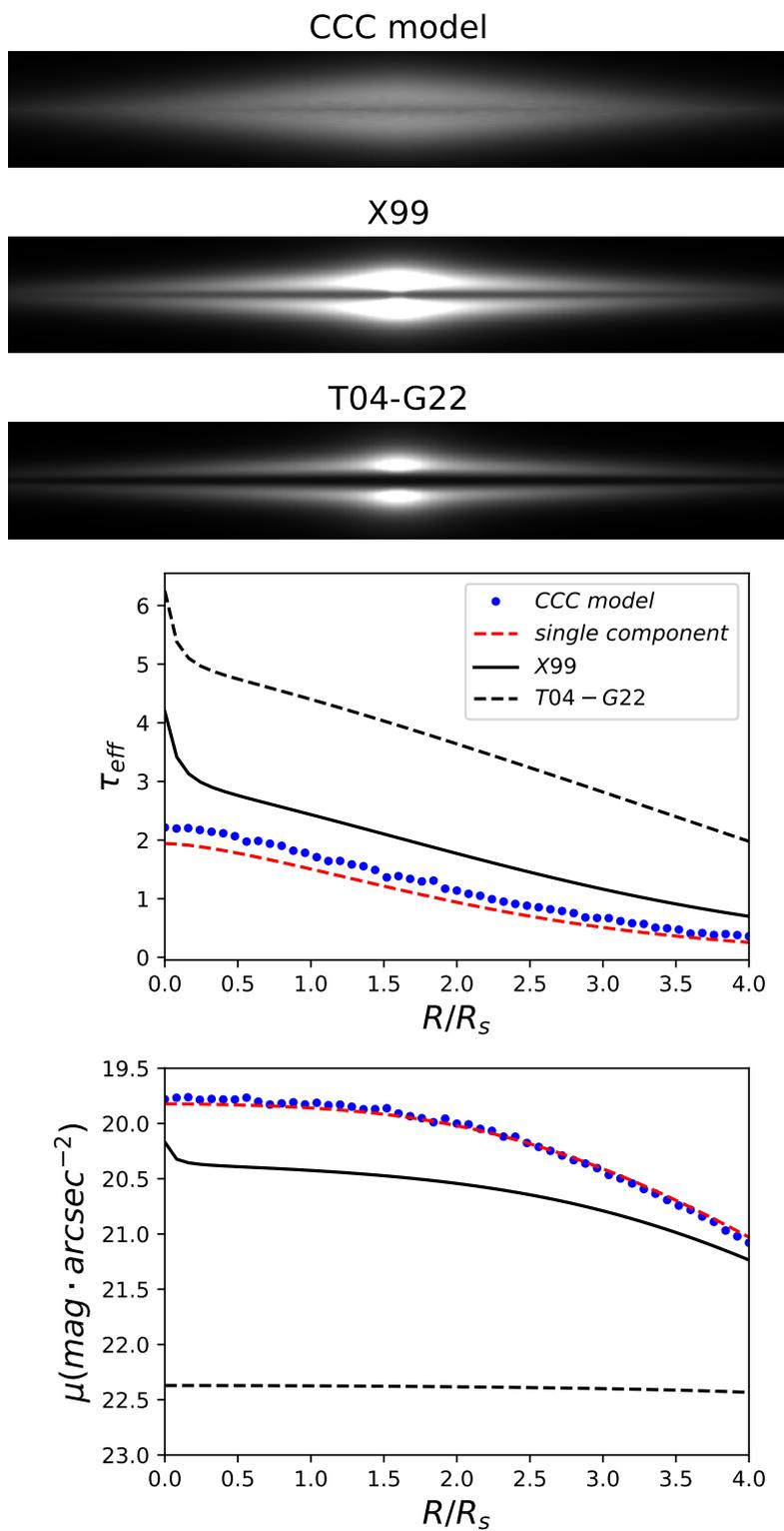


图 4-4 CCC 模型, X99 模型, T04 模型在典型值情况下, 侧向观测时的图像, 主轴方向的等效减光和面亮度轮廓。

使其图像与 CCC 模型模拟得到的图像相同。为了模拟这个单一尘埃成分模型观测到的面亮度轮廓，如图4-4最下一张图中蓝色点所示，需要三个模型参数：尘埃与恒星的标长比 R_d/R_s ，尘埃与恒星的标高比 h_d/h_s 和代表尘埃密度的归一化系数。对于这个尘埃密度系数，按照惯例，我们设 V 波段时面向模型星系的中心光深为 τ_f 。通过调整这三个模型参数，我们发现 $R_d/R_s \sim 1.1$ 、 $h_d/h_s \sim 0.7$ 和 $\tau_f \sim 0.4$ 时单成分尘埃模型的面亮度轮廓与 CCC 模型的几乎相同，这个单成分的面亮度轮廓在图4-4的最下一张图中用红色虚线表示。对于这种等效的单一尘埃成分，尘埃标长比恒星标长大大约 10%。这个结果与 Muñoz-Mateos 等 (2009a) 对邻近盘星系的研究结果相当吻合，后者的总体尘埃标度是通过红外辐射的建模得到的。

从图4-4中，我们得出结论，我们的双成分 CCC 模型确实可以用单一的尘埃成分所等效，正如预期的那样，这个等效的尘埃成分比恒星成分更薄更延展。这个结果也意味着仅靠投影图像可能不足以恢复尘埃成分的详细结构。为了揭示星系的三维尘埃几何，需要对不同的尘埃减光特性进行全面研究。

这里，我们还将 CCC 模型与两个典型的辐射转移模型的几何参数设置进行了比较。这两个模型是 X99 模型和 T04 模型。

首先，X99 的尘埃减光模型的参数设置与我们在刚刚讨论的单一尘埃成分模型相比唯一的区别是在其恒星辐射中加入了一个额外的核球成分。对于 X99 的具体模型参数，我们采用其样本星系的典型值： $B/T \sim 0.2$ ，恒星标高与标长比 $h_s/R_s \sim 0.1$ ，尘埃与恒星标高比 $h_d/h_s \sim 0.5$ ，尘埃与恒星标长比 $R_d/R_s \sim 1.4$ ，V 波段面向时的光深 $\tau_f \sim 0.5$ 。随后我们在图4-4的第二幅图上显示了其的 V 波段侧向观测时的星系图像。最后两幅图中用实心曲线显示了相应的沿星系平面的有效光深和面亮度轮廓。从投影图像中可以看出，X99 模型比 CCC 模型有一个更明显的尘埃带。X99 模型沿星系平面的有效尘埃光深系统地略大于 CCC 模型。然而，对于面亮度轮廓，有趣的是，我们 CCC 模型的结果与 X99 相当接近。

两个模型面亮度轮廓相当是不同影响的综合结果。首先，由于 CCC 模型的 h_s 较高，CCC 模型沿星系中平面的无减光的面亮度轮廓也更暗。另一方面，CCC 模型星系的等效单尘成分 ($h_d \sim 0.14R_s$) 的标高大约是 X99 模型 ($h_d \sim 0.07R_s$) 的两倍，这使得 X99 模型中沿星系中平面的有效光深更大。由于这个显著的大 τ_{eff} ，X99 模型星系恒星辐射的减光效应更明显。这两种效应的互补导致了 CCC 模型和 X99 模型面亮度轮廓相似。这种互补效应表明，在星系的尘埃减光建模中，恒星辐射和尘埃成分之间存在简并性。换句话说，在尘埃减光模型中，最好

不要预先确定恒星辐射成分的几何形状，否则通过建模得到的尘埃成分的几何可能会有偏差。

我们还模拟了 T04 模型星系的侧向投影图像。具体来说，我们首先从 Tuffs 等 (2004) 中获取基本的几何参数。对于自由参数，我们从 van der Giessen 等 (2022) 的表 3 中取值，这些参数值是用 SDSS 中银河系质量的盘星系的恒星减光-倾角关系约束得到的，其中： $B/T \sim 0.21$ 、 $\tau_{V,f} = 3.05$ 、 $f = 0.34$ 。系数 f 与年老星族的尘埃减光无关，因此在投影中不起作用。我们在图4-4的第三幅图像中显示了这个 T04-G22 模型星系的侧向投影图像而它的 τ_{eff} 和面亮度轮廓则分别在最后两张图中用虚线表示。

可以看出，这个 T04-G22 模型星系有非常明显的尘埃带。因此，其面亮度轮廓比 CCC 和 X99 模型星系都要暗得多。此外，在这个 T04-G22 模型星系中，面亮度轮廓在 $4R_s$ 内几乎是一个常数，这意味着在星系中平面上甚至到星系最外侧的区域都是光学厚的。T04-G22 模型星系沿星系中平面这种非常光学厚的面亮度轮廓是相对较大的尘埃含量 ($\tau_{V,f} \sim 3$) 和 T04 中预设的薄盘尘埃盘的非常小的厚度比 (0.016) 的综合结果。可以看出，T04 模型由于其固定了恒星辐射和尘埃分布的几何参数，不能在解释恒星减光-倾角关系的同时给出合理的面亮度轮廓，更何况 T04 模型在发射线减光-倾角关系的描述上是需要修正的 (van der Giessen 等, 2022)。

4.4.2 尘埃光深

在 CCC 模型中，除了几何参数，我们还对两个尘埃盘的光学深度进行了约束。

对于弥散尘埃盘，我们估算得到的星系中心吸收系数 $\alpha_{s,0}$ 约为 1.22kpc^{-1} 。然而，在我们的模型中，这个中心吸收系数 $\alpha_{s,0}$ 更多的是作为一个归一化的参数来描述不同区域的弥散尘埃成分的光深，而并没有明确的物理含义。原因是我们的指数盘模型过于简化，无法描述真实星系的中心区域，该区域包含其他复杂的物理成分，如核球、核星团和活动星系核等，这些在我们的模型中都没有被考虑到。但是，这个吸收系数 $\alpha_{s,0}$ 可以用来估计我们模型星系典型区域的光深。例如，在“太阳附近”（在银河系平面上与模型星系中心的距离约为 8.3kpc 的位置），我们的模型预测的吸收系数约为 0.02kpc^{-1} 。然后，通过对高银纬地区沿视线进行积分，我们得到了弥散尘埃的视线光学深度约为 0.01，这与银河系的尘埃分布地图数据很一致 (Schlegel 等, 1998)。

对于团块状星云盘，我们估计的每个团块的光学深度 τ_{cl} 约为 0.5，团块区域的中心吸收截面 $\sigma_{g,0}$ 约为 0.84kpc^{-1} 。我们提醒大家， $\sigma_{g,0}$ 是团块区域中心数密度与每个团块投影面积的乘积 ($\rho_{g,0}\pi R_{cl}^2$)。对于 $\sigma_{g,0}$ ，与弥散 ISM 尘埃的论证类似，我们的估计值也不能与观测值直接比较。然而，我们可以用它来进一步估计团块状 H II 区的整体特性。在此之前，我们需要对单个块状区域的大小 R_{cl} 进行估计。通过中红外 (MIR) 辐射探测到的银河系 H II 区的大小约为 10 pc (Anderson, 2014)，而对临近盘星系的观测表示，在光学波段中显示 H II 区的大小从 10pc 到 100pc 不等 (Gutiérrez 等, 2008)。在银河系和河外星系中探测到的 H II 区的大小差异，可能反映了 H II 区的团块性质和观测上选择效应²。Strömgren 球理论也表明，在不同的 H 原子密度和不同亮度等级的 OB 型恒星中，H II 区大小可以从几个 pc 到近百个 pc 不等 (Gutiérrez 等, 2008)。在本章节中为了简单起见，我们假设 R_{cl} 为 30pc，这样，我们可以得到 $\rho_{g,0}$ 大约为 300kpc^{-3} 。有了团块的数密度的值，我们可以通过公式

$$N = 4\pi R_g^2 h_g \rho_{g,0} \quad (4-15)$$

进一步得到团块盘内团块总数约为 9.2×10^3 ，其中 R_g 和 h_g 分别为 3.33kpc 和 0.22kpc。如果我们假设每个团块内都有 $10^3 M_\odot$ 新形成的恒星（一个 H II 区或疏散星团通常包含 $\sim 10^3$ 恒星，初始质量函数 (IMF) 也显示只有大约 0.1% 恒星为 OB 型恒星），这样我们模型星系中总共有约 $10^7 M_\odot$ 新生的恒星。考虑到 H II 区的典型寿命约为 10Myr，并假设所有新生恒星都是在 H II 区内形成的，那么我们模型星系的恒星形成率 SFR 约为 $1 M_\odot/\text{年}$ ，这与本地恒星形成星系主序的恒星形成率非常吻合 (Brinchmann 等, 2004)。在上述讨论中， R_{cl} 和每个 H II 区的新生星数量都是来自于估计。然而，我们想强调的是，我们对恒星形成率的最终估计并不明显依赖于这两个参数的具体数值。原因是，这两个参数在物理上是相互关联的。如果我们假设一个更小的 R_{cl} ，那么每个 H II 区的新生恒星数量也应该更少。

对于块状区域的光深 τ_{cl} ，我们模型给出的估计为 0.5，这接近银河系 H II 区的典型值 (Sun 等, 2021)，但为河外星系中观测到的 H II 区的下限 (Gutiérrez 等, 2008)。考虑到 H II 区的团块性质以及观测的选择和分辨率效应的影响，河外星系中观测到的 H II 区更可能偏向于巨 H II 区或 H II 区集合体。事实上，正如我们所讨论的那样，河外星系研究中所报告的 H II 区的大小要系统的比银河系的大。

通过 CCC 模型，我们可以进一步估算出每个尘埃成分中的尘埃总量。弥散

²由于分辨率的影响，我们预计对河外星系观测得到的 H II 区将更可能是较大的 H II 区。

ISM 中的尘埃总量为：

$$M_{d,s} = \frac{\alpha_{s,0}}{\kappa_V} 4\pi R_s^2 h_s = \frac{27.7 \text{kpc}^2}{\kappa_V}, \quad (4-16)$$

其中 κ_V 是质量吸收系数，单位为 $\text{kpc}^2 M_\odot$ 。对于团块 H II 区，尘埃总量为：

$$\begin{aligned} M_{d,g} &= N_{cl} M_{cl} = \rho_{g,0} 4\pi R_g^2 h_g \frac{4\pi R_{cl}^3}{3} \frac{\tau_{cl}}{R_{cl} \kappa_V} \\ &= \frac{16\pi R_g^2 h_g \sigma_{g,0} \tau_{cl}}{3\kappa_V} = \frac{17.1 \text{kpc}^2}{\kappa_V}. \end{aligned} \quad (4-17)$$

综合考虑这两个估计值，我们可以得出结论，对于类银河系盘星系来说，团块状 H II 区的尘埃总量略小于但与弥散 ISM 尘埃相当。在这里值得一提的是，我们在上面的讨论中没有考虑完全光学厚的恒星形成区。

4.4.3 减光曲线

在 CCC 模型中，对于弥散 ISM 尘埃和团块状尘埃我们都使用了 $R_V = 3.1$ 的幂律消光曲线（方程3-3）。然而，在 SPS 拟合过程中，为了从我们样本星系的恒星连续谱中得出红化，我们使用的减光曲线是 $R_V = 4.05$ 的 Calzetti 减光曲线 (Calzetti 等, 2000)。我们分别将这两条不同的消光曲线和减光曲线画在图4-5的上半部分，其中红线表示我们工作中使用的 $R_V = 3.1$ 的幂律消光曲线；蓝线表示 $R_V = 4.05$ 的 Calzetti 减光曲线。可以发现，它们在短波长 ($\lambda < 5000\text{\AA}$) 上有明显的差异。这种差异主要是由于它们的定义不同，我们将在下面对其进行详细讨论。

在背景介绍中，我们指出消光曲线只由尘埃粒子的物理和化学性质决定，而减光曲线（或称作有效消光曲线）则与尘埃粒子和辐射源的几何分布进一步相关 (例如, Calzetti, 1997; Calzetti 等, 2000; Witt 等, 1992, 1996, 2000)。由于 CCC 模型对尘埃粒子和辐射源的几何形状给出了完整的描述，我们可以很容易地根据 $R_V = 3.1$ 的幂律消光曲线，推导出我们的模型星系在不同倾角下的减光曲线的形状。这里值得一提的是，在我们的模型中，我们用 $E_g(\text{H}\alpha - \text{H}\beta)$ 来表示发射线辐射的尘埃红化（公式3-1），这与假定的消光曲线无关。因此，我们只需要讨论恒星连续谱减光曲线的形状。

我们使用 CCC 模型参数的最佳估计值（表格4-1）来计算模型星系的恒星连续谱在不同波长下的有效尘埃减光，然后推导出减光曲线的形状。我们在图4-5的下半张图上用红色虚线、实线和点线显示了三个有代表性倾角 ($\theta = 0^\circ$ 、 60° 和 90°) 的减光曲线结果。这三个倾角分别代表了面向，中位值，侧向时的星系倾

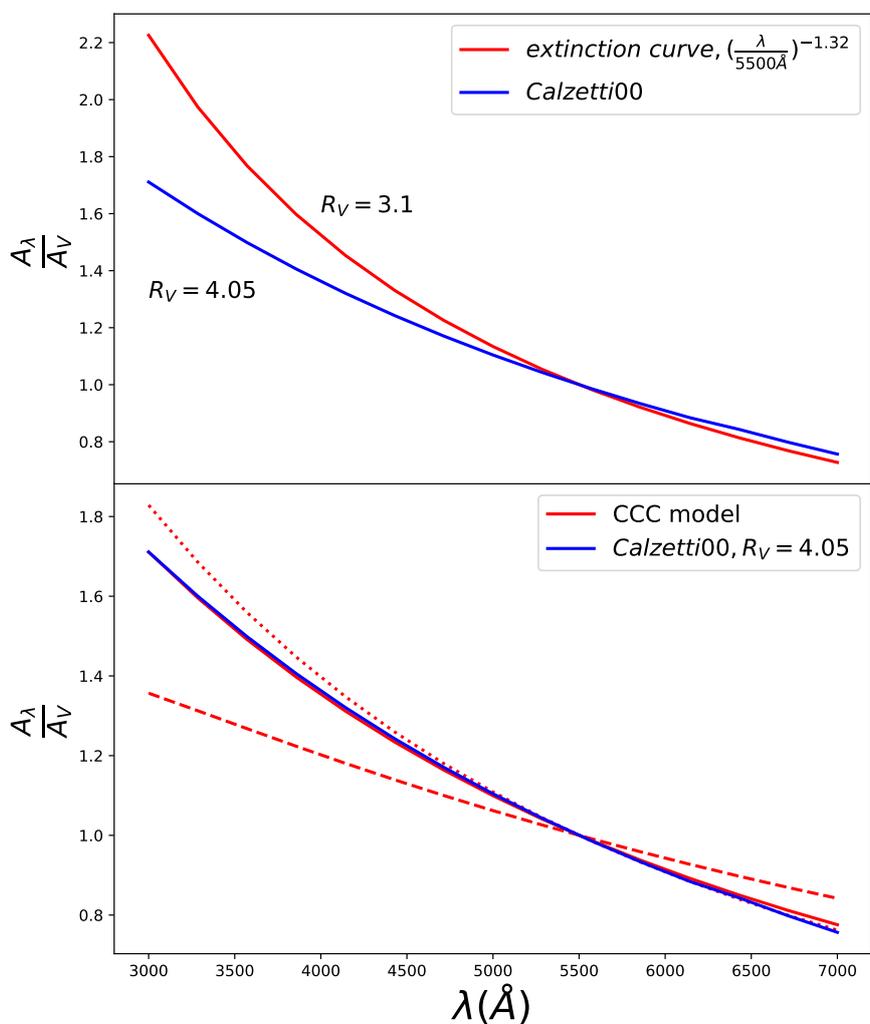


图 4-5 CCC 模型中使用的消光和减光曲线以及用 $\frac{A(\lambda)}{A_V}$ 表示的 Calzetti 减光曲线。上半张图：CCC 模型中使用的消光曲线（方程式3-3）（红色曲线）和 Calzetti 减光曲线（蓝色曲线）。下半张图：由 CCC 模型得出的侧向（点线， $\theta = 90^\circ$ ， $R_V = 7.0$ ）、面向（虚线， $\theta = 0^\circ$ ， $R_V = 3.7$ ）和中位值（实线， $\theta = 60^\circ$ ， $R_V = 4.1$ ），这里也用蓝色曲线画出了 Calzetti 减光曲线以进行比较。

角。这三条减光曲线的 R_V 分别是 3.7、7.0 和 4.1。我们看到 CCC 模型自然地预测了 R_V 会随着盘倾角的增加而增加，这在前人的观测研究中也有指出 (例如 Battisti 等, 2017)。我们认为, 减光曲线的 R_V 随盘倾角 (光学深度) 的增加是由发射源与尘埃混合时的饱和效应造成的 (见公式3-7和3-8)。另外, 对于中位盘倾角 ($\theta \sim 60^\circ$) 时, CCC 模型预测的减光曲线的 R_V 为 4.1, 这与经典的 Calzetti 减光曲线 (Calzetti 等, 2000) ($R_V=4.05$) 非常一致。此外, CCC 模型预测的减光曲线的 R_V 范围在 3.7 到 7.0 之间, 这个范围也与附近星系的观测结果相一致 (Calzetti, 1997)。

在第2.2.2节中, 我们在 SPS 拟合中使用了 $R_V = 4.05$ 的 Calzetti 减光曲线。如果为了整个拟合过程完全自洽, 我们应该对不同倾角的星系采用不同的减光曲线。然而, 将倾角效应全面引入 SPS 拟合过程是非常复杂并且低效的。我们认为这种 SPS 拟合过程中不一致的减光曲线不会对我们的结论产生重大影响。例如, 当减光曲线从 $R_V = 4.05$ 变为 4.88 (Calzetti, 1997; Calzetti 等, 2000) 时, 邻近星系样本的红化中值 E_s 仅从 0.15 变为 0.16。

4.5 更大质量范围星系的模型参数估计

表 4-2 不同质量盘星系的 CCC 模型参数拟合结果

质量范围	$h_s(R_s/kpc)$	$R_s(R_s/kpc)$	$\alpha_{s,0}(R_s^{-1}/kpc^{-1})$	$R_g(R_s/kpc)$	$h_g(R_s/kpc)$	τ_{cl}	$\sigma_g(R_s^{-1}/kpc^{-1})$
9.0-9.47	0.5 (0.60)	1 (1.19)	0.75 (0.63)	1.36 (1.62)	0.42 (0.50)	0.05 (0.05)	0.01 (0.008)
9.47-9.75	0.42 (0.57)	1 (1.35)	0.92 (0.68)	1.31 (1.77)	0.07 (0.09)	0.14 (0.14)	0.01 (0.01)
9.75-9.96	0.33 (0.49)	1 (1.49)	1.22 (0.82)	1.12 (1.62)	0.09 (0.13)	0.25 (0.25)	0.03 (0.02)
9.96-10.16	0.28 (0.46)	1 (1.63)	1.52 (0.93)	1.43 (2.32)	0.11 (0.18)	0.35 (0.35)	0.4 (0.25)
10.16-10.4	0.21 (0.38)	1 (1.8)	2.14 (1.19)	1.58 (2.84)	0.11 (0.2)	0.45 (0.45)	1.86 (1.03)
10.4-11.0	0.16 (0.34)	1 (2.15)	3.27 (1.52)	1.68 (3.61)	0.10 (0.21)	0.62 (0.62)	1.25 (0.58)

不在括号内为用 R_s 归一的物理量, 括号内的为估算的物理尺度。

鉴于 CCC 模型在类银河系盘星系的尘埃几何建模中取得了显著成果, 我们将这个模型推广到更大的质量范围。这里, 我们选择了恒星质量为 $10^9 M_\odot$ 到 $10^{11} M_\odot$ 的盘星系, 并将它们等数目分成了六个区间, 这六个质量区间的发射线红化和恒星红化与倾角的关系显示在2-6中。现在我们用 CCC 模型分别对这六个质量区间星系的恒星红化 E_s 和发射线红化 E_g 与倾角的关系进行拟合。拟合结果的图在附录B中, 相关参数列在表4-2中。我们假设 R_s 为恒星盘的标长, 这个标长服从Shen 等 (2003) 提出的质量-半径关系。由此, 我们将以 R_s 为单位的值

转换为以 kpc 为单位的物理尺度，并同样列在表4-2中。

从图中可以看出，除了星系质量最小的这个区间的拟合参数不合理，超出了拟合范围，剩下五个质量区间的拟合结果是可以用来讨论的。这种不合理可能是由于 PSF 效应或者小质量星系形态不是很稳定，盘倾角测量的偏差导致的。

在我们的工作中，恒星盘的标高可能会高估。一方面，我们模型中没有考虑核球，这可能会导致我们恒星盘厚度的高估。另一方面，这是由于 PSF 效应和孔径效应导致的结果。这些效应我们将在第4.6节中作详细讨论。

我们还发现，对于小质量星系的 σ_g ，模型的拟合结果趋近于 0，这是因为小质量星系团块的遮挡效应非常微弱，并且小质量星系的倾角估计有很大误差。这会导致遮挡效应无法在发射线红化-倾角上很好的反映出来，从而导致了一个趋近于 0 拟合结果。我们期望这个参数可以反映星系的恒星形成率，因此在将来我们可以考虑用恒星形成率来约束这一参数。

我们发现，随着星系质量的增加，ISM 中的尘埃密度也在增加，即 $\alpha_{s,0}$ 从 0.63kpc^{-1} 增加到 1.52kpc^{-1} 。单个团块的光深从 0.05 增加到 0.62。这可能反映了星系 ISM 和 H II 区中尘埃的演化，我们将在第5章中对单个团块光深随质量的演化做详细讨论。

我们还发现，发射线盘的标高从 0.1kpc 增长到 0.2kpc。同时发射线盘的标高标长比一直都比较稳定，大约在 0.07 左右。团块 H II 区盘的几何性质可能反映了 H II 区盘或者说星系中气体盘的动力学性质。关于这个的讨论我们将在未来开展。

4.6 存在的不足

我们的 CCC 模型不仅对发射线和恒星连续谱的红化特征与倾角复杂的相关性给出了很好的拟合结果（图4-1），而且对其尘埃减光效应也给出了一致的预测（图4-3）。然而，我们的模型也受到有限的观测数据和模型假设的不确定性的影响。接下来我们将讨论 CCC 模型中需要注意的问题。

4.6.1 核球

为了简单起见，我们的 CCC 模型没有考虑盘星系的核球成分。一个合理的假设是，核球成分中没有恒星形成，所以没有与之相关的冷气体和尘埃。在这种情况下，发射线红化 E_g 将无所谓模型中是否包括核球成分。对于恒星辐射，如果我们假设核球成分是球形致密的，那么球形核球和薄盘的组合可以近似认为

相当于一个稍厚的盘。这正是我们的 CCC 模型得到的相对较高的恒星盘标高标长比 ($h_s/R_s \sim 0.19$) 的原因。带核球成分的更精细的几何模型引入了更多的自由参数, 因此需要更多的观测约束, 例如结合多波长图像, 或者具有类似核盘比的星系的子样本。

4.6.2 致密恒星形成区

在我们的 CCC 模型中, H_{II} 区被假定是全同的, 其光深 τ_{cl} 的最佳拟合为 0.5。这可以被认为是不同 H_{II} 区的统计平均值。然而, 在真实的星系中恒星形成区的光学深度与它们的演化阶段有关。处于早期阶段的恒星形成区仍然嵌埋在非常致密和光学厚的分子云中。这些恒星形成区对观测到的发射线完全没有贡献。不仅如此, 这些光学厚的恒星形成区也会阻挡它们视线后方的恒星辐射, 因此对于侧向星系, 有很大一部分的暗区。

这一章的结果基于的是光学薄的 H_{II} 区的 Balmer 减幅和光学波段中恒星连续谱红化的观测。因此, 这些光学厚的恒星形成区域不会直接影响我们的模型结果。此外, 我们在图4-3中的结果还显示, 一旦考虑到孔径效应, CCC 模型预测的尘埃减光效应与观测的结果是很一致的。也就是说, 至少在 SDSS 光纤孔径内, 不会有很多这种完全光学厚的恒星形成区, 从而导致有明显的被完全遮蔽的区域。然而, 我们不能排除当星系完全侧向时, 这些暗区会对观测结果产生不可忽视的影响。事实上, 我们的 CCC 模型预测的沿星系中平面的尘埃光深略小于 X99 模型, 后者是通过测光图像进行辐射转移模拟得到的, 对暗云有更多的约束。

在 T04 模型中, 光学厚的恒星形成区通过参数 F (光学厚恒星形成区的体积分数) 进行了适当的估计, 其典型值为 0.2, 但对不同的星系取值不同。在 T04 模型中, 这些光学厚的恒星形成区将对来自非常年轻恒星的紫外辐射和相应的辐射转移的红外辐射产生重大影响。对于未来的研究, 这些光学厚的成分需要被考虑进去, 特别是当有来自紫外或红外观测的约束时。

4.6.3 孔径分辨率

在这一章中, 我们主要基于光纤光谱数据的观测对沿星系中心视线的尘埃红化效应进行了建模。正如我们在“离轴效应”和“孔径效应”这两节中所讨论的那样, 光纤孔径比典型的样本星系尺寸小得多, 对于面向星系可以很好地模拟星系中心区域, 但这也给解释侧向星系的观察到的尘埃减光特征带来了重大的偏差。

在这里，我们提出了另一个尚未讨论的来自孔径的偏差效应。对于侧向星系，由于星系的标高比孔径的半径小得多，观察到的尘埃减光不是简单地沿星系平面，而是沿星盘垂直方向的积分。正如侧向星系的投影图像所显示的那样，光深从中平面到高纬度有显著下降，因此，这使得观察到的尘埃减光系统性地小于完全沿中平面的减光。在我们的模型中，对于侧向星系我们只计算了星系中平面上的尘埃的光深和尘埃减光效应。也就是说，对于侧向星系，我们模型拟合值会偏离到较低的尘埃减光，这将使团块状尘埃盘相对较厚。事实上，正如我们在图4-4中所示，我们的 CCC 模型预测的沿星系中平面的有效光深比 X99 模型的要小。然而，CCC 模型的观测约束是所有倾角的红化特征，因此我们不期望只来自侧向星系的这种偏差会大大改变我们的模型结果。

4.6.4 红外性质

在这一章中，我们模型只研究了尘埃的消光过程，而没有考虑其红外辐射。为了更好地讨论和约束星系的尘埃特性，需要一个考虑到包括尘埃红外辐射的辐射转移模型，然而这超出了这项工作的范围。基于我们 CCC 模型的框架和基本结果，在这里我们对模型星系的红外辐射进行了简要的展望。

在我们的 CCC 模型中，我们假设团块和 ISM 中的尘埃具有相同的属性（消光曲线），因此星际辐射场 (ISRF) 对尘埃温度起着关键作用。考虑到团块状的 H_{II} 区有年轻恒星的辐射，我们预计团块状的尘埃将吸收更多的紫外光子，因此成为可以通过 MIR 辐射追踪的暖尘埃。事实上，在观测中，暖尘埃与分子气体 H_2 和恒星形成区 (Stevens 等, 2005; Hippelein 等, 2003) 在空间上是相关的。研究还表明，MIR 盘的标长与 $H\alpha$ 的标长相似 (Vogler 等, 2005)。

另一方面，我们的 CCC 模型显示，块状尘埃比弥散尘埃更延展。如果我们假设 H_{II} 区的块状尘埃的平均温度高于 ISM 尘埃的平均温度，那么星系整体在 MIR 的辐射比 FIR 的辐射更延展。但是这与红外辐射的标长随波长的增加而增加这一观测事实相反 (Hippelein 等, 2003)。造成这种矛盾的原因之一正如在第4.6.2节中讨论的那样，我们的模型不包含任何光学厚的团块成分，虽然这对模型的拟合结果没有影响，因为我们所有的模型约束都是基于光学波段的观测。但是，这些光学厚的恒星形成区域（例如分子云）是冷尘埃的主要贡献之一 (Planck Collaboration 等, 2011)，如果我们考虑到这些光学厚恒星形成区的红外特性，并假设它们与 CCC 模型中的 H_{II} 区具有相同的几何分布，我们自然会得到一个更广泛的冷尘成分。另一个原因是，对弥散 ISM 尘埃有相同并低温的假设过于简单了。弥散 ISM 尘埃的温度与 ISRF 的强度呈正相关，ISRF 的强度从星系中心

向外部区域递减。因此，弥散 ISM 尘埃的低温成分的空间分布也会偏向于有更高标长。为了定量我们的 CCC 模型的红外辐射，我们需要在同时考虑团块状尘埃（光学薄的 H II 区和光学厚的分子云）和弥散 ISM 尘埃的基础上对辐射转移进行详细建模，这超出了本工作的范围，需要在今后的工作中作进一步研究。

4.7 本章小结

我们构建了一个适用于星系中心光谱的 CCC 模型。在 CCC 模型中，团块状的星云区被嵌入到一个弥散的恒星/ISM 盘中，就像饼干中的巧克力片。通过考虑离轴效应，CCC 模型成功地同时再现了观测到的恒星和发射线红化的倾角相关性。此外，在适当考虑了光纤孔径效应后，CCC 模型对 H α 流量和 r 波段绝对星等的尘埃减光效应的倾角依赖性的预测也与观测结果很一致。除了光纤光谱的观测特性外，我们的 CCC 模型所预测的整体的侧向星系的面亮度分布也与附近盘星系的研究大致一致。

我们模型星系几何参数的最佳估计值如下：恒星盘标高与标长之比 $h_s/R_s \sim 0.19$ ，星云盘标高与标长之比 $h_g/R_g \sim 0.06$ ，星云盘与弥散恒星盘的标高之比 $h_g/h_s \sim 0.56$ ，星云盘与弥散盘的标长之比 $R_g/R_s \sim 1.6$ 。此外，我们还得到了两个尘埃盘的光深的模型约束。对于弥散尘埃部分，CCC 模型预测，在“太阳附近”时，对高银纬观测视线方向的红化约为 0.02。这一结果表明，从统计学上看，我们根据恒星质量从 SDSS 中选出的类银河系盘星系也具有与银河系类似的几何形状和尘埃特性。对于团块区域，我们的结论是，如果把 30pc 作为团块大小，我们的模型星系中大约有 10,000 个团块区域，每个区域在 V 波段的光深 $\tau_{cl} \sim 0.50$ 。这些参数估计给出了一个自洽的推论，即这些团块状区域大致表征了盘星系中的 H II 区。

我们将 CCC 模型应用到更大质量范围的星系中，发现在 $10^{9.5}$ 到 10^{11} 太阳质量范围内能够给出合理的结果。这些结果可以帮助我们理解星系尘埃结构是如何演化的。

我们也发现 CCC 模型也有一些局限性。首先，为了减少自由参数的数量，我们没有考虑核球成分，这使得 CCC 模型中恒星辐射的标高 R_s 包含核球的贡献。其次，我们的模型没有考虑光学厚的恒星形成区，这可能会妨碍我们的模型直接应用于涉及紫外和/或红外数据的辐射转移的研究。

但是，CCC 模型的应用前景广阔。例如，在第4.5节中，我们的模型进一步扩展并应用于其他恒星质量的盘星系，并给出了不同质量星系的几何参数。有了

这样的模型，我们可以比较和探索不同质量星系的尘埃成分的结构参数。这使我们能够更好地理解不同质量星系中尘埃成分的形成和演化。此外，通过假设尘埃粒子的物理性质 (例如 [Draine 等, 2007](#))，我们的模型可以应用于不同波长的更详细的尘埃消光和辐射过程，并可以与使用蒙特卡洛过程的数值模拟结果进行比较 (e.g. [Camps 等, 2015a](#))。CCC 模型是一个基于几个合理近似值的解析模型。它简化了考虑尘埃几何时的辐射转移过程的计算。与计算详细辐射传输过程的普通蒙特卡洛方法相比，CCC 模型要快得多，因此可以方便地应用于大型星系样本。

第 5 章 HII 区和尘金比

5.1 尘埃与气体、金属的关系：尘气比和尘金比

尘埃作为星际介质中的一部分，经常和同为星际介质的气体和气相金属进行比较研究。尘埃与气体（尘气比，DGR）的比值和尘埃与气相金属的比值（尘金比，DTM）在前人工作中进行了广泛的研究，并可以借此对星系的演化和尘埃的演化进行约束。研究发现，星际介质中尘埃和气体、金属之间的关系很复杂。有各种各样的机制将尘埃添加到 ISM 中，还有一些机制可以将尘埃从 ISM 中清除。在这一节中，我们将介绍理论上尘埃是如何演化的，同时我们还会介绍两种经典的得到 DGR 和 DTM 的方法，并说明这两种方法的优劣。最后，我们详细介绍如何基于 CCC 模型从可见光数据中得到 DTM 和这种方法的优势之处。

5.1.1 尘埃演化模型中的尘金比

在这一节中，我们将介绍各种星际环境中尘埃演化。尘埃演化是指在环境的影响下，尘埃构成随时间的变化。演化的时标短则数百万年，长则数亿年。尘埃，归根结底是一种固相的金属，其演化轨迹通常是和气体、恒星、气相金属的演化成协的。整体说来，尘埃产生于 AGB 星风和超新星爆炸；随后在星际介质中生长；同时，星际介质中的高能光子或者超新星爆炸会破坏尘埃。

尘埃和气相金属都产自于恒星。恒星在其晚期阶段会将其合成的一部分金属元素返还到 ISM 中。这种返还方式包括恒星风、行星星云、新星、SNIa 和 SN II。此外，这些喷出的金属元素的温度可以低到足以凝结出颗粒，即尘埃。在星系尺度中，尘埃产生的最主要的两个来源就是恒星星风和 SN II。这两个不同的方式因其物理机制导致产生的不同元素丰度不同，比如 SN II 会贡献大量的含氧尘埃（如硅酸盐和氧化物），而 AGB 星风会贡献大量的含碳尘埃（如各种有机分子和碳化硅）。在 AGB 星风中，有大约 10-40% 的金属元素被凝结到尘埃中 (Morgan 等, 2003; Ventura 等, 2012)。而不同 SN II 产生的尘埃会有很大的差异，有的只产生非常少的尘埃，而有的会有大约 50% 的金属元素被凝结到尘埃中 (Todini 等, 2001; Ercolano 等, 2007; Bianchi 等, 2007; Bocchio 等, 2016; Marassi 等, 2019)。尽管不同类型恒星的尘埃产额差异巨大，但是对于一个星系来说，其产额是可以估计的。对于一个星系，如果假设了其内部恒星的初始质量函数，那么不同类型恒星的比例就可以计算得到，最终也可以得到这个星系总的尘埃产额。在一般研究中，由于假设了固定的初始质量函数，其尘埃产额，DTM 也会随之固定，这样，

如果观测的 DTM 相对于产额得到的 DTM 发生了偏离，说明星系内存在尘埃的生长或者破坏机制。

尘埃的生长过程是将气相金属通过凝结吸附变为固体尘埃的过程。在尘埃生长过程中，气相金属变为尘埃。那么，金属丰度下降，尘埃的量增高，最终导致 DTM 的提高。通常，用积聚时标 (Accretion timescale) 来描述尘埃生长的快慢。前人工作中关于积聚时标已经做了充分的研究 (Draine, 2009; Dwek, 1998; Hirashita 等, 2011; Zhukovska 等, 2016; Priestley 等, 2021)。吸积时标主要受金属丰度、气体温度和气体密度这三个因素影响，并且这三个因素都是正反馈，即金属丰度、气体温度和气体密度越高，尘埃越容易吸积生长，吸积时标越短。在不同环境下，尘埃的吸积时标大致如下：

- (1) 温中性介质中，只有非常小颗粒的尘埃可以形成，并不适合形成尘埃。
- (2) 冷中性介质中，尘埃可以生长，其生长时标大概为三亿年。
- (3) 弥散分子云中，尘埃生长时标和在冷中性介质中接近。
- (4) 致密分子云中，尘埃的生长时标约为一千万年，和这种分子云的典型寿命接近。

总而言之，尘埃在高金属丰度致密气体环境下，有更快的增长速度，DTM 增长也更快。

在尘埃演化中，尘埃的摧毁效应也不可忽略。简单说来，尘埃的摧毁就是将尘埃从固相金属变成气相，显然，这个过程会降低 DTM。尘埃的摧毁效应主要包括光解、热解和 SN 激波破坏三种因素。光解主要对小颗粒尘埃有明显破坏作用，随着辐射场的增强，能够破坏的颗粒大小也会增大 (Guhathakurta 等, 1989)。因此，在 OB 型恒星周围的 H II 区，小颗粒尘埃几乎可以被全部破坏掉。热解作用的原理是高能粒子或光子与尘埃颗粒碰撞导致的尘埃气化。当温度或粒子速度越高，这种热解作用也越明显，同样的，热解也是对小颗粒尘埃更加有效 (Dwek 等, 1992; Draine 等, 1979; Hu 等, 2019; Micelotta 等, 2010; Bocchio 等, 2012, 2014)。可以看出，上述两种尘埃破坏机制与金属丰度无关，而第三种破坏机制，SN II 激波破坏与金属丰度有关。简单来说，SN II 激波会将超新星附近的尘埃清空。一次超新星激波扫过的气体质量约为 $100M_{\odot}$ 到 $1000M_{\odot}$ (Draine, 2009)。如果金属丰度为太阳金属丰度，一次超新星爆发能够摧毁约 $10M_{\odot}$ 的尘埃，这部分尘埃最后变成了气相金属。可以看出，超新星能够破坏的尘埃的量，取决于金属丰度，金属丰度越高，气体中尘埃的量也越多，在 SN II 发生时，也会有更多的尘埃被破坏。

整体来看, 恒星产生基本固定 DTM 的尘埃, 尘埃的生长会导致 DTM 的增高, 而超新星的破坏会导致 DTM 的降低。如果我们能够观测到 DTM 的演化, 那么我们就了解星系整体演化过程中, 尘埃的演化历史。

5.1.2 观测方法和结果

对于 DTM 的观测, 现在有两种主流方法: 一种是用红外辐射、CO 和 21cm 中性氢的观测来指征, 另一种是通过紫外吸收线来指征。

在星系 SED 的观测中, 红外和可见光波段通常会有两个明显的凸起, 可见光波段的辐射来自恒星, 红外的辐射则来自尘埃。通常的做法是假设一个修正黑体谱, 来拟合星系的红外 SED 观测, 进而得到星系中尘埃的温度, 质量等信息。随后通过 21cm 谱线可以估算原子氢的质量, 通过 CO 得到分子氢的质量。这样我们就得到了总尘埃质量和总气体质量, 就可以得到 DGR。现在有成熟的金属丰度的测量方法 (例如, Tremonti 等, 2004), 由此, 可以从 DGR 推算得到 DTM。早期的研究认为对于大部分星系来说, DGR 和金属丰度存在着线性关系, 或者说有一个恒定的 DTM (Issa 等, 1990; Lisenfeld 等, 1998), 当时的解释是用尘埃颗粒的生长和破坏不显著 (Hirashita, 1999; Edmunds, 2001)。同时, 在许多半分析模型和流体力学模拟中也假定了恒定的 DTM (Silva 等, 1998; James 等, 2002; Clark 等, 2016; Yajima 等, 2015; Camps 等, 2015b; Somerville 等, 2012; Ma 等, 2019; Katz 等, 2019)。在最近的研究中, 通过红外观测, 特别是对于低金属丰度星系的观测, 现在认为 DTM 是会随着金属丰度的增加而增加的 (Rémy-Ruyer 等, 2014; De Vis 等, 2017, 2019)。然而, 由于红外观测通常样本数量较小, 最多只有几百个星系, 这时选择效应或不确定性可能会导致不同的观测趋势 (Mattsson 等, 2014)。

通过紫外吸收线指征的方法是通过金属损耗测得的。在年轻恒星的紫外光谱中有各种星际介质中金属元素吸收线, 这些吸收线可以用来计算气体中各种巨量元素的含量 (如 Mg, Si, O, P, Cr, Fe, Ni, Zn 等), 最后求得气相中的总金属丰度。同时由于年轻恒星是刚诞生的恒星, 其金属丰度可以认为是星系内秉的总金属丰度, 这个金属丰度可以通过恒星光谱测量得到。那么气相金属丰度和恒星金属丰度相差的这部分金属, 就可以认为是束缚在尘埃内的金属丰度了。这种方法在近邻的星系 (如 M31、M33、SMC 和 LMC) 中有了一定的应用 (Tchernyshyov 等, 2015; Roman-Duval 等, 2021; Jenkins, 2009)。

5.1.3 现存问题

在用红外观测的尘埃测量中有这么一个问题，那就是“消失的尘埃”。这是因为用红外方法测到的尘埃主要测到的是温尘埃，大量的冷尘埃因为其低温，辐射弱的特点，难以准确测得，最终导致总尘埃量被低估。相较而言，通过紫外方法测到的尘埃的量通常会比用红外数据测得的更高。Clark 等 (2023) 通过改进红外 SED 拟合的方法，得到了接近于紫外方法的尘埃的量，但是仍然存在低估。然而，紫外方法测尘埃的量不具有普适性，因为需要有年轻恒星高分辨率的包括紫外的全谱观测，这种观测是昂贵的且只能用于近邻星系。这两个方法的样本数据量都不会很大，在已知的工作中，红外样本的最大数据量为几百个星系，而紫外方法通常只是针对单个星系的详细研究。因此，一个大样本的 DTM 或者 DGR 的数据对研究河外星系中尘埃的演化意义重大。在我们的 CCC 模型中，能够给出单个 H II 区自身光深的估计，这个值经过我们的考察可以用来表征尘气比 (第5.3节和第5.4节)。因此我们的 CCC 模型是能够借助大样本光谱数据对尘金比和尘埃演化做出约束。接下来，我们将在本章中详细阐明我们的方法和结果以及结论。

5.2 数据

在这一章中，我们使用了第2章中的面向盘星系样本。不同于第4章中探究红化随倾角的关系，这一章我们为了简化，简化 CCC 模型，更明确地获得对 H II 区域光学深度的约束 (详见第5.4节)，我们还进一步选择了星系轴比 $b/a > 0.8$ 的面向盘星系。因此，我们最终得到了 25,573 个面向盘星系样本。在我们的样本中，气相金属丰度 ($12 + \log(O/H)$) 来自于 MPA-JHU 数据库¹，使用的是 Tremonti 等 (2004) 中的方法。相关的数据在第2.3.3节中进行了讨论，并在图2-7中展示了数据分布情况。

5.3 H II 区光深与尘气比和尘金比的关系

在计算单个 H II 区域的典型光学深度 τ_{cl} 之前，我们首先介绍一下为何 τ_{cl} 能够反映 H II 区的尘埃的量。在一般研究中，H II 区的内部由于存在年轻 OB 型恒星的紫外光子，其中的气体是完全电离的；这个电离区域可以用斯特龙根球来解释，在电离区域外围，则是原恒星形成区的残留气体和尘埃。因此，在这里我们

¹<https://wwwmpa.mpa-garching.mpg.de/SDSS/DR7/oh.html>

假设 HII 区为一个简单的带尘埃外壳的球壳模型。球体内部是气体是完全电离的斯特龙根球，我们假设其中没有尘埃。在外壳中主要成分为原恒星形成区剩余的中性气体和尘埃，其中尘埃与中性气体均匀混合。我们假设外壳中的中性气体的金属丰度与斯特龙根球中电离气体金属丰度是相同的。通过这个简单模型，我们可以把 τ_{cl} 写成以下形式：

$$\tau_{cl} = \kappa_V \rho_{dust} l, \quad (5-1)$$

其中 ρ_{dust} 是尘埃壳层中的尘埃密度， l 是尘埃壳层的厚度， κ_V 是尘埃吸收系数。通过将 ρ_{dust} 与尘埃壳层的 DTG 和中性气体密度联系起来，我们进而得到：

$$\tau_{cl} = \kappa_V \rho_{gas} l \cdot DTG. \quad (5-2)$$

在公式 5-2 中， ρ_{gas} 和 l 描述了 HII 区尘埃壳层的基本特性， κ_V 描述了尘埃粒子的物理特性。

这里我们假设 ρ_{gas} 、 l 和 κ_V 都与宿主星系的性质无关。前人的研究表明所有类型的本地盘星系的 HII 区的平均电子密度和大小分布是相似的 (Oey 等, 2003; Liu 等, 2013; Santoro 等, 2022)。考虑到内部电离斯特龙根球和尘埃壳都是 HII 区复合体的一部分，可以认为内部和外部性质是相关的。也就是说，如果 HII 区内部电离区的性质与宿主星系的性质无关，那么外部尘埃壳层也应如此。因此，根据上述公式，我们得到 $\tau_{cl} \propto DGR$ 。基于上述假设，我们将用 τ_{cl} 来表征星系的 DGR，然后研究它与星系其他物理特性之间的关系。

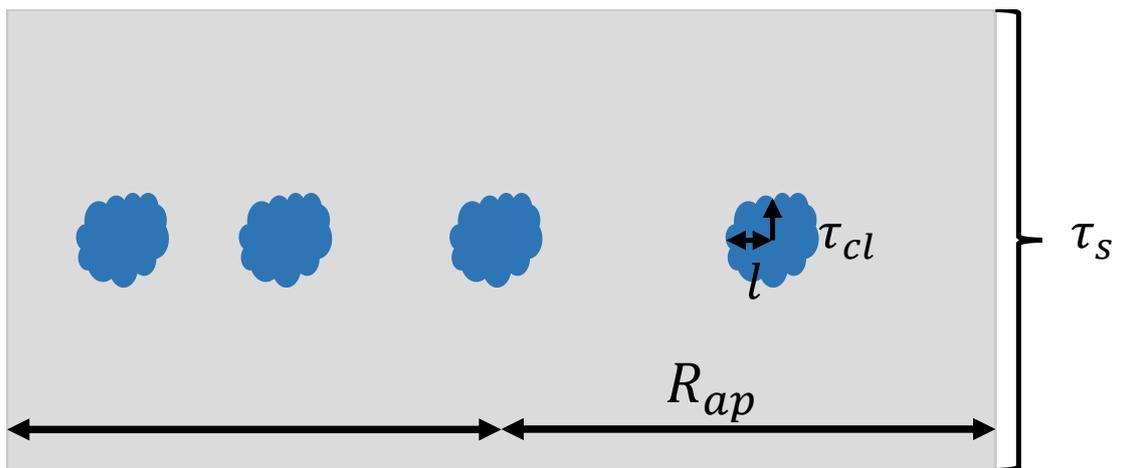


图 5-1 面向星系中心孔径（半径为 R_{ap} ）的简化 CCC 模型示意图。其中单个 HII 区（蓝色云层，尘埃壳层光学深度 τ_{cl} 和尘埃壳层厚度 l ）分布在薄薄一层上，稀疏地嵌入厚 ISM 盘（灰色背景，沿视线的总光学深度为 τ_s ）中间。

DGR 可以进一步写成 DTM (记为 ζ) 和金属丰度 Z 的乘积。在本研究中, 我们使用由 Tremonti 等 (2004) 估计的气相金属丰度, 它被定义为氧与氢的对数丰度比, 用 $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ 表示。因此, 在对数空间中, 尘金比 ζ 和 τ_{cl} 之间的关系可以写作:

$$C + \log \zeta = \log \tau_{\text{cl}} - \log(\text{O}/\text{H}). \quad (5-3)$$

在这个公式中, 常数项 C 代表本研究中假设的未知因素 (如公式5-2中的 κ_V , ρ_{gas} 和 l)。这些因素我们已经论证为与宿主星系性质无关的常数。

5.4 针对面向星系的 CCC 模型简化

在第3章中, 我们提出了一个用于盘星系的双成分尘埃几何模型, 即 CCC 模型。在这个模型中 H II 区 (“巧克力碎”) 被嵌入在一个连续分布的 ISM/恒星盘 (“饼干”) 中。在 CCC 模型中, 弥散的 ISM 假定与恒星成分均匀混合, 而 H II 区域是结块的, 分布在一个更薄更延展的盘中。

对于面向盘星系, 这个模型可以进一步简化为单层 H II 区域稀疏地嵌入到厚 ISM 盘中间这种情况, 如图5-1所示。在第4章中, 我们发现对于恒星质量在 10^9 到 10^{11} 太阳质量范围内的盘星系中心区域的 H II 区截面密度约小于 1kpc^{-1} (定义为视线中 H II 区的平均数量), 同时 H II 盘的厚度非常小 (标高 $\sim 0.1\text{kpc}$)。这样, 对于面向盘星系, 星系中心 H II 区域的覆盖系数约为 0.1, 因此 H II 区对恒星的遮挡可以忽略不计。在这一章中, 我们认为样本星系的几何性质与 CCC 模型一致, 并做了两个合理的假设: (1) 沿任何单一视线最多只有一个 H II 区; (2) H II 区的覆盖系数非常低。

在这两个假设下, 恒星辐射只会受到来自 ISM 尘埃的消光, 而 H II 发射线辐射则同时被 ISM 尘埃和 H II 区自身的尘埃壳层消光。在 CCC 模型中假设 ISM 尘埃与星族均匀混合, 那么恒星减光和发射线减光可以分别简化为均匀混合模型和尘埃屏模型, 这在3.1.1和3.1.2中也有讨论。在上述两节中, 这两个模型能够对面向星系的恒星红化和发射线红化有良好的解释。此外, 由于 H II 区的典型尺寸远远小于恒星盘的标高, 那么, H II 区的前景 ISM 尘埃的光深可以用 ISM 尘埃总光深的一半来近似。最后, 恒星红化和发射线红化就可以写作:

$$\begin{aligned} E_s &= 2.5 \log\left(\frac{\tau_{s,B}}{\tau_{s,V}} \frac{1 - e^{-\tau_{s,V}}}{1 - e^{-\tau_{s,B}}}\right) \\ E_g &= 1.086(\tau_{g,H\beta} - \tau_{g,H\alpha}) \\ \tau_g &= \frac{\tau_s}{2} + \tau_{\text{cl}}. \end{aligned} \quad (5-4)$$

其中 τ_s 是 ISM 尘埃的总光深（见图5-1）， τ_g 是 HII 区视线上受到消光的总光深， τ_{cl} 是单个 HII 区自身的光深。在本章中，如果没有明确说明，光深默认定义在 V 波段。

在公式5-4中， τ_s 可以由第一个公式从 E_s 得到； τ_g 可以由第二个公式从 E_g 得到；随后， τ_{cl} 可以通过 τ_s 和 τ_g 联合得到。在计算这些光深时，我们需要假设一条消光曲线。在这里，我们仍然假设一条 $R_V = 3.1$ (Li 等, 2017; Fitzpatrick 等, 2019) 的幂律消光曲线（公式3-3）。

值得一提的是，我们的 CCC 模型是一个统计学模型，反映的是盘星系的整体性质，不适用于单个星系的详细研究。我们从简化 CCC 模型得到单个 HII 区的光深 τ_{cl} 也是从统计学角度出发的。因此，我们不是用公式5-4来推导每个星系的 τ_{cl} ，而是取具有类似物理特性星系样本的 E_g 和 E_s 的中位数，然后用这些中位数计算它们的典型 τ_{cl} 的值。同时， τ_{cl} 的不确定性是通过 E_g 和 E_s 的不确定性传递得到的。换句话说，本文的动机是在统计意义上研究盘星系的 τ_{cl} ，而不是关注任何单个星系 τ_{cl} 的具体数值。

5.5 星系质量决定的尘金比

在第5.2节中，我们将面向盘星系按照恒星质量分成 10 个间隔为 0.2dex 的区间，然后将给定恒星质量区间中的星系进一步分为 3 个气相金属丰度的子样本，同一恒星质量区间下的金属丰度子样本的数量相等。在这一节中，我们利用这些子样本，并使用第5.4节中的简化 CCC 模型，探讨 τ_{cl} 与宿主星系恒星质量 M_* 和金属丰度 $12 + \log(O/H)$ 之间的变化关系。

我们首先在图5-2的左上图中用像素点标记出了所有面向盘星系在 M_* -Z 图上的位置。我们用实心曲线显示了金属丰度 $12 + \log(O/H)$ 与恒星质量的拟合得到的函数关系，这个函数是一个二次函数，拟合结果如下，与 Tremonti 等 (2004) 的非常相似：

$$12 + \overline{\log(O/H)}(M_*) = -0.114(\log M_*)^2 + 2.534 \log M_* - 4.978. \quad (5-5)$$

此外，30 个恒星质量和金属丰度分区的星系子样本的 τ_{cl} 在右上图中用圆点表示，点的颜色表示每个子样本的 τ_{cl} 值。可以看出，质量更大、金属丰度更高的星系的 τ_{cl} 也系统性的较高，对于质量最小和金属最贫的星系 ($\log M_* \sim 9, 12 + \log(O/H) \sim 8.5$) 这时的光深 $\tau_{cl} \sim 0.05$ ；而对于质量最大和金属丰度最高的星系 ($\log M_* \sim 11, 12 + \log(O/H) \sim 9.2$)，此时 $\tau_{cl} \sim 0.8$ 。

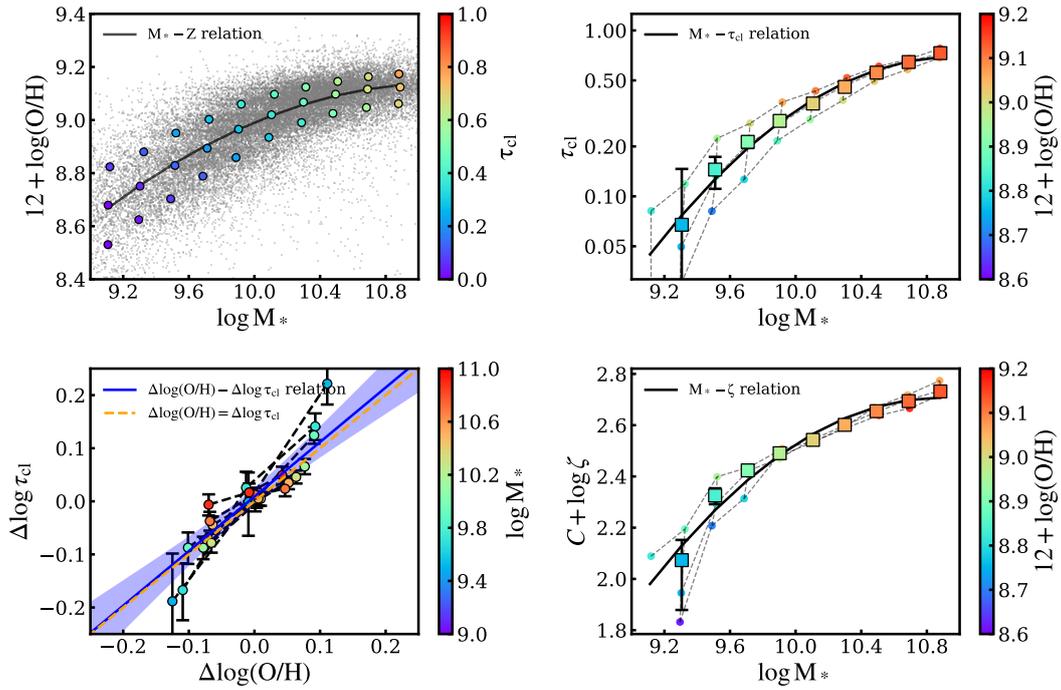


图 5-2 τ_{cl} 与恒星质量 M_* 和金属丰度 $12+\log(O/H)$ 之间的关系。左上图： M_* - Z 关系， τ_{cl} 用颜色表示。圆圈代表 M_* 和 Z 分隔中的 30 个子样本星系，而背景中的小黑点是所有样本星系。实线是 M_* - Z 的拟合关系，即公式 5-5。右上图： M_* - τ_{cl} 关系，金属丰度用颜色表示。由虚线连接的点代表 30 个恒星质量和金属丰度分隔中的星系子样本，而方块则是 10 个不考虑金属丰度按恒星质量分隔中的 τ_{cl} 中值。实线是公式 5-6 描述的 M_* - τ_{cl} 关系。左下图：残差 $\Delta \log \tau_{cl} - \Delta \log(O/H)$ 关系，不同恒星质量的分隔的用颜色标记。具有相同恒星质量的星系由黑色虚线连接。最佳拟合线和置信度为 1σ 的区间用蓝色实线和阴影区域表示。橙色虚线 ($\Delta \log \tau_{cl} = \Delta \log(O/H)$) 用于比较。右下图： M_* - ζ 的关系，颜色表示金属丰度，数据点的属性与左上图相同，实线遵循公式 5-8。

为了更清楚地显示 τ_{cl} 与恒星质量和金属丰度的关系，我们在图5-2的右上图中绘制了 τ_{cl} 与 M_* 的关系，并用颜色标记出每个样本星系金属丰度 $12+\log(\text{O}/\text{H})$ 的中位值。我们首先将 10 个恒星质量分隔样本的 τ_{cl} 中位数用大方块表示，而不考虑其金属丰度。同时，在对于 30 个恒星质量和金属丰度分隔样本的 τ_{cl} ，我们用由虚线连接的圆点现实。为了图片能看得更清楚，我们只显示了 10 个恒星质量分隔样本的 τ_{cl} 的不确定性。对于 10 个恒星质量分隔的中位值 τ_{cl} （用正方形表示），我们看到 $\overline{\tau_{\text{cl}}}$ 随着星系质量单调地增加。类似于公式5-5的 M_* - Z 的关系，我们也使用二次函数对 M_* - $\overline{\tau_{\text{cl}}}$ 的关系进行了参数化，得到了最佳拟合结果为：

$$\log \overline{\tau_{\text{cl}}}(M_*) = -0.343(\log M_*)^2 + 7.54 \log M_* - 41.531, \quad (5-6)$$

这个公式在图中用黑线表示。排除了 M_* - Z 的简并之后，我们再次看到在给定的恒星质量下， τ_{cl} 对金属丰度有明显的二阶相关性：高金属丰度的星系有更高的 τ_{cl} 。

为了更清楚地显示 τ_{cl} 对 Z 的二阶相关性。我们在图5-2的左下图中绘制了在 M_* - τ_{cl} 关系中 τ_{cl} 的残差 ($\Delta \log \tau_{\text{cl}}$) 及其误差和 M_* - Z 关系中金属丰度的残差 ($\Delta \log(\text{O}/\text{H})$) 的关系。具体来说，这两个残差被定义为：

$$\begin{aligned} \Delta \log(\text{O}/\text{H}) &= \log(\text{O}/\text{H}) - \overline{\log(\text{O}/\text{H})}(M_*), \\ \Delta \log \tau_{\text{cl}} &= \log \tau_{\text{cl}} - \log \overline{\tau_{\text{cl}}}(M_*) \end{aligned} \quad (5-7)$$

其中 $\overline{\log(\text{O}/\text{H})}(M_*)$ 和 $\log \overline{\tau_{\text{cl}}}(M_*)$ 分别由公式5-5和5-6定义。我们用了一个线性关系来拟合所有质量星系的这两个残差的整体趋势。这个趋势及其 1σ 的置信区间在图5-2的左下图中用蓝色实线和阴影区域画出。可以看出，对于所有恒星质量和金属丰度的分区，在减去 M_* - $\overline{\tau_{\text{cl}}}$ 关系和 M_* - \overline{Z} 关系后， $\Delta \log \tau_{\text{cl}}$ 大致与 $\Delta \log(\text{O}/\text{H})$ 呈现一个斜率为 1 的线性关系。根据公式5-3，这个等价关系意味着不同金属丰度的星系的 DTM (ζ) 在给定的恒星质量下大致是一个常数。

为了进一步研究上述结果，我们在图5-2的右下图中绘制了 ζ （公式5-3）与 M_* 的函数关系，同样的，金属丰度表示颜色。在右上图中，我们将 10 个不考虑金属丰度恒星质量分隔的样本星系用大方块显示，将 30 个恒星质量和金属丰度分隔的这些子样本显示为由虚线连接的圆点。可以看出，在大多数恒星质量组中， ζ 几乎不显示对金属丰度的二阶相关性 ($\log M_* > 9.8$)。对于这些少数的低质量区，考虑到 ζ 的不确定性，我们认为 ζ 也基本上与金属丰度无关。即使存在相关性，这种相关性也应该是非常弱的。

既然 ζ 只是恒星质量的一个函数，这里，我们将提供一个描述该函数的表达式。我们通过方程5-3、5-5、5-6和5-7的组合得到这个公式而不是对右下图中的数据点进行拟合：

$$\begin{aligned} C + \log \zeta &= \log \overline{\tau_{cl}}(M_*) - \overline{\log(O/H)}(M_*) \\ &= -0.229(\log M_*)^2 + 5.006 \log M_* - 24.553. \end{aligned} \quad (5-8)$$

我们在图5-2的右下图中用实线将这个二次函数绘制出来。可以看出，这个推导出的公式与数据点吻合的非常好。

从上面的这些图中，我们得出了这一章的主要发现：星系的 DTM 只是其宿主星系恒星质量的一个独特函数。这一发现对尘埃粒子演化的时间尺度有重要的影响，这将在第5.6.2节中进一步讨论。

5.6 讨论

大多数关于尘埃演化模型的研究都集中在 DTM 和金属丰度的关系上 (Lisenfeld 等, 1998; Hirashita 等, 2002; Draine 等, 2007; Galametz 等, 2011; Zafar 等, 2013; Rémy-Ruyer 等, 2014; De Vis 等, 2019; Wiseman 等, 2017; Kahre 等, 2018)。简单来说，尘埃演化机制包括尘埃的产生和破坏。尘埃的产生主要包括由恒星风和超新星中的尘埃形成以及 ISM 中的颗粒生长。尘埃破坏主要与恒星形成过程中的消耗、热溅射和超新星破坏有关。此外，气体的内流和外流也会影响尘埃的量。在这些机制中，晶粒增长会增加 DTM，而尘埃破坏则起相反的效果。如果没有晶粒增长和尘埃破坏，DTM 是一个取决于恒星风和超新星中的尘埃产量的常数。当尘粒增长和破坏之间存在平衡时，DTM 也是一个常数 (例如，De Vis 等, 2017; Mattsson 等, 2012)。另一方面，在高密度和高金属丰度的环境中 (例如在分子云的内部区域)，尘埃的增长效应超过了尘埃颗粒的破坏效应，我们会预期 DTM 会随着金属丰度的增加而增加。在本文中，我们提出宿主星系的恒星质量对 H II 区域的 DTM 起着更基本的作用。在这一节中，我们在第5.6.1节首先讨论研究中的 ζ - Z 关系所隐含的我们的 M_* - ζ 关系，然后在第5.6.2节讨论我们提出的 M_* - ζ 关系背后可能的物理机制。

5.6.1 尘金比与金属丰度关系的解释

许多研究都讨论了 DTM 与金属丰度 Z 的相关性 (例如，Silva 等, 1998; James 等, 2002; Clark 等, 2016; Yajima 等, 2015; Camps 等, 2015b; Somerville 等, 2012; Ma 等, 2019; Katz 等, 2019)。为了使我们的研究与前人的结果有一个很好的比较，我

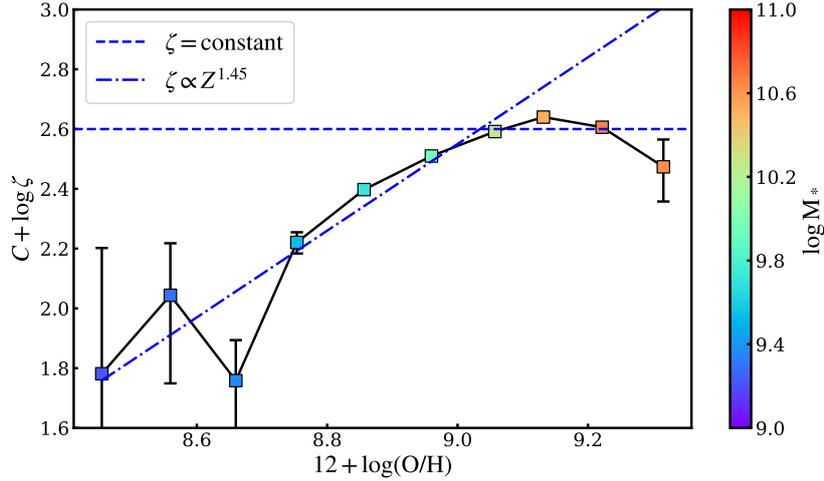


图 5-3 尘金比 $\log \zeta$ 和金属丰度 $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ 的相关性，恒星质量用颜色表示，其中 $\log \zeta$ 由 $\log \tau_{\text{cl}} - \log(\text{O}/\text{H})$ 描述。点线的斜率为 1.45，虚线代表 DTM 是一个常数。

我们还探讨了我们的数据中 ζ 与 Z 的相关性。具体来说，我们在金属丰度范围为 $8.4 < 12 + \log(\text{O}/\text{H}) < 9.4$ 处将面向盘星系样本按照金属丰度划分出 10 个区间，区间间隔为 0.1dex，然后计算每个金属丰度区间中样本星系的中位值 τ_{cl} 。根据公式 5-3，我们计算了尘金比 ζ ，然后在图 5-3 中显示了 DTM 与金属丰度的关系 ($12 + \log(\text{O}/\text{H})$)，其中每个金属丰度区间中样本星系的恒星质量 $\log M_*$ 用颜色表示。我们看到，在低金属丰度范围内 ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) < 9.0$)， ζ 随 $\log(\text{O}/\text{H})$ 单调增加。在高金属丰度尾巴 ($12 + \log(\text{O}/\text{H}) > 9.0$)， ζ 大致是一个常数。这样的趋势在早期的研究中也有类似的发现，(例如 Rémy-Ruyer 等, 2014)。

为了进行更多的定量比较，我们在图 5-3 中画出了两个文献中建议的 ζ - Z 关系。一个是虚线表示的 ζ 为常数 (Issa 等, 1990; Lisenfeld 等, 1998) 的关系，其中截距已被调整以与高金属丰度时观察到的 $\log \zeta$ 相符合。另一个是非线性关系 $\zeta \propto Z^{1.45}$ (例如, De Vis 等, 2019; Li 等, 2019)。这个关系由点状虚线表示，截距也经过调整，以适应低金属丰度时观察到的 ζ - Z 关系。可以看出，这两个已知的关系分别与我们在低金属丰度和高金属丰度部分的结果很一致。

5.6.2 星系质量和尘金比关系的物理图像

我们得出的 M_* - ζ 关系对星系的不同成分 (如星族、金属、尘埃) 的演化历史有重要的物理意义，下面我们将对其进行具体讨论。

本地盘星系的 M_* - Z 关系可能是由于更大质量盘星系有更高的表面密度 (Chang 等, 2010; Belfiore 等, 2017; Clark 等, 2023)。此外，现今星系的恒星形成历

史显示出一种“下降”行为，即更大质量的星系中的恒星往往更早形成，而且形成时间跨度更短 (Neistein 等, 2006)。因此，大质量星系较高的 Z 也可能是高红移时恒星形成效率较高的结果，此时星系的表面气体密度平均较高 (Fu 等, 2009)。一般来说，星系质量形成历史时标在数十亿年左右，这比分子云中的尘粒生长时间尺度 ($\sim 10^7 - 10^8$ 年 (Galliano, 2022)) 长很多。因此，考虑到更大质量的星系更早地形成它们的金属，综合上高金属丰度时会有更短的尘粒生长时间尺度这一效应，更大质量的星系今天有更高的 ζ 是自然的。

另一方面，大质量星系通常有更高的金属丰度，这可能与大质量星系的引力势更深有关，在这种情况下，外流被认为更难从宿主星系中逃脱 (Chang 等, 2010; Chisholm 等, 2017)。考虑到金属粒子有更大的质量，对于由动量和能量驱动的外流，金属粒子的外流速度和外流率自然比气体的外流速度和外流率低 (Pandya 等, 2021)。可以预见的是，尘埃粒子的流出比例将比金属颗粒的流出比例更小，因为尘埃粒子比金属颗粒重得多。因此，外流也为质量较小的星系中较低的 Z 和 ζ 提供了一个合理的解释，因为在这些星系中有更强烈的外流。

在给定的恒星质量下，我们的研究表明， ζ 与气相金属丰度无关。这种现象可能与 $H II$ 区域的物理条件和寿命有关。对于 $H II$ 区域的外层（或弥漫分子云环境），尘埃生长的时间尺度（约一亿年 (Galliano, 2022)）比 $H II$ 区域的寿命（约一千万年）长得多。而且温度 ($\sim 10^4 K$) 与尘埃发生溅射或升华要求的温度 ($\sim 10^6 K$) 有很大的偏差。此外，在 $H II$ 区中超新星的尘埃破坏效应也可以忽略，因为 $H II$ 区域需要没有死亡的 OB 型恒星。因此， ζ 在 $H II$ 区域的短暂寿命中没有足够的时间来演化。另一方面，对于给定恒星质量的星系来说，金属丰度和光学深度之间的线性相关可能与盘星系中的随机反馈（例如贫金属气体的吸积）有关。这种随机反馈是一个瞬时过程，可以用来当地恒星形成率 (SFR) 和气相金属丰度之间的反相关关系 (Sánchez Almeida 等, 2019)。在这种随机反馈情况下，短时标的贫金属气体的随机注入既不改变金属总量，也不改变尘埃总量，也就是说，这种内流会导致金属丰度和 DGR (τ_{cl}) 同时下降，但不会影响尘金比 ζ 。

5.7 本章小结

在这一章中，通过对选自 SDSS 的面向盘星系样本应用简化的 CCC 模型，我们得到了不同恒星质量和气相金属丰度时星系中 $H II$ 区的典型尘埃光深 τ_{cl} 。通过将 τ_{cl} 与星系的 DGR 联系起来，研究 τ_{cl} 与星系质量和金属丰度的相关性，我们得出了以下关于星系形成过程中的尘气比和 DTM 的结论。

我们发现尘金比 ($\zeta \sim \tau_{\text{cl}}/Z$) 随星系恒星质量的增加而增加。在给定的恒星质量下, 残差 $\Delta \log \tau_{\text{cl}}$ 与 $\Delta \log(\text{O}/\text{H})$ 呈线性相关, 这意味着此时尘金比 ζ 是一个常数。我们的研究表明, 星系的恒星质量是星系 DTM- Z 关系中的第一参数, 就像许多其他的比例关系一样 (例如 Shen 等, 2003; Kauffmann 等, 2003a; Peng 等, 2010)。前人工作中讨论的 ζ - Z 关系是 M_* - ζ 和 M_* - Z 关系的共同作用的结果。

第6章 总结和展望

6.1 总结

在本文中，我们提出了一个新的双成分尘埃几何模型，即“巧克力碎曲奇”（Chocolate Chip Cookie, CCC）模型。在这个模型中，产生发射线辐射的团块状星云区像曲奇饼中的巧克力碎一样被嵌入到一个弥漫的恒星/ISM 盘中。在 CCC 模型中，发射线尘埃是呈团块状分布的，这与传统的连续尘埃分布有本质的不同。

为了约束 CCC 模型的参数，我们在 SDSS 主星系样本中挑选了 140,686 个恒星形成星系作为我们的主样本，并额外挑选了 33,273 个质量在 $10^{10.2}$ 到 $10^{10.6}$ 太阳质量范围的星系作为我们的类银河系恒星形成星系子样本。我们用这些样本的光纤光谱测量了尘埃红化特征，其中恒星红化是用全谱 SPS 代码 STARLIGHT(Cid Fernandes 等, 2005) 得到的；发射线红化是用 Balmer 减幅来指征。我们探讨了这两种不同的尘埃红化随倾角的变化，然后将其作为 CCC 模型的约束条件，为星系建立几何模型。我们发现对于类银河系恒星形成星系子样本，恒星红化随倾角增加而增长，发射线红化在高倾角时会有下降趋势。对于主样本来说，这种下降趋势的程度在不同质量范围不同，小质量星系几乎没有这种下降趋势，而大质量星系的下降趋势很明显。

我们发现，对于类银河系恒星形成星系样本，均匀混合模型可以重现恒星减光与倾角的关系，但是尘埃屏模型只能部分重构低倾角时发射线红化与倾角的关系。广泛使用的 T04 模型对发射线红化的预言会比观测要系统性的低。通过引入团块尘埃的连续化近似，并忽略尘埃散射效应，CCC 模型成功地同时再现了观测到的恒星和发射线红化与倾角的关系。此外，在适当考虑了光纤孔径效应后，CCC 模型对 $H\alpha$ 流量和 r 波段星等与倾角关系的预测也与观测结果很一致。CCC 模型得到的参数约束如下：恒星盘标高与标长之比 h_s/R_s 约为 0.19；星云盘标高与标长之比 h_g/R_g 约为 0.06；星云盘与恒星盘标高之比 h_g/h_s 约为 0.56，标长之比 R_g/R_s 约为 1.6。对于团块区域，我们的结论是，如果认为团块大小约为 30pc，我们的模型星系中大约有 10^4 个团块，每个团块在 V 波段的光深 τ_{cl} 约为 0.50。这些参数估计给出了一个自洽的推论，即这些团块区域大致为恒星形成星系中的 HII 区。

对于整体星系样本，我们将其按质量等分为 6 个区间，并分别用两种红化-倾

角关系约束其模型参数。我们发现这些模型参数有一些系统性的变化。因此，我们单独针对团块光深 τ_{cl} 随质量和金属丰度的变化进行了详细研究。在这项研究中，我们选取了 25,273 个面向恒星形成星系样本。通过对 CCC 模型的合理简化，我们得到了不同恒星质量和气相金属度时典型尘埃光学深度 τ_{cl} 。通过研究 τ_{cl} 与 M_* 和 Z 的相关性，并将 τ_{cl} 与星系的尘气比联系起来，我们得出了以下关于恒星形成星系中尘气比和尘金比的结论。我们发现 τ_{cl} 随 M_* 增加的速度比 Z 快，因此 DTM 随星系的 M_* 增加。在给定的恒星质量下，残差 $\Delta \log \tau_{cl}$ 与 $\Delta \log(O/H)$ 相等，意味着此时金尘比是一个常数。我们的研究表明，像在许多其他的研究中那样（例如 Shen 等, 2003; Kauffmann 等, 2003a; Peng 等, 2010），恒星质量是星系 DTM-Z 关系中的第一参量。文献中讨论的 DTM-Z 关系是 M_* -DTM 和 M_* -Z 关系的共同结果。这个 M_* -DTM 关系表明，星系中尘埃和金属存在共轭演化，瞬时的气体内流并不会影响尘金比，但是会同时改变尘气比和金属丰度。

6.2 展望

当前工作仍然遗留了部分未解决的问题和在未来可以展开的研究，具体如下。

星系核球的包含：在我们模型中，由于数据限制，我们没有考虑到恒星核球，而是将核球和盘等效为一个等效恒星盘。这使得我们模型星系的恒星标高偏大。在将来的工作中，我们期望将核球引入模型，并引入 B/T 或者中心面亮度作为参量。用不同核球大小时的减光倾角关系来对模型中核球和盘结构进行约束。

模型对尘埃红外辐射的描述：虽然我们在第4.6.4节中定性的描述了 CCC 模型可能的尘埃辐射性质，但是定量的尘埃辐射需要借助于辐射转移模型。将来我们计划在 CCC 模型现有参数的约束下，借助例如 Camps 等 (2015a) 这样的辐射转移代码，对模型星系整体的吸收和尘埃辐射进行辐射转移模拟，以探究我们模型中尘埃的红外性质和需要修正的地方。我们预测，在我们模型中光学厚致密分子云的缺少，会使得星系的红外辐射光度偏低，尘埃远红外辐射不如观测那么延展。因此在模型中可能需要考虑到光学厚的尘埃团，正如下一段中将要说明的那样。

考虑更多的团块性质：在 CCC 模型中，我们假设团块性质是全同的，团块的性质通过参数 τ_{cl} 来描述。正如第4.6.2节中所述的那样。星系中不仅有光学薄的 H II 区，也有光学厚的致密分子云。基于全同假设和用星系红化来约束模型使得模型中缺少致密分子云的描述。此外，H II 区的性质也不是全同的，也有其自

身的质量函数 (Santoro 等, 2022)。我们计划在将来的工作中将 H II 区的质量函数引入, 同时引入光学厚的致密分子云。借助于星系全谱的统计性质, 我们期望这两项更新可以帮助我们更好的描述侧向星系的尘埃带, 同时使模型尘埃的红外辐射估计与观测相匹配。

星系空间分辨的减光性质: 在第4和第5章中, 我们使用的数据都为 SDSS 的星系中心单光纤光谱, 虽然模型在星系中心与观测吻合很好, 但是在星系外围, 模型的预期与观测并没有进行比较。将来我们期望通过例如 MaNGA 或者 MUSE 这样的积分视场光谱, 来对星系整体的尘埃几何, 尤其是星系外围的尘埃几何进行约束。

尘埃减光对星系形态的影响: 在1.5节中, 我们介绍了尘埃减光对星系形态的影响, 在Yuan 等 (2021) 中我们用星系的不对称性探究了尘埃减光对星系形态的影响, 在这工作中我们没有完全引入 CCC 模型。在将来的工作中, 我们计划探究 CCC 模型对星系形态的影响, 不仅仅从不对称性角度, 也可以探究聚集度和团块性。

附录 A 不同模型参数时红化倾角的关系

在这一节中，我们展示了分别调整基于 CCC 模型对类银河系盘星系样本拟合得到的各个参数后的红化倾角关系，以帮助理解 CCC 模型是如何运作的。

从图中可以看出恒星盘的标高会影响星系面向时的光深，标高越高，光深越大；恒星盘的尘埃密度会影响星系红化倾角关系整体高低，尘埃密度越高，红化越强，但是红化会有一个上限；发射线盘的标长主要影响发射线红化倾角关系在高倾角时的下降幅度；发射线盘的标高主要影响发射线红化倾角关系在高倾角时上升幅度。团块光深会使得发射线红化倾角关系发生明显上下平移，对恒星红化倾角关系有略微的影响；团块密度会使得整体红化倾角关系有略微变化，尤其是当星系面向时。

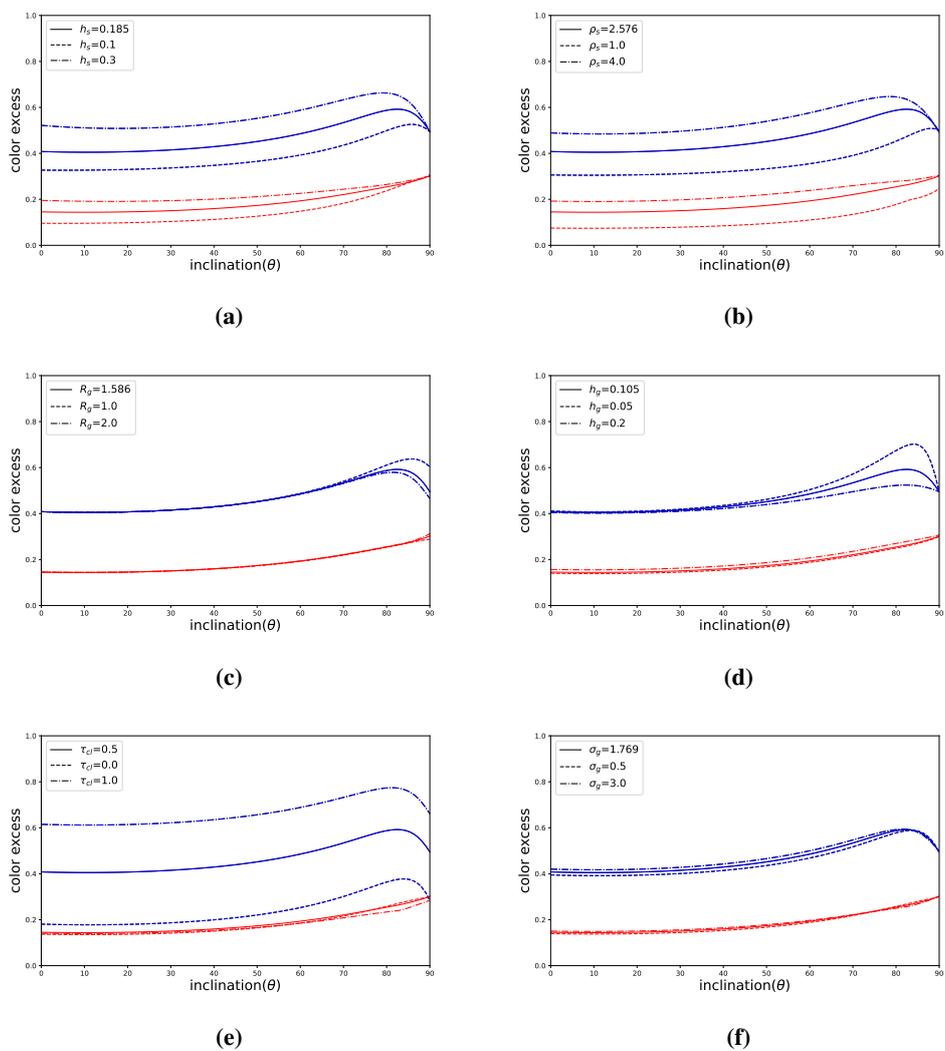


图 A-1 调整各个参数后的模型结果。(a) 图：调整恒星盘标高后模型的结果；(b) 图：调整恒星盘尘埃密度后模型的结果；(c) 图：调整团块星云盘标长后模型结果；(d) 图：调整团块星云盘标高后模型结果；(e) 图：调整团块光深模型结果；(f) 图：调整团块柱密度后模型结果；

附录 B 六个质量区间子样本的 MCMC 拟合结果

我们在这一附录中展示了六个质量子样本做 MCMC 拟合后各个参数的结果。

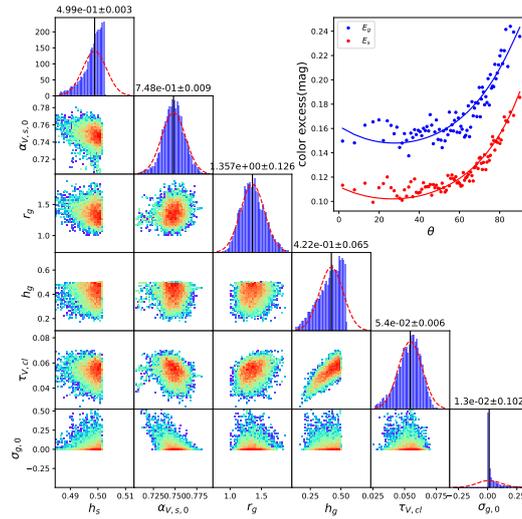


图 B-1 质量范围在 9.0 到 9.47 之间的 MCMC 拟合结果

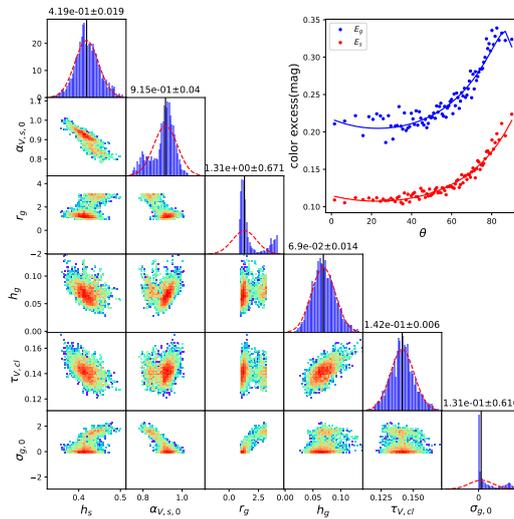


图 B-2 质量范围在 9.47 到 9.75 之间的 MCMC 拟合结果

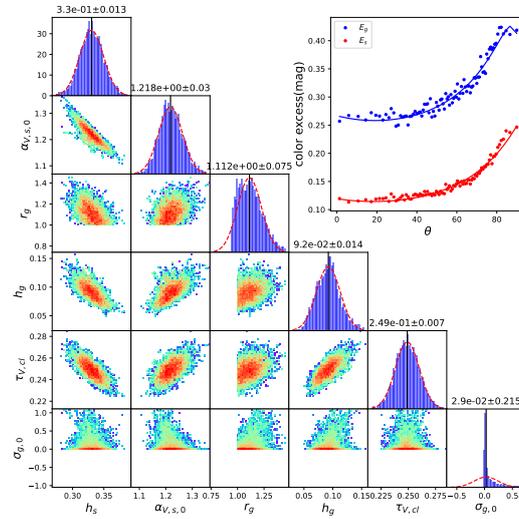


图 B-3 质量范围在 9.75 到 9.96 之间的 MCMC 拟合结果

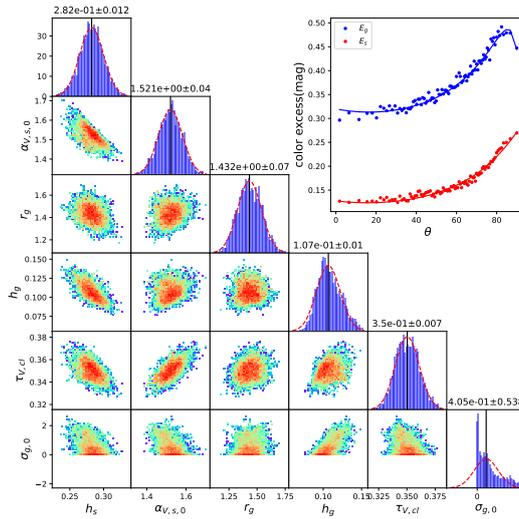


图 B-4 质量范围在 9.96 到 10.16 之间的 MCMC 拟合结果

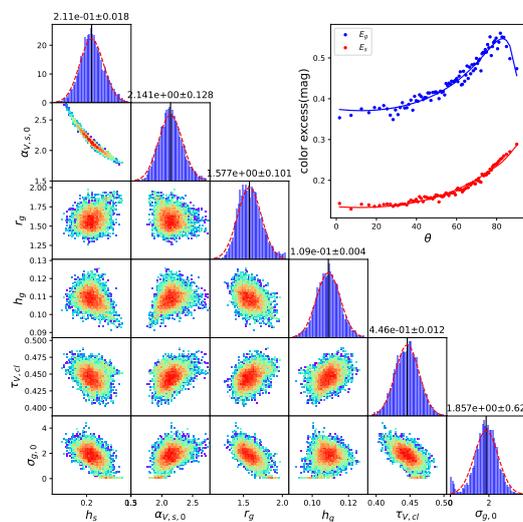


图 B-5 质量范围在 10.16 到 10.40 之间的 MCMC 拟合结果

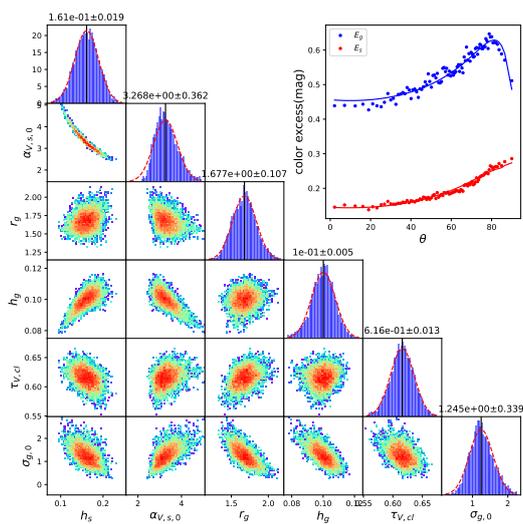


图 B-6 质量范围在 10.40 到 11.0 之间的 MCMC 拟合结果

参考文献

- Alton P B, Trewella M, Davies J I, et al. Resolved 200 μ m images of nearby galaxies - evidence for an extended distribution of cold dust [J]. *A&A*, 1998, 335: 807-822.
- Alton P B, Xilouris E M, Bianchi S, et al. Dust properties of external galaxies; NGC 891 revisited [J/OL]. *A&A*, 2000, 356: 795-807. DOI: 10.48550/arXiv.astro-ph/0003280.
- Alton P B, Xilouris E M, Misiriotis A, et al. The emissivity of dust grains in spiral galaxies [J/OL]. *A&A*, 2004, 425: 109-120. DOI: 10.1051/0004-6361:20040438.
- Amôres E B, Lépine J R D. Models for Interstellar Extinction in the Galaxy [J/OL]. *AJ*, 2005, 130 (2): 659-673. DOI: 10.1086/430957.
- Anderson L D, Wenger T V, Armentrout W P, et al. A Galactic Plane Defined by the Milky Way H II Region Distribution [J/OL]. *ApJ*, 2019, 871(2): 145. DOI: 10.3847/1538-4357/aaf571.
- Anderson L D. The WISE Catalog of Galactic HII Regions Website [C]//American Astronomical Society Meeting Abstracts: volume 223 American Astronomical Society Meeting Abstracts #223. 2014: 312.01.
- Asano R S, Takeuchi T T, Hirashita H, et al. What determines the grain size distribution in galaxies? [J/OL]. *MNRAS*, 2013, 432(1): 637-652. DOI: 10.1093/mnras/stt506.
- Baes M, Fritz J, Gadotti D A, et al. Herschel-ATLAS: The dust energy balance in the edge-on spiral galaxy UGC 4754 [J/OL]. *A&A*, 2010, 518: L39. DOI: 10.1051/0004-6361/201014644.
- Baldwin J A, Phillips M M, Terlevich R. Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. [J/OL]. *PASP*, 1981, 93: 5-19. DOI: 10.1086/130766.
- Battisti A J, Calzetti D, Chary R R. Characterizing Dust Attenuation in Local Star-forming Galaxies: Inclination Effects and the 2175 Å Feature [J/OL]. *ApJ*, 2017, 851(2): 90. DOI: 10.3847/1538-4357/aa9a43.
- Belfiore F, Maiolino R, Tremonti C, et al. SDSS IV MaNGA - metallicity and nitrogen abundance gradients in local galaxies [J/OL]. *MNRAS*, 2017, 469(1): 151-170. DOI: 10.1093/mnras/stx789.
- Bianchi S. The dust distribution in edge-on galaxies. Radiative transfer fits of V and K'-band images [J/OL]. *A&A*, 2007, 471(3): 765-773. DOI: 10.1051/0004-6361:20077649.
- Bianchi S, Schneider R. Dust formation and survival in supernova ejecta [J/OL]. *MNRAS*, 2007, 378(3): 973-982. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2007.11829.x.
- Block D L, Witt A N, Grosbol P, et al. Imaging in the optical and near-infrared regimes II. Arcsecond spatial resolution of widely distributed cold dust in spiral galaxies [J]. *A&A*, 1994, 288: 383-395.
- Bobylev V V. The Gould Belt [J/OL]. *Astrophysics*, 2014, 57(4): 583-604. DOI: 10.1007/s10511-014-9360-7.
- Bocchio M, Micelotta E R, Gautier A L, et al. Small hydrocarbon particle erosion in a hot gas. A comparative study [J/OL]. *A&A*, 2012, 545: A124. DOI: 10.1051/0004-6361/201219705.

- Bocchio M, Marassi S, Schneider R, et al. Dust grains from the heart of supernovae [J/OL]. *A&A*, 2016, 587: A157. DOI: 10.1051/0004-6361/201527432.
- Bocchio M, Jones A P, Slavin J D. A re-evaluation of dust processing in supernova shock waves [J/OL]. *A&A*, 2014, 570: A32. DOI: 10.1051/0004-6361/201424368.
- Boselli A, Sauvage M, Lequeux J, et al. Mid-IR emission of galaxies in the Virgo cluster III. The data [J/OL]. *A&A*, 2003, 406: 867-877. DOI: 10.1051/0004-6361:20030799.
- Brinchmann J, Charlot S, White S D M, et al. The physical properties of star-forming galaxies in the low-redshift Universe [J/OL]. *MNRAS*, 2004, 351(4): 1151-1179. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2004.07881.x.
- Buta R J, Byrd G G, Freeman T. The Ringed Spiral Galaxy NGC 4622. I. Photometry, Kinematics, and the Case for Two Strong Leading Outer Spiral Arms [J/OL]. *AJ*, 2003, 125(2): 634-666. DOI: 10.1086/345821.
- Calzetti D. UV opacity in nearby galaxies and application to distant galaxies [C/OL]//Waller W H. American Institute of Physics Conference Series: volume 408 American Institute of Physics Conference Series. 1997: 403-412. DOI: 10.1063/1.53764.
- Calzetti D, Kinney A L, Storchi-Bergmann T. Dust Extinction of the Stellar Continua in Starburst Galaxies: The Ultraviolet and Optical Extinction Law [J/OL]. *ApJ*, 1994, 429: 582. DOI: 10.1086/174346.
- Calzetti D, Armus L, Bohlin R C, et al. The Dust Content and Opacity of Actively Star-forming Galaxies [J/OL]. *ApJ*, 2000, 533(2): 682-695. DOI: 10.1086/308692.
- Camps P, Baes M. SKIRT: An advanced dust radiative transfer code with a user-friendly architecture [J/OL]. *Astronomy and Computing*, 2015, 9: 20-33. DOI: 10.1016/j.ascom.2014.10.004.
- Camps P, Misselt K, Bianchi S, et al. Benchmarking the calculation of stochastic heating and emissivity of dust grains in the context of radiative transfer simulations [J/OL]. *A&A*, 2015, 580: A87. DOI: 10.1051/0004-6361/201525998.
- Casasola V, Cassarà L P, Bianchi S, et al. Radial distribution of dust, stars, gas, and star-formation rate in DustPedia face-on galaxies [J/OL]. *A&A*, 2017, 605: A18. DOI: 10.1051/0004-6361/201731020.
- Chang R X, Hou J L, Shen S Y, et al. The Mass-dependent Star Formation Histories of Disk Galaxies: Infall Model Versus Observations [J/OL]. *ApJ*, 2010, 722(1): 380-387. DOI: 10.1088/0004-637X/722/1/380.
- Charlot S, Fall S M. A Simple Model for the Absorption of Starlight by Dust in Galaxies [J/OL]. *ApJ*, 2000, 539(2): 718-731. DOI: 10.1086/309250.
- Chen B, Figueras F, Torra J, et al. Constraining galactic structure parameters from a new extinction model and four star count samples [J]. *A&A*, 1999, 352: 459-468.
- Chevallard J, Charlot S, Wandelt B, et al. Insights into the content and spatial distribution of dust from the integrated spectral properties of galaxies [J/OL]. *MNRAS*, 2013, 432(3): 2061-2091. DOI: 10.1093/mnras/stt523.

- Chisholm J, Tremonti C A, Leitherer C, et al. The mass and momentum outflow rates of photoionized galactic outflows [J/OL]. MNRAS, 2017, 469(4): 4831-4849. DOI: 10.1093/mnras/stx1164.
- Cid Fernandes R, Mateus A, Sodré L, et al. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method [J/OL]. MNRAS, 2005, 358(2): 363-378. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2005.08752.x.
- Clark C J R, Schofield S P, Gomez H L, et al. An empirical determination of the dust mass absorption coefficient, κ_d , using the Herschel Reference Survey [J/OL]. MNRAS, 2016, 459(2): 1646-1658. DOI: 10.1093/mnras/stw647.
- Clark C J R, Roman-Duval J C, Gordon K D, et al. The Quest for the Missing Dust: II – Two Orders of Magnitude of Evolution in the Dust-to-Gas Ratio Resolved Within Local Group Galaxies [J/OL]. arXiv e-prints, 2023: arXiv:2302.07378. DOI: 10.48550/arXiv.2302.07378.
- Clayton G C, Gordon K D, Bianchi L C, et al. New Ultraviolet Extinction Curves for Interstellar Dust in M31 [J/OL]. ApJ, 2015, 815(1): 14. DOI: 10.1088/0004-637X/815/1/14.
- Clements D L, Sutherland W J, McMahon R G, et al. Optical imaging of ultraluminous IRAS galaxies: how many are mergers? [J/OL]. MNRAS, 1996, 279(2): 477-497. DOI: 10.1093/mnras/279.2.477.
- Corre D, Buat V, Basa S, et al. Investigation of dust attenuation and star formation activity in galaxies hosting GRBs [J/OL]. A&A, 2018, 617: A141. DOI: 10.1051/0004-6361/201832926.
- Daddi E, Dickinson M, Morrison G, et al. Multiwavelength Study of Massive Galaxies at $z \sim 2$. I. Star Formation and Galaxy Growth [J/OL]. ApJ, 2007, 670(1): 156-172. DOI: 10.1086/521818.
- Dasyra K M, Xilouris E M, Misiriotis A, et al. Is the Galactic submillimeter dust emissivity underestimated? [J/OL]. A&A, 2005, 437(2): 447-456. DOI: 10.1051/0004-6361:20042442.
- Davies J I, Alton P, Trewhella M, et al. 200- μm ISO observations of NGC 6946: evidence for an extended distribution of cold dust [J/OL]. MNRAS, 1999, 304(3): 495-500. DOI: 10.1046/j.1365-8711.1999.02228.x.
- De Geyter G, Baes M, Camps P, et al. The distribution of interstellar dust in CALIFA edge-on galaxies via oligochromatic radiative transfer fitting [J/OL]. MNRAS, 2014, 441(1): 869-885. DOI: 10.1093/mnras/stu612.
- De Looze I, Baes M, Bendo G J, et al. The dust energy balance in the edge-on spiral galaxy NGC 4565 [J/OL]. MNRAS, 2012, 427(4): 2797-2811. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2012.22045.x.
- De Looze I, Baes M, Fritz J, et al. Panchromatic radiative transfer modelling of stars and dust in the Sombrero galaxy [J/OL]. MNRAS, 2012, 419(1): 895-903. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2011.19759.x.
- de Vaucouleurs G. Tilt Criteria and Direction of Rotation of Spiral Galaxies. [J/OL]. ApJ, 1958, 127: 487. DOI: 10.1086/146476.
- De Vis P, Gomez H L, Schofield S P, et al. Using dust, gas and stellar mass-selected samples to probe dust sources and sinks in low-metallicity galaxies [J/OL]. MNRAS, 2017, 471(2): 1743-1765. DOI: 10.1093/mnras/stx981.

- De Vis P, Jones A, Viaene S, et al. A systematic metallicity study of DustPedia galaxies reveals evolution in the dust-to-metal ratios [J/OL]. *A&A*, 2019, 623: A5. DOI: 10.1051/0004-6361/201834444.
- Devour B M, Bell E F. Revealing strong bias in common measures of galaxy properties using new inclination-independent structures [J/OL]. *MNRAS*, 2017, 468(1): L31-L35. DOI: 10.1093/mnrasl/slx021.
- Devour B M, Bell E F. Circumventing the Effects of Projection and Dust Using Inclination-independent Infrared Galaxy Structure Measurements: Method, Error Analysis, and a New Public Catalog of Near-infrared Galaxy Structures [J/OL]. *ApJS*, 2019, 244(1): 3. DOI: 10.3847/1538-4365/ab339c.
- Disney M, Davies J, Phillipps S. Are galaxy discs optically thick? [J/OL]. *MNRAS*, 1989, 239: 939-976. DOI: 10.1093/mnras/239.3.939.
- Draine B T. Interstellar Dust Models and Evolutionary Implications [C/OL]//Henning T, Grün E, Steinacker J. *Astronomical Society of the Pacific Conference Series: volume 414 Cosmic Dust - Near and Far*. 2009: 453. DOI: 10.48550/arXiv.0903.1658.
- Draine B T, Salpeter E E. Destruction mechanisms for interstellar dust. [J/OL]. *ApJ*, 1979, 231: 438-455. DOI: 10.1086/157206.
- Draine B T, Dale D A, Bendo G, et al. Dust Masses, PAH Abundances, and Starlight Intensities in the SINGS Galaxy Sample [J/OL]. *ApJ*, 2007, 663(2): 866-894. DOI: 10.1086/518306.
- Draine B T. *Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium* [M]. 2011.
- Drimmel R, Spergel D N. Three-dimensional Structure of the Milky Way Disk: The Distribution of Stars and Dust beyond $0.35 R_{\text{solar}}$ [J/OL]. *ApJ*, 2001, 556(1): 181-202. DOI: 10.1086/321556.
- Driver S P, Popescu C C, Tuffs R J, et al. The Millennium Galaxy Catalogue: the B-band attenuation of bulge and disc light and the implied cosmic dust and stellar mass densities [J/OL]. *MNRAS*, 2007, 379(3): 1022-1036. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2007.11862.x.
- Driver S P, Popescu C C, Tuffs R J, et al. The Energy Output of the Universe from 0.1 to $1000 \mu\text{m}$ [J/OL]. *ApJL*, 2008, 678(2): L101. DOI: 10.1086/588582.
- Dwek E. The Evolution of the Elemental Abundances in the Gas and Dust Phases of the Galaxy [J/OL]. *ApJ*, 1998, 501: 643. DOI: 10.1086/305829.
- Dwek E, Arendt R G. Dust-gas interactions and the infrared emission from hot astrophysical plasmas. [J/OL]. *ARA&A*, 1992, 30: 11-50. DOI: 10.1146/annurev.aa.30.090192.000303.
- Edmunds M G. An elementary model for the dust cycle in galaxies [J/OL]. *MNRAS*, 2001, 328(1): 223-236. DOI: 10.1046/j.1365-8711.2001.04859.x.
- Ercolano B, Barlow M J, Sugerman B E K. Dust yields in clumpy supernova shells: SN 1987A revisited [J/OL]. *MNRAS*, 2007, 375(3): 753-763. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2006.11336.x.
- Fitzpatrick E L, Massa D. An Analysis of the Shapes of Ultraviolet Extinction Curves. IV. Extinction without Standards [J/OL]. *AJ*, 2005, 130(3): 1127-1140. DOI: 10.1086/431900.

- Fitzpatrick E L, Massa D. An Analysis of the Shapes of Interstellar Extinction Curves. V. The IR-through-UV Curve Morphology [J/OL]. *ApJ*, 2007, 663(1): 320-341. DOI: 10.1086/518158.
- Fitzpatrick E L, Massa D, Gordon K D, et al. An Analysis of the Shapes of Interstellar Extinction Curves. VII. Milky Way Spectrophotometric Optical-through-ultraviolet Extinction and Its R-dependence [J/OL]. *ApJ*, 2019, 886(2): 108. DOI: 10.3847/1538-4357/ab4c3a.
- Fu J, Hou J L, Yin J, et al. Origin and Evolution of the Abundance Gradient Along the Milky Way Disk [J/OL]. *ApJ*, 2009, 696(1): 668-675. DOI: 10.1088/0004-637X/696/1/668.
- Galametz M, Madden S C, Galliano F, et al. Probing the dust properties of galaxies up to submillimetre wavelengths. II. Dust-to-gas mass ratio trends with metallicity and the submm excess in dwarf galaxies [J/OL]. *A&A*, 2011, 532: A56. DOI: 10.1051/0004-6361/201014904.
- Galliano F. A Nearby Galaxy Perspective on Interstellar Dust Properties and their Evolution [J]. Habilitation Thesis, 2022: 1.
- Galliano F, Galametz M, Jones A P. The Interstellar Dust Properties of Nearby Galaxies [J/OL]. *ARA&A*, 2018, 56: 673-713. DOI: 10.1146/annurev-astro-081817-051900.
- Gordon K D, Clayton G C, Misselt K A, et al. A Quantitative Comparison of the Small Magellanic Cloud, Large Magellanic Cloud, and Milky Way Ultraviolet to Near-Infrared Extinction Curves [J/OL]. *ApJ*, 2003, 594(1): 279-293. DOI: 10.1086/376774.
- Gould R J, Salpeter E E. The Interstellar Abundance of the Hydrogen Molecule. I. Basic Processes. [J/OL]. *ApJ*, 1963, 138: 393. DOI: 10.1086/147654.
- Guhathakurta P, Draine B T. Temperature Fluctuations in the Interstellar Grains. I. Computational Method and Sublimation of Small Grains [J/OL]. *ApJ*, 1989, 345: 230. DOI: 10.1086/167899.
- Guo H L, Chen B Q, Yuan H B, et al. Three-dimensional Distribution of the Interstellar Dust in the Milky Way [J/OL]. *ApJ*, 2021, 906(1): 47. DOI: 10.3847/1538-4357/abc68a.
- Guthrie B N G. Axial ratios of edge-on spirals. [J]. *A&AS*, 1992, 93: 255-270.
- Gutiérrez L, Beckman J E. The physics of the HII regions: the photoionization equilibrium in the HII regions of M51: volume 3 [M]. 2008: 177-188.
- Haas M, Lemke D, Stickel M, et al. Cold dust in the Andromeda Galaxy mapped by ISO [J]. *A&A*, 1998, 338: L33-L36.
- Hinz J L, Engelbracht C W, Skibba R, et al. Cool Dust in the Outer Ring of NGC 1291 [J/OL]. *ApJ*, 2012, 756(1): 75. DOI: 10.1088/0004-637X/756/1/75.
- Hippelein H, Haas M, Tuffs R J, et al. The spiral galaxy M 33 mapped in the FIR by ISOPHOT. A spatially resolved study of the warm and cold dust [J/OL]. *A&A*, 2003, 407: 137-146. DOI: 10.1051/0004-6361:20030769.
- Hirashita H, Tajiri Y Y, Kamaya H. Dust-to-gas ratio and star formation history of blue compact dwarf galaxies [J/OL]. *A&A*, 2002, 388: 439-445. DOI: 10.1051/0004-6361:20020605.
- Hirashita H. Dust-to-Gas Ratio and Metallicity in Dwarf Galaxies [J/OL]. *ApJ*, 1999, 522(1): 220-224. DOI: 10.1086/307621.

- Hirashita H, Kuo T M. Effects of grain size distribution on the interstellar dust mass growth [J/OL]. MNRAS, 2011, 416(2): 1340-1353. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2011.19131.x.
- Holmberg E. A photographic photometry of extragalactic nebulae. [J]. Meddelanden fran Lunds Astronomiska Observatorium Serie II, 1958, 136: 1.
- Hu C Y, Zhukovska S, Somerville R S, et al. Thermal and non-thermal dust sputtering in hydrodynamical simulations of the multiphase interstellar medium [J/OL]. MNRAS, 2019, 487(3): 3252-3269. DOI: 10.1093/mnras/stz1481.
- Hubble E. The Direction of Rotation in Spiral Nebulae. [J/OL]. ApJ, 1943, 97: 112. DOI: 10.1086/144504.
- Hunt L K, Draine B T, Bianchi S, et al. Cool dust heating and temperature mixing in nearby star-forming galaxies [J/OL]. A&A, 2015, 576: A33. DOI: 10.1051/0004-6361/201424734.
- Issa M R, MacLaren I, Wolfendale A W. Dust-to-gas ratio and metallicity variations in nearby galaxies. [J]. A&A, 1990, 236: 237.
- James A, Dunne L, Eales S, et al. SCUBA observations of galaxies with metallicity measurements: a new method for determining the relation between submillimetre luminosity and dust mass [J/OL]. MNRAS, 2002, 335(3): 753-761. DOI: 10.1046/j.1365-8711.2002.05660.x.
- Jenkins E B. A Unified Representation of Gas-Phase Element Depletions in the Interstellar Medium [J/OL]. ApJ, 2009, 700(2): 1299-1348. DOI: 10.1088/0004-637X/700/2/1299.
- Jones D O, West A A, Foster J B. Using M Dwarf Spectra to Map Extinction in the Local Galaxy [J/OL]. AJ, 2011, 142(2): 44. DOI: 10.1088/0004-6256/142/2/44.
- Kahre L, Walterbos R A, Kim H, et al. Extinction Maps and Dust-to-gas Ratios in Nearby Galaxies with LEGUS [J/OL]. ApJ, 2018, 855(2): 133. DOI: 10.3847/1538-4357/aab101.
- Katz H, Laporte N, Ellis R S, et al. Probing cosmic dawn: modelling the assembly history, SEDs, and dust content of selected $z \sim 9$ galaxies [J/OL]. MNRAS, 2019, 484(3): 4054-4068. DOI: 10.1093/mnras/stz281.
- Kauffmann G, Heckman T M, Tremonti C, et al. The host galaxies of active galactic nuclei [J/OL]. MNRAS, 2003, 346(4): 1055-1077. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2003.07154.x.
- Kauffmann G, Heckman T M, White S D M, et al. Stellar masses and star formation histories for 10^5 galaxies from the Sloan Digital Sky Survey [J/OL]. MNRAS, 2003, 341(1): 33-53. DOI: 10.1046/j.1365-8711.2003.06291.x.
- Koyama Y, Kodama T, Hayashi M, et al. Predicting dust extinction properties of star-forming galaxies from $H\alpha/UV$ ratio [J/OL]. MNRAS, 2015, 453(1): 879-892. DOI: 10.1093/mnras/stv1599.
- Koyama Y, Shimakawa R, Yamamura I, et al. On the different levels of dust attenuation to nebular and stellar light in star-forming galaxies [J/OL]. PASJ, 2019, 71(1): 8. DOI: 10.1093/pasj/psy113.
- Kriek M, Conroy C. The Dust Attenuation Law in Distant Galaxies: Evidence for Variation with Spectral Type [J/OL]. ApJL, 2013, 775(1): L16. DOI: 10.1088/2041-8205/775/1/L16.
- Law D R, Steidel C C, Erb D K, et al. The Physical Nature of Rest-UV Galaxy Morphology during the Peak Epoch of Galaxy Formation [J/OL]. ApJ, 2007, 656(1): 1-26. DOI: 10.1086/510357.

- Leslie S K, Sargent M T, Schinnerer E, et al. Probing star formation and ISM properties using galaxy disk inclination. I. Evolution in disk opacity since $z = 0.7$ [J/OL]. *A&A*, 2018, 615: A7. DOI: 10.1051/0004-6361/201732255.
- Leslie S K, Schinnerer E, Groves B, et al. Probing star formation and ISM properties using galaxy disk inclination. II. Testing typical FUV attenuation corrections out to $z = 0.7$ [J/OL]. *A&A*, 2018, 616: A157. DOI: 10.1051/0004-6361/201833114.
- Li L, Shen S, Hou J, et al. Galactic Extinction and Reddening from the South Galactic Cap u-band Sky Survey: u-band Galaxy Number Counts and u - r Color Distribution [J/OL]. *AJ*, 2017, 153 (2): 88. DOI: 10.3847/1538-3881/153/2/88.
- Li L, Shen S, Hou J, et al. Three-dimensional Structure of the Milky Way Dust: Modeling of LAMOST Data [J/OL]. *ApJ*, 2018, 858(2): 75. DOI: 10.3847/1538-4357/aabaef.
- Li N, Li C, Mo H, et al. Estimating Dust Attenuation from Galactic Spectra. I. Methodology and Tests [J/OL]. *ApJ*, 2020, 896(1): 38. DOI: 10.3847/1538-4357/ab92a1.
- Li N, Li C, Mo H, et al. Estimating Dust Attenuation From Galactic Spectra. II. Stellar and Gas Attenuation in Star-forming and Diffuse Ionized Gas Regions in MaNGA [J/OL]. *ApJ*, 2021, 917 (2): 72. DOI: 10.3847/1538-4357/ac0973.
- Li Q, Narayanan D, Davé R. The dust-to-gas and dust-to-metal ratio in galaxies from $z = 0$ to 6 [J/OL]. *MNRAS*, 2019, 490(1): 1425-1436. DOI: 10.1093/mnras/stz2684.
- Lisenfeld U, Ferrara A. Dust-to-Gas Ratio and Metal Abundance in Dwarf Galaxies [J/OL]. *ApJ*, 1998, 496(1): 145-154. DOI: 10.1086/305354.
- Liu G, Calzetti D, Kennicutt J, Robert C., et al. The P_{α} Luminosity Function of H II Regions in Nearby Galaxies from HST/NICMOS [J/OL]. *ApJ*, 2013, 772(1): 27. DOI: 10.1088/0004-637X/772/1/27.
- Lotz J M, Jonsson P, Cox T J, et al. Galaxy merger morphologies and time-scales from simulations of equal-mass gas-rich disc mergers [J/OL]. *MNRAS*, 2008, 391(3): 1137-1162. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2008.14004.x.
- Ma X, Hayward C C, Casey C M, et al. Dust attenuation, dust emission, and dust temperature in galaxies at $z \geq 5$: a view from the FIRE-2 simulations [J/OL]. *MNRAS*, 2019, 487(2): 1844-1864. DOI: 10.1093/mnras/stz1324.
- Madau P, Dickinson M. Cosmic Star-Formation History [J/OL]. *ARA&A*, 2014, 52: 415-486. DOI: 10.1146/annurev-astro-081811-125615.
- Malhotra S, Helou G, van Buren D, et al. ISOCAM observations of NGC 6946: Mid-IR structure. [J/OL]. *A&A*, 1996, 315: L161-L164. DOI: 10.48550/arXiv.astro-ph/9610240.
- Maller A H, Berlind A A, Blanton M R, et al. The Intrinsic Properties of SDSS Galaxies [J/OL]. *ApJ*, 2009, 691(1): 394-406. DOI: 10.1088/0004-637X/691/1/394.
- Marassi S, Schneider R, Limongi M, et al. Supernova dust yields: the role of metallicity, rotation, and fallback [J/OL]. *MNRAS*, 2019, 484(2): 2587-2604. DOI: 10.1093/mnras/sty3323.

- Masters K L, Nichol R, Bamford S, et al. Galaxy Zoo: dust in spiral galaxies [J/OL]. MNRAS, 2010, 404(2): 792-810. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2010.16335.x.
- Mathis J S, Rumpl W, Nordsieck K H. The size distribution of interstellar grains. [J/OL]. ApJ, 1977, 217: 425-433. DOI: 10.1086/155591.
- Mattsson L, Gomez H L, Andersen A C, et al. The Herschel exploitation of local galaxy Andromeda (HELGA) - V. Strengthening the case for substantial interstellar grain growth [J/OL]. MNRAS, 2014, 444(1): 797-807. DOI: 10.1093/mnras/stu1228.
- Mattsson L, Andersen A C, Munkhammar J D. On the dust abundance gradients in late-type galaxies - I. Effects of destruction and growth of dust in the interstellar medium [J/OL]. MNRAS, 2012, 423(1): 26-37. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2012.20575.x.
- Mayya Y D, Prabhu T P. Embedded Clusters in Giant Extragalactic HII Regions.III.Extinction and Star Formation [J/OL]. AJ, 1996, 111: 1252. DOI: 10.1086/117870.
- Meijerink R, Tilanus R P J, Dullemond C P, et al. A submillimeter exponential disk in M 51: Evidence for an extended cold dust disk [J/OL]. A&A, 2005, 430: 427-434. DOI: 10.1051/0004-6361:20040469.
- Micelotta E R, Jones A P, Tielens A G G M. Polycyclic aromatic hydrocarbon processing in a hot gas [J/OL]. A&A, 2010, 510: A37. DOI: 10.1051/0004-6361/200911683.
- Misiriotis A, Bianchi S. The influence of clumping on surface brightness fits of edge-on spiral galaxies [J/OL]. A&A, 2002, 384: 866-871. DOI: 10.1051/0004-6361:20020095.
- Misiriotis A, Kylafis N D, Papamastorakis J, et al. Is the exponential distribution a good approximation of dusty galactic disks? [J/OL]. A&A, 2000, 353: 117-123. DOI: 10.48550/arXiv.astro-ph/9912018.
- Misiriotis A, Xilouris E M, Papamastorakis J, et al. The distribution of the ISM in the Milky Way. A three-dimensional large-scale model [J/OL]. A&A, 2006, 459(1): 113-123. DOI: 10.1051/0004-6361:20054618.
- Morgan H L, Edmunds M G. Dust formation in early galaxies [J/OL]. MNRAS, 2003, 343(2): 427-442. DOI: 10.1046/j.1365-8711.2003.06681.x.
- Mosenkov A V, Usachev P A, Shakespear Z, et al. The distribution of dust in edge-on galaxies: I. The global structure [J]. arXiv e-prints, 2022: arXiv:2207.11589.
- Muñoz-Mateos J C, Gil de Paz A, Boissier S, et al. Radial Distribution of Stars, Gas, and Dust in Sings Galaxies. II. Derived Dust Properties [J/OL]. ApJ, 2009, 701(2): 1965-1991. DOI: 10.1088/0004-637X/701/2/1965.
- Muñoz-Mateos J C, Gil de Paz A, Boissier S, et al. Radial Distribution of Stars, Gas, and Dust in Sings Galaxies. II. Derived Dust Properties [J/OL]. ApJ, 2009, 701(2): 1965-1991. DOI: 10.1088/0004-637X/701/2/1965.
- Muñoz-Mateos J C, Gil de Paz A, Zamorano J, et al. Radial Distribution of Stars, Gas, and Dust in SINGS Galaxies. I. Surface Photometry and Morphology [J/OL]. ApJ, 2009, 703(2): 1569-1596. DOI: 10.1088/0004-637X/703/2/1569.

- Neistein E, van den Bosch F C, Dekel A. Natural downsizing in hierarchical galaxy formation [J/OL]. MNRAS, 2006, 372(2): 933-948. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2006.10918.x.
- Nenkova M, Sirocky M M, Ivezić Ž, et al. AGN Dusty Tori. I. Handling of Clumpy Media [J/OL]. ApJ, 2008, 685(1): 147-159. DOI: 10.1086/590482.
- Oey M S, Parker J S, Mikles V J, et al. H II Regions in Spiral Galaxies: Size Distribution, Luminosity Function, and New Isochrone Diagnostics of Density-Wave Kinematics [J/OL]. AJ, 2003, 126 (5): 2317-2329. DOI: 10.1086/378163.
- Pandya V, Fielding D B, Anglés-Alcázar D, et al. Characterizing mass, momentum, energy, and metal outflow rates of multiphase galactic winds in the FIRE-2 cosmological simulations [J/OL]. MNRAS, 2021, 508(2): 2979-3008. DOI: 10.1093/mnras/stab2714.
- Papovich C, Giavalisco M, Dickinson M, et al. The Internal Ultraviolet-Optical Color Dispersion: Quantifying the Morphological K-Correction [J/OL]. ApJ, 2003, 598(2): 827-847. DOI: 10.1086/378976.
- Peek J E G, Graves G J. A Correction to the Standard Galactic Reddening Map: Passive Galaxies as Standard Crayons [J/OL]. ApJ, 2010, 719(1): 415-424. DOI: 10.1088/0004-637X/719/1/415.
- Peng Y j, Lilly S J, Kovač K, et al. Mass and Environment as Drivers of Galaxy Evolution in SDSS and zCOSMOS and the Origin of the Schechter Function [J/OL]. ApJ, 2010, 721(1): 193-221. DOI: 10.1088/0004-637X/721/1/193.
- Pierini D, Gordon K D, Witt A N, et al. Dust Attenuation in Late-Type Galaxies. I. Effects on Bulge and Disk Components [J/OL]. ApJ, 2004, 617(2): 1022-1046. DOI: 10.1086/425651.
- Planck Collaboration, Abergel A, Ade P A R, et al. Planck early results. XXV. Thermal dust in nearby molecular clouds [J/OL]. A&A, 2011, 536: A25. DOI: 10.1051/0004-6361/201116483.
- Planck Collaboration, Abergel A, Ade P A R, et al. Planck 2013 results. XI. All-sky model of thermal dust emission [J/OL]. A&A, 2014, 571: A11. DOI: 10.1051/0004-6361/201323195.
- Popescu C C, Tuffs R J. The first detection of Far-Infrared emission associated with an extended HI disk. The case of NGC 891 [J/OL]. A&A, 2003, 410: L21-L24. DOI: 10.1051/0004-6361:20031443.
- Popescu C C, Misiriotis A, Kylafis N D, et al. Modelling the spectral energy distribution of galaxies. I. Radiation fields and grain heating in the edge-on spiral NGC 891 [J]. A&A, 2000, 362: 138-150.
- Popescu C C, Tuffs R J, Dopita M A, et al. Modelling the spectral energy distribution of galaxies. V. The dust and PAH emission SEDs of disk galaxies [J/OL]. A&A, 2011, 527: A109. DOI: 10.1051/0004-6361/201015217.
- Priestley F D, De Looze I, Barlow M J. The efficiency of grain growth in the diffuse interstellar medium [J/OL]. MNRAS, 2021, 502(2): 2438-2445. DOI: 10.1093/mnras/stab122.
- Qin J, Zheng X Z, Wuyts S, et al. Understanding the Discrepancy between IRX and Balmer Decrement in Tracing Galaxy Dust Attenuation [J/OL]. ApJ, 2019, 886(1): 28. DOI: 10.3847/1538-4357/ab4a04.

- Rémy-Ruyer A, Madden S C, Galliano F, et al. Gas-to-dust mass ratios in local galaxies over a 2 dex metallicity range [J/OL]. *A&A*, 2014, 563: A31. DOI: 10.1051/0004-6361/201322803.
- Reylé C, Marshall D J, Robin A C, et al. The Milky Way’s external disc constrained by 2MASS star counts [J/OL]. *A&A*, 2009, 495(3): 819-826. DOI: 10.1051/0004-6361/200811341.
- Roman-Duval J, Jenkins E B, Tchernyshyov K, et al. METAL: The Metal Evolution, Transport, and Abundance in the Large Magellanic Cloud Hubble Program. II. Variations of Interstellar Depletions and Dust-to-gas Ratio within the LMC [J/OL]. *ApJ*, 2021, 910(2): 95. DOI: 10.3847/1538-4357/abdeb6.
- Salim S, Narayanan D. The Dust Attenuation Law in Galaxies [J/OL]. *ARA&A*, 2020, 58: 529-575. DOI: 10.1146/annurev-astro-032620-021933.
- Salim S, Lee J C, Janowiecki S, et al. GALEX-SDSS-WISE Legacy Catalog (GSWLC): Star Formation Rates, Stellar Masses, and Dust Attenuations of 700,000 Low-redshift Galaxies [J/OL]. *ApJS*, 2016, 227(1): 2. DOI: 10.3847/0067-0049/227/1/2.
- Salmon B, Papovich C, Long J, et al. Breaking the Curve with CANDELS: A Bayesian Approach to Reveal the Non-Universality of the Dust-Attenuation Law at High Redshift [J/OL]. *ApJ*, 2016, 827(1): 20. DOI: 10.3847/0004-637X/827/1/20.
- Sánchez Almeida J, Sánchez-Menguiano L. The Fundamental Metallicity Relation Emerges from the Local Anti-correlation between Star Formation Rate and Gas-phase Metallicity that Exists in Disk Galaxies [J/OL]. *ApJL*, 2019, 878(1): L6. DOI: 10.3847/2041-8213/ab218d.
- Santoro F, Kreckel K, Belfiore F, et al. PHANGS-MUSE: The H II region luminosity function of local star-forming galaxies [J/OL]. *A&A*, 2022, 658: A188. DOI: 10.1051/0004-6361/202141907.
- Sauvage M, Blommaert J, Boulanger F, et al. ISOCAM mapping of the Whirlpool galaxy M51. [J]. *A&A*, 1996, 315: L89-L92.
- Savage B D, Mathis J S. Observed properties of interstellar dust. [J/OL]. *ARA&A*, 1979, 17: 73-111. DOI: 10.1146/annurev.aa.17.090179.000445.
- Schlafly E F, Finkbeiner D P, Schlegel D J, et al. The Blue Tip of the Stellar Locus: Measuring Reddening with the Sloan Digital Sky Survey [J/OL]. *ApJ*, 2010, 725(1): 1175-1191. DOI: 10.1088/0004-637X/725/1/1175.
- Schlegel D J, Finkbeiner D P, Davis M. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds [J/OL]. *ApJ*, 1998, 500 (2): 525-553. DOI: 10.1086/305772.
- Schröder A C, Mamon G A, Kraan-Korteweg R C, et al. The highly obscured region around <ASTROBJ>PKS 1343 - 601</ASTROBJ>. I. Galactic interstellar extinctions using DENIS galaxy colours [J/OL]. *A&A*, 2007, 466(2): 481-499. DOI: 10.1051/0004-6361:20065980.
- Shao Z, Xiao Q, Shen S, et al. Inclination-dependent Luminosity Function of Spiral Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey: Implications for Dust Extinction [J/OL]. *ApJ*, 2007, 659(2): 1159-1171. DOI: 10.1086/511131.

- Shen S, Mo H J, White S D M, et al. The size distribution of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey [J/OL]. MNRAS, 2003, 343(3): 978-994. DOI: 10.1046/j.1365-8711.2003.06740.x.
- Silva L, Granato G L, Bressan A, et al. Modeling the Effects of Dust on Galactic Spectral Energy Distributions from the Ultraviolet to the Millimeter Band [J/OL]. ApJ, 1998, 509(1): 103-117. DOI: 10.1086/306476.
- Simard L, Mendel J T, Patton D R, et al. A Catalog of Bulge+disk Decompositions and Updated Photometry for 1.12 Million Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey [J/OL]. ApJS, 2011, 196(1): 11. DOI: 10.1088/0067-0049/196/1/11.
- Solomon P M, Sanders D B, Scoville N Z. Giant Molecular Clouds in the Galaxy; Distribution, Mass, Size and Age [C]//Burton W B. The Large-Scale Characteristics of the Galaxy: volume 84. 1979: 35.
- Somerville R S, Gilmore R C, Primack J R, et al. Galaxy properties from the ultraviolet to the far-infrared: Λ cold dark matter models confront observations [J/OL]. MNRAS, 2012, 423(3): 1992-2015. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2012.20490.x.
- Sreenilayam G, Fich M. Hot and Cold Dust near H II Regions [J/OL]. AJ, 2011, 142(1): 4. DOI: 10.1088/0004-6256/142/1/4.
- Stevens J A, Amure M, Gear W K. Dust in spiral galaxies: global properties [J/OL]. MNRAS, 2005, 357(1): 361-380. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2005.08668.x.
- Sun M, Jiang B, Zhao H, et al. The Extinction and Distance of the MBM Molecular Clouds at High Galactic Latitude [J/OL]. ApJS, 2021, 256(2): 46. DOI: 10.3847/1538-4365/ac1601.
- Taylor-Mager V A, Conselice C J, Windhorst R A, et al. Dependence of Galaxy Structure on Rest-Frame Wavelength and Galaxy Type [J/OL]. ApJ, 2007, 659(1): 162-187. DOI: 10.1086/511806.
- Tchernyshyov K, Meixner M, Seale J, et al. Elemental Depletions in the Magellanic Clouds and the Evolution of Depletions with Metallicity [J/OL]. ApJ, 2015, 811(2): 78. DOI: 10.1088/0004-637X/811/2/78.
- Todini P, Ferrara A. Dust formation in primordial Type II supernovae [J/OL]. MNRAS, 2001, 325(2): 726-736. DOI: 10.1046/j.1365-8711.2001.04486.x.
- Tremonti C A, Heckman T M, Kauffmann G, et al. The Origin of the Mass-Metallicity Relation: Insights from 53,000 Star-forming Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey [J/OL]. ApJ, 2004, 613(2): 898-913. DOI: 10.1086/423264.
- Trewhella M, Davies J I, Alton P B, et al. ISO Long Wavelength Spectrograph Observations of Cold Dust in Galaxies [J/OL]. ApJ, 2000, 543(1): 153-160. DOI: 10.1086/317083.
- Tuffs R J, Lemke D, Xu C, et al. ISOPHOT Maps of NGC 6946 in the range λ 60-200 μ m. [J]. A&A, 1996, 315: L149-L152.
- Tuffs R J, Popescu C C, Völk H J, et al. Modelling the spectral energy distribution of galaxies. III. Attenuation of stellar light in spiral galaxies [J/OL]. A&A, 2004, 419: 821-835. DOI: 10.1051/0004-6361:20035689.

- Unterborn C T, Ryden B S. Inclination-Dependent Extinction Effects in Disk Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey [J/OL]. *ApJ*, 2008, 687(2): 976-985. DOI: 10.1086/591898.
- van der Giessen S A, Leslie S K, Groves B, et al. Probing star formation and ISM properties using galaxy disk inclination III: Evolution in dust opacity and clumpiness between redshift $0.0 < z < 0.7$ constrained from UV to NIR [J]. *arXiv e-prints*, 2022: arXiv:2201.10568.
- Városi F, Dwek E. Analytical Approximations for Calculating the Escape and Absorption of Radiation in Clumpy Dusty Environments [J/OL]. *ApJ*, 1999, 523(1): 265-305. DOI: 10.1086/307729.
- Ventura P, di Criscienzo M, Schneider R, et al. Dust formation around AGB and SAGB stars: a trend with metallicity? [J/OL]. *MNRAS*, 2012, 424(3): 2345-2357. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2012.21403.x.
- Vogler A, Madden S C, Beck R, et al. Dissecting the spiral galaxy M 83: mid-infrared emission and comparison with other tracers of star formation [J/OL]. *A&A*, 2005, 441(2): 491-511. DOI: 10.1051/0004-6361:20042342.
- Walsh W, Beck R, Thuma G, et al. Molecular gas in NGC 6946 [J/OL]. *A&A*, 2002, 388: 7-28. DOI: 10.1051/0004-6361:20020467.
- Walterbos R A M, Kennicutt J, R. C. An optical study of stars and dust in the Andromeda galaxy. [J]. *A&A*, 1988, 198: 61-86.
- Wang S, Chen X. The Optical to Mid-infrared Extinction Law Based on the APOGEE, Gaia DR2, Pan-STARRS1, SDSS, APASS, 2MASS, and WISE Surveys [J/OL]. *ApJ*, 2019, 877(2): 116. DOI: 10.3847/1538-4357/ab1c61.
- Weingartner J C, Draine B T. Photoelectric Emission from Interstellar Dust: Grain Charging and Gas Heating [J/OL]. *ApJS*, 2001, 134(2): 263-281. DOI: 10.1086/320852.
- Wild V, Charlot S, Brinchmann J, et al. Empirical determination of the shape of dust attenuation curves in star-forming galaxies [J/OL]. *MNRAS*, 2011, 417(3): 1760-1786. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2011.19367.x.
- Wild V, Groves B, Heckman T, et al. Optical versus infrared studies of dusty galaxies and active galactic nuclei - I. Nebular emission lines [J/OL]. *MNRAS*, 2011, 410(3): 1593-1610. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2010.17536.x.
- Wiseman P, Schady P, Bolmer J, et al. Evolution of the dust-to-metals ratio in high-redshift galaxies probed by GRB-DLAs [J/OL]. *A&A*, 2017, 599: A24. DOI: 10.1051/0004-6361/201629228.
- Witt A N, Gordon K D. Multiple Scattering in Clumpy Media. I. Escape of Stellar Radiation from a Clumpy Scattering Environment [J/OL]. *ApJ*, 1996, 463: 681. DOI: 10.1086/177282.
- Witt A N, Gordon K D. Multiple Scattering in Clumpy Media. II. Galactic Environments [J/OL]. *ApJ*, 2000, 528(2): 799-816. DOI: 10.1086/308197.
- Witt A N, Thronson J, Harley A., Capuano J, John M. Dust and the Transfer of Stellar Radiation within Galaxies [J/OL]. *ApJ*, 1992, 393: 611. DOI: 10.1086/171530.
- Xilouris E M, Byun Y I, Kylafis N D, et al. Are spiral galaxies optically thin or thick? [J]. *A&A*, 1999, 344: 868-878.

- Yajima H, Shlosman I, Romano-Díaz E, et al. Observational properties of simulated galaxies in overdense and average regions at redshifts $z \simeq 6-12$ [J/OL]. *MNRAS*, 2015, 451(1): 418-432. DOI: 10.1093/mnras/stv974.
- Yip C W, Szalay A S, Wyse R F G, et al. Extinction in Star-forming Disk Galaxies from Inclination-dependent Composite Spectra [J/OL]. *ApJ*, 2010, 709(2): 780-790. DOI: 10.1088/0004-637X/709/2/780.
- Yuan F T, Argudo-Fernández M, Shen S, et al. Spatially resolved star formation and dust attenuation in Mrk 848: Comparison of the integral field spectra and the UV-to-IR SED [J/OL]. *A&A*, 2018, 613: A13. DOI: 10.1051/0004-6361/201731865.
- Yuan F T, Lu J, Shen S, et al. Asymmetry Revisited: The Effect of Dust Attenuation and Galaxy Inclination [J/OL]. *ApJ*, 2021, 911(2): 145. DOI: 10.3847/1538-4357/abec76.
- Zafar T, Watson D. The metals-to-dust ratio to very low metallicities using GRB and QSO absorbers; extremely rapid dust formation [J/OL]. *A&A*, 2013, 560: A26. DOI: 10.1051/0004-6361/201321413.
- Zahid H J, Kudritzki R P, Conroy C, et al. Stellar Absorption Line Analysis of Local Star-forming Galaxies: The Relation between Stellar Mass, Metallicity, Dust Attenuation, and Star Formation Rate [J/OL]. *ApJ*, 2017, 847(1): 18. DOI: 10.3847/1538-4357/aa88ae.
- Zhukovska S, Dobbs C, Jenkins E B, et al. Modeling Dust Evolution in Galaxies with a Multiphase, Inhomogeneous ISM [J/OL]. *ApJ*, 2016, 831(2): 147. DOI: 10.3847/0004-637X/831/2/147.

致 谢

光阴荏苒，不知不觉七年过去了。能够走到今天这一步，离不开各位老师同学亲朋好友们的帮助与支持。本想写一个炫酷的致谢的，但最终还是写了这么一个大白话的致谢，毕竟平平淡淡才是真嘛。

一谢导师，感谢我的导师沈世银老师和袁方婷老师。认识沈老师还得从我的本科毕业论文说起，在那时沈老师就开始指导我了，从那时算起，沈老师已经指导我九年了。在这九年里，沈老师不仅在学术研究上帮到了我，把控了大局和方向，不至于摸不着头脑；也在我迷茫的时候给了我指导，尤其是毕业之后的去向安排。同样的，袁方婷老师也在我学术和生活中给了我很大的帮助。正所谓，传道、授业、解惑，沈老师和袁老师当得上“师”这一称谓。

二谢课题组的其他老师和同学。课题组就像一个大家庭，其他老师哪怕不是我真正的老师，但也像个家长一样给我帮助；同学们也像兄弟姐妹们让我学得自在，玩的开心，获益匪浅。

三谢家人，从呱呱坠地开始，到现在奔三年华，都离不开家人的支持陪伴，谢谢他们二十多年来对我的悉心教导和关心爱护，在我遇到困难时给我鼓励，让我拥有直面未来的勇气。

四谢朋友，尤其是某默默奉献的女朋友，有你的陪伴才是稳稳的幸福。

最后谢谢我自己，谢谢自己的坚持，希望在将来自己也能够奋发向上，不负本心。

2023年6月

作者简历及攻读学位期间发表的学术论文与其他相关学术成果

作者简历：

学习经历：

2012年9月—2016年7月，在南京大学天文与空间科学院获得学士学位。

2016年9月—2023年7月，在中国科学院上海天文台攻读博士学位。

工作经历：无

已发表（或正式接受）的学术论文：

1. Lu Jiafeng, Shen Shiyin, Yuan Fangting, et al. The Chocolate Chip Cookie Model: Dust Geometry of Milky Way-like Disk Galaxies [J/OL]. ApJ, 2022, 938(2): 139
2. Lu Jiafeng, Shen Shiyin, Yuan Fangting, et al. The Chocolate Chip Cookie Model: dust-to-metal ratio of HII regions [J/OL]. ApJL, 2023, 946(1): L7

参加的研究项目及获奖情况：

1. 面上项目“盘状星系中的尘埃空间分布及尘埃减光过程（1207030361）”参与者
2. CSST-IFS 成员：软件工程师
3. 2020-2021 学年中国科学院大学“三好学生”

