

密级 _____



中国科学院大学
University of Chinese Academy of Sciences

博士学位论文

类星体UV连续谱红化的尘埃起源

作者姓名: 谢晓宜

指导教师: 邵正义 研究员, 沈世银 研究员

中国科学院上海天文台

学位类别: 理学博士

学科专业: 天体物理

研究所: 中国科学院上海天文台

2016 年 5 月

The reddening of the quasar UV
continuum: dust extinction scenario

Xiao-Yi Xie

A Dissertation Submitted to
University of Chinese Academy of Sciences
In partial fulfillment of the requirement
For the degree of
Doctor of Science

Shanghai Astronomical Observatory,
Chinese Academy of Sciences

May, 2016

致 谢

值此论文完成之际，我衷心感谢一直给予我指导和帮助的老师、同学及亲友。首先我要感谢导师邵正义老师和沈世银老师，在此对你们说一句老师辛苦了！在我进入天文台学习的时候，沈老师指导我选择课题，教导我很多基本的知识和技能，使我对类星体的研究领域有了基本的了解。在我转博后，邵老师指导我的工作，使我开阔思路，对问题又有了新的见解。当我遇到困难时，导师们总能准确地抓住问题的要点，帮我分析问题，解决问题。在和导师相处的过程中，我感觉两位导师都很平易近人，学识渊博，治学严谨，这将对我以后的工作态度，科研态度产生深远的影响。再次向两位导师对我的培养和关心致以最诚挚的谢意！

感谢我们团组的侯金良老师、陈力老师、常瑞香老师、尹君老师、富坚老师、钟靖老师等对我的关心和帮助！感谢陈麒似、王有芬、袁方婷、俞锦程、甘建铃、林建争、李静、李琳琳、张燕琼、张书会、冯帅等师兄师姐师弟师妹对我的关心和帮助！感谢1510办公室所有师兄师姐师弟师妹对我的关心和帮助！感谢所有班级同学对我的关心和帮助！

我还要感谢所有天文台的老师，为我们创造了良好的科研环境；感谢活动星系核团组的顾敏峰老师对我的关心和帮助；感谢人教处的王慧老师、储怡老师等和其它支撑部门的老师们为我们学生提供了良好的学习环境；感谢天文台所有后勤部的叔叔阿姨对我们学生的辛勤付出；感谢中国科学技术大学天文系的老师们，为我们第一年在科大的学习生活提供了保障；感谢极地中心的周宏岩老师和史习珩学长等对我的关心和帮助；感谢所有帮助我的同学，老师和职工，也许不能一一列出你们的名字，但是我不会忘记你们对我的关心和帮助；感谢我的室友郭素芬对我的关心和帮助！

最后我要感谢我的父母对我的照顾，感谢他们对我的支持理解与付出！

谢晓宜

2016年5月

摘要

类星体是一类非常明亮的活动星系核，它的高光度使之成为高红移宇宙的重要探针之一。在紫外-光学波段，类星体的连续谱具有幂律谱的形式 $f_\nu \propto \nu^\alpha$ 。一方面，类星体的连续谱取决于它的内禀物理量，比如黑洞质量、吸积率等等；另一方面也受很多外界因素，比如尘埃消光、寄主星系星光叠加等影响。之前的观测表明，观测到的连续谱通常比理论预言的偏红一些，除了建立包含更多物理细节的理论模型来解释外，另外可能还需要考虑尘埃消光红化和寄主星系的星光叠加。此外，随着光度的增加，类星体的连续谱变得更蓝，这又与理论上的结果不一致，可能的原因是类星体在低光度有更多的尘埃消光。关于类星体连续谱和红移的关系则存在不同看法。为了研究类星体连续谱和光度、红移的关系，我们采用SDSS的一个大样本，并以类星体内部尘埃和宇宙尘埃的消光红化分别解释我们观测到的连续谱和光度、红移的关系。

首先我们研究了类星体连续谱谱指数 α 和光度的关系。我们使用SDSS DR7的类星体光谱数据，选取了一个具有热光度和黑洞测量值的非宽吸收线类星体的总样本。按照是否具有1350-1365Å、2210-2230Å、4200-4230Å的连续谱窗口将总样本分为 α_{NUV} 和 α_{FUV} 两个样本（分别包含19258和19671个类星体）并且计算出每一个类星体的谱指数。我们以热光度对这些类星体光谱分组，发现随着热光度的增加，平均的连续谱变得更蓝，这和许多前人观测结果一致。我们特别注意到每个分组的谱指数上限都是接近薄盘模型的结果的（ $\alpha = 1/3$ ），说明观测到的谱指数上限是存在的，并且和光度无关。之前的工作大多使用类星体复合光谱或者样本中最蓝的类星体光谱作为未消光的类星体模板，但事实上它们也会有一定量的尘埃消光而造成消光量被低估。为此，我们采用薄盘模型的光谱作为未消光的光谱，并按照每一个分组的黑洞质量和爱丁顿比的均值产生理论上的谱指数，这里我们考虑了消光对热光度、黑洞质量和爱丁顿比的改正，发现理论上 α 和光度的关系不大。之前的许多工作也发现了低光度类星体连续谱偏红的情况，而他们也提出了尘埃红化的可能，同时“退行的尘埃环”模型也对尘埃消光量和光度的反相关提供了物理上的支持。基于此，我们使用SMC和flat-AGN两种消光曲线对模型光谱进行消光，得到的 $E(B - V) - L$ 关系和前人的工作进行比较，虽然有一定的不确定性，但是趋

势和数量级都是比较一致的。

其次，我们研究了类星体谱指数随红移的变化。我们先对光度和红移进行一维分组，并得到每个分组的复合光谱。我们用复合光谱的结果证实了连续谱随着光度变大而变蓝，这和用统计方法研究得到的结果一致，而连续谱和红移的关系几乎没有。借助大样本数目的优势，我们进一步将样本按照光度-和红移二维分组进行研究，这样可以消除选择效应的影响，确定连续谱谱指数随着光度和红移各自的变化趋势。我们发现热光度给定时，连续谱谱指数随红移变小，即连续谱随红移增加而变红，这个结果澄清了以往关于该观测现象的争议。我们尝试使用宇宙尘埃解释，这是因为宇宙中存在大量的尘埃，它们广泛地分布在类星体到达观测者路径上的河外星系、星系际中，而高红移的类星体到达地球经过的路径更长，也就可能受到更多的消光和红化。

基于这个设想，我们建立了一个简单的宇宙尘埃消光红化模型，并假设：1)宇宙尘埃的共动数密度不变；2)连续谱红化只是由宇宙尘埃红化引起的，暂不考虑寄主星系和尘埃环；3)在红移 $z = 0$ 处的类星体具有内禀光谱，即没有受到宇宙尘埃红化的影响。模型所需的参数有：宇宙尘埃数密度 n ，V波段尘埃消光截面 σ_V ，消光曲线形式 e_{l_λ} ，红移 z 和内禀谱指数 α_0 ，其中我们把宇宙尘埃数密度 n 和V波段尘埃消光截面 σ_V 的乘积 $n\sigma_V$ 作为等效尘埃密度。我们发现在等效尘埃密度不变的情况下，当消光曲线选为flat-AGN消光曲线时和数据符合的比较好；等效尘埃密度的量级约 $10^{-5}h \text{ Mpc}^{-1}$ ；高红移相比低红移的等效尘埃密度更低或者消光曲线更平坦。此外我们也讨论了其他产生这一观测现象的可能原因，如内禀物理性质演化、寄主星系星光影响和类星体颜色选择判据的偏差等。

综上所述，我们研究了类星体的连续谱随着光度和红移的变化，并且发现使用类星体内部尘埃和宇宙尘埃能够合理地解释这些变化；这也启示我们尘埃对类星体连续谱的影响是不可忽略的，使用由类星体的光谱导出的物理量时都需要考虑尘埃的影响。

关键词： 类星体，尘埃消光，超大质量黑洞

Abstract

Quasars are luminous to be one of the probes of the high redshift universe. In the UV-Opt band, the continua of quasars have the power-law form $f_\nu \propto \nu^\alpha$. On one hand, quasar continuum is determined by its intrinsic properties, such as black hole mass, accretion rate, and so on. On the other hand, it is also reshaped by some external factors, such as dust extinction, contamination of the stellar emission in the host galaxy. The observations have shown that the quasar continua are redder than model prediction. In addition to the model modifications which add more physical details, other probabilities such as dust extinction or host galaxies emission can also contribute. Besides, the continua are redder toward low luminosity quasars, which is contradicted with the theoretical prediction again. The possible reason is that in the low luminosity quasars, the dust extinction is more severe. However, while the observation between α and L reaches a common consent, the relation between α and z is not in agreement. In order to study the relation between α and L as well as z , we will use a large sample from SDSS and apply the internal dust and cosmic dust scenario to explain them respectively.

First, we study the relation between α and bolometric luminosity. We use the SDSS DR7 data to select those non-BAL quasars with bolometric luminosity and black hole mass calculations. We further divided them into two samples named α_{NUV} and α_{FUV} (19258 and 19671 quasars) according to the presence of two of the three continuum windows 1350-1365Å, 2210-2230Å, 4200-4230Å, and calculate the continuum slopes of those quasars. We find that when they are divided into L_{bol} bins, the median continua become bluer toward high luminosity, consistent with the previous findings. We also noticed that the upper limits in each bin are close to the prediction of standard thin disk model, which illustrates to us that the upper limit is truly existing and independent with luminosity. Because the previous works usually take the bluest quasar spectrum or the composite quasar spectrum to be the unreddened spectrum, the extinction

value will be underestimated. For this reason, we will use the model spectrum to be unreddened and estimate the theoretical values from the standard thin disk model using the median black hole mass, Eddington ratio. In this process, we also consider the extinction corrections for bolometric luminosity, black hole mass and Eddington ratio. We find the theoretical values are almost independent with luminosity. In previous work which ascribes the redness of low luminosity quasars to more dust reddening, the popular explanation is the receding torus model. Based on them, we use two commonly used extinction curves: SMC and flat-AGN to get the $E(B - V)$ -L relation and find the same trend and similar ranges with the previous work though there remains more or less uncertainties.

Second, we also study the trend between α and z . We make the composite spectra in each L and z bin first, and find these composite spectra become bluer with L and almost constant with z . Taking the advantage of the large sample size, we divide our sample into L-Z bins to avoid the selection effect. We make composite spectrum for each L-Z bin and find that when L is fixed, the continuum becomes redder toward larger redshift. We explain this phenomenon with the cosmic dust extinction because they are here and there in the vast universe and have an accumulated effect with redshift.

Based on this assumption, we build a simple cosmic dust extinction model and assume that: 1)the comoving density of cosmic dust is unchanging. 2)the reddening of α is only due to the cosmic dust and we don't consider the intrinsic dust affection in this case. 3)the quasars at $z=0$ have the intrinsic continuum slope, i.e., not reddened by the cosmic dust. The parameters in this model are: cosmic dust density n , the extinction cross section in V band σ_V , the extinction curve el_λ , redshift z and the intrinsic continuum slope α_0 , where we rewrite the production of n and σ_V to be the effective dust density $n\sigma_V$. we find that 1)the flat-AGN extinction curve makes a better fit to the data if $n\sigma_V$ is a constant; 2) $n\sigma_V$ is about $10^{-5}h \text{ Mpc}^{-1}$; 3)in the high redshift quasars, $n\sigma_V$ is smaller or el_λ is flatter. In addition, we also discuss other possibilities for the anti-correlation between z and α such as the evolution of the intrinsic physical properties, the contamination of stellar emission in the host galaxies, etc.

To sum up, in our work, we have studied the trend between α and L as well as z , and we find that the internal dust and cosmic dust can provide reasonable explanations to these changes, which also tell us that the influence of dust on the quasar continuum can not be neglected and we must take it into account when we use the physical quantities derived from the quasar spectrum.

Keywords: quasar, dust extinction, supermassive black hole

目 录

致谢	i
摘要	iii
Abstract	v
目录	ix
第一章 引言	1
1.1 类星体概述	1
1.1.1 活动星系核与统一模型	1
1.1.2 类星体的基本物理量	2
1.1.3 类星体光谱	6
1.1.4 吸积盘模型及光谱拟合	10
1.1.5 类星体紫外-光学连续谱特性和本身属性的关系	11
1.2 尘埃消光和红化	12
1.2.1 消光的基本性质	13
1.2.2 宇宙尘埃	16
1.3 类星体中的尘埃来源与性质	17
1.3.1 尘埃来源	17
1.3.2 类星体的红化	21
1.3.3 类星体消光曲线	23
1.4 本文的研究目的和内容	24
第二章 样本	27
2.1 SDSS巡天	27
2.1.1 SDSS概述	27

2.1.2	SDSS类星体选源	29
2.2	样本介绍	29
2.2.1	类星体列表	29
2.2.2	类星体性质列表	31
2.2.3	改进的红移测量和光谱	33
2.3	连续谱谱指数测量	33
2.4	复合光谱	34
2.4.1	复合光谱的构建方法	34
2.4.2	结果	36
第三章	类星体连续谱与光度的关系及内部尘埃解释	39
3.1	观测结果	39
3.1.1	谱指数与光度的相关关系	41
3.1.2	α 测量误差的影响	41
3.2	类星体内部尘埃消光红化的理论模型	45
3.2.1	理论模型的内禀谱指数	46
3.2.2	尘埃消光改正	47
3.2.3	尘埃消光和光度的关系	49
3.3	讨论	50
3.3.1	类星体内部尘埃来源	50
3.3.2	宇宙尘埃的影响	53
3.3.3	SDSS颜色选择判据的偏差	53
3.4	小结	54
第四章	类星体连续谱和红移的关系及宇宙尘埃解释	61
4.1	观测结果	61
4.1.1	光度和红移的一维分组	62
4.1.2	光度和红移的二维分组	64
4.2	宇宙尘埃消光红化的理论模型	67

4.2.1	理论模型	67
4.2.2	模型和观测的比较结果	69
4.2.3	和其它宇宙尘埃观测结果的比较	71
4.3	讨论	72
4.3.1	类星体内禀物理量的演化	73
4.3.2	类星体内部尘埃的演化	73
4.3.3	寄主星系的影响	74
4.3.4	SDSS颜色选择判据的影响	76
4.4	小结	77
第五章	总结与展望	79
5.1	总结	79
5.2	展望	80
5.2.1	尘埃消光模型的进一步细化	80
5.2.2	其它原因的探讨	82
5.2.3	其它需要完善的地方	82
参考文献	83
作者简介及在学期间发表的学术论文与研究成果	95

表 格

3.1	消光矢量 $\Delta \log L_{\text{bol}}$ 和 $\Delta \alpha$ ($E(B - V) = 1.0$)。 ·····	49
3.2	NUV样本的20个光度分组的观测结果以及使用两种消光曲线对类星体内部尘埃改正后的内禀量和对应的 $E(B - V)$ 。 ·····	51
3.3	FUV样本的20个光度分组的观测结果以及使用两种消光曲线对类星体内部尘埃改正后的内禀量和对应的 $E(B - V)$ 。 ·····	52
3.4	考虑宇宙尘埃消光改正后NUV样本的20个光度分组的观测结果以及使用两种消光曲线对类星体内部尘埃改正后的内禀量和对应的 $E(B - V)$ 。 ·····	58
3.5	考虑宇宙尘埃消光改正后FUV样本的20个光度分组的观测结果以及使用两种消光曲线对类星体内部尘埃改正后的内禀量和对应的 $E(B - V)$ 。 ·····	59
4.1	NUV样本每个光度-红移二维分组的观测结果。 ·····	64
4.2	FUV样本每个光度-红移二维分组的观测结果。 ·····	65

插 图

1.1	活动星系核的统一模型示意图。来自 http://www.astro-photography.net/Supermassive-Black-Holes-Active-Galactic-Nuclei.html 。	3
1.2	活动星系核的光谱能量分布 (Elvis et al. 1994)。来自 www.bo.astro.it/~school/scuola06/Elvis_Bertinoro06_1.pdf 。	7
1.3	银河系不同方向上的消光曲线 (Li 2007)。	14
1.4	各种类型的消光曲线 (归一化到V波段): 银河系 (Cardelli et al. 1989)、 大麦哲伦云 (LMC2, LMC平均, Gordon et al. 2003)、小麦哲伦云 (SMC, Gordon et al. 2003)、flat-AGN (Gaskell & Benker 2007)、星系 (Charlot & Fall 2000) 和星暴星系 (Calzetti 2001)。竖线是我们采用的三个类星 体连续谱窗口, 详见第二章。	15
1.5	部分文献对不同红移处的宇宙尘埃密度的估算 (Ménard & Fukugita 2012)。	18
1.6	团块状分布的尘埃环模型示意图 (Nenkova et al. 2008)。	19
2.1	SDSS DR7的测光巡天和光谱巡天的天区覆盖图 (Abazajian et al. 2009)。 上图: 测光巡天。图中的黑色曲线代表银道面, 黑色的区域是Legacy巡 天和超新星巡天, 红色的是SEGUE巡天, 蓝色的是附加的数据, 绿色的 是额外的数据, 参见Finkbeiner et al. (2004)。下图: 光谱巡天。图中的 黑色曲线代表银道面, 黑色的区域是Legacy巡天和超新星巡天, 红色的 是SEGUE 巡天, 蓝色的是其它来源。	28
2.2	SDSS选择类星体的流程图 (Richards et al. 2002)。	30
2.3	类星体候选体在多色图上的分布 (Richards et al. 2002)。其中黑色的点 和等值线轮廓表示恒星, 蓝色的点代表使用 <i>ugri</i> 选择判据的类星体, 红色 的点代表使用 <i>griz</i> 选择判据的类星体, 绿色是通过FIRST射电星表选择 的类星体。	31

- 2.4 Hewett & Wild (2010)和Schneider et al. (2010)给出的红移的分布的直方图以及Shen et al. (2011)给出的热光度、黑洞质量和爱丁顿比的分布的直方图。 32
- 2.5 类星体的复合光谱（见2.4节）和若干连续谱窗口。黑线是总样本的复合光谱，绿色点线是选择1350-1365Å和4200-4230Å附近的连续谱窗口对复合光谱的连续谱拟合，橙色点线代表我们选用的连续谱窗口，紫色点线代表文献中的连续谱窗口（Forster et al. 2001）。 35
- 2.6 91131个类星体的复合光谱（蓝色）和Vanden Berk et al. (2001)基于SDSS EDR的数据的结果（红色）的比较。图中标出了几条常用的发射线，点线表示的是三个连续谱窗口。在小图中画出了两条复合光谱的信噪比。 ... 37
- 3.1 α_{NUV} 和 α_{FUV} 分布的直方图。最中间点折线是中位数，点线分别是15.9%和84.1%排序值，虚线分别是2.3%和97.7%排序值，点点折线分别是0.2%和99.8%排序值。它们相当于高斯分布中的 $\pm 1\sigma$, $\pm 2\sigma$ 和 $\pm 3\sigma$ 范围。 40
- 3.2 α_{NUV} 样本的谱指数和光度的关系。灰色散点代表单独的类星体谱指数，每个热光度分组的谱指数中位数用符号表示并连接，大误差棒代表谱指数15.9%和84.1%的 $\pm 1\sigma$ 上下限，小误差棒代表各组所有 α 的误差的中位数。谱指数的 2σ 上限用虚线表示，模型线用点线表示。另外黑色圆圈表示Gaskell & Benker (2007)文中的三个最蓝的类星体的 α_{NUV} 测量值（从左到右分别是PG0953+414, PG1100+772和3C273）。 42
- 3.3 α_{FUV} 样本的谱指数和光度的关系。标注同图3.2。 43
- 3.4 不同光度处，连续谱谱指数 α 低于-0.5, -0.3, -0.1, 0.1和0.3的类星体比例。红色对应 α_{NUV} ，蓝色对应 α_{FUV} 。 44
- 3.5 内禀和观测的 α 中位数差异以及内禀弥散和观测弥散的比 ($\sigma_{\text{int}}/\sigma_{\text{obs}}$)。 ... 45
- 3.6 每个光度分组的 α_{FUV} 分布的直方图。紫线是考虑测量误差后使用非对称高斯拟合的内禀分布。 46
- 3.7 不同黑洞质量和爱丁顿比的类星体按照标准吸积盘模型计算的谱指数。不同实线表示不同黑洞质量，从左到右分别对应 $\log M_{\text{BH}} = 8.5 \sim 10.5$ ；不同虚线表示不同爱丁顿比，从下到上分别对应 $\log \lambda_{\text{Edd}} = -1.5 \sim 0.0$ 。上图对应于NUV样本，下图对应于FUV样本。 47

- 3.8 α_{NUV} 样本的谱指数观测值（黑色三角形）、模型网格（黑线）和消光矢量。虚线代表不同黑洞质量（从左到右分别是 $\log M_{\text{BH}} = 8.5 \sim 10.5$ ）的模型谱指数。点线代表不同爱丁顿比（从下到上分别是 $\log \dot{m} = -1.5 \sim 0.0$ ）的模型谱指数。蓝色和绿色箭头分别表示 SMC 和 flat-AGN 消光曲线的消光矢量。消光矢量和模型线（紫线）的交点代表没有尘埃消光时的内禀光度和谱指数。 55
- 3.9 α_{FUV} 样本的谱指数观测值（黑色菱形）、模型网格（黑线）和消光矢量。标注同图 3.8。 56
- 3.10 内禀光度对应的尘埃消光 $E(B - V)$ 。红线代表 α_{NUV} ，蓝线代表 α_{FUV} 。点线是改正了宇宙尘埃影响后的结果。作为比较，我们还画出了 GB07 的结果（圆点和圆圈，圆圈是他们样本中最蓝的三个类星体）。 57
- 4.1 整个样本（91131 个类星体）按照热光度进行分组的复合光谱（相对总样本的复合光谱的比值）。每个分组内类星体的数目在右上角标出。在小图中，我们画出了谱指数 α_{NUV} 和 α_{FUV} 随着热光度的变化。 62
- 4.2 整个样本（91131 个类星体）按照红移进行一维分组的复合光谱（相对总样本的复合光谱的比值）。其余同图 4.1。 63
- 4.3 α_{NUV} 和 α_{FUV} 样本在光度和红移的二维分组下连续谱谱指数随红移的变化。 α_{FUV} 用菱形表示， α_{NUV} 用三角形表示，不同颜色代表不同的光度。 68
- 4.4 L-z 二维分组下 α 和红移的关系及宇宙尘埃模型结果。观测部分同图 4.3。模型部分（点线和虚线）：一系列不同内禀谱指数 α_{ν_0} 的模型线，等效尘埃密度都取为 $2 \times 10^{-5} h \text{ Mpc}^{-1}$ ，以贴近低红移时的观测点。虚线表示消光曲线选为 SMC 的结果，点线是 flat-AGN 的结果， $z_Q > 1.5$ 时模型谱指数是 α_{FUV} ， $z_Q < 1.5$ 时模型谱指数是 α_{NUV} 。 70
- 4.5 L-z 二维分组下 α 和红移的关系及宇宙尘埃模型结果。观测部分同图 4.3。模型部分（点线和虚线）：一系列不同内禀谱指数 α_{ν_0} 的模型线，消光曲线都选为 SMC 的消光曲线。虚线表示 $z_Q < 1.5$ 时的模型谱指数（即 α_{NUV} ），等效尘埃密度取为 $2 \times 10^{-5} h \text{ Mpc}^{-1}$ ，以贴近低红移时的观测点。点线表示 $z_Q > 1.5$ 时的模型谱指数（即 α_{FUV} ），等效尘埃密度取为 $4 \times 10^{-6} h \text{ Mpc}^{-1}$ ，以贴近高红移时的观测点。 71

- 4.6 L-z二维分组下 α 和红移的关系及宇宙尘埃模型结果。观测部分同图4.3。模型部分（点线和虚线）：一系列不同内禀谱指数 $\alpha_{\nu 0}$ 的模型线，消光曲线都选为flat-AGN的消光曲线。虚线表示 $z_Q < 1.5$ 时的模型谱指数（即 α_{NUV} ），等效尘埃密度取为 $2 \times 10^{-5} h \text{ Mpc}^{-1}$ ，以贴近低红移时的观测点。点线表示 $z_Q > 1.5$ 时的模型谱指数（即 α_{FUV} ），等效尘埃密度取为 $1 \times 10^{-5} h \text{ Mpc}^{-1}$ ，以贴近高红移时的观测点。····· 72
- 4.7 不同红移的天体经过宇宙尘埃后的消光 A_V 和 $E(B - V)$ 。虚线代表Ménard et al. (2010a)中共动尘埃密度为常数时的结果，其它的符号来自这篇文章的汇总。····· 73
- 4.8 二维分组下把黑洞质量和爱丁顿比的变化区间都限制在0.1dex的范围内时谱指数随红移的变化。不同颜色代表不同热光度， α_{FUV} 用菱形表示， α_{NUV} 用三角形表示。····· 74
- 4.9 类星体+寄主星系的光谱相对类星体光谱的谱指数变化。取 α_{NUV} 样本里热光度最小（ $\log L_{\text{bol}} \sim 45.25$ ）的两个红移分组： $z = 0.7$ 和 $z = 1.1$ 的类星体光谱在 $z = 0.7$ 那组的复合光谱上叠加该红移（ $z=0.7$ 或 1.1 ）处一个典型的星系光谱后的新光谱的谱指数变化。····· 75
- 4.10 将其中一条复合光谱放置在红移 $z = 0$ 处时计算 $ugriz$ 星等的示意图。绿线是这条观测的复合光谱，红线是归一化后的总样本的复合光谱，黑线（从左到右）是 $ugriz$ 波段的滤光片的响应函数 $S(\lambda)$ 。····· 77
- 4.11 连续谱最红（紫色菱形）和最蓝（绿色三角形）的两组类星体的复合光谱在不同红移的双色图 $(g - r) - (r - i)$ 。灰色散点是单独的类星体所覆盖的范围。····· 78

第一章 引言

类星体 (quasar) 是具有高光度的活动星系核 (active galactic nucleus, 缩写为AGN), 于上世纪60年代发现并确认。在过去的50多年, 人们围绕类星体开展的研究不胜枚举, 比如类星体的产能机制、和星系的共同演化、作为高红移星际介质的探针等等。本章我们首先介绍与类星体相关的背景, 如类星体的基本参数、光谱, 介绍尘埃相关的背景, 如消光曲线、宇宙尘埃等, 以及已有的关于类星体红化的相关工作, 最后我们介绍本文的研究目的和论文的内容与结构。

1.1 类星体概述

1963年Schmidt发现了一个13等的类星状射电源并从氢巴尔末线推算出其红移为0.158 (Schmidt 1963), 这正式拉开了类星体研究的序幕, 也被称为20世纪60年代天文四大发现之一。类星体本质上是活动星系核, 并且占据了活动星系核的高光度分支, 红移分布也十分广泛, 而且在多个波段都有很强的辐射。在这一节, 我们先介绍活动星系核的组成、统一模型, 然后介绍类星体的基本物理量, 如红移、光度等, 以及类星体的光谱和吸积盘模型, 还有类星体光谱性质和其它物理量的相关性。

1.1.1 活动星系核与统一模型

在众多的星系中, 有一类星系有着明亮的致密核区, 甚至超过了星系本身的亮度, 在光学图像上表现为明亮的点源。这类天体被称为活动星系核, 它的产能机制是由处在星系中心的超大质量黑洞 (supermassive black hole) 不断吸积周围气体并形成吸积盘 (accretion disk), 气体在下落过程中释放的引力能转换为粒子的运动热能而产生的电磁辐射 (Salpeter 1964, Lynden-Bell 1969)。活动星系核主要有类星体、Seyfert星系、射电星系、BL Lac 天体、有低电离核发射线区的星系 (LINER) 等等。一般认为Seyfert星系和类星体是低光度和高光度的代表, 它们之间的光度分界约在 $M_B \approx -23$ 。BL Lac 天体具有快速的光变, 它们的光谱除了非热的连续谱没有显著特征。

对于活动星系核来说，通常根据光谱是否出现宽发射线，将它们分为I型和II型两类。I型既有宽发射线也有窄发射线，而II型只有窄发射线。Antonucci & Miller (1985), Antonucci (1993)和Urry & Padovani (1995)等人提出的AGN统一理论 (AGN unification scheme) 将这一现象解释为同一类天体从不同方向上观测到的结果，并加入了光学厚的尘埃环成分产生这一效果。当视线方向与吸积盘的轴线方向接近时，由于避开了尘埃环，可以看到宽发射线，也就看到了I型；当视线方向与轴线方向相差较大时，位于中央的宽发射线区被尘埃环遮蔽，因此看到的是II型；当我们沿着射电喷流的方向看过去，看到的就是Blazar天体。图1.1画出了上述分类的示意图。这一最初的统一模型仅用了光度和倾角两个参量就能十分有效地解释观测到的各种AGN，也获得了观测上的支持。其中一个重要的证据是在II型Seyfert星系NGC1068的偏振观测中发现了宽发射线，它们被宽发射线区上下的自由电子散射到视线方向因而被观测到 (Antonucci & Miller 1985)。

现在一般将活动星系核分解成中央黑洞、吸积盘、宽线区 (BLR)、尘埃环 (dust torus)、窄线区 (NLR)、喷流 (jet) 等几部分 (Alloin 2006, Netzer 2015)，如图1.1所示。活动星系核的中心是一个质量在 $10^5 M_{\odot}$ 以上的超大质量黑洞，它通过吸积盘 (尺度约 10^{-3} pc) 吸积周围的物质。紧接着吸积盘的区域是绕着中心黑洞高速旋转的宽线区，它的尺度在 $0.01 \sim 1$ pc左右，粒子数密度约为 10^{10} cm^{-3} 。再向外是尘埃环，在类星体统一模型里充当区分I型和II型AGN的角色，它的尺度在 $1 \sim 10$ pc左右，粒子数密度约为 10^{3-6} cm^{-3} 。最后是窄线区，它的尺度在 $100 \sim 1000$ pc左右，粒子数密度约为 10^{3-5} cm^{-3} 。

1.1.2 类星体的基本物理量

在本节我们介绍类星体的基本物理量，如红移、光度、黑洞质量、吸积率等以及类星体光谱的一些性质特征。

1.1.2.1 红移

类星体红移可以通过光谱测量，如光谱模板匹配、常见窄发射线证认、寄主星系中的吸收线证认等 (Hewett & Wild 2010)；还可以通过测光数据进行测光模板匹配和概率估算等测量 (Bovy et al. 2012, Brescia et al. 2013)。知道准确的红移对研究类星体的演化、成团，类星体和其它天体的相关性、邻近效应、有关联的吸收介质的起源和性质等都是十分有用的。

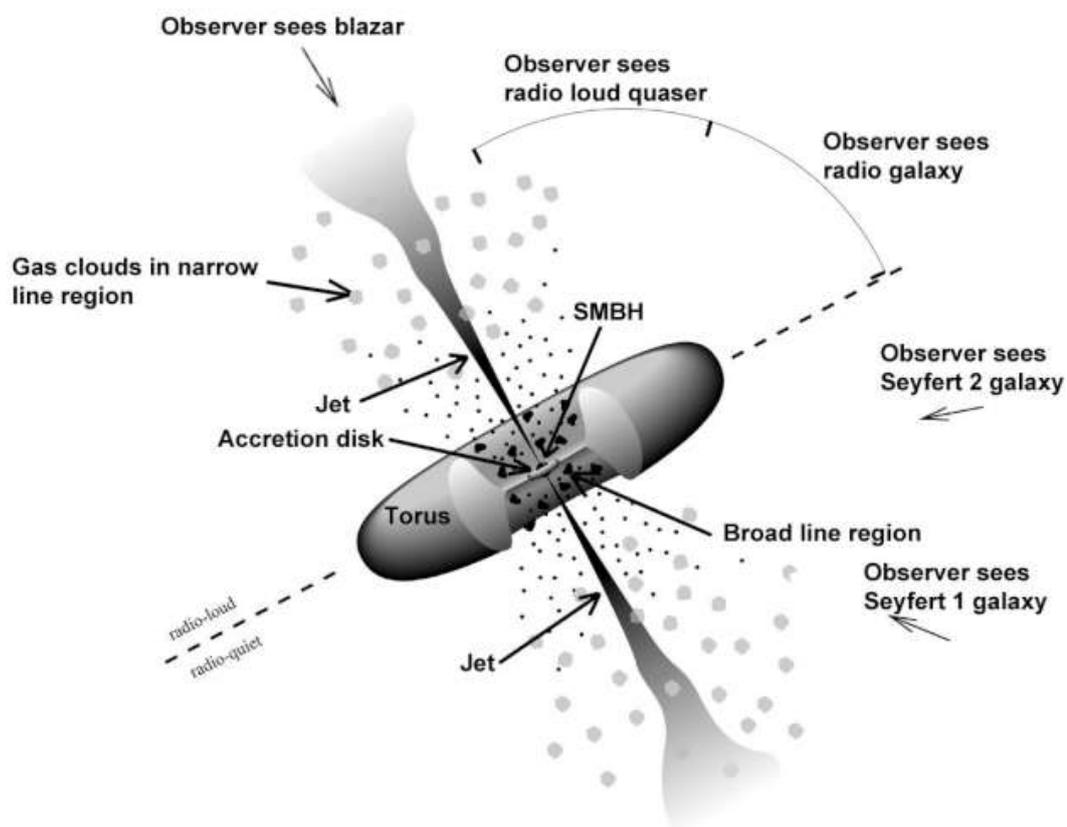


图 1.1: 活动星系核的统一模型示意图。来自 <http://www.astro-photography.net/Supermassive-Black-Holes-Active-Galactic-Nuclei.html>。

* 高红移类星体

随着巡天技术的不断发展，越来越多的高红移类星体被发现，目前已经发现超过40个红移大于6的类星体（Wu et al. 2015）。最高红移的记录也在不断刷新：迄今发现的最远的类星体红移为 $z = 7.085$ （Mortlock et al. 2011），由红外望远镜UKIRT发现，对应宇宙年龄约为7.7亿年。如此高的红移对超大质量黑洞如何在宇宙大爆炸后的短短几亿年中迅速成长提出了挑战。此外，研究高红移类星体对了解宇宙再电离过程、类星体演化和星系际介质等有着重要的意义。

1.1.2.2 光度

光度反映了类星体产能的能力，它和类星体的黑洞质量、吸积率、吸积效率、气体含量、黑洞自旋等相关。常见的表示光度的量有热光度，即整个电磁波段的辐射总和、连续谱单色光度和发射线光度等。热光度是黑洞吸积物质释放的总能量 $L_{\text{bol}} = \eta \dot{M}_{\text{BH}} c^2$ ，其中 η 为辐射效率， \dot{M}_{BH} 为黑洞吸积速率。观测上可从多波段数据得到类星体的热光度。假设类星体有相似的光谱能量分布 (SED)，可以从连续谱光度推知热光度，并且找到它和某一连续谱波长处的单色光度的改正关系，称为热改正 $BC = L_{\text{bol}}/\lambda L_{\lambda}$ (Elvis et al. 1994, Richards et al. 2006, Nemmen & Brotherton 2010, Lusso et al. 2012, Runnoe et al. 2012, Krawczyk et al. 2013)。

1.1.2.3 黑洞质量

类星体的距离十分遥远，以至于其中的恒星、气体等难以分辨，通常用于测量位力质量 (virial mass) 的气体动力学方法、恒星的速度弥散方法不再试用。虽然通过吸积盘模型拟合观测光谱，也有希望得到类星体的黑洞质量、吸积率等参数，但是具有很大的不确定性 (Huang 2005)。目前常用的方法是通过测量宽发射线区在黑洞的引力下围绕它旋转而使宽发射线产生的多普勒致宽 v 和中心距离 R_{BLR} 而导出的黑洞位力质量 M_{BH} ：

$$M_{\text{BH}} = f R_{\text{BLR}} v^2 / G \quad (1.1)$$

其中 $G = 6.67 \times 10^{-11} \text{N m}^2 \text{kg}^{-2}$ 是引力常数， f 是一个量级为1的因子，和宽发射线区的几何和视角以及动力学有关 (Peterson et al. 2004)。

一方面，通过连续谱和发射线的光变曲线，人们发现不同类型的发射线的变化相对连续谱有不同的滞后时间 τ ，这说明发射线区的结构是分层的，从滞后的时间就可以推测发射线区中心距离 $R_{\text{BLR}} = c\tau$ (单位为光天 light-days)。这种通过分析连续谱和发射线光变曲线得出发射线位置的方法被称为“反响映射” (reverberation mapping)，最早由 Blandford & McKee (1982) 提出，之后的很多工作进一步发展 (Peterson et al. 2004, Bentz et al. 2009a, Bentz et al. 2009b, Denney et al. 2010)。但是这一方法需要花费大量的时间进行监测，目前获得的样本并不多。随后人们从已有的数据中发现宽发射线区的距离 R_{BLR} 和单色连续谱光度 λL_{λ} 有很好的相关性 (Kaspi et al. 2000, Kaspi et al.

2005, McLure & Jarvis 2002, McLure & Dunlop 2004)。因此，可以用 λL_λ 来表征 R_{BLR} 。另一方面，宽发射线多普勒致宽 v 可以通过光谱中宽发射线的半高全宽（FWHM）来测量，由此可以从单一历元的光谱的连续谱光度和谱线宽度推算黑洞质量。

黑洞质量和连续谱光度、半高全宽的关系可以写作（Shen et al. 2011）：

$$\log\left(\frac{M_{\text{BH}}}{M_\odot}\right) = a + b \log\left(\frac{\lambda L_\lambda}{10^{44} \text{erg s}^{-1}}\right) + 2 \log\left(\frac{\text{FWHM}}{\text{km s}^{-1}}\right) \quad (1.2)$$

常用来计算FWHM的发射线有MgII, H β , CIV和H α , 对应的相关系数(a,b)如下（Shen et al. 2011）：

i) MgII($\lambda_c = 3000\text{\AA}$)

$$(a, b) = (0.505, 0.62) \quad (\text{McLure \& Dunlop 2004})$$

$$(a, b) = (0.860, 0.50) \quad (\text{Vestergaard 2009})$$

$$(a, b) = (0.740, 0.62) \quad (\text{Shen et al. 2011})$$

ii) H β ($\lambda_c = 5100\text{\AA}$)

$$(a, b) = (0.672, 0.61) \quad (\text{McLure \& Dunlop 2004})$$

$$(a, b) = (0.910, 0.50) \quad (\text{Vestergaard \& Peterson 2006})$$

iii) CIV($\lambda_c = 1350\text{\AA}$)

$$(a, b) = (0.660, 0.53) \quad (\text{Vestergaard \& Peterson 2006})$$

在这些发射线中，MgII和H β 被认为由黑洞引力主导，能比较准确的反映真实的黑洞质量。CIV更靠近中心黑洞，易受到外流的影响，和前两者得到的黑洞质量有所偏差（Shen et al. 2008b）。而H α 需要借助FWHM $_{\text{H}\alpha}$ 和FWHM $_{\text{H}\beta}$ 的相关性以及 $L_{\text{H}\alpha}$ 和 $L_{5100\text{\AA}}$ 的相关性计算黑洞质量（Greene & Ho 2005）。

1.1.2.4 吸积率

Eddington光度 L_{Edd} 是稳定情况下能达到的最大光度量级。辐射产生向外的压力 F_{Rad} 和黑洞的引力 F_{Grav} 抗衡，稳定情况下应有 $F_{\text{Rad}} \leq F_{\text{Grav}}$ ，因此

$$\begin{aligned} L_{\text{Edd}} &= 4\pi G M_{\text{BH}} m_{\text{p}} c / \sigma_{\text{T}} \\ &= 1.26 \times 10^{38} (M_{\text{BH}} / M_\odot) \text{erg s}^{-1} \\ &= 3.27 \times 10^4 (M_{\text{BH}} / M_\odot) L_\odot \end{aligned} \quad (1.3)$$

黑洞的爱丁顿比定义为 $L_{\text{bol}} / L_{\text{Edd}}$ ，在稳定情况下 $L_{\text{bol}} / L_{\text{Edd}} \leq 1$ ，但是对于 γ 爆、新星、超新星和一部分类星体，辐射压大于引力，也就是所谓的超爱丁顿吸

积。

1.1.3 类星体光谱

类星体光谱具有相似性，相似性源于相同的产能机制——黑洞吸积模型，几乎所有的类星体光谱都有幂律谱形式的连续谱和一些发射线。由于内在物理量的差别、环境的不同、视线方向的不同等等，也有差异性的体现。本节将对类星体的光谱能量分布、连续谱、发射线以及类星体属性和光谱特征量的相关性进行介绍。

1.1.3.1 光谱能量分布

类星体在多个波段都有辐射，从射电一直到X射线 (Elvis et al. 1994, Richards et al. 2006, Shang et al. 2011, Elvis et al. 2012)。类星体能量分布可以用来研究不同波段的辐射机制，确定热改正等。Elvis et al. (1994) 收集了47颗类星体从射电到20keV的多波段数据，其中29颗射电宁静 (radio-quiet) 类星体，18颗射电噪 (radio-loud) 类星体，并分别得到这两组类星体的平均光谱能量分布，如图1.2所示。Elvis et al. (2012)使用COSMOS等多波段的数据得到了413个X射线选的I型AGN的平均SED和弥散，并认为弥散主要是红化和寄主星系贡献造成的。

SED图上不同波段的辐射是由不同物理机制产生的 (Wilkes 2004)，并且射电噪和射电宁静两个子类仅在射电波段有明显区别。

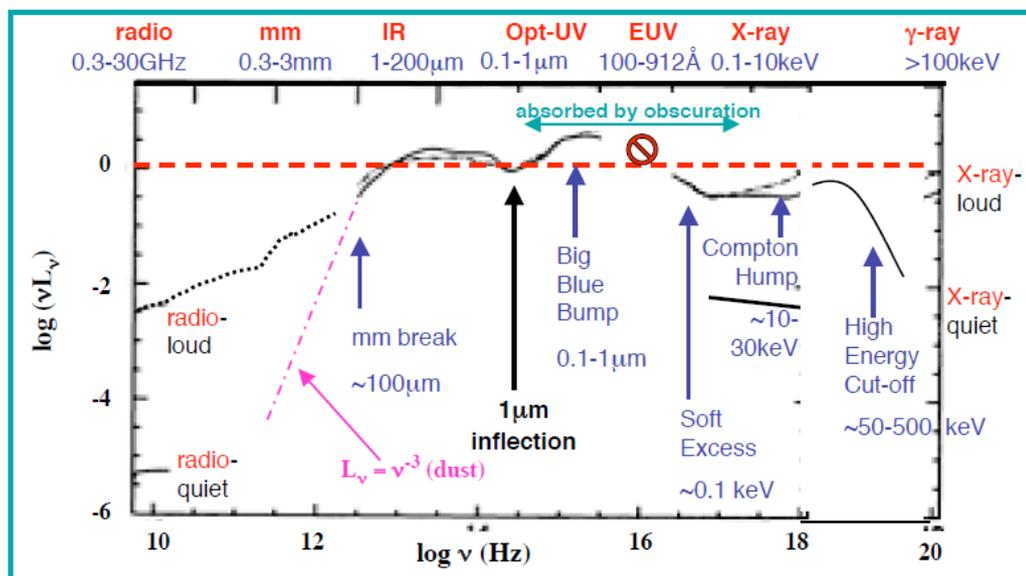
* 紫外-光学波段

源于吸积盘的热辐射，也被称为“大蓝包”，在 $0.1 \sim 1\mu\text{m}$ 间可以用一个幂律谱描述： $f_\nu \propto \nu^\alpha$ ，其中 α 被称为谱指数。在 3000\AA 处还有一个“小蓝包”，一般认为是温度达到 $T = 10000 \sim 40000\text{K}$ 的高温氢云的巴尔末发射线和为数众多的电离铁 (FeII) 的发射线。

* 红外波段

来自尘埃环吸收紫外-光学光子产生的热辐射和非热成分，在近红外类星体贡献下降，寄主星系贡献上升。在II型AGN中这一波段的能量超过总辐射能的一半，而在I型AGN中的贡献约为10% (Li 2007)。

Quasar Continuum: A Field Guide



Quasar 'Spectral Energy Distribution' (SED)

图 1.2: 活动星系核的光谱能量分布 (Elvis et al. 1994)。来自 www.bo.astro.it/~school/scuola06/Elvis_Bertinoro06_1.pdf。

* X射线波段

起源于核心区域，在吸积盘上的热冕发射，最有可能的是同步自康普顿辐射。X射线和紫外波段的流量强度比常用一个指数 α_{ox} 描述，定义为

$$\begin{aligned} \alpha_{ox} &= -\log \left[\frac{f_\nu(2\text{keV})}{f_\nu(2500\text{\AA})} \right] / \log \left[\frac{\nu(2\text{keV})}{\nu(2500\text{\AA})} \right] \\ &= -0.384 \log \left[\frac{f_\nu(2\text{keV})}{f_\nu(2500\text{\AA})} \right] \end{aligned} \quad (1.4)$$

* 射电波段

分为射电噪和射电宁静两类，其中前者约占80 ~ 90% (Jiang et al. 2007)。这两类类星体在射电波段的光度、射电辐射相对于光学辐射的相对强度 R 的分布上呈双峰分布的结构。射电辐射一般认为是相对论性电子的同步自旋辐射产生，由喷流输送到射电瓣或者致密射电源，喷流的尺度从1pc到1Mpc不等，其中有不少喷流还存在视超光速现象 (Huang 2005)。

1.1.3.2 连续谱

紫外-光学的连续谱来自于吸积盘的热辐射，它依赖于中心黑洞和吸积盘的一些性质，如黑洞质量、吸积率、磁场强度、有无冕和喷流是否存在等。我们考虑在最简单的情况下，距离为 r 的物质螺旋式下落至史瓦西黑洞，这一过程中所释放的引力势产生的光度为（Peterson 1997）：

$$L = GMM\dot{M}/2r = 2\pi r^2\sigma T^4 \quad (1.5)$$

其中 M 为黑洞质量， \dot{M} 为吸积率， $\sigma = 5.67 \times 10^{-8} \text{W m}^{-2} \text{K}^{-4}$ 为斯特藩-玻尔兹曼常数。温度即为

$$T(r) = \left(\frac{GMM\dot{M}}{4\pi\sigma r^3} \right)^{\frac{1}{4}} \quad (1.6)$$

考虑能量通过粘滞作用耗散后，不同半径处的温度修改为

$$T(r) = \left\{ \frac{3GMM\dot{M}}{8\pi\sigma r^3} \left[1 - \left(\frac{R_s}{r} \right)^{\frac{1}{2}} \right] \right\}^{\frac{1}{4}} \quad (1.7)$$

其中黑洞引力半径 $R_s = 2GM/c^2$ ，在 $r \gg R_s$ 的情况下，上式写为

$$T(r) = \left(\frac{3GMM\dot{M}}{8\pi\sigma R_s^3} \right)^{\frac{1}{4}} \left(\frac{r}{R_s} \right)^{-\frac{3}{4}} = T_* \left(\frac{r}{R_s} \right)^{-\frac{3}{4}} \quad (1.8)$$

将常数代入并将 \dot{M} ， M 和 r 用爱丁顿吸积率 $\dot{M}_E = L_{\text{Edd}}/\eta c^2$ ， $M_8 = 10^8 M_\odot$ 和 R_s 量度，则有

$$T(r) = 6.3 \times 10^5 \left(\frac{\dot{M}}{\dot{M}_E} \right)^{\frac{1}{4}} \left(\frac{M}{M_8} \right)^{-\frac{1}{4}} \left(\frac{r}{R_s} \right)^{-\frac{3}{4}} \text{K} \quad (1.9)$$

假设吸积盘不同半径处发出的辐射都是黑体辐射，吸积盘可以用一系列不同温度的黑体谱叠加。温度 T 对应的黑体辐射谱为

$$\begin{aligned} B_\nu(T) &= \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} \text{erg s}^{-1} \text{sr}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1} \\ B_\lambda(T) &= \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1} \text{erg s}^{-1} \text{sr}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Hz}^{-1} \end{aligned} \quad (1.10)$$

其中 $h = 6.63 \times 10^{-34} \text{J s}$ 为普朗克常数， $k = 1.38 \times 10^{-23} \text{J K}^{-1}$ 为玻尔兹曼常数， $c = 3 \times 10^8 \text{m s}^{-1}$ 为光速。随着黑洞质量的减小和吸积率的增大，温度升高，流

量峰值趋向高频。吸积盘辐射的光度就可以表达为这一系列同心圆环上的辐射的积分

$$L_\nu = 2 \int_{R_{\text{in}}}^{R_{\text{out}}} \pi B_\nu(T(r)) \cdot 2\pi r dr \quad (1.11)$$

其中 R_{in} 是吸积盘内半径，对于史瓦西黑洞取为 $3R_s$ ； R_{out} 是吸积盘外半径，一般取值不超过宽线区半径，具体取值视研究哪个波段而定。从 L_ν 的表达式可以得出在低频端 $h\nu \ll kT(r_{\text{out}})$ ， $L_\nu \propto \nu^2$ ；在高频端 $h\nu \gg kT(r_{\text{in}})$ ， $L_\nu \propto \nu^3 \exp(-h\nu/kT(r))$ ；在中间频率区间 $kT(r_{\text{out}}) \ll kT(r) \ll kT(r_{\text{in}})$ ，令

$$x = h\nu/kT(r) \approx (h\nu/kT_*) (r/R_s)^{3/4} \quad (1.12)$$

则

$$L_\nu \propto \nu^3 \int_0^\infty \frac{x^{5/3}}{e^x - 1} dx \propto \nu^{1/3} \quad (1.13)$$

所以，不管温度分布的具体形式如何，在中间频率总有这一形式的幂律谱，这又被称为类星体的特征谱。

1.1.3.3 发射线

类星体的一个显著特征是宽而强的发射线，可以和星系直接区别开。另一方面也可以从发射线测量红移。用来描述发射线强弱的有强度、半高全宽和等值宽度 $EW = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} (f_\lambda - f_c)/f_c d\lambda$ (λ_1 和 λ_2 是谱线范围， f_λ 和 f_c 是发射线流量和连续谱流量)。发射线的强度取决于中心电离源的强度和发射线区气体的温度、压力、密度等等。其它描述发射线形态的量还有发射线的偏移，表征发射线区的气体是否存在内流或外流及谱线的不对称性等。类星体中的宽发射线半高全宽一般大于 1000km s^{-1} ，来自宽线区，其中的电子密度一般为 $n_e = 10^7 \sim 10^{10}\text{cm}^{-3}$ ；窄发射线半高全宽一般小于 1000km s^{-1} ，来自窄线区，其中的电子密度一般为 $n_e = 10^3 \sim 10^6\text{cm}^{-3}$ (Peterson 1997)。发射线是由中心区域的连续谱的高能光子使发射线区的气体光致电离，电离气体再复合时而产生。值得一提的是有一类特殊的类星体，被称为弱发射线类星体，在它们的光谱上几乎看不到发射线的存在，一个典型的例子是PHL1811，可能的原因是BLR的覆盖因子比较小 (Nikołajuk & Walter 2012)。

与发射线有关的一个观测结果是“Baldwin效应”，即发射线等值宽度和连续谱强度的反相关：连续谱光度越大，发射线等值宽度越小。最早

由Baldwin在1977年发现 (Baldwin 1977)。他使用了20个平谱射电噪类星体组成的样本,发现CIV发射线的等值宽度和附近连续谱的光度存在很强的反相关。之后人们发现有些其它的发射线也存在这样的情况,并且高电离发射线随光度的变化比低电离发射线更快 (Croom et al. 2002)。对这个效应的物理解释是活动星系核的连续谱谱型和光度有关,高光度的连续谱比较软,产生的电离光子比较少,因而发射线等值宽度较小 (Shields 2007)。在众多的发射线中,NV这条发射线的等值宽度几乎和光度没有关系,一般认为是因为氮元素丰度和金属丰度有关,而金属丰度又和光度相关,因此没有观测到“Baldwin效应”。

发射线还可以用于计算黑洞质量、区分活动星系核和星暴星系,以及推测金属丰度等。

1.1.3.4 吸收线

在一些类星体的光谱中还有宽吸收线 (BAL)、窄吸收线 (NAL) 和吸收线线丛等。宽吸收线类星体具有很宽的蓝移的吸收线,占类星体群体的10~20%左右,一般认为是由中心发出的快速和大尺度的外流引起的。事实上这种外流也是AGN反馈的一种 (Weymann et al. 1991, Reichard et al. 2003, Knigge et al. 2008, Shen et al. 2008a)。BAL和non-BAL可能是内禀物理相同而视线不同,也可能是BAL处于类星体的某个特殊演化阶段。窄吸收线有些是类星体本身产生的 (Hopkins et al. 2004),也有些是路径上的吸收介质产生的 (Zhou et al. 2010),具体可以通过比较吸收线的红移和类星体本身的红移来区分。路径上的吸收介质可以按照不同的元素,分为MgII吸收系统、CIV吸收系统、阻尼Lyman α 系统 (damped Lyman α system, DLA, $N_{\text{HI}} \geq 10^{20.3} \text{cm}^{-2}$) 和Lyman α “森林” (Lyman α forest) 等。通过吸收线可以研究中间天体的元素组成和物理状态,因此类星体也被称为宇宙的探针。

1.1.4 吸积盘模型及光谱拟合

为了解释类星体的能量来源,人们提出物质在中央黑洞的引力作用下,以吸积盘的形式下落,将引力势转换为热量和辐射。描述吸积盘的方法是通过求解一系列流体力学方程,从而得到盘的结构。1973年,Shakura & Sunyaev等人提出了标准薄盘模型 (Shakura & Sunyaev 1973)。这个模型的基本假设是:

盘是几何薄（标高远小于吸积盘半径）、光学厚的、出射辐射近似为黑体谱；盘在垂直方向处于流体静力学平衡状态；粘滞耗散是局域热平衡的；粘滞张量正比于吸积物质流的总压强。另外，这一模型在吸积率不是非常高的情况下才是自洽的（Laor & Netzer 1989）。标准吸积盘模型给出的温度分布是

$$T(r) = 1.4 \times 10^4 \alpha^{-1/5} \dot{M}_{16}^{3/10} (M/M_{\odot})^{1/4} r_{10}^{-3/4} f^{6/5} \text{ K} \quad (1.14)$$

其中 $\dot{M}_{16} = \dot{M}/(10^{16} \text{ g s}^{-1})$, $f = [1 - (r_{\text{in}}/r)^{1/2}]$ 。

在标准薄盘的模型提出以后，很多研究者都做了大量的改进，比如增加了相对论效应的改正、用恒星大气的方法处理吸积盘上的气体等（Hubeny et al. 2001, Davis & Laor 2011, Slone & Netzer 2012）。虽然标准模型能大体解释类星体的辐射，但观测的SED和模型的结果仍然有些偏差，很多观测比模型的光谱更红。这些工作既有对单个类星体/AGN进行的精细拟合，如Blaes et al. (2001)对3C273的观测；也有对多个类星体进行的，如Shang et al. (2005)的由17个类星体组成的样本，Davis et al. (2007)对 20000个类星体谱指数的研究等。Shang et al. (2005)得到的结果是模型和观测光谱能够拟合得很好，没有偏离。Davis et al. (2007)认为观测相对模型光谱有所偏差并认为内禀的尘埃是造成这种差异的主要原因。Capellupo et al. (2015) 使用Slone & Netzer (2012)的吸积盘模型对30个类星体的光学-红外光谱进行拟合，发现其中几个类星体需要考虑尘埃改正和盘风（disk wind）才能和吸积盘模型相匹配。

除了直接用观测光谱和模型光谱的拟合来判断吸积盘模型是否适合，还可以使用间接的方法。比如Bonning et al. (2007)计算了一些SDSS类星体的特征温度，发现观测到的类星体颜色并没有按照预言的温度越高，颜色越蓝的趋势变化；之后Bonning et al. (2013)发现发射线强度也没有按照预言的温度越高，电离程度越高的趋势变化。基于这两个发现，它们提出加入盘风成分能够更好地对数据拟合。

由此可见，标准薄盘的模型及其改进能拟合大部分的类星体光谱，但是对于一些源需要考虑尘埃消光和盘风等因素。

1.1.5 类星体紫外-光学连续谱特性和本身属性的关系

上几节我们介绍了类星体的属性和不同波段的辐射机制，以及连续谱和发射线等一系列特征量。我们知道决定光谱特征量的主要是类星体的物理属性，

在这一节我们主要介绍类星体的连续谱和类星体的一些自身属性，如红移、光度、射电性质等量的相关性，这里我们讨论的波段都是紫外和光学波段。

首先我们讨论类星体连续谱和光度、红移的关系。大部分观测表明类星体的连续谱随着光度增加而变蓝（Carballo et al. 1999, Telfer et al. 2002, Davis et al. 2007），但也有例外，比如Kennefick & Bursick (2008)发现连续谱随光度增加而变红，而Vanden Berk et al. (2004)没有发现明显变化。另一方面，连续谱和红移相关性的研究结果则不是那么统一，比如既有随着红移增大而变蓝（Carballo et al. 1999, Kennefick & Bursick 2008），也有随着红移而变红（Wright 1981），或者变化很小（Kuhn et al. 2001, Pentericci et al. 2003, Vanden Berk et al. 2004）的结论。需要注意的是在流量限制的样本里会有光度和红移简并的问题，也就是在高红移只能观测到高光度的天体而遗漏低光度的天体。在这些研究中，也有同时对这两者进行分析的，比如Vanden Berk et al. (2004) 是对光度和红移二维分组得出结论，而Kennefick & Bursick (2008)是采用Astronomy SURVival Analysis tools (ASURV) 一种生存分析的统计方法确定连续谱和光度、红移的相关，但仍然得出不同结论。可能的原因有样本个数限制、用不同波段的绝对星等表征光度等。

此外，有人认为BAL类星体和non-BAL类星体的连续谱是相似的（Weymann et al. 1991），也有人认为BAL的连续谱比non-BAL红（Dunn et al. 2015）。而观测一般都有射电噪的类星体相比射电宁静的类星体颜色更红的结论，可能和它们不同的消光、吸积盘温度或者非热成分的斜率有关（Labita et al. 2008）。

1.2 尘埃消光和红化

宇宙中的尘埃是人们在观测中逐步意识到的。早在Herschel的时代，他就在恒星计数的工作里发现天空有些方向的恒星相对较少。1907年Barnard意识到一些恒星受到吸收介质的影响而变暗。1930年，Trumpler发现疏散星团随距离增加而变暗的速度快于平方反比定律，这表明星系际空间存在大小不一的尘埃颗粒。之后的八十多年里，各种观测表明尘埃的分布不仅局限在银河系，河外星系、星系间都存在尘埃，人们也对尘埃的性质开展了大量的研究。虽然尘埃占可见物质的比例并不是很大，它却给紫外和光学波段的观测带来了很大的影响。我们知道类星体的本地环境和观测路径上都少不了尘埃，它对紫外一可见光的作用是消光和红化，而在红外波段则贡献了大量的热辐射。从这两个方

面上说要想确定尘埃的数量、性质等既可以通过它的消光、红化作用，也可以通过红外辐射，或者能量平衡计算。本节将会介绍尘埃的基本情况，包括尘埃消光、消光曲线和弥漫在宇宙不同区域的尘埃。

1.2.1 消光的基本性质

尘埃是恒星晚期演化的产物，它对紫外-可见光的作用是消光和红化，而自身在红外波段产生热辐射。消光包含散射和吸收两方面，并且是波长的函数。尘埃颗粒只对波长相当于尘埃尺度的光 ($\lambda \sim 2\pi a$, a 为尘埃颗粒半径)起作用，而且波长越短吸收程度越高，这就产生了光谱的红化。通常用 A_λ 表示某个波段的消光星等， $A_\lambda = m' - m$ ，其中 m' 是被消光后的星等， m 是消光前的星等。当一个天体穿过数密度为 n ，消光截面为 σ 的尘埃带后，流量 f_λ 变为 $f'_\lambda = f_\lambda e^{-\tau_\lambda}$ ，其中 $\tau_\lambda = \int_0^s n\sigma ds$ 为光深。因为星等和流量的关系是 $m = -2.5\log f + C$ ，所以，

$$A_\lambda = -2.5\log(f'_\lambda/f_\lambda) = 2.5(\log e)\tau_\lambda = 1.086\tau_\lambda \quad (1.15)$$

消光和波长的关系 $A_\lambda - \lambda$ 称为消光曲线（这里我们用 el_λ 表示）。 $E(B - V) = A_B - A_V = (B - V) - (B - V)$ ，反映了B、V波段之间的消光星等差。 $R_V = A_V/E(B - V)$ 描述消光曲线的斜率， R_V 越大消光 A_V 相对红化 $E(B - V)$ 越大，消光曲线越平坦，相应的尘埃颗粒更大或者尘埃分布越不均匀（Fischera & Dopita 2011）。测量一个天体经过多少消光，最常用的方法是“比对法”（pair method），即把这个天体的光谱和没有消光的相同类型天体的光谱比较，从而得出消光曲线和消光量（Draine 2003）。

1.2.1.1 消光曲线

在银河系，尘埃约占可见物质的20%左右，也是目前人们了解的最为详细的尘埃。尘埃的性质包括它的组成、颗粒大小等，可以通过消光曲线的类型推测。但即使在同一个星系，环境的不同会导致不同方向的消光曲线也有所差别。图1.3画出了银河系不同方向上的消光曲线（Li 2007）。其中不同 R_V 的消光曲线用不同颜色表示， R_V 越大 el_λ 就越平坦，2175Å吸收峰的强度就更小，但在长波处各条曲线差异较小。这种以单一参数 R_V 决定银河系消光曲线形式的方法最早由Cardelli et al. (1989) 提出。

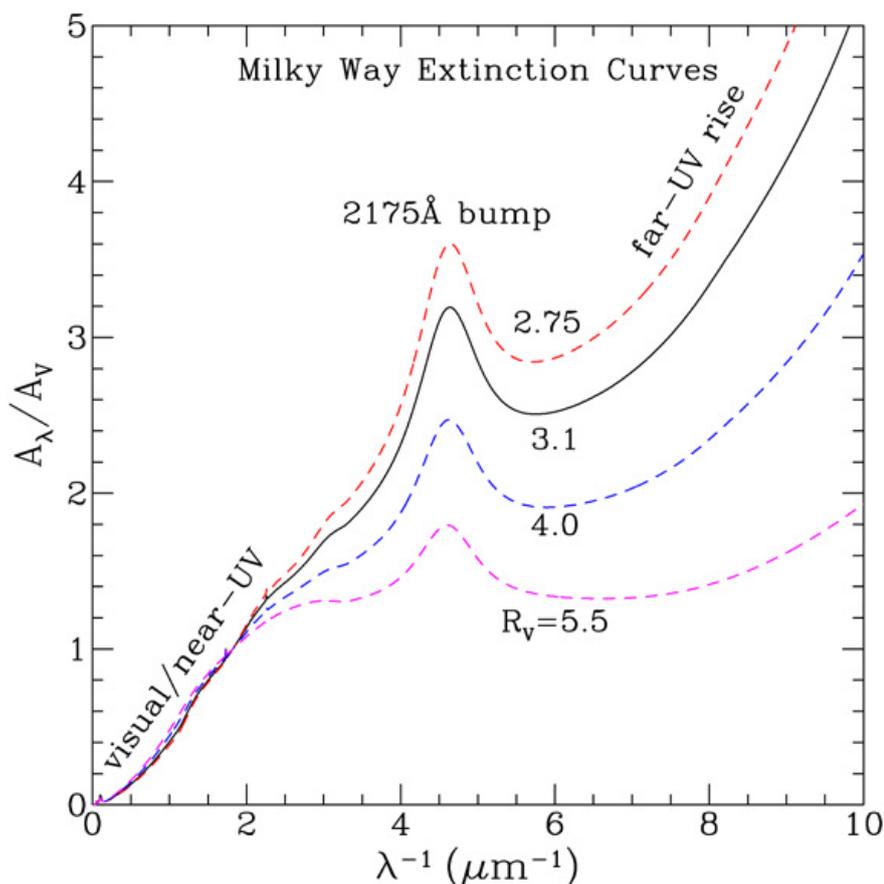


图 1.3: 银河系不同方向上的消光曲线 (Li 2007)。

对于其它星系或者星系际的尘埃，也可以通过“比对法”确定尘埃类型，比如常见的几种消光曲线：银河系（平均 $R_V = 3.1$, Cardelli et al. 1989）、大麦哲伦云（LMC2, $R_V = 2.76 \pm 0.09$; LMC平均 $R_V = 3.41 \pm 0.06$, Gordon et al. 2003）、小麦哲伦云（SMC, $R_V = 2.74 \pm 0.13$, Gordon et al. 2003）、flat-AGN (Gaskell & Benker (2007), 这里标记为GB07)、星系 (Charlot & Fall 2000) 和星暴星系中的消光曲线 (Calzetti 2001), 如图1.4所示。不同星系的消光曲线各有差别，表现在消光曲线的斜率和2175Å 处的吸收峰强度各不相同。消光曲线的斜率体现的是平均尘埃颗粒大小或者尘埃物质的均匀程度 (Fischera & Dopita 2011), 而2175Å 处的吸收峰强度可能和小颗粒的石墨或者大颗粒的多环芳香烃 (PAH) 分子有关 (Li & Draine 2001, Steglich et al. 2010), 只在银河系、LMC还有其它少数河外星系发现过 (Liang & Li 2009)。

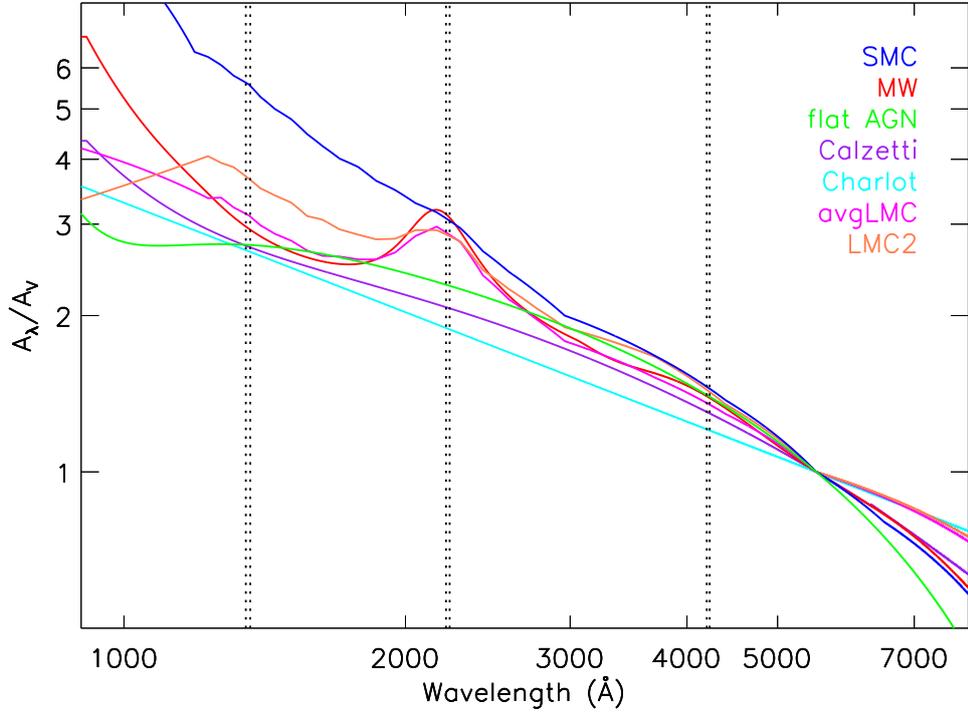


图 1.4: 各种类型的消光曲线 (归一化到V波段): 银河系 (Cardelli et al. 1989)、大麦哲伦云 (LMC2, LMC平均, Gordon et al. 2003)、小麦哲伦云 (SMC, Gordon et al. 2003)、flat-AGN (Gaskell & Benker 2007)、星系 (Charlot & Fall 2000) 和星暴星系 (Calzetti 2001)。竖线是我们采用的三个类星体连续谱窗口, 详见第二章。

1.2.1.2 消光量测量

知道了消光曲线的形式, 我们就可以从测光数据和光谱数据等测量出消光量 $E(B - V)$ 。这里我们主要介绍银河系的消光量分布 $E(B - V)(l, b)$ 和由发射线线强比得到的消光量。

银河系的消光量分布为 $E(B - V)(l, b)$, 在河外星系的研究中十分必要, 因为还原它们的内禀光谱都需要先修正银河系的消光。Schlegel et al. (1998) 通过全天的尘埃远红外辐射得出银河系尘埃消光在天球上的分布, Schlafly & Finkbeiner (2011) 和 Schlafly et al. (2014) 用大量恒星的测光数据得出了新的银河系消光图。

对于发射线, $E(B - V)$ 可以通过观测和理论的线强比进行比较得出, 一

种常用的方案是利用氢的巴尔末线 $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$ 等。观测上的低能级线和高能级线的比值高于理论上的比值, 这种现象被称为巴尔末减缩 (Balmer Decrement), 通常解释为尘埃消光引起的, 因为高能级线的波长更短, 于是受到了更多的消光。在Case B (Lyman线光学厚) 的情况下, 当电子密度是 10^4 cm^{-2} , 温度是10,000 K 时, 内禀的Balmer 发射线线强比是 (Osterbrock 1989)

$$(H\alpha/H\beta)_{\text{int}} = 2.86 \quad (1.16)$$

$$(H\gamma/H\beta)_{\text{int}} = 0.469 \quad (1.17)$$

$$(H\delta/H\beta)_{\text{int}} = 0.260 \quad (1.18)$$

经过尘埃消光后 (Domínguez et al. 2013)

$$A(H\beta) - A(H\gamma) = E(H\beta - H\gamma) = -2.5 \times \log \left[\frac{(H\gamma/H\beta)_{\text{int}}}{(H\gamma/H\beta)_{\text{obs}}} \right] \quad (1.19)$$

如果消光曲线的形式为 $A(\lambda) = \kappa(\lambda)E(B - V)$ 可得

$$E(B - V) = \frac{-2.5}{\kappa(H\beta) - \kappa(H\gamma)} \times \log \left[\frac{0.469}{(H\gamma/H\beta)_{\text{obs}}} \right] \quad (1.20)$$

其它如 $H\alpha$, $H\delta$ 类似。

1.2.2 宇宙尘埃

从行星际、星际、星系际到河外星系、星系团都有弥漫或集中的尘埃带。对于每个遥远的河外天体, 在它发出的光到达观测者之前很可能穿过沿途的若干尘埃带。通常我们不能准确地判断这些尘埃来自哪里, 为了方便讨论, 我们把这些河外天体路径上的尘埃统称为宇宙尘埃。由于尘埃对紫外和可见光的消光和红化作用, 通过比较不同视线方向、红移、有无前景天体的观测目标可以间接获得视线方向上的宇宙尘埃的数量、类型等信息。另外也可以直接通过尘埃产生的理论模型推测宇宙尘埃的数量和性质。在这一节我们介绍一些关于宇宙尘埃的研究工作。

宇宙尘埃会对视线方向的背景天体产生消光红化作用。类星体遥远而明亮, 而且它们的光谱具有一定的相似性和代表性, 常被用来研究前景天体的尘埃。这些包含尘埃的前景天体既可以是某个具体的星系 (Östman et al. 2006),

星系中的MgII/CIV/CO/Ly α 等吸收体 (Wild et al. 2006, Ménard et al. 2008, Noterdaeme et al. 2009, Ménard & Fukugita 2012, Farina et al. 2014), 星系团 (Chelouche et al. 2007) 等, 也可以是路径上尘埃的积分 (Wright 1981)。通过类星体光谱中的吸收线特征可以筛选包含前景吸收体的样本, 进而使用该吸收体红移处的不同消光曲线判断吸收体的尘埃类型和红化量。Östman et al. (2006) 检查了164个类星体和前景星系对, 发现相比没有前景星系的类星体而言, 它们的尘埃消光量 $E(B - V)$ 多了0.01, 但也可能是统计涨落引起的。Srianand et al. (2008)发现两个MgII吸收体并且它们的尘埃类型和LMC类似。Noterdaeme et al. (2009)发现类星体SDSSJ160457.50+220300.5存在前景CO吸收和明显红化, 并证认出CO吸收体产生的2175Å消光特征, 发现其消光曲线类型和LMC类似。Wright (1981)假设类星体的平均谱指数不随红移演化, 并且类星体连续谱的内禀曲率为零, 用银河系消光曲线估计出路径上的宇宙尘埃所造成的消光为 $A_V = 0.85 \pm 0.51(z = 3)$ 。

除了上述间接方法外, 还可以通过分解远红外背景辐射 (FIRB) (Aguirre & Haiman 2000)、分析星系际介质的热历史 (Inoue & Kamaya 2003) 以及通过恒星密度和金属丰度推测尘埃密度等 (Loeb & Haiman 1997, Inoue & Kamaya 2004, Corasaniti 2006)。Ménard & Fukugita (2012)汇总了部分文献对宇宙尘埃密度的估算, 从中可见随着红移的增大, 宇宙尘埃的密度不断下降, 如图1.5所示。

另外, 由于宇宙尘埃的消光造成观测到的超新星比实际更暗, 会高估超新星的距离, 进而对宇宙学常数的推断造成影响 (Corasaniti 2006, More et al. 2009, Ménard et al. 2010b)。

1.3 类星体中的尘埃来源与性质

在本节我们进一步将类星体物理和尘埃的消光红化结合起来, 首先我们分析类星体不同来源的尘埃物理性质; 其次我们介绍尘埃的消光、红化对类星体的观测带来的影响, 如使类星体的连续谱和颜色等发生改变; 最后, 我们介绍类星体的消光曲线。

1.3.1 尘埃来源

类星体是一类非常遥远的天体, 它受到了类星体内部尘埃、宇宙尘埃和银

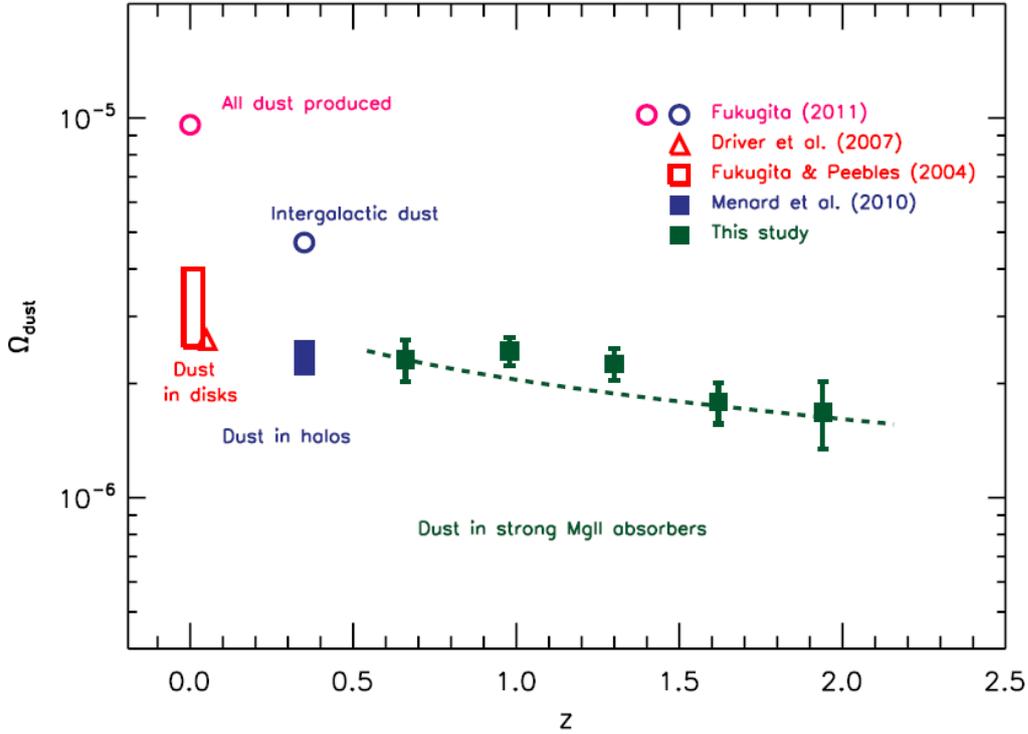


图 1.5: 部分文献对不同红移处的宇宙尘埃密度的估算 (Ménard & Fukugita 2012)。

河系尘埃三大来源的尘埃消光红化作用。其中类星体的内部尘埃主要分布在尘埃环和寄主星系内。尘埃环构成了统一模型里的关键组成部分，也贡献了类星体大部分的红外辐射。而宇宙尘埃和银河系尘埃也会对类星体的观测带来一定影响。

1.3.1.1 尘埃环及其分布模型

经典的AGN统一模型包含一个平滑的光学厚的尘埃环，它介于宽线区和窄线区之间，直接造成我们观测到I型或II型活动星系核。但是渐渐地人们发现这个平滑的尘埃环模型过于简化，和一些观测现象不符。比如观测到的气体速度很高，如果是热辐射的话，温度太高，超出了尘埃的升华温度；高比值的HCN/CO也表示气体存在于致密的小团块中；尘埃的截面较大因而它的爱丁顿光度较小，相对气体更容易受到辐射的影响，因此更可能和气体共同存在于致密的团块中，即团块状分布的尘埃环模型 (clumpy dust torus model, Krolik & Begelman 1988, Nenkova et al. 2008, Hönig 2013)。在这种模型下，尘埃的

温度不再是随着半径而单调降低的，因为即便在同一团块中，尘埃也可能有不同的温度：靠近中心的部分温度较高，远离中心的部分温度较低。图1.6是团块状分布的尘埃环示意图。Nenkova et al. (2008)对团块状分布的尘埃环做

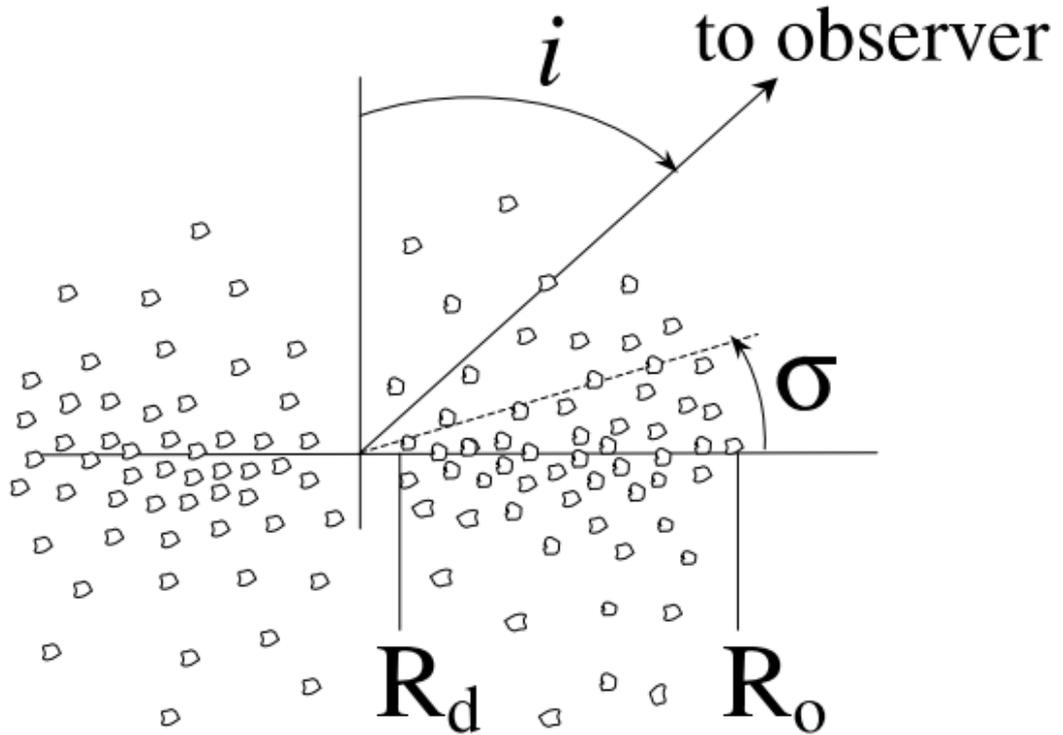


图 1.6: 团块状分布的尘埃环模型示意图 (Nenkova et al. 2008)。

了细致的模拟，由这几个参数描述：云块数量 N_0 ，单个云块的光深 τ ，云块分布 $N_T = N_0 \exp(-\beta^2/\sigma^2)$ 等。他们认为尘埃环和宽线区、X射线吸收区是一体的，也就是说尘埃环不再是孤立的一个组成部分。红外的回响映射观测表明，尘埃的升华半径 $R_{\text{sub}} \propto L^{0.5}$ ，和BLR的上限接近 (Suganuma et al. 2006)。靠近中心黑洞时温度极高，超出尘埃的升华温度，因而最内部是没有尘埃的宽线区，随着距离增加，温度降低，尘埃富集，形成尘埃环。

在平滑尘埃环模型中，尘埃环对中心辐射源的覆盖因子 (CF) 定义为

$$CF = \frac{\Omega}{4\pi} = \frac{2 \times 2\pi \int_{\theta_T}^{\pi/2} \sin \theta d\theta}{4\pi} = \cos \theta_T,$$

其中 θ_T 是尘埃环相对其垂向方向的张角。可以通过计算II型AGN的比例 f_2

(Simpson 2005, Lu et al. 2010, Toba et al. 2014) 或者红外波段的辐射所占比例 (Calderone et al. 2012, Gu 2013, Ma & Wang 2013) 等方法估计。这些观测都表明覆盖因子和光度反相关。退行的尘埃环模型解释为当尘埃环的标高不变时, 光度越大, 尘埃环距离中心越远, 它相对尘埃环平面的张角越小 (Lawrence 1991)。Simpson (2005) 随后将尘埃环的标高修正为 $h \propto L^{0.23}$ 以更符合观测, 但仍有以上结论。在更实际的团块状分布的尘埃环模型中 (Nenkova et al. 2008, Hönig 2013, Netzer 2015), 视线倾角不能完全决定观测到的是I型还是II型AGN, 而是存在一定概率。但是从统计上说, 仍然大体上有覆盖因子和光度的反相关。然而也有观测表明两者无关 (Lawrence et al. 2013, Netzer et al. 2016)。CF和红移的关系则不太确定, Gu (2013) 观测到正相关, 即红移越高, CF越大, 而Toba et al. (2014) 的结果表明CF和红移没有明显关系。此外, Ma & Wang (2013) 还发现CF和黑洞质量成反比, 和爱丁顿比无关, 但Mor & Trakhtenbrot (2011) 认为CF和黑洞质量、吸积率都无关。

1.3.1.2 寄主星系

除了尘埃环, 寄主星系的尘埃也会对类星体内禀光谱造成影响。有研究认为它们是影响I型AGN观测的主要尘埃来源, 并且和寄主星系的质量、光度、恒星形成率、视线倾角等因素相关 (Klöckner et al. 2009, Urrutia et al. 2009, Goulding et al. 2012, Banerji et al. 2012, Fynbo et al. 2013, Dunn et al. 2015)。Dunn et al. (2015) 研究了BAL类星体的连续谱红化和窄发射线红化, 发现两者的差异不大, 由此说明产生红化的这部分尘埃来源在比较大的尺度上。但是他们使用的样本数量并不多, 而且针对的是特定的BAL类星体。Baron et al. (2016) 研究了一个由4946个类星体组成的样本, 他们发现光学的连续谱谱指数和光谱中由恒星产生的NaID吸收线的等值宽度成反比, 即连续谱越红, NaID吸收线越显著, 而在最蓝的那组样本里这一特征则几乎没有。另外, $E(B - V)$ 和中性钠的柱密度也和银河系内的类似。这些证据表明视线方向的尘埃主要来自寄主星系。

1.3.1.3 宇宙尘埃和银河系尘埃

通过比较有无经过路径吸收体的类星体光谱可以判断宇宙尘埃对类星体光谱的影响有多大, 比如Pei et al. (1991) 和Khare et al. (2012) 发现有前景DLA的类星体相比没有的那部分颜色更红; York et al. (2006) 发现具有前景吸收体的

类星体光谱发生红化的可能性是没有前景吸收体的类星体的三倍。但是也有不同的观点，比如Hopkins et al. (2004)比较了有/无中介窄吸收线的类星体光谱，发现它们的红化没有明显区别，因此认为类星体的红化是由类星体本地尘埃引起的。

而对于银河系尘埃，通常在研究银河系外的天体时，往往都在光谱处理的最初阶段根据银河系的消光曲线和消光分布进行改正。反过来，类星体也可以用于检验银河系内尘埃消光的改正是不是准确。比如Wolf (2014)通过研究超过50000个红移在0.5 ~ 2.5之间的类星体做过银河系尘埃消光改正后的颜色，发现Schlafly & Finkbeiner (2011)给出的银河系消光分布比Schlegel et al. (1998)对这些类星体颜色的拟合更准确。

1.3.2 类星体的红化

红类星体 (red quasar) 是指比平均颜色更红的类星体，它们可能是内禀物理性质决定的，也可能是外界因素如尘埃消光红化、喷流同步自旋辐射、寄主星系星光叠加以及星系并和等引起的 (Francis et al. 2000, Richards et al. 2003, Urrutia et al. 2009)。不同的工作中对它的定义不同，比如Gregg et al. (2002)定义为谱指数 $\alpha \leq -1$ ，Richards et al. (2003)定义为光学颜色 $\Delta(g - i) > 0.2$ ，还可以从光学的长波波段定义，比如 $R - K > 4 \sim 5$, $B - K > 6.5$, $R - [3.6] > 4$, $R - [4.5] > 6.1$, $F(24\mu\text{m})/F(R) > 1000$ ；或者红外波段的颜色，如 $J - K > 1.7 \sim 2.5$, $W1 - W2 > 0.81$ (参见LaMassa et al. (2016))。从红化后的类星体 (reddened quasar) 光谱导出的量如热光度、黑洞质量、吸积率等会偏离真实值，进而影响到我们对吸积盘物理机制、类星体演化、光度函数等问题的分析和结论，因此了解类星体的红化对于还原类星体内禀光谱有很重要的意义。在众多红化机制中，我们主要介绍由尘埃引起的类星体红化。

1.3.2.1 连续谱的变化

基本的标准薄盘模型计算表明紫外-光学-红外波段的连续谱具有 $f_\nu \propto \nu^{1/3}$ 的形式 (Lynden-Bell 1969, Shakura & Sunyaev 1973)，但事实上我们观测到的类星体并没有这么硬的连续谱，比如Vanden Berk et al. (2001)的复合光谱给出的紫外和光学波段的谱指数分别为-0.45和-1.62，远小于模型值。这说明观测的结果比模型的预言更红，其它一些观测工作也有相似的结论 (Davis

et al. 2007, Baron et al. 2016)。虽然一些更复杂的模型包括了Compton 散射、相对论效应、金属不透明度和非局域热平衡等细节 (Hubeny et al. 2001), 所得到的模型光谱依然不能解释如此红的观测光谱 (Davis et al. 2007), 或者要求大部分的类星体黑洞质量都大于 $10^{10} M_{\odot}$ (Blaes 2004)。不少人提出观测的光谱可能受到了尘埃消光红化和寄主星系星光叠加的影响 (Koratkar & Blaes 1999, Davis et al. 2007) 而内禀的连续谱应该是类似的 (Cheng et al. 1991)。Kishimoto et al. (2008)对近红外光谱的偏振观测表明吸积盘辐射在近红外仍然满足 $f_{\nu} \propto \nu^{1/3}$, 进一步说明了内禀连续谱符合标准吸积盘模型。Ward et al. (1987), Gaskell et al. (2004)和Stern & Laor (2012)均尝试了用一个相同的连续谱叠加不同尘埃消光作用, 发现能够解释观测到的连续谱谱指数的弥散。

外界因素如尘埃消光红化、喷流同步自旋辐射和寄主星系等虽然都会造成连续谱的红化, 但易于区分: 受到尘埃消光而红化的类星体光谱类似“n”型, 即在短波有明显吸收, 而后两者在长波贡献更大, 从而使光谱类似“u”型 (Francis et al. 2000)。Whiting et al. (2001)对100多个平谱射电类星体的光学-红外光谱的研究发现其中约40%包含同步自旋辐射的类星体在蓝端的连续谱谱指数和没有同步自旋辐射的那部分类似。可以概述为紫外和蓝色的光学波段主要的红化因素是尘埃红化; 光学波段的红端受尘埃红化的影响较小, 低光度的类星体光谱主要被寄主星系星光红化, 射电噪类星体主要被同步自旋辐射红化。

另外, 内禀红和由尘埃红化的类星体在 $E(B - V) < 0.1$ 时比较接近, 这时可以通过宽波段测光的相对颜色进一步区分 (详见1.3.2.2节)。此外, 从物理性质上说内禀红的类星体可能具有比较低的吸积率 (Young et al. 2008)。

1.3.2.2 颜色的变化

虽然同一观测波段对于不同红移的类星体对应不同的静止波段, 无法直接进行比较, 但是如果按照红移分组并扣除每一红移的平均颜色得到的相对颜色 ($\Delta(u - g)$ 等) 却能在一定程度上反映真实的颜色分布 (Richards et al. 2001, Richards et al. 2003, Hopkins et al. 2004, Hall et al. 2006, Krawczyk et al. 2015)。这些分布常常是不对称的, 表现为在红端有额外的富余, 并且和所选波段有关。尘埃红化引起的类星体的相对颜色大致有: $\Delta(u - r) > \Delta(g - i) > \Delta(r - z)$, 而内禀红的类星体则有 $\Delta(u - r) \approx \Delta(g - i) \approx \Delta(r - z)$ (Hall et al. 2006, Young et al. 2008)。Krawczyk et al. (2015)检查了他们样本中35000 颗类星体的两个

相对颜色 $\Delta(u - g)$ 和 $\Delta(i - z)$ 的颜色分布, 发现前者的分布在红端的富余超过后者, 意味着他们样本里大部分的类星体红化都是尘埃引起的。

当红化十分严重时, 类星体的颜色-颜色分布可能会偏离类星体聚集区, 混入恒星的双色图分布, 这表示光学波段的选源会漏掉很多光学红类星体。比如SDSS 类星体选源会漏掉红化 $E(B - V) > 0.5$ 的类星体 (Richards et al. 2003)。但在射电波段和部分红外波段不受这一影响, 比如Webster et al. (1995)和Francis et al. (2000)都发现光学选的类星体光学颜色分布较窄而射电选择的类星体光学颜色分布较宽。因此, 通过射电结合红外巡天不失为选择红类星体的好方法, 比如FIRST/2MASS红类星体巡天贡献了一大批具有极红颜色的类星体 (Glikman et al. 2004, Glikman et al. 2007, Urrutia et al. 2008)。

1.3.3 类星体消光曲线

对于类星体、活动星系核的消光曲线的测量方法, 直接的方法是“比对法”。有用单个 (Crenshaw et al. 2001, Crenshaw et al. 2002)、多个源取平均获得的 (Gaskell & Benker 2007), 也有用复合光谱测量的 (Richards et al. 2003, Czerny et al. 2004, Gaskell et al. 2004)。由单独光谱得到的消光曲线差别较大, 有平坦的也有陡峭的, 而由复合光谱得到的结果都比较平坦。用单独光谱进行测量的好处是比较真实, 但是消光曲线的质量取决于单独光谱的质量; 复合光谱的方法一般用在大样本, 可以得到一群类星体的平均消光曲线, 但是Willott (2005)指出不同红移处的消光不同, 得到的消光曲线不一定符合实际情况。他们采用样本中比较蓝的光谱或者平均的复合光谱当做未消光的光谱, 即便如此, 这些光谱仍有可能存在少量的尘埃消光, 因此消光被低估 (Gaskell 2015)。目前采用模型光谱作为未消光的光谱的工作如Capellupo et al. (2015) 对30个类星体的SED 拟合, 发现其中4个需要用尘埃消光改正的类星体适用银河系消光曲线。

除了“比对法”外, 还有其它间接方法, 比如通过比较类星体的观测颜色分布和每个红移处的中位数颜色加上不同消光曲线后的颜色分布, 检验哪一种消光曲线更符合观测 (Hopkins et al. 2004, Krawczyk et al. 2015)。他们发现SMC型消光曲线比较适合类星体。但是Gaskell (2015)对样本FUV和NUV 颜色的研究表明两者的差异较小, 以及Lyu et al. (2014)发现类星体样本中的光学消光和硅吸收线光深的比值 $A_V/\Delta\tau_{9.7\mu\text{m}}$ 偏低, 都更支持平坦的消光曲线。目前

对类星体拥有哪种类型的消光曲线尚无定论 (Czerny 2007, Li 2007), 或者说不同的类星体有不同的尘埃环境 (Capellupo et al. 2015, Collinson et al. 2015)。既有工作支持flat-AGN消光曲线 (Maiolino et al. 2001a, Maiolino et al. 2001b, Czerny et al. 2004, Gaskell et al. 2004, Gaskell & Benker 2007, Gaskell 2015), 也有工作支持SMC型消光曲线 (Crenshaw et al. 2001, Crenshaw et al. 2002, Richards et al. 2003, Hopkins et al. 2004, Glikman et al. 2012, Krawczyk et al. 2015), 甚至有个别类星体消光曲线比SMC型更陡 (Fynbo et al. 2013, Jiang et al. 2013, Leighly et al. 2014)。但这可能和它们的特殊性有关, 比如Jiang et al. (2013)研究的类星体具有弱发射线和蓝移的宽吸收线。

1.4 本文的研究目的和内容

紫外波段的类星体连续谱具有幂律谱的形式 $f_\nu \propto \nu^\alpha$, 但在观测上通常比理论预言的偏红一些, 并且可能随着类星体的光度和红移变化。一方面, 之前的观测结果显示连续谱和光度一般是成正相关的, 即光度越高, 连续谱越蓝。这些观测现象和理论模型所得到的结果不一致。为了解决这些矛盾, 有人改进了吸积盘模型, 增加了更多细节, 缓解了一部分差异。此外, 也有人认为这些不一致可能是尘埃或者寄主星系的星光引起的, 并且在低光度有更多的尘埃消光。另一方面, 连续谱和红移的关系并不十分明确, 不同样本、研究方法可能会得到不同的结论。有人认为内禀物理量的演化会导致连续谱的演化, 也有人认为宇宙尘埃的消光和红化会产生连续谱和红移的相关。我们认为尘埃是一种自然而合理的解释, 因为我们知道类星体的本地环境存在尘埃 (尘埃环), 路径上也分布着一些宇宙尘埃。由于尘埃的普遍存在, 至少, 尘埃的红化作用是类星体连续谱研究中不可回避的。

我们将类星体的UV连续谱作为我们的主要研究对象, 因为这个波段对于尘埃的消光和红化比较敏感, 而且能够用经典的薄盘模型得到理论的内禀谱指数。我们的工作使用SDSS的一个大样本, 借助数量的优势和数据来源的同一性更好地分析类星体的紫外连续谱谱指数与光度、红移的关系。足够大的样本可以使我们对样本进行光度、红移二维分组, 确定谱指数随这两个物理量各自的变化, 并获得具有统计意义的结果。然后, 用尘埃消光来解释观测与理论模型预言的谱指数的差异及其随光度和红移的变化。通过和现有的关于类星体中消光量的估计进行比较, 我们可以知道我们对类星体内部尘埃的估计、消光

量-光度关系的推断是否合理，以及能否用现有的关于类星体内部尘埃分布的物理图像描述。通过分析宇宙尘埃引起的谱指数与红移的相关关系，还可以比较不同消光曲线所需要的尘埃密度，并且和已有的宇宙尘埃密度的估值比较来判断我们的结果是否合理。

总之，本文的研究目的是弄清类星体连续谱谱指数随光度和红移是否有变化、如何变化，并探讨能否通过类星体内部尘埃和宇宙尘埃解释这一系列变化。

因此，论文分为五个章节：

第一章是引言，介绍与类星体相关的背景，如类星体的参数、光谱，尘埃相关的背景，如消光曲线、宇宙尘埃等，已有的关于类星体红化的相关工作，第一章的最后我们介绍本文的研究目的和内容。

第二章是SDSS巡天介绍和类星体选源、我们的样本收集、谱指数测量方法和复合光谱建立方法。

在第三章我们研究观测到的类星体连续谱和光度的关系，包括 α 的中位值、弥散和上限的变化。按照不同红移类星体光谱的覆盖范围将它们划分为NUV和FUV两个样本，并且测量单个类星体的谱指数。之后我们按照它们的热光度进行分组，并且得到每个光度分组内的谱指数中位数、弥散和上限随光度的变化。我们使用内部尘埃消光红化解释谱指数中位数和光度的关系，并把模型光谱的谱指数当作内禀量，这里我们考虑了热光度和黑洞质量的尘埃消光改正。使用不同消光曲线和消光量对模型光谱进行红化，得到和观测相符的谱指数所需的消光量 $E(B - V)$ 与内禀光度。然后我们讨论产生这种和光度相关的消光量的类星体内部尘埃模型，宇宙尘埃对结果的影响以及其它解释。

在第四章我们研究观测到的类星体连续谱和红移的关系。我们首先将整个样本进行光度和红移的一维分组，并且得到每个分组的复合光谱。接下来，为了消除流量限制样本的选择效应，我们同样将整个样本分为NUV和FUV两个样本，并且进行了光度和红移的二维分组，得到每个分组的所有类星体的复合光谱及谱指数。我们讨论了在光度给定的情况下，类星体的谱指数随着红移系统地变红的趋势，并采用宇宙尘埃消光红化解释。同时，我们比较了不同的等效尘埃密度和消光曲线对结果的影响。

第五章是对全文的总结和对后续工作的展望。

第二章 样本

在这一章我们介绍SDSS数据，包括SDSS的基本情况等；然后介绍我们使用的样本；最后是我们采用的谱指数测量方法和复合光谱方法。

2.1 SDSS巡天

2.1.1 SDSS概述

斯隆数字化巡天 (Sloan Digital Sky Survey, 简称SDSS), 是一项庞大而复杂的巡天项目, 在经过多年的规划和讨论后, 于2000年开始正式巡天。台址位于新墨西哥州的Apache Point Observatory (APO), 主要设备是一架2.5米的望远镜和两台光谱仪。它的计划是观测超过10000平方度的高银纬天空, 获得 u, g, r, i, z 五个波段的图像, 然后采集同一天区的超过百万的星系光谱和超过十万的类星体光谱, 并在SDSS-II结束时已经完成原定目标。SDSS在为我们带来海量数据的同时也革新了人们对宇宙的认识, 改进了我们对星系、恒星和行星的形成演化历史的认识 (Kent 1994, York et al. 2000, Stoughton et al. 2002, Abazajian et al. 2009)。

SDSS的测光巡天有五个滤光片, 分别对应 u, g, r, i, z 波段, 平均波长是3551Å, 4686Å, 6165Å, 7481Å和8931Å。这五个波段的极限星等是22.0, 22.2, 22.2, 21.3, 20.5。截至SDSS DR7 (第七批释放数据) 测光巡天的面积已达11663 deg², 包含3.57亿个天体。这些观测目标被包含在若干巡天项目中 (Legacy巡天, SEGUE巡天和超新星巡天), 分别针对不同来源和类型的天体而设计。其中Legacy 是主要的巡天计划, 覆盖了北银冠附近的7500平方度, 包含星系、亮红星系和类星体样本; SEGUE主要用于银河系内恒星的观测, 覆盖了低银纬区域的3500平方度; 超新星巡天是对赤道附近的带状天区 (Southern equatorial stripe 82, 大约宽2.5 deg, 长120 deg) 进行若干年的重复观测查找可能出现的超新星。

对于光谱巡天, 星系样本完备到 $r = 17.7$, 对于类星体则完备到 $i = 19.1$ (对 $z > 2.3$ 的高红移类星体是20.2), 相比于测光巡天更浅。截至SDSS DR7, 已获得160 万条光谱, 包括93万星系, 12万类星体和46万恒星光谱。SDSS 使

用两个光谱仪分别覆盖长波和短波段的光谱。SDSS-III 以前能同时观测640个天体的光谱，SDSS-III 以后增加到1000个天体 (Aihara et al. 2011)。SDSS DR7的测光巡天和光谱巡天的天区覆盖图如图2.1所示。SDSS 的光谱波长范围是 $3800\text{\AA} - 9200\text{\AA}$ 左右 (SDSS-III及之后扩展到 $3600\text{\AA} - 10000\text{\AA}$ 左右)，分辨率 $R = \lambda/\Delta\lambda \approx 2000$ 。SDSS 光谱文件记录了光谱、扣除连续谱的光谱、噪声 (标准差) 和蒙板 (mask, 代表数据点的质量) 等。光谱记录的波长是对数间隔的, 流量单位是 $10^{-17}\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{\AA}^{-1}$ 。经过一套数据处理的流程, 就能得到该天体的众多特征量, 比如对类星体有赤经、赤纬、红移、*ugriz*五个波段的观测星等。

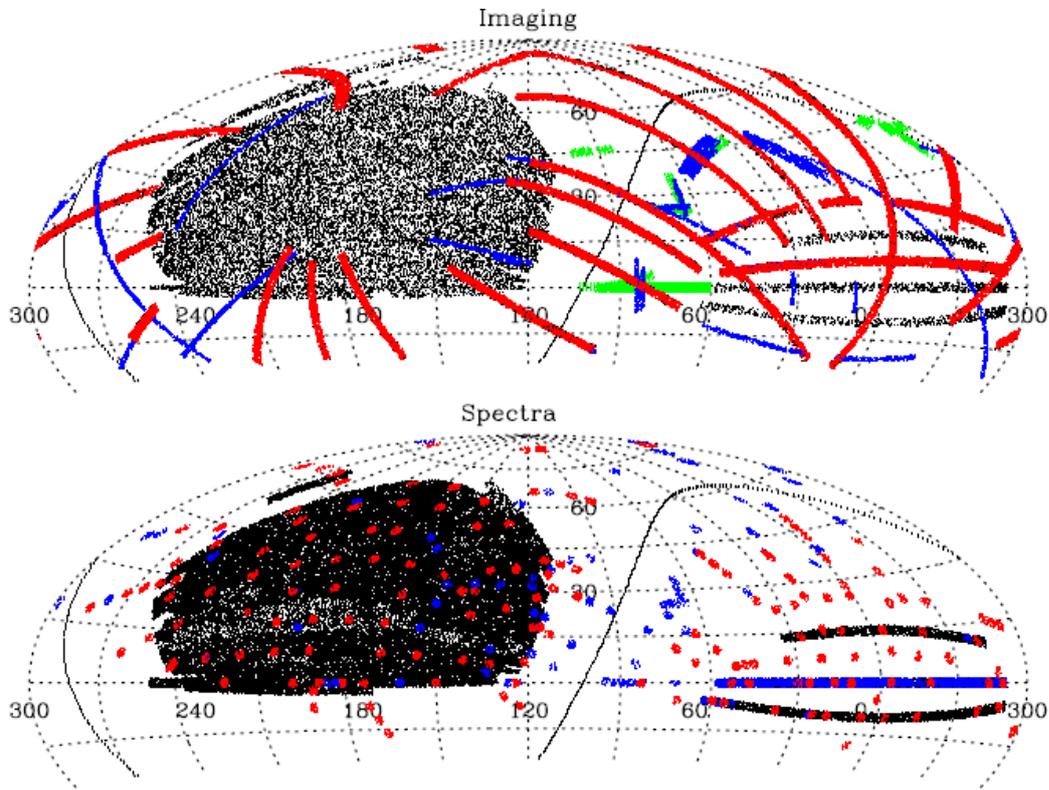


图 2.1: SDSS DR7的测光巡天和光谱巡天的天区覆盖图 (Abazajian et al. 2009)。上图: 测光巡天。图中的黑色曲线代表银道面, 黑色的区域是Legacy巡天和超新星巡天, 红色的是SEGUE巡天, 蓝色的是附加的数据, 绿色的是额外的数据, 参见Finkbeiner et al. (2004)。下图: 光谱巡天。图中的黑色曲线代表银道面, 黑色的区域是Legacy巡天和超新星巡天, 红色的是SEGUE巡天, 蓝色的是其它来源。

2.1.2 SDSS类星体选源

Richards et al. (2002)详细介绍了SDSS中类星体的选源过程。在获得了测光数据后,借助多色图,将恒星聚集区以外、 i 波段星等暗于15.0的点源作为候选体。具体的做法是对于 i 波段星等亮于19.1的类星体按照 $z < 3$ 的多色($ugri$)选择判据,而对于 i 波段亮于20.2的类星体按照 $3 < z < 5.5$ 的多色($griz$)选择判据。前者所选用的是 $(u - g), (g - r), (r - i)$ 三组颜色形成的三维分布;后者所选用的是 $(g - r), (r - i), (i - z)$ 三组颜色形成的三维分布。此外FIRST射电源星表中的致密源直接成为候选体,其中一些展源也被当做可能的低红移类星体进行进一步检查。这一方法能够选到 $z < 5.8$ 的类星体。大约90%的已知类星体可以被选到,而选源的效率(证实的类星体占类星体候选体的比例)为65%左右。图2.2给出了SDSS选择类星体的流程图,图2.3画出了类星体候选体在双色图上的分布。

2.2 样本介绍

SDSS的类星体样本数量相比以往的类星体巡天有了很大的提高,比如是Large Bright Quasar Survey (Hewett et al. 1995)类星体巡天的样本数量的100倍左右,是2dF QSO Redshift Survey (Croom et al. 2001)的4倍左右(Richards et al. 2002)。我们的样本选自SDSS,因为它的样本数量很大,足以进行统计分析和分组。而且,SDSS巡天给出了类星体的物理量诸如红移、热光度、黑洞质量等的测量值。另外,值得强调的是观测来源、选择依据等具有同一性。

2.2.1 类星体列表

Schneider et al. (2010)汇集了SDSS DR7 (Abazajian et al. 2009)中105783个亮于 $M_i = -22.0$ 、至少有一条发射线FWHM大于 1000 km s^{-1} 或者有比较复杂的吸收结构的类星体。他们的列表为我们提供了选择样本的基础。与这个列表相对应的还有类星体属性列表 (Shen et al. 2011)、改进的红移测量列表 (Hewett & Wild 2010)和改正残余天空发射线的光谱 (Wild & Hewett 2010)。

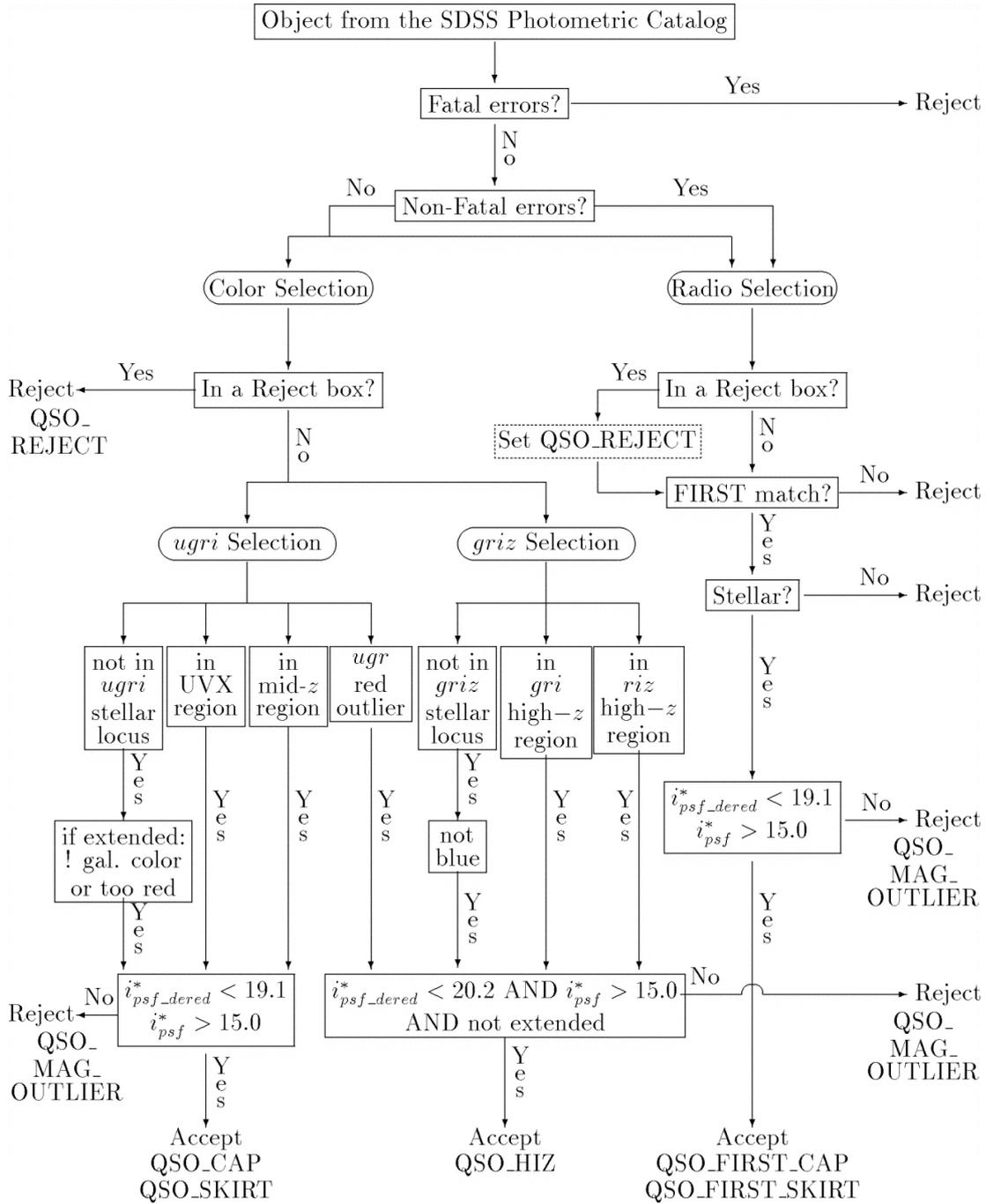


图 2.2: SDSS选择类星体的流程图 (Richards et al. 2002)。

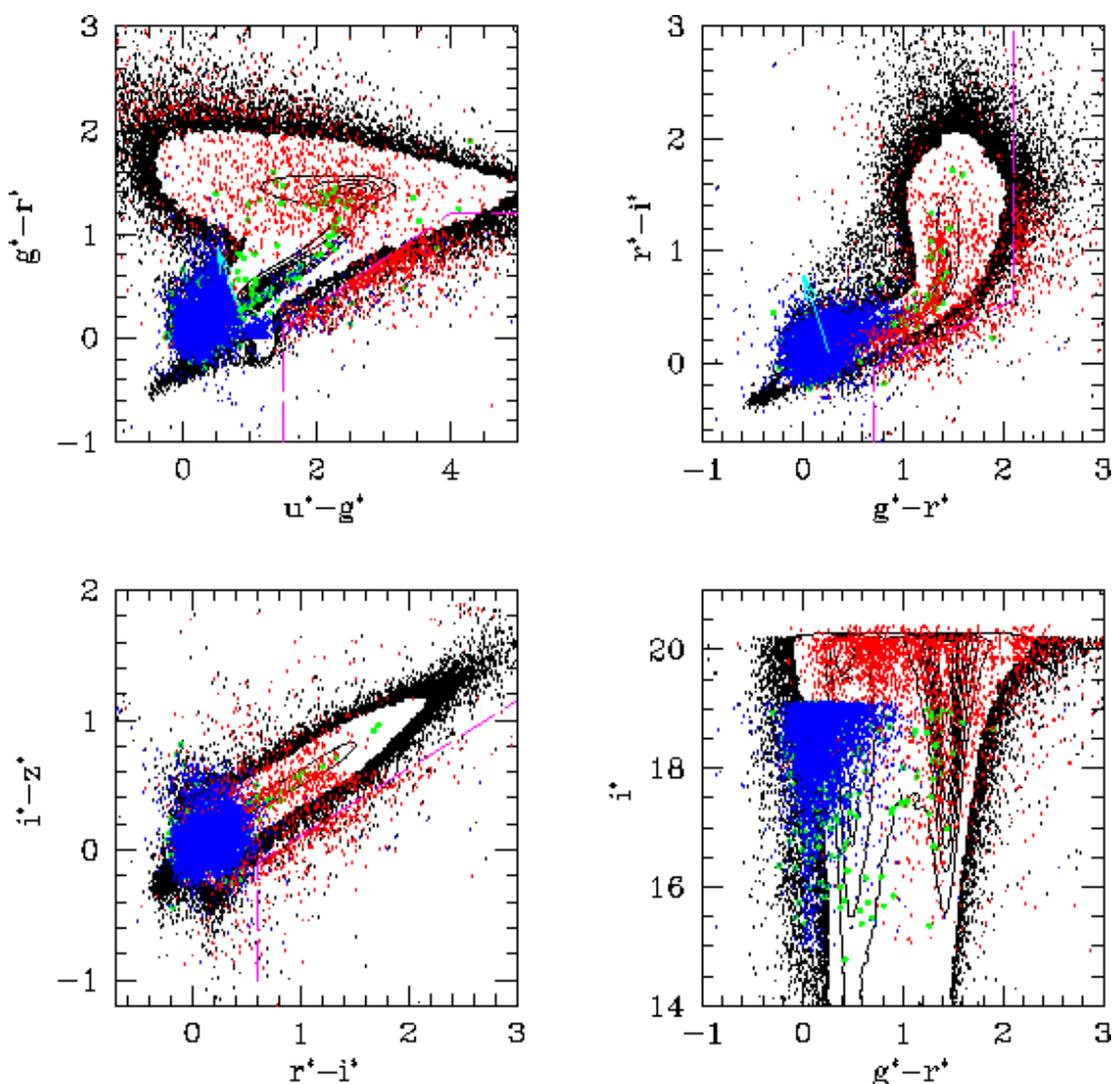


图 2.3: 类星体候选体在多色图上的分布 (Richards et al. 2002)。其中黑色的点和等值线轮廓表示恒星, 蓝色的点代表使用 *ugri* 选择判据的类星体, 红色的点代表使用 *griz* 选择判据的类星体, 绿色是通过 FIRST 射电星表选择的类星体。

2.2.2 类星体性质列表

Shen et al. (2011) 测量了 Schneider et al. (2010) 中所有类星体的光度、黑洞质量、爱丁顿比和几条常用的发射线的谱线参数等等。我们用到的量有热光度、黑洞质量、爱丁顿比、宽吸收线类星体标记和射电噪声。热光度的计算使用了 Richards et al. (2006) 中给出的热改正, 根据不同红移对应的波长范围, 相

应的有

$$L_{\text{bol}} = \begin{cases} BC_{5100\text{\AA}} \times 5100 \times L_{5100\text{\AA}}, & (z < 0.7) \\ BC_{3000\text{\AA}} \times 3000 \times L_{3000\text{\AA}}, & (0.7 \leq z < 1.9) \\ BC_{1350\text{\AA}} \times 1350 \times L_{1350\text{\AA}}, & (z \geq 1.9) \end{cases} \quad (2.1)$$

黑洞质量测量所采用的发射线由红移决定： $z < 0.7$ 时使用H β ； $0.7 \leq z < 1.9$ 时使用MgII； $z \geq 1.9$ 时使用CIV，详见1.1.2.3节。爱丁顿比通过黑洞质量和热光度计算： $L_{\text{bol}}/L_{\text{Edd}} = L_{\text{bol}}/(1.26 \times 10^{38}(M_{\text{BH}}/M_{\odot}))$ 。图2.4画出了Shen et al. (2011)列表中所有105783个类星体的红移、热光度、黑洞质量和爱丁顿比的分布的直方图。

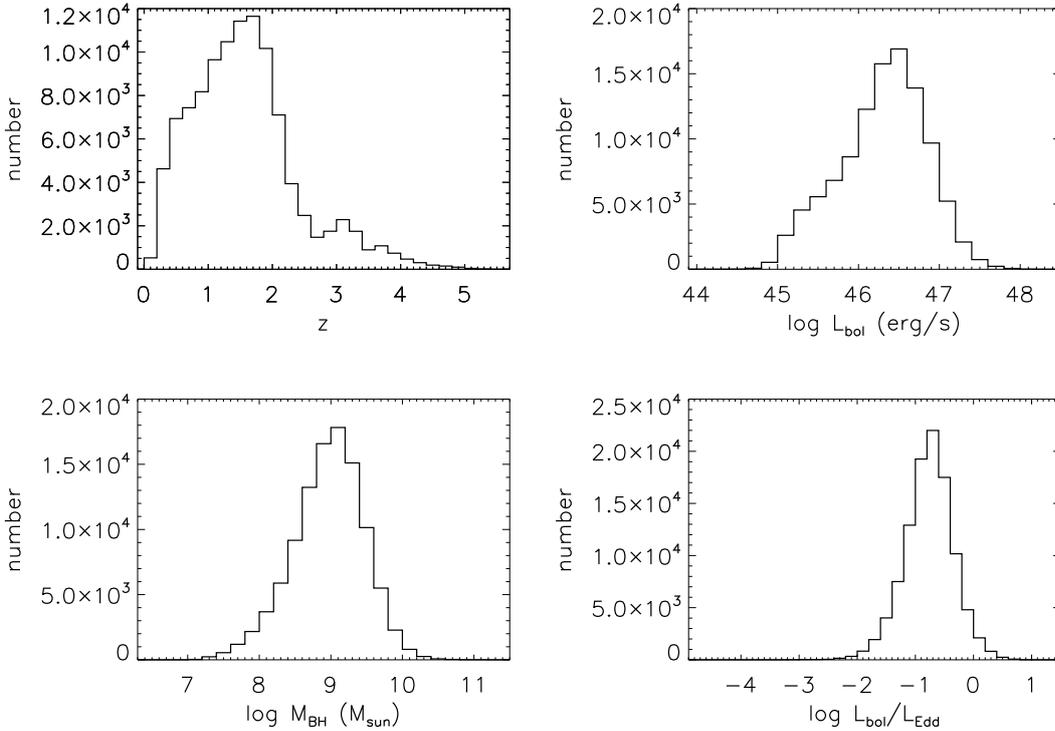


图 2.4: Hewett & Wild (2010)和Schneider et al. (2010)给出的红移的分布的直方图以及Shen et al. (2011)给出的热光度、黑洞质量和爱丁顿比的分布的直方图。

射电噪度定义为 $R \equiv f_{6\text{cm}}/f_{2500\text{\AA}}$ (Jiang et al. 2007)，在Shen et al. (2011)的类星体属性列表中 $R > 10$ (即射电噪)的类星体有8257个，其余的为射电宁静或者不在FIRST天区。宽吸收线类星体标记取自Gibson et al. (2009)中的CIV

和MgII 宽吸收线类星体以及Shen et al. (2011)工作中识别的CIV 宽吸收线类星体，共6214 个。

2.2.3 改进的红移测量和光谱

Hewett & Wild (2010)重新计算了SDSS DR6中超过91000个类星体的红移，他们依据寄主星系中CaII H&K 吸收线位置，类星体的窄发射线[OII] λ 3728, [OIII] λ 4960,5008位置，或者光谱和类星体模板的互相关（cross-correlation）等方法确定红移。他们得到的红移测量值系统误差 $\Delta z/(1+z)$ 相比SDSS的约 600km s^{-1} 降低到约 30km s^{-1} ，降低了20倍。

此外，Wild & Hewett (2010)使用PCA算法改进了SDSS光谱在长波处的残余天空发射线的扣减，提高了光谱的质量。

因此，我们论文的工作采用Schneider et al. (2010)的类星体列表及Hewett & Wild (2010)给出的红移值，Shen et al. (2011)给出的热光度、黑洞质量、爱丁顿比、宽吸收线类星体标记和射电噪度以及Wild & Hewett (2010)给出的改进的光谱。

2.3 连续谱谱指数测量

在第一章我们已经对类星体的光谱进行了介绍，这里主要描述我们对类星体连续谱的测量方法。实测的光谱都是连续谱、发射线和吸收线叠加的结果，要精确的拆分不同成分的贡献需要细致地拟合不同成分，比如Shen et al. (2011)。同样，也可以从连续谱窗口（continuum windows）直接测量，如Vanden Berk et al. (2001) 和Davis et al. (2007)。考虑到我们的工作是一个统计性的工作，我们主要关注的是每个分组里的类星体的平均性质，因此即使直接从连续谱窗口计算谱指数也不会影响统计结果。从后文的计算我们会知道相对弥散而言，测量误差只是个小量。Forster et al. (2001) 列出了一系列合适的连续谱窗口，如图2.5 所示。但是不同红移的类星体会覆盖不同的窗口，为了消除这个效应对我们测量的谱指数带来的潜在影响，我们选择几个固定的窗口并照此筛选样本。

按照Vanden Berk et al. (2001)等人的取法，我们选择1350-1365Å和4200-4230Å附近的连续谱窗口，但是考虑到单独的SDSS 光谱不能同时覆盖这两个区域，我们也和Davis et al. (2007) 一样，加入了2210-2230Å 附近的窗口。依

据是否有前两个或者后两个连续谱窗口，可以将整个样本分为两个样本，相应的谱指数记为 α_{FUV} 和 α_{NUV} ，对应的红移范围是 $z = 1.8 \sim 3.2$ 和 $z = 0.7 \sim 1.2$ ，详细的数据分组和分析见第三章和第四章。

类星体的连续谱可近似为幂律谱 $f_\nu \propto \nu^\alpha$ 的形式。对于 α_{FUV} ，我们用的连续谱窗口是1350-1365Å和2210-2230Å。1350-1365Å窗口的中心波长 $\lambda_1 = 1357.5\text{Å}$ ，光谱流量值中位数记为 f_1 ，光谱个数是 n_1 。将这些流量值从小到大排列后，排在50%的数据点（即中位数）和排在16%的数据点的差值记为 s_{11} ，排在84%的数据点和排在50%的数据点的差值记为 s_{12} 。考虑到我们选的是中位数流量，误差要除以 $\sqrt{n_1}$ ，那么综合起来流量的误差就是 $s_1 = \sqrt{(s_{11}^2 + s_{12}^2)/2n_1}$ 。同理可以得到2210-2230Å窗口的中心波长 λ_2 ，光谱流量值中位数 f_2 和误差 s_2 。知道了这两个窗口的中心波长、光谱流量值中位数和误差，就可以算出谱指数 $\alpha_{\text{FUV}} = -2 - (\log f_1 - \log f_2)/(\log \lambda_1 - \log \lambda_2)$ 以及它的测量误差 ϵ 。同理可得 α_{NUV} 的测量值和误差。

2.4 复合光谱

复合光谱（composite spectrum）是对大量光谱通过一些平均的方法进行叠加处理，从而提高信噪比和波长范围。同时，它能有效地找到一组光谱的共性，使比较弱的谱线显示出来。而且，作为类星体的标准模板可以用来确定红移、估算类星体红化量等。因此在活动星系核的研究中应用广泛（Malkan & Sargent 1982, Boyle 1990, Cristiani & Vio 1990, Francis et al. 1991, Zheng et al. 1997, Brotherton et al. 2001, Vanden Berk et al. 2001, Richards et al. 2004, Scott et al. 2004, Glikman et al. 2006, Shull et al. 2012, Hill et al. 2014, Ivashchenko et al. 2014, Lusso et al. 2015, Harris et al. 2016, Selsing et al. 2016, Tilton et al. 2016）。复合光谱的方法在很多其它天体也有应用，比如星系（Abraham et al. 2004, Dressler et al. 2004, Bovy et al. 2008, Dobos et al. 2012），Ly α 吸收体（Pieri et al. 2010, Becker et al. 2013, Pieri et al. 2014）， γ 射线暴余辉等（Christensen et al. 2011）。本节介绍复合光谱的构建方法和我们的结果。

2.4.1 复合光谱的构建方法

复合光谱的方法主要分为两类，它们的区别在于归一化方法的不同。一种是将所有类星体光谱按照递增或递减的红移排序，很自然地连接了所有不同红

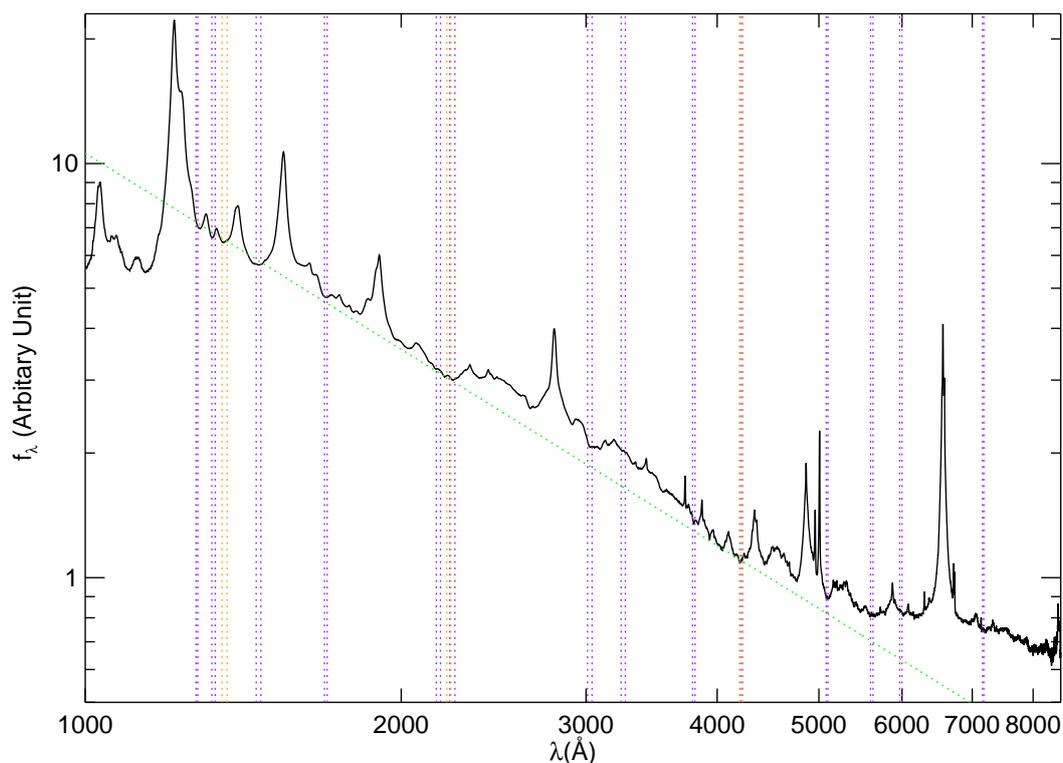


图 2.5: 类星体的复合光谱 (见2.4节) 和若干连续谱窗口。黑线是总样本的复合光谱, 绿色点线是选择1350-1365Å和4200-4230Å附近的连续谱窗口对复合光谱的连续谱拟合, 橙色点线代表我们选用的连续谱窗口, 紫色点线代表文献中的连续谱窗口 (Forster et al. 2001)。

移的光谱, 只要光谱之间有公共的部分就可以产生这种带有平均属性的复合光谱 (Francis et al. 1991, Vanden Berk et al. 2001)。另一种方法, 也是大部分工作采用的, 则是选取固定的用于归一化的波段, 相对来说比较简便而且适合红移范围比较小的样本, 但是不得不舍弃没有覆盖用于归一化波长范围的光谱。

我们参照Vanden Berk et al. (2001)的方法: 首先用银河系消光分布图 (Schlegel et al. 1998) 和Cardelli et al. (1989) 的消光曲线改正银河系消光; 屏蔽掉一些有问题的数据点并按照红移把观测波长转换为静止波长。由于每条光谱的波长范围和间隔都不同, 我们建立了一个 8700×91131 的数据网格, 并把每条光谱调整到这个 $1 - 8700\text{Å}$ 的均匀网格里。这里选择 8700Å 是因为所有光谱的静止波长都小于 8700Å , 91131代表的是光谱个数 (除BAL以外的91131个

射电宁静类星体)。在这个调整光谱的过程中,我们确保原有的某一波长间隔内的流量按照它在新的波长间隔相对原有的波长间隔所占的比例分配。举个例子,原来在 $300.3 - 303\text{\AA}$ 间的流量现在分配在 $300-301\text{\AA}$ 、 $301-302\text{\AA}$ 、 $302-303\text{\AA}$ 这三个波长间隔里,它们的所占的流量比例分别是 $0.7/2.7$ 、 $1/2.7$ 和 $1/2.7$ 。然后将所有光谱按照红移递增的顺序依次排列,并把第一条光谱除以它的流量中位数作为平均光谱。第二条光谱用它和平均光谱的重叠部分进行归一,两条光谱的平均取做新的平均光谱。接下来的每条光谱都以和平均光谱的重叠部分做归一化,直到所有光谱都完成归一化。考虑到在波长小于 $\text{Ly}\alpha$ 的光谱受到的中性氢吸收可能各不相同,这一部分的光谱常常不用于归一化。在每个波长处取所有在该处有流量的光谱的流量中位数,就建立了复合光谱。它的误差可以通过重采样(resampling)的办法进行估计,也可以用半四分距(semi-interquartile range, 即排序为75%的流量值减去排序为25%的流量值的差值的一半)的68%除以各波长处有数据的光谱个数的平方根进行估计。上述方案就是我们工作所采用的复合光谱的建立方法。

Vanden Berk et al. (2001)还介绍了另一种复合光谱的方法,在归一化的步骤有所不同,这种方法将所有光谱在 $3020-3100\text{\AA}$ 之间的部分归一化,然后每个波长处的复合光谱的流量取做在该波长的所有有流量光谱的流量几何平均数。这种方法的优点在于得到的复合光谱的谱指数是所有光谱的谱指数的平均,缺点是需要舍弃没有覆盖用于归一化波长范围的光谱,因此产生的复合光谱的波长范围相对较窄。

2.4.2 结果

我们用2.4.1节的方法得到样本中除BAL以外的91131个射电宁静类星体的复合光谱,它的波长覆盖范围约为 $800 \sim 8000\text{\AA}$ 。我们把它和Vanden Berk et al. (2001)基于SDSS EDR的数据的结果进行比较,如图2.6所示。从中可以看出这两条复合光谱的形状相近,因为我们的样本都来自SDSS,波段也相同。但是由于样本数目的增大,我们的复合光谱信噪比更高,最大值提高了5倍左右,尤其在光谱的边缘有了很大的改善。同样的,我们也测量了复合光谱的谱指数:在 $1350-1365\text{\AA}$ 和 $4200-4230\text{\AA}$ 的连续谱窗口,谱指数 $\alpha_\nu = -0.45$;在 $6005-6035\text{\AA}$ 和 $7160-7180\text{\AA}$ 的连续谱窗口,谱指数为 $\alpha_\nu = -1.62$ 。相比于Vanden Berk et al. (2001)的 -0.46 和 -1.58 ,是十分接近的。长波的谱指数相比短波的更小是因为类星体光谱在长波可能会包含更多的寄主星系中的星光叠加,而星系光谱

本身比类星体的吸积盘辐射更红。

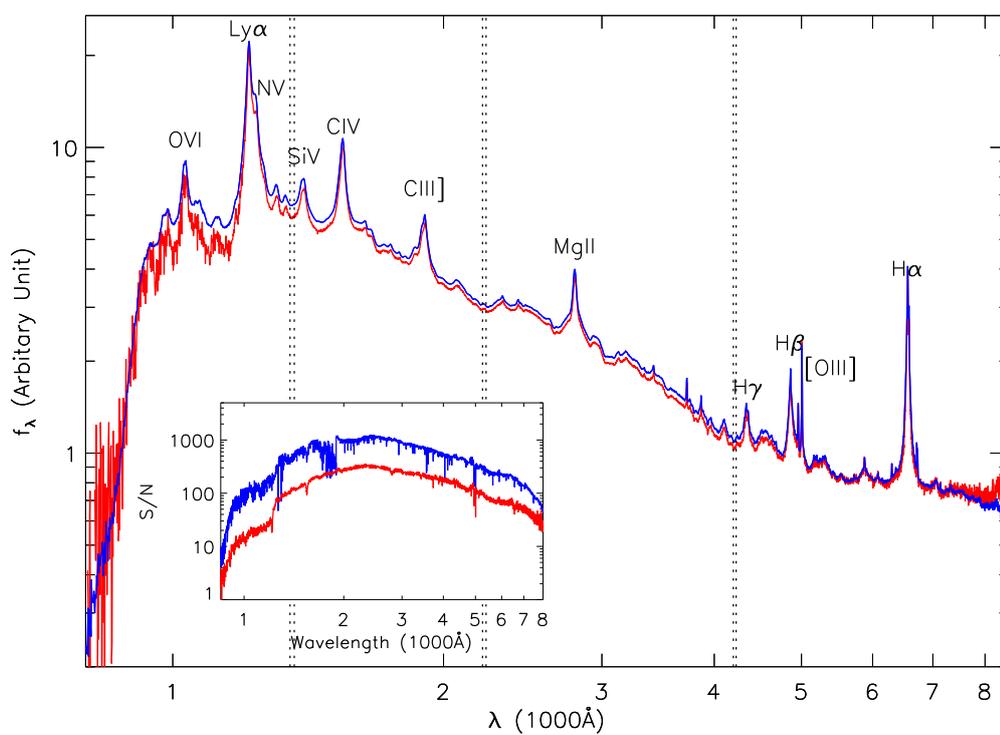


图 2.6: 91131个类星体的复合光谱（蓝色）和Vanden Berk et al. (2001)基于SDSS EDR的数据的结果（红色）的比较。图中标出了几条常用的发射线，点线表示的是三个连续谱窗口。在小图中画出了两条复合光谱的信噪比。

第三章 类星体连续谱与光度的关系及内部尘埃解释

在过去的观测中，人们对于类星体连续谱随光度的变化关系还是比较统一的，基本上得到的结果都是随光度增大，连续谱变硬（Carballo et al. 1999, Telfer et al. 2002, Davis et al. 2007）。但也有不同看法，比如Kennefick & Bursick (2008)观测到的是相反的现象。另外，在不同光度分组中最蓝的连续谱也有着相近的谱指数（Gaskell et al. 2004）。在本章中，我们将进一步使用SDSS中的一个大数据样讨论类星体连续谱谱指数 α 随光度的变化，包括 α 的中位值，弥散和上限的变化。

3.1 观测结果

对于 α_{NUV} 和 α_{FUV} 两个样本，除了它们各自对应的红移范围不同之外，附加的选择标准如下：（1）具有热光度和黑洞质量计算的类星体，排除宽吸收线类星体；（2）覆盖前两个或者后两个连续谱窗口的；（3）排除在窗口中有太多数据缺陷的或者太多负值的；（4）考虑到后文热光度计算的均一性，我们将 α_{FUV} 的红移范围进一步限制到 $1.90 < z < 3.15$ 。

经选择， α_{NUV} 和 α_{FUV} 样本分别有19258和19671个类星体，对应的红移范围是 $0.71 < z < 1.19$ 和 $1.90 < z < 3.15$ 。我们使用2.4节的谱指数测量方法，测量这两个样本所有类星体的谱指数。对于 α_{NUV} ，平均数和中位数是-0.37和-0.29，标准差是0.47；对于 α_{FUV} ，平均数和中位数是-0.51和-0.43，标准差是0.50。图3.1画出了它们的直方图，最中间的点折线是中位数，点线分别是15.9%和84.1%排序值，虚线分别是2.3%和97.7%排序值，点点折线分别是0.2%和99.8%排序值，它们分别相当于高斯分布中的 $\pm 1\sigma$, $\pm 2\sigma$ 和 $\pm 3\sigma$ 的范围。为了称呼上的方便，在后文我们一律称为 $\pm 1\sigma$ ， $\pm 2\sigma$ 和 $\pm 3\sigma$ 。

从图中我们可以看出：（1）从峰值看， α_{FUV} 比 α_{NUV} 小，即远紫外连续谱更红，可能是以下几个因素造成的： α_{NUV} 相比 α_{FUV} 是从更长的波长测量的，而在长波谱指数更大；类星体连续谱可能存在演化，因为 α_{NUV} 对应于低红移类星体而 α_{FUV} 对应于高红移类星体；类星体连续谱在2200Å附近受到铁线的影响有了明显抬升，所以 α_{FUV} 变小， α_{NUV} 变大。（2）两者的分布都是不对称的，

表现为 α 分布的中位数比峰值更红，红端有更多的类星体，而且弥散更大。

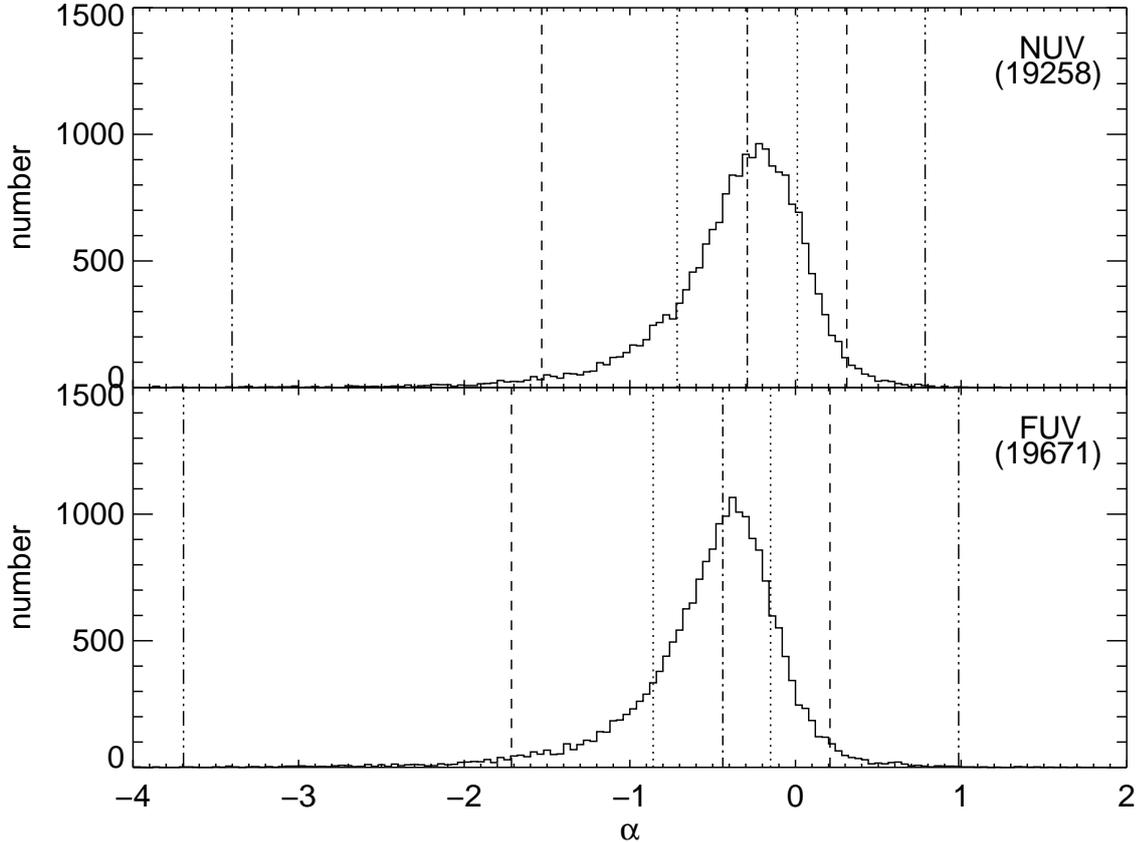


图 3.1: α_{NUV} 和 α_{FUV} 分布的直方图。最中间的点折线是中位数，点线分别是15.9%和84.1%排序值，虚线分别是2.3%和97.7%排序值，点点折线分别是0.2%和99.8%排序值。它们相当于高斯分布中的 $\pm 1\sigma$, $\pm 2\sigma$ 和 $\pm 3\sigma$ 范围。

对于 α 直方图上极端红或蓝的类星体，经过人工检查，我们发现大致有以下几种情况（在一个或多个连续谱窗口处）：1）类星体属性列表中未识别的宽吸收线类星体或者有吸收线；2）严重的中性氢吸收（特别是在 α_{FUV} 样本）；3）星系光谱主导；4）信噪比较低等；5）没有上述情况的可能是内禀的极端红或蓝。考虑到这些类星体的数目比较少，因而不会对我们关心的统计性质如中位数、 1σ 弥散有影响，关于它们的具体性质和产生原因，我们将在未来的工作中进行研究。

3.1.1 谱指数与光度的相关关系

为了讨论 α 与 L 的关系,在图3.2和图3.3中我们画出了 α_{NUV} 和 α_{FUV} 随光度的分布(分别用灰色三角形和菱形表示)。从图中可以看出谱指数有随光度增大而系统地增大的趋势,而且弥散也随着光度逐渐减小。考虑到每个类星体的连续谱谱指数测量都有一定的误差,我们对类星体以热光度进行分组,并且讨论连续谱的平均性质随光度的变化。光度间隔取为 $\Delta \log L_{\text{bol}} = 0.2$ 。在图3.2和图3.3中我们用灰色散点表示 α 的分布,用实线连接每个光度分组的 α 中位数,用大误差棒表示15.9%、84.1%的 $\pm 1\sigma$ 上下限,用小误差棒表示所有类星体谱指数误差的中位数,用虚线表示 2σ 上限(α 排序为97.7%位置的的值),用点线表示模型 α 的近似值1/3。我们发现:(1)每个光度分组的 α 中位数随光度上升,特别是在低光度处;(2)每个光度分组的 α 分布不对称,表现为连续谱分布的红端有更多类星体且弥散随光度变小;(3) 2σ 上限和光度的关系较弱,并且和理论的近似值1/3比较接近;(4)每个光度分组的 α 测量误差相对于 $\pm 1\sigma$ 分布范围较小,因此可能不会显著影响我们的结论。

为了进一步明确 α 与光度的关系,我们统计了 α 低于-0.5, -0.3, -0.1, 0.1和0.3的类星体比例,如图3.4所示。可以看出当 α 取为观测上的平均值-0.5时,这一比例随光度增加而变小,这和图3.2、图3.3说明了同一个事实,即每个光度分组的所有谱指数的中位数随着光度增大而增大。随着 α 的增大,这一比例随光度的变化趋势逐渐减弱,甚至在 $\alpha = 0.3$ 时消失。这说明在不同的光度, α 小于0.3的类星体比例差不多,并且接近100%,从另一个角度证明了 $\alpha = 0.3$ 的确是大部分连续谱谱指数的上限。

3.1.2 α 测量误差的影响

从图3.2和图3.3中可以看出低光度相对高光度的数据,测量误差更大;在相同光度的情况下,比 α 中位数小的那些观测值的测量误差更大。虽然 α 的测量误差相对于 $\pm 1\sigma$ 范围小很多,但为了弄清 α 测量误差对于每个光度分组的中位数和 $\pm 1\sigma$ 范围会产生多大影响,我们采用蒙特卡洛模拟估算这一改变的量级。对观测样本S0,我们都在原有的每个 α 观测值的基础上,产生一个由它自身的测量误差决定的高斯分布,通过这个高斯分布得到一个随机值并且加到 α 观测值上,产生了模拟样本S1。模拟样本和观测样本的 α 分布的差异就相当于观测样本和内禀样本的 α 分布的差异。我们计算了模拟样本的 α 中位数和15.9%、

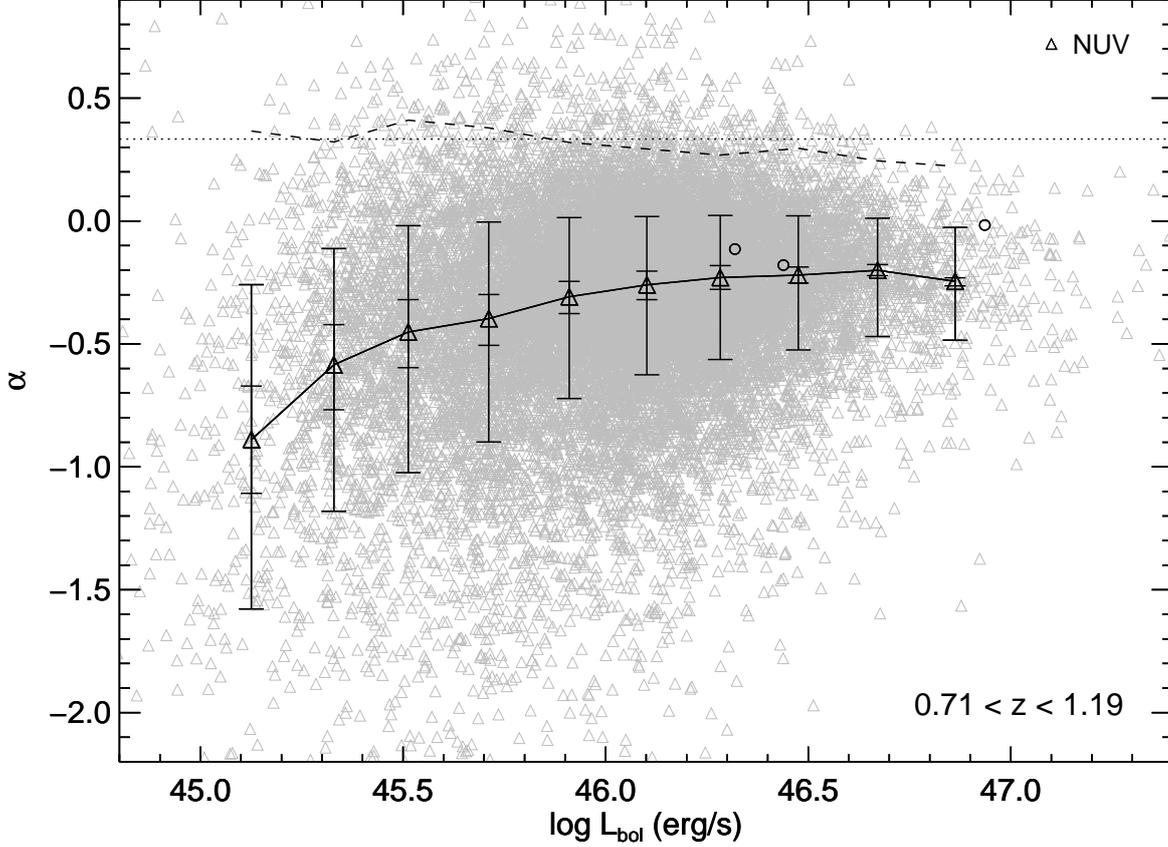


图 3.2: α_{NUV} 样本的谱指数和光度的关系。灰色散点代表单独类星体谱指数，每个热光度分组的谱指数中位数用符号表示并连接，大误差棒代表谱指数15.9%和84.1%的 $\pm 1\sigma$ 上下限，小误差棒代表各组所有 α 的误差的中位数。谱指数的 2σ 上限用虚线表示，模型线用点线表示。另外黑色圆圈表示Gaskell & Benker (2007)文中的三个最蓝类星体的 α_{NUV} 测量值（从左到右分别是PG0953+414，PG1100+772和3C273）。

84.1%的 $\pm 1\sigma$ 范围，发现相比观测样本，模拟样本的 α 中位数没有明显变化（绝对值基本小于0.01），而 $\pm 1\sigma$ 范围的差异最多不超过10%，如图3.5所示。因此，我们认为测量误差并不能显著地改变我们的结论。

3.1.2.1 用最大似然法还原 α 内禀分布

在图3.6中，我们画出了 α_{FUV} 在不同光度的分布的直方图。可以看出， α 的分布是不对称的，为此，我们构造了一个不对称的高斯函数代表每个光度分组

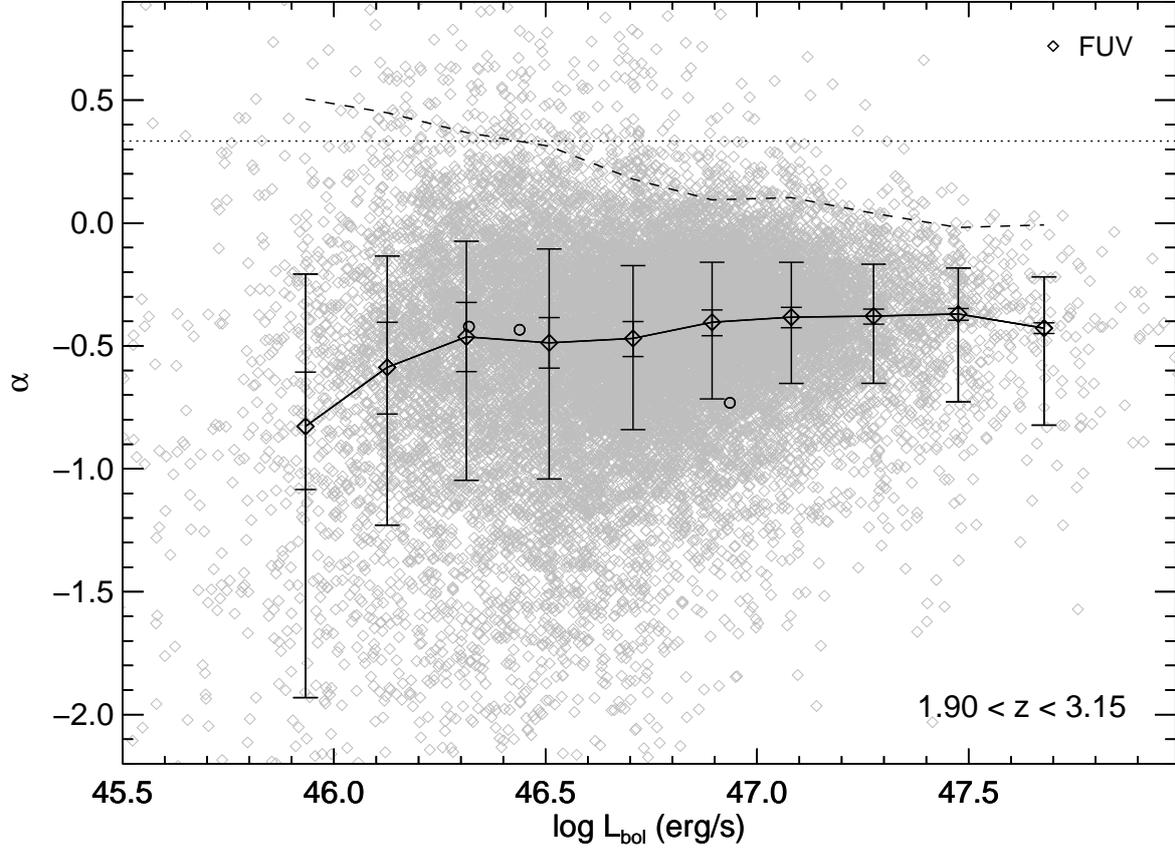


图 3.3: α_{FUV} 样本的谱指数和光度的关系。标注同图3.2。

的 α 分布。左边的高斯函数写作

$$f_1 = \frac{s_1}{\sqrt{2\pi}\sigma_1} e^{-\frac{(\alpha-\alpha_0)^2}{2\sigma_1^2}},$$

右边的写作

$$f_2 = \frac{s_2}{\sqrt{2\pi}\sigma_2} e^{-\frac{(\alpha-\alpha_0)^2}{2\sigma_2^2}},$$

其中 α_0 是这个不对称高斯的概率峰值对应的 α 位置， σ_1 和 σ_2 是不对称高斯两边的弥散， s_1 和 s_2 为系数，满足： $f_1(\alpha_0) = f_2(\alpha_0)$ ，即 $s_1/\sigma_1 = s_2/\sigma_2$ 以及 $\int_{-\infty}^{\alpha_0} f_1 + \int_{\alpha_0}^{\infty} f_2 = 1$ ，即 $s_1 + s_2 = 2$ 。可以得出， $s_1 = 2\sigma_1/(\sigma_1 + \sigma_2)$ ， $s_2 =$

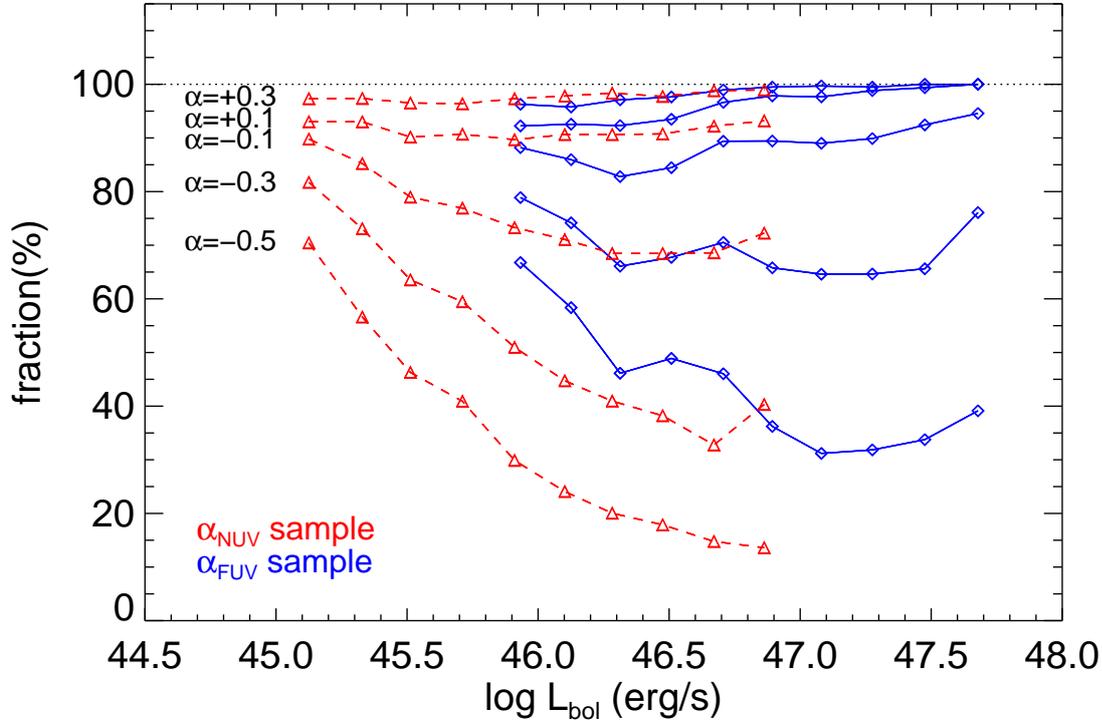


图 3.4: 不同光度处, 连续谱谱指数 α 低于-0.5, -0.3, -0.1, 0.1和0.3的类星体比例。红色对应 α_{NUV} , 蓝色对应 α_{FUV} 。

$2\sigma_2/(\sigma_1 + \sigma_2)$ 。因此该概率写作:

$$P_i = \begin{cases} \frac{1}{\sqrt{2\pi(\frac{\sigma_1+\sigma_2}{2})}} e^{-\frac{(\alpha-\alpha_0)^2}{2\sigma_1^2}} & , \alpha \leq \alpha_0 \\ \frac{1}{\sqrt{2\pi(\frac{\sigma_1+\sigma_2}{2})}} e^{-\frac{(\alpha-\alpha_0)^2}{2\sigma_2^2}} & , \alpha > \alpha_0 \end{cases}$$

考虑到每个 α 的测量误差 ϵ 的影响, σ_1 和 σ_2 变为 $\sigma'_1 = \sqrt{\sigma_1^2 + \epsilon^2}$ 和 $\sigma'_2 = \sqrt{\sigma_2^2 + \epsilon^2}$ 。为了确定每个光度分组内这三个内禀的参数 $\alpha_0, \sigma_1, \sigma_2$, 我们建立了一个三维的数据网格, 按照每一组参数计算了每个类星体的概率, 并把所有类星体的概率取对数再相加。具有最大的概率对数和的那一组参数就是消除测量误差影响后的内禀分布参数。图3.6中的紫线画出了消除测量误差影响后的 α 内禀分布。关于类星体谱指数分布的不对称性我们将在以后的工作中进一步研究, 后文不再讨论。

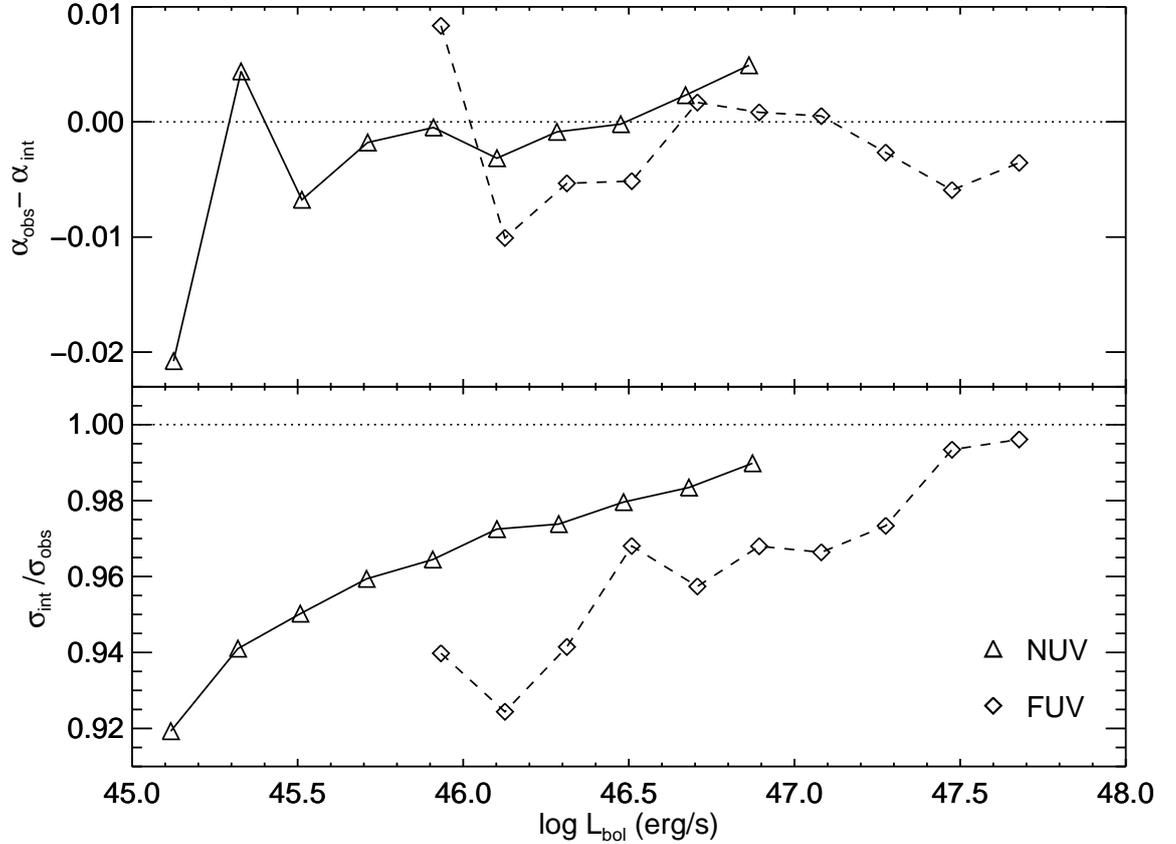


图 3.5: 内禀和观测的 α 中位数差异以及内禀弥散和观测弥散的比 ($\sigma_{\text{int}}/\sigma_{\text{obs}}$)。

3.2 类星体内部尘埃消光红化的理论模型

在上一节我们发现各个不同的热光度分组的连续谱上限比起中位数而言变化不大，而且几乎和光度没有相关，或者变化趋势与中位数的变化趋势相反。这些 α 的上限值恰好也接近薄盘模型的预言值 $1/3$ 。因此，实测的 $\alpha - L$ 关系可以用尘埃来解释，因为尘埃的消光和红化改变了观测到的类星体光谱，使谱指数降低，而上限处的谱指数就代表没有经过消光的内禀光谱。由于单独的一类星体各个参量都有很大的不确定性，因此在后文的分析中，我们就以不同光度分组中这20个中位数类星体为例进行分析。首先我们根据每个光度分组的观测黑洞质量和爱丁顿比的中位数计算理论的内禀谱指数。然后，我们选取了两条典型的消光曲线，得到它们对光度和谱指数的影响，用消光矢量表示。在这一过程中，我们充分考虑到了尘埃消光对黑洞质量和爱丁顿比的修正。通

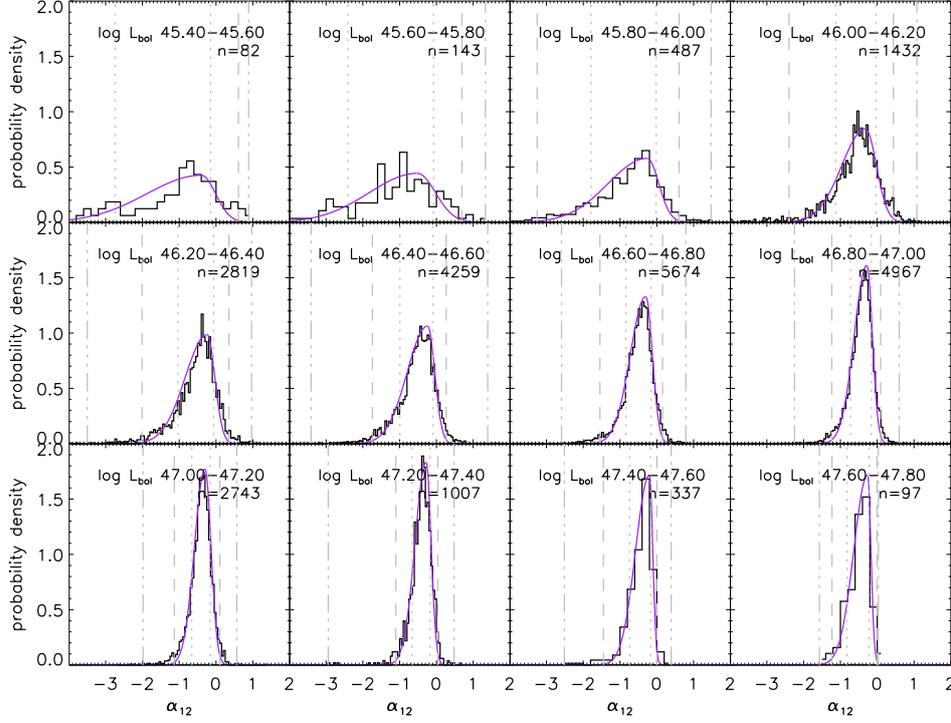


图 3.6: 每个光度分组的 α_{FUV} 分布的直方图。紫线是考虑测量误差后使用非对称高斯拟合的的内禀分布。

过消光矢量和理论模型给出的内禀 α ，我们就能知道内禀光度和相对应的消光量 $E(B - V)$ 。

3.2.1 理论模型的内禀谱指数

在第一章我们介绍了类星体连续谱的理论模型，这里我们使用标准薄盘模型来获取每个光度分组的理论谱指数。我们使用的方法和Li & Cao (2008)一样，取温度分布为 (Kato et al. 1998)

$$T(r) = 6.9 \times 10^7 \alpha_{\text{ss}}^{-1/5} m^{-1/5} \dot{m}^{3/10} r^{-3/4} f^{3/10} \text{ K} \quad (3.1)$$

其中 $\alpha_{\text{ss}} = 0.1$ 是粘滞系数， $m = M_{\text{BH}}/M_{\odot}$ ， $\dot{m} = \dot{M}/\dot{M}_E$ 是归一化的吸积率，也就是爱丁顿比 $L_{\text{bol}}/L_{\text{Edd}}$ ， $r = R/R_s$ ($R_s = 2GM_{\text{BH}}/c^2$)， $f \equiv 1 - (3/r)^{1/2}$ 。知道黑洞质量和爱丁顿比我们可以算出相应的理论吸积盘光谱，这里我们计算了 $\log M_{\text{BH}} = 8.5 \sim 10.5$ 和 $\log \lambda_{\text{Edd}} = -1.5 \sim 0.0$ 的类星体的理论吸积盘光谱，并

且按照第二章的方法求出谱指数 α_{NUV} 和 α_{FUV} ，结果如图3.7所示。可以看出， α_{NUV} 相对 α_{FUV} 分布范围更窄，但是都有谱指数随黑洞质量增大而减小，随爱丁顿比增大而增大的趋势。

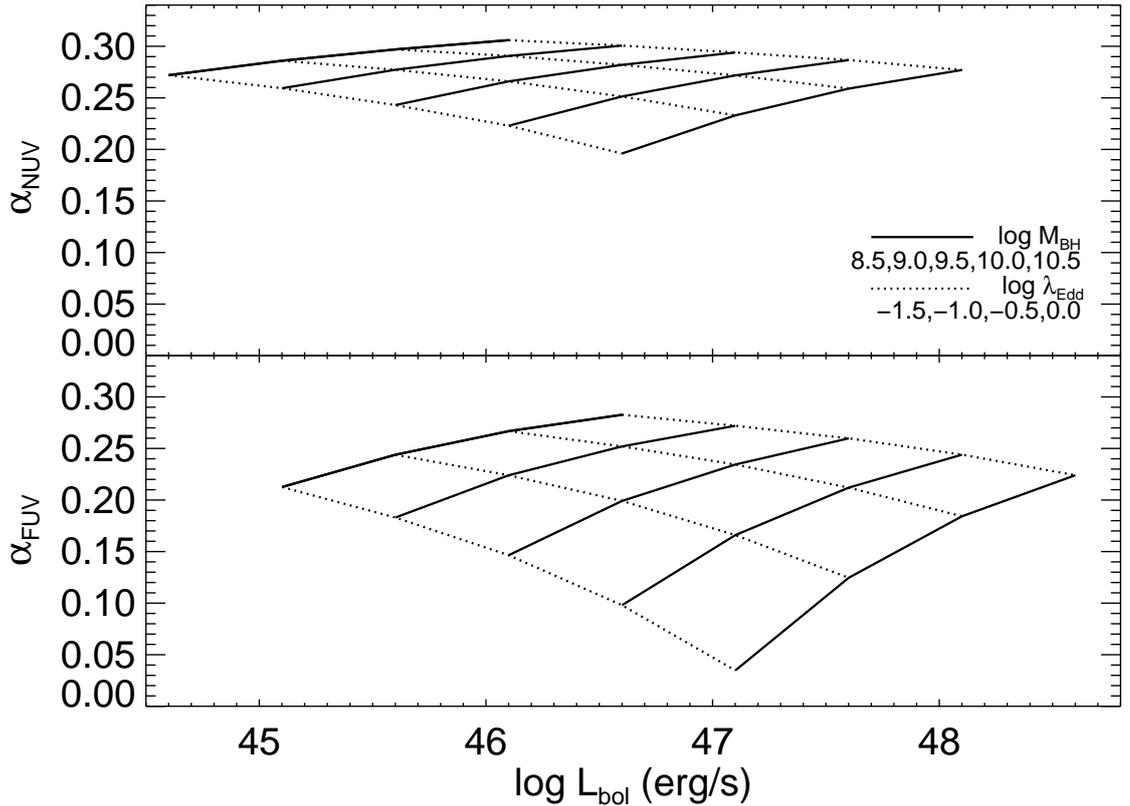


图 3.7: 不同黑洞质量和爱丁顿比的类星体按照标准吸积盘模型计算的谱指数。不同实线表示不同黑洞质量，从左到右分别对应 $\log M_{\text{BH}} = 8.5 \sim 10.5$ ；不同虚线表示不同爱丁顿比，从下到上分别对应 $\log \lambda_{\text{Edd}} = -1.5 \sim 0.0$ 。上图对应于NUV样本，下图对应于FUV样本。

3.2.2 尘埃消光改正

在这一节，我们分别讨论尘埃消光对类星体光度和谱指数的影响（3.2.2.1），以及它对黑洞质量和爱丁顿比的影响（3.2.2.2）。

3.2.2.1 消光矢量

由于热光度的计算是通过某一连续谱的单色光度乘以热改正 (BC), 因为消光的作用, 使连续谱减弱, 热光度因此而被低估, 改变量记为 $\Delta \log L_{\text{bol}}$ 。假设初始类星体连续谱是 $f_{\lambda} = \lambda^{-2-\alpha_0}$, 消光后变为 $f_{\lambda} = \lambda^{-2-\alpha_0} e^{-\tau_{\lambda}} \approx \lambda^{-2-\alpha}$, 谱指数的改变量记为 $\Delta\alpha$ 。我们把 $\Delta \log L_{\text{bol}}$ 和 $\Delta\alpha$ 在 $\log L_{\text{bol}} - \alpha$ 图上的方向称为消光矢量。按照 Shen et al. (2011) 的方法, 不同的红移使用不同的连续谱光度计算热光度

$$L_{\text{bol}} = \begin{cases} 5100 BC_{5100\text{\AA}} \times L_{5100\text{\AA}}, (z < 0.7) \\ 3000 BC_{3000\text{\AA}} \times L_{3000\text{\AA}}, (0.7 \leq z < 1.9) \\ 1350 BC_{1350\text{\AA}} \times L_{1350\text{\AA}}, (z \geq 1.9) \end{cases}$$

热光度改变量为

$$\Delta \log L_{\text{bol}} = \Delta \log L_{\lambda} = -0.4 el_{\lambda} \cdot E(B - V) \quad (3.2)$$

谱指数改变量为

$$\Delta\alpha = [0.4(el_{\lambda_1} - el_{\lambda_2}) \log(\lambda_1/\lambda_2)] \cdot E(B - V) \quad (3.3)$$

其中 $el_{\lambda} = A_{\lambda}/E(B - V)$ 是消光曲线, 角标 1、2 代表选择的连续谱窗口。 $\Delta \log L_{\text{bol}}$ 和 $\Delta\alpha$ 都正比于 $E(B - V)$, 因此消光矢量是一组平行的直线。

消光曲线的类型决定了消光矢量的方向, 而不同的尘埃量 $E(B - V)$ 决定了消光矢量的大小。现在, 关于类星体里的尘埃消光曲线是什么形式, 更接近哪一种已知的曲线并不是太清楚, 有些支持 SMC 型 (Richards et al. 2003, Hopkins et al. 2004, Krawczyk et al. 2015), 也有支持更平坦的类型 (Czerny et al. 2004, Gaskell et al. 2004, Gaskell & Benker 2007), 详见 1.3.3 节。但是很明显的是, 消光曲线的选择会对估计消光量 $E(B - V)$ 产生影响。这里我们选择了两种比较常见的消光曲线, 分别是 SMC 和 flat-AGN 消光曲线, 表 3.1 列出了 $E(B - V) = 1.0$ 时它们的 $\Delta \log L_{\text{bol}}$ 和 $\Delta\alpha$ 。可见, 这两种消光曲线所得结果对于 α_{FUV} 来说差别较大, 而 α_{NUV} 样本差别较小。

3.2.2.2 黑洞估计值的尘埃改正

在 3.2.1 节我们用标准薄盘模型计算了每个光度分组的模型谱指数, 这也可以视为没有尘埃时的内禀谱指数。我们注意到黑洞的计算基于发射线的半高全

表 3.1: 消光矢量 $\Delta \log L_{\text{bol}}$ 和 $\Delta \alpha$ ($E(B - V) = 1.0$)。

(a) α_{NUV} 样本				(b) α_{FUV} 样本			
	$\Delta \log L$	$\Delta \alpha$	$\Delta \alpha / \Delta \log L$		$\Delta \log L$	$\Delta \alpha$	$\Delta \alpha / \Delta \log L$
SMC	-2.17	-6.33	2.92	SMC	-6.16	-12.93	2.10
flat-AGN	-2.34	-3.94	1.68	flat-AGN	-3.39	-2.6	0.77

宽和连续谱光度，发射线的半高全宽受红化影响较小而连续谱光度因消光而变小，因此黑洞估计值也会受到尘埃消光的影响，它的改变量为

$$\Delta \log M_{\text{BH}} = b \Delta \log L_{\lambda} \approx b \Delta \log L_{\text{bol}}, \quad (3.4)$$

其中对 α_{NUV} 和 α_{FUV} 样本， b 分别为0.62和0.53 (Shen et al. 2011)。

对每个类星体，热光度、黑洞质量以及爱丁顿比三个量是相互关联的。在热光度和黑洞质量都进行了红化改正后就能得到改正后的爱丁顿比。因此，给定一个红化量 $E(B - V)$ 以后，我们就能知道红化改正后的热光度、黑洞质量和爱丁顿比，并且计算出相应的理论谱指数。不同的红化量对应了不同的内禀谱指数和内禀光度，它们形成的轨迹和消光矢量的交点就是我们需要知道的内禀谱指数和内禀光度。在图3.8和3.9中，我们画出了20个中位数类星体观测到的和模型的谱指数，以及不同消光曲线所需的红化量 $E(B - V)$ 。

3.2.3 尘埃消光和光度的关系

由于单独的一类星体各个参量都有很大的不确定性，我们以不同光度分组中的这20个中位数类星体为例进行分析。从观测和模型谱指数的差别可以计算出 $E(B - V)$ ，它和内禀光度的关系如图3.10所示。我们发现：1) 无论我们使用哪种消光曲线都有低光度类星体具有更大的消光红化的趋势；2) 对于SMC消光曲线，所需的红化量约为0.05 ~ 0.2，而对于flat-AGN消光曲线，这一量上升为0.15 ~ 0.4。这是因为后一种消光曲线在紫外更加平坦，因此需要更大的红化值才能产生相同的 α 改变值。

作为比较，我们还画出了GB07的结果（实心圆和圆圈），它们使用的是flat-AGN消光曲线。可以看出这些类星体的消光同样随着光度减小而增强。在量级上两者相一致但是我们的结果相对要大一点，这是因为GB07采用的样本是远紫外亮的，也就是偏向低红化的，另外他们选用最蓝的观测光谱作为无

红化光谱，但比起模型光谱仍然偏红（图3.8和3.9中的三个圆圈即为最蓝的观测光谱的谱指数，相对理论近似值1/3偏小），这都会使他们得到的 $E(B - V)$ 相对较小。

我们比较了两种消光曲线对 $E(B - V) - L$ 关系的影响，发现在相同光度时，用SMC消光曲线得到的NUV和FUV样本的结果更接近。但是我们的结果并不能完全确定SMC消光曲线更符合实际情况。由于从我们模型估计的 α_{FUV} 可能和真实情况有所偏差，这会高估flat AGN消光曲线的 $E(B - V)$ 值（使用SMC时受的影响较小）。此外，两个样本红移不同，平均光度会不同，相应的消光曲线也可能会有所不同；同时，高红移类星体经过的宇宙尘埃消光更多，都会对 $E(B - V) - L$ 关系产生影响。关于宇宙尘埃的影响，我们在3.3.2节进一步讨论。

在表3.2和3.3中，我们列出了 α_{NUV} 和 α_{FUV} 样本每个光度分组的光度中位数、类星体个数、红移中位数、黑洞质量中位数、爱丁顿比中位数、谱指数中位数、谱指数 $\pm 1\sigma$ 范围、低于谱指数中位数的谱指数误差中位数、高于谱指数中位数的谱指数误差中位数和谱指数 2σ 上限，使用不同消光曲线进行类星体内部尘埃消光改正后的谱指数、光度、黑洞质量、爱丁顿比和所需的 $E(B - V)$ 值。

3.3 讨论

首先，观测到的连续谱谱指数和光度的反相关会不会是由其内禀的吸积过程决定的？然而即使考虑更多物理过程的理论吸积盘模型（Hubeny et al. 2001）也不能产生我们观测到的在低光度情况下的严重红化的连续谱（Davis et al. 2007），而且Baldwin效应也说明低光度的高能光子多于高光度，即低光度的连续谱应该更硬。此外，在类星体的光变观测中观测到的变亮变蓝现象（Wilhite et al. 2005）也和我们观测到的连续谱随光度增大而变蓝的现象一致，并且变亮变蓝效应可能也和尘埃环中的尘埃团块对吸积盘辐射的遮挡有关（Guo et al. 2016, submitted）。

3.3.1 类星体内部尘埃来源

既然连续谱的红化可能是尘埃引起的，那么这些尘埃来自于哪里呢？如果是宇宙尘埃或者银河系尘埃就不会和类星体的光度存在相关性，而观测到的尘

表 3.2: NUV样本的20个光度分组的观测结果以及使用两种消光曲线对类星体内部尘埃改正后的内禀量和对应的 $E(B - V)$ 。

观测数据— α_{NUV} 样本										
$\log \bar{L}_{\text{bol}}$	45.126	45.329	45.513	45.712	45.910	46.102	46.283	46.476	46.671	46.863
n	186	643	1322	2344	3467	5157	3578	1633	589	191
\bar{z}	0.812	0.817	0.874	0.911	0.889	0.989	1.045	1.047	1.042	1.056
$\log \bar{M}_{\text{BH}}$	8.303	8.418	8.505	8.599	8.710	8.835	8.952	9.071	9.201	9.291
$\bar{\lambda}_{\text{Edd}}$	0.051	0.063	0.079	0.100	0.123	0.148	0.174	0.203	0.238	0.296
$\bar{\alpha}$	-0.889	-0.585	-0.452	-0.397	-0.308	-0.260	-0.230	-0.220	-0.200	-0.245
$\bar{\sigma}_1$	0.689	0.596	0.572	0.502	0.414	0.366	0.333	0.305	0.270	0.240
$\bar{\sigma}_2$	0.631	0.473	0.433	0.393	0.322	0.278	0.253	0.241	0.212	0.219
$\bar{\epsilon}_1$	0.219	0.183	0.145	0.109	0.068	0.060	0.048	0.032	0.022	0.019
$\bar{\epsilon}_2$	0.218	0.163	0.132	0.098	0.063	0.056	0.049	0.033	0.023	0.014
$2\sigma_{\text{up}}$	0.366	0.321	0.410	0.379	0.320	0.293	0.268	0.296	0.245	0.223
使用SMC消光曲线										
$\bar{\alpha}$	0.272	0.272	0.273	0.275	0.275	0.275	0.275	0.275	0.274	0.275
$\log \bar{L}_{\text{bol}}$	45.524	45.623	45.761	45.942	46.110	46.285	46.456	46.645	46.834	47.041
$\log \bar{M}_{\text{BH}}$	8.550	8.601	8.659	8.741	8.834	8.949	9.060	9.176	9.302	9.401
$\bar{\lambda}_{\text{Edd}}$	0.073	0.082	0.098	0.123	0.147	0.174	0.202	0.236	0.275	0.346
$E(B - V)$	0.183	0.135	0.115	0.106	0.092	0.085	0.080	0.078	0.075	0.082
使用flat-AGN消光曲线										
$\bar{\alpha}$	0.271	0.272	0.273	0.275	0.275	0.275	0.275	0.274	0.274	0.275
$\log \bar{L}_{\text{bol}}$	45.815	45.838	45.943	46.110	46.257	46.419	46.583	46.769	46.953	47.172
$\log \bar{M}_{\text{BH}}$	8.731	8.734	8.771	8.846	8.924	9.032	9.138	9.253	9.376	9.482
$\bar{\lambda}_{\text{Edd}}$	0.094	0.099	0.115	0.142	0.167	0.195	0.226	0.263	0.305	0.387
$E(B - V)$	0.295	0.217	0.184	0.170	0.148	0.136	0.128	0.125	0.120	0.132

α_{NUV} 样本每个光度分组的光度中位数、类星体个数、红移中位数、黑洞质量中位数、爱丁顿比中位数、谱指数中位数、谱指数 $\pm 1\sigma$ 范围、低于谱指数中位数的谱指数的误差中位数、高于谱指数中位数的谱指数误差的中位数、谱指数 2σ 上限、使用两种消光曲线进行类星体内部尘埃消光改正后的谱指数、光度、黑洞质量、爱丁顿比和所需的 $E(B - V)$ 值。

表 3.3: FUV样本的20个光度分组的观测结果以及使用两种消光曲线对类星体内部尘埃改正后的内禀量和对应的 $E(B - V)$ 。

观测数据— α_{FUV} 样本										
$\log \bar{L}_{\text{bol}}$	45.933	46.126	46.313	46.509	46.707	46.894	47.081	47.275	47.476	47.678
n	322	968	2144	3133	4546	4437	2565	939	317	92
\bar{z}	2.075	2.061	2.086	2.137	2.134	2.232	2.340	2.382	2.401	2.549
$\log \bar{M}_{\text{BH}}$	8.744	8.836	8.932	9.050	9.221	9.366	9.512	9.648	9.806	9.860
$\bar{\lambda}_{\text{Edd}}$	0.120	0.153	0.186	0.226	0.246	0.269	0.301	0.342	0.371	0.565
$\bar{\alpha}$	-0.827	-0.587	-0.463	-0.487	-0.470	-0.404	-0.383	-0.379	-0.370	-0.428
$\bar{\sigma}_1$	1.103	0.642	0.584	0.554	0.371	0.312	0.270	0.273	0.358	0.395
$\bar{\sigma}_2$	0.620	0.453	0.389	0.382	0.296	0.244	0.223	0.211	0.187	0.209
$\bar{\epsilon}_1$	0.257	0.190	0.142	0.103	0.074	0.055	0.043	0.032	0.025	0.021
$\bar{\epsilon}_2$	0.221	0.183	0.140	0.103	0.069	0.050	0.040	0.028	0.022	0.022
$2\sigma_{\text{up}}$	0.505	0.449	0.368	0.312	0.179	0.094	0.103	0.040	-0.018	-0.008
使用SMC消光曲线										
$\bar{\alpha}$	0.242	0.244	0.245	0.246	0.241	0.238	0.235	0.232	0.228	0.237
$\log \bar{L}_{\text{bol}}$	46.442	46.522	46.650	46.858	47.045	47.199	47.375	47.566	47.760	47.995
$\log \bar{M}_{\text{BH}}$	9.014	9.046	9.110	9.235	9.400	9.528	9.668	9.802	9.957	10.028
$\bar{\lambda}_{\text{Edd}}$	0.208	0.235	0.268	0.330	0.355	0.375	0.413	0.469	0.505	0.797
$E(B - V)$	0.083	0.064	0.055	0.057	0.055	0.050	0.048	0.047	0.046	0.051
使用flat-AGN消光曲线										
$\bar{\alpha}$	0.248	0.248	0.249	0.249	0.245	0.241	0.238	0.236	0.231	0.241
$\log \bar{L}_{\text{bol}}$	47.335	47.215	47.241	47.469	47.639	47.735	47.891	48.077	48.260	48.551
$\log \bar{M}_{\text{BH}}$	9.488	9.414	9.423	9.559	9.715	9.811	9.942	10.073	10.222	10.322
$\bar{\lambda}_{\text{Edd}}$	0.548	0.499	0.509	0.639	0.674	0.669	0.722	0.815	0.867	1.453
$E(B - V)$	0.414	0.321	0.274	0.283	0.275	0.248	0.239	0.236	0.231	0.257

α_{FUV} 样本每个光度分组的光度中位数、类星体个数、红移中位数、黑洞质量中位数、爱丁顿比中位数、谱指数中位数、谱指数 $\pm 1\sigma$ 范围、低于谱指数中位数的谱指数的误差中位数、高于谱指数中位数的谱指数误差的中位数、谱指数 2σ 上限、使用两种消光曲线进行类星体内部尘埃消光改正后的谱指数、光度、黑洞质量、爱丁顿比和所需的 $E(B - V)$ 值。

埃红化量和类星体光度的反相关告诉我们这些尘埃必定来自于类星体本地，与类星体本身的性质密切相关。考虑到我们的样本都是由I型类星体组成的，这些尘埃会是光学薄的，因为我们知道I型和II型类星体的光谱表现区别是I型类星体有宽发射线，II型没有，按照统一模型的说法这取决于视线方向是否经过光学厚的尘埃遮挡。I型类星体虽然没有经过光学厚的尘埃，但是也一定通过了一定量光学薄的尘埃，才会使连续谱和谱线相对理论值更红。类星体本地的光学薄尘埃可能来自尘埃团块之间的密度较低的介质、宽线区和尘埃环之间的过度区域和寄主星系等。我们认为最有可能造成尘埃红化量和光度的反相关的是宽线区和尘埃环之间的过度区域以及尘埃环里的低密度区 (Nenkova et al. 2008, Li et al. 2015)。这一想法和经典尘埃环模型中的“退行的尘埃环模型”(receding torus model)类似，在统计上，高光度的类星体有效覆盖因子更小，尘埃环对吸积盘连续谱辐射的遮挡就更少 (Netzer 2015)。对于寄主星系，我们知道更亮的类星体它的寄主星系往往有更高的亮度和质量 (Gebhardt et al. 2000, Ferrarese & Merritt 2000, Kormendy & Ho 2013)，也就会有更多的恒星形成，这会产生更多的尘埃，与我们的观测不符。

在观测上我们的模型还有一些不确定性，比如无法确定类星体中消光曲线的类型，但在使用flat-AGN消光曲线的情况下和其它工作中对消光估算量级一致 (Gaskell 2015)。

3.3.2 宇宙尘埃的影响

我们知道宇宙尘埃也会对类星体的光谱产生消光和红化，为了考虑这一影响，我们首先需要改正宇宙尘埃对类星体的消光和红化。这里，我们用等效尘埃密度 $2 \times 10^{-5} h \text{ Mpc}^{-1}$ 和flat-AGN消光曲线修正宇宙尘埃对样本中每条光谱的影响 (详见第四章)，并且重新测量了谱指数，并把新的内禀光度和 $E(B-V)$ 的结果用点线画在图3.10中。可以看出相对而言，宇宙尘埃的影响比类星体内部尘埃小，而且改正了宇宙尘埃消光后 $E(B-V)$ 与 L 的反相关仍然存在。在表3.4和3.5中，我们列出了改正宇宙尘埃消光后 α_{NUV} 和 α_{FUV} 样本每个光度分组的观测量，以及使用不同消光曲线得到的内禀量和所需的 $E(B-V)$ 值。

3.3.3 SDSS颜色选择判据的偏差

最后，我们注意到SDSS的选源方法可能会漏掉极端红化天体 ($E(B-V) > 0.5$) (Richards et al. 2003)，但是由于我们分析的主要是每个光度的谱指数中

位值，受到极端值的影响不大。因此，我们认为漏掉的这部分极端红化的类星体并不会影响我们的结论。

3.4 小结

我们将基于SDSS类星体样本的观测数据分为 α_{NUV} 和 α_{FUV} 两个子样本，并且测量单个类星体的谱指数 α ，发现（1）每个光度分组的 α 中位数随光度上升，特别是在低光度处，即低光度的类星体连续谱更红，而高光度的更蓝；（2）每个光度分组的 α 分布不对称，表现为连续谱红端有更多类星体，并且弥散随光度变小；（3） 2σ 上限和光度的关系较弱，并且和理论的近似值 $1/3$ 比较接近，而 α 上限反映的是没有经过尘埃红化的内禀量；（4）每个光度分组的 α 测量误差相对于 $\pm 1\sigma$ 范围较小，我们使用蒙特卡洛模拟发现测量误差不会显著影响我们的结论。

我们把这些观测现象归为类星体内部尘埃消光和红化的作用，并且低光度尘埃消光红化更强，那么观测到的 $\alpha - L$ 关系本质上就是 $E(B - V) - L$ 关系。根据不同消光曲线，就可以知道不同光度下的尘埃消光 $E(B - V)$ 。我们测试了两种常用的消光曲线，分别是SMC和flat-AGN消光曲线。前者得到的 $E(B - V)$ 约为0.1，而后者的约为0.3，它们的差异源于在紫外波段两种消光曲线的斜率不同所致，但在我们目前的工作无法明确区分哪一种消光曲线更符合实际情况。

考虑到我们研究的类星体都是I型的，也就是说它们的辐射没有经过光学厚的尘埃，而可能经过了若干光学薄的尘埃。又因为红化和类星体的光度有关，我们认为这些尘埃都是在类星体本地的，而且可能源自尘埃环和宽线区之间的过度区域以及尘埃环云块之间的低密度区。和经典尘埃环模型中的“退行的尘埃环模型”类似，在统计上，高光度的类星体有效覆盖因子更小，尘埃环对吸积盘连续谱辐射的遮挡就更少，这就自然地解释了观测到的尘埃消光量和光度的反相关。另外，我们认为这些尘埃不太可能是在寄主星系里的，因为考虑到黑洞和寄主星系的相关性，高光度的类星体所在的寄主星系更亮，恒星的贡献越多，尘埃也应该更多，这与我们的观测不一致。

此外，我们还考虑了宇宙尘埃对不同红移的类星体连续谱的影响，我们发现相对类星体本地的尘埃，宇宙尘埃的影响只是一个少量。但这并不是说宇宙尘埃不重要，在第四章我们将会看到由于宇宙尘埃的累积效应，在光度给定的情况下，高红移的类星体的红化相对低红移的类星体更大。

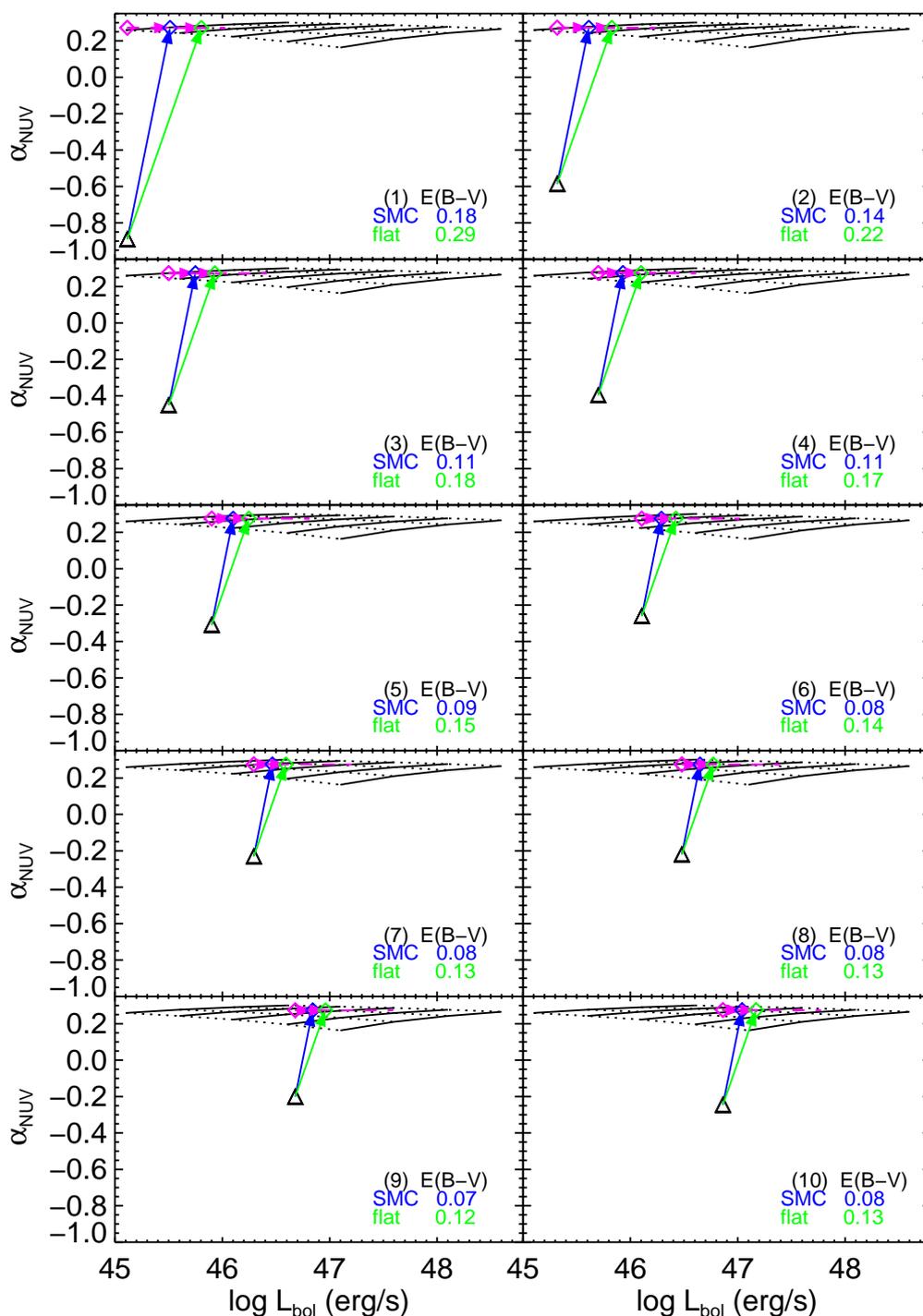


图 3.8: α_{NUV} 样本的谱指数观测值 (黑色三角形)、模型网格 (黑线) 和消光矢量。虚线代表不同黑洞质量 (从左到右分别是 $\log M_{\text{BH}} = 8.5 \sim 10.5$) 的模型谱指数。点线代表不同爱丁顿比 (从下到上分别是 $\log \dot{m} = -1.5 \sim 0.0$) 的模型谱指数。蓝色和绿色箭头分别表示 SMC 和 flat-AGN 消光曲线的消光矢量。消光矢量和模型线 (紫线) 的交点代表没有尘埃消光时的内禀光度和谱指数。

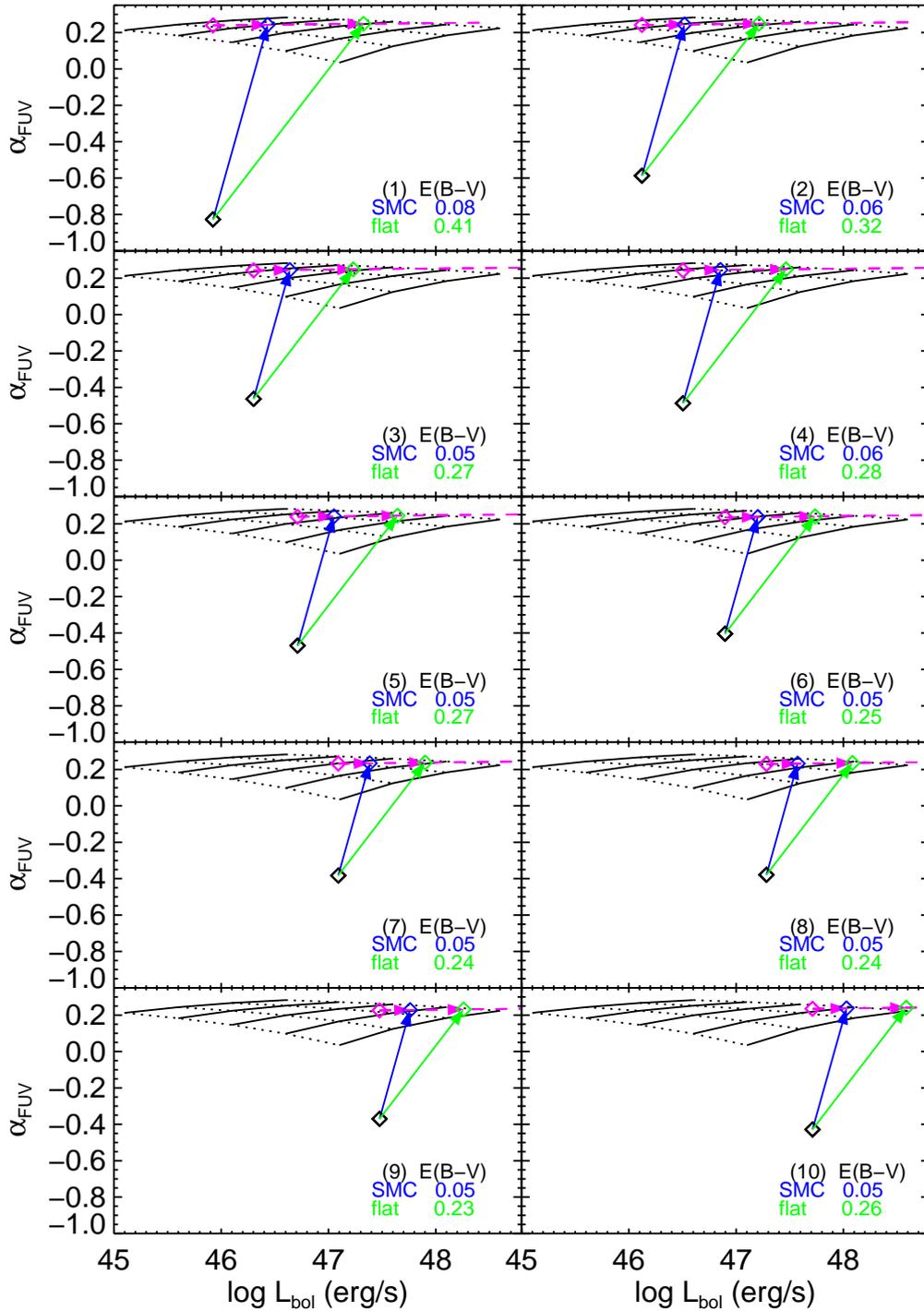


图 3.9: α_{FUV} 样本的谱指数观测值 (黑色菱形)、模型网格 (黑线) 和消光矢量。标注同图3.8。

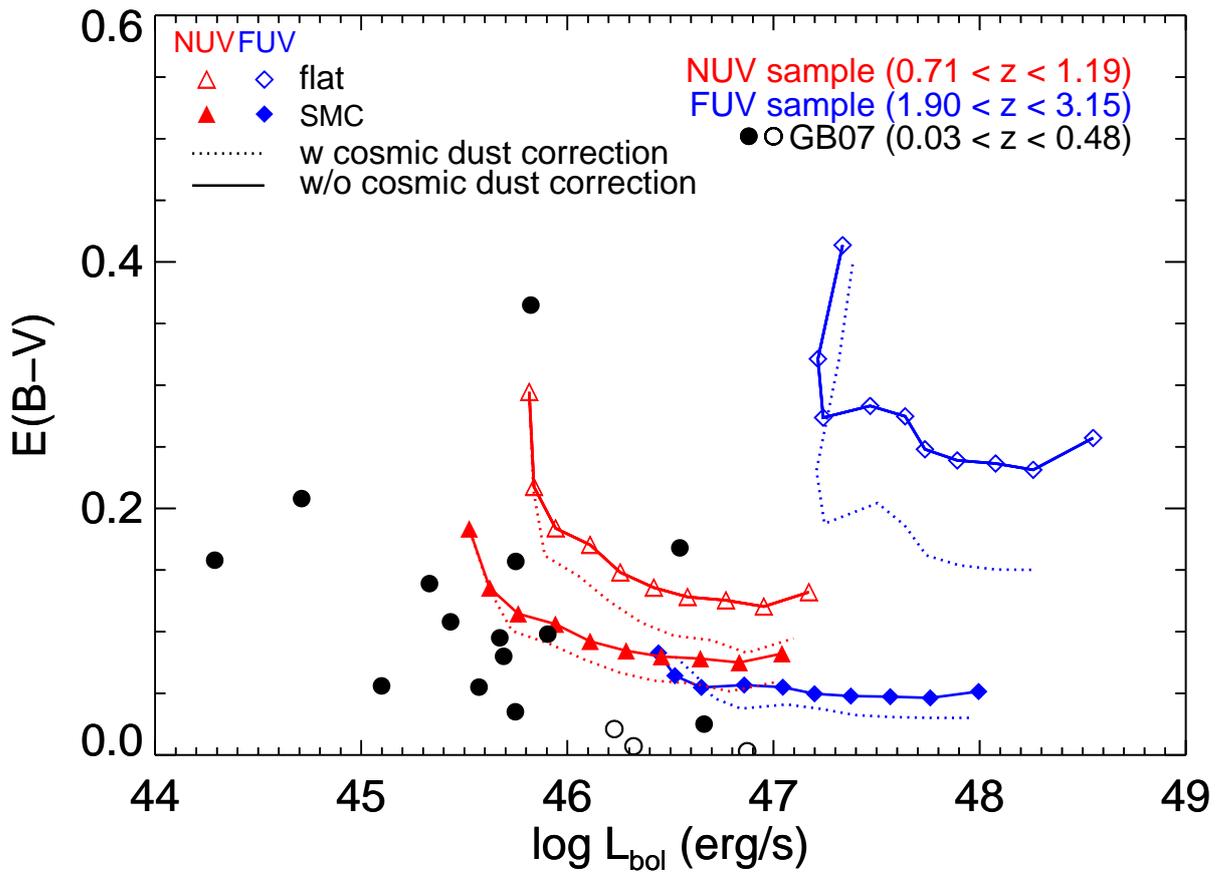


图 3.10: 内禀光度对应的尘埃消光 $E(B - V)$ 。红线代表 α_{NUV} , 蓝线代表 α_{FUV} 。点线是改正了宇宙尘埃影响后的结果。作为比较, 我们还画出了GB07 的结果(圆点和圆圈, 圆圈是他们样本中最蓝的三个类星体)。

表 3.4: 考虑宇宙尘埃消光改正后NUV样本的20个光度分组的观测结果以及使用两种消光曲线对类星体内部尘埃改正后的内禀量和对应的 $E(B - V)$ 。

观测数据（已改正宇宙尘埃消光）— α_{NUV} 样本										
$\log \bar{L}_{\text{bol}}$	45.133	45.332	45.512	45.715	45.910	46.109	46.288	46.481	46.676	46.876
n	137	423	1079	1894	3049	4464	4509	2303	915	317
\bar{z}	0.809	0.805	0.849	0.897	0.885	0.944	1.037	1.051	1.059	1.059
$\log \bar{M}_{\text{BH}}$	8.325	8.434	8.515	8.620	8.719	8.827	8.958	9.068	9.205	9.327
$\bar{\lambda}_{\text{Edd}}$	0.053	0.062	0.078	0.097	0.125	0.152	0.171	0.209	0.236	0.294
$\bar{\alpha}$	-0.877	-0.576	-0.364	-0.298	-0.216	-0.147	-0.107	-0.092	-0.053	-0.098
$\bar{\sigma}_1$	0.727	0.653	0.597	0.522	0.437	0.380	0.339	0.328	0.290	0.250
$\bar{\sigma}_2$	0.678	0.534	0.432	0.412	0.333	0.296	0.258	0.256	0.224	0.191
$\bar{\epsilon}_1$	0.243	0.196	0.152	0.120	0.078	0.060	0.055	0.038	0.027	0.019
$\bar{\epsilon}_2$	0.223	0.184	0.143	0.110	0.073	0.056	0.057	0.042	0.028	0.019
$2\sigma_{\text{up}}$	0.374	0.452	0.511	0.507	0.477	0.431	0.415	0.425	0.397	0.308
使用SMC消光曲线										
$\bar{\alpha}$	0.272	0.272	0.273	0.274	0.275	0.276	0.275	0.275	0.274	0.274
$\log \bar{L}_{\text{bol}}$	45.527	45.622	45.731	45.912	46.079	46.254	46.419	46.606	46.788	47.004
$\log \bar{M}_{\text{BH}}$	8.569	8.614	8.651	8.741	8.824	8.917	9.039	9.146	9.275	9.406
$\bar{\lambda}_{\text{Edd}}$	0.075	0.080	0.094	0.115	0.145	0.172	0.191	0.233	0.260	0.329
$E(B - V)$	0.182	0.134	0.101	0.090	0.078	0.067	0.060	0.058	0.052	0.059
使用flat-AGN消光曲线										
$\bar{\alpha}$	0.271	0.271	0.273	0.274	0.275	0.276	0.275	0.275	0.274	0.274
$\log \bar{L}_{\text{bol}}$	45.815	45.835	45.890	46.055	46.202	46.360	46.515	46.698	46.870	47.097
$\log \bar{M}_{\text{BH}}$	8.747	8.746	8.750	8.830	8.900	8.982	9.098	9.203	9.326	9.464
$\bar{\lambda}_{\text{Edd}}$	0.097	0.096	0.109	0.131	0.161	0.189	0.208	0.253	0.280	0.357
$E(B - V)$	0.291	0.215	0.162	0.145	0.125	0.107	0.097	0.093	0.083	0.095

附注同表3.2，但改正了宇宙尘埃消光红化。

表 3.5: 考虑宇宙尘埃消光改正后FUV样本的20个光度分组的观测结果以及使用两种消光曲线对类星体内部尘埃改正后的内禀量和对应的 $E(B - V)$ 。

观测数据（已改正宇宙尘埃消光）— α_{FUV} 样本										
$\log \bar{L}_{\text{bol}}$	46.034	46.230	46.426	46.611	46.812	47.004	47.193	47.379	47.572	47.766
n	111	370	1159	2201	3169	4600	4148	2461	924	315
\bar{z}	2.041	2.058	2.044	2.077	2.122	2.137	2.254	2.391	2.422	2.509
$\log \bar{M}_{\text{BH}}$	8.756	8.913	8.992	9.091	9.216	9.382	9.524	9.673	9.811	9.949
$\bar{\lambda}_{\text{Edd}}$	0.135	0.161	0.211	0.260	0.307	0.335	0.372	0.414	0.470	0.531
$\bar{\alpha}$	-0.785	-0.587	-0.351	-0.239	-0.283	-0.240	-0.180	-0.162	-0.155	-0.157
$\bar{\sigma}_1$	1.502	1.060	0.597	0.587	0.505	0.362	0.311	0.266	0.265	0.349
$\bar{\sigma}_2$	0.915	0.569	0.460	0.370	0.366	0.285	0.235	0.222	0.223	0.203
$\bar{\epsilon}_1$	0.283	0.252	0.181	0.132	0.095	0.070	0.054	0.044	0.033	0.026
$\bar{\epsilon}_2$	0.252	0.214	0.173	0.133	0.096	0.065	0.050	0.041	0.030	0.023
$2\sigma_{\text{up}}$	1.114	0.573	0.687	0.566	0.491	0.413	0.322	0.322	0.268	0.200
使用SMC消光曲线										
$\bar{\alpha}$	0.244	0.243	0.246	0.247	0.246	0.242	0.239	0.236	0.234	0.232
$\log \bar{L}_{\text{bol}}$	46.524	46.625	46.710	46.842	47.064	47.233	47.392	47.568	47.757	47.951
$\log \bar{M}_{\text{BH}}$	9.016	9.122	9.142	9.214	9.350	9.504	9.629	9.773	9.909	10.047
$\bar{\lambda}_{\text{Edd}}$	0.229	0.247	0.287	0.334	0.403	0.430	0.462	0.508	0.574	0.649
$E(B - V)$	0.080	0.064	0.046	0.038	0.041	0.037	0.032	0.031	0.030	0.030
使用flat-AGN消光曲线										
$\bar{\alpha}$	0.250	0.247	0.248	0.249	0.248	0.244	0.241	0.238	0.236	0.233
$\log \bar{L}_{\text{bol}}$	47.384	47.318	47.208	47.247	47.505	47.636	47.742	47.901	48.081	48.275
$\log \bar{M}_{\text{BH}}$	9.472	9.489	9.406	9.429	9.583	9.717	9.815	9.950	10.081	10.218
$\bar{\lambda}_{\text{Edd}}$	0.581	0.523	0.493	0.517	0.650	0.664	0.674	0.728	0.816	0.921
$E(B - V)$	0.398	0.321	0.231	0.188	0.204	0.186	0.162	0.154	0.150	0.150

附注同表3.3，但改正了宇宙尘埃消光红化。

第四章 类星体连续谱和红移的关系及宇宙尘埃解释

在上一章我们研究了类星体连续谱和光度的关系，这一章我们将重点关注类星体连续谱和红移的关系。我们知道类星体的中心存在一个超大质量黑洞，观测显示黑洞的性质如质量、吸积率、射电噪度等存在演化（[McLure & Dunlop 2004](#), [Miller et al. 2006](#), [Jiang et al. 2007](#)）；而从星系的尺度上说，星系里的气体、恒星等等也都存在演化，比如星系形成历史在 $z \sim 1.9$ 时达到最高（[Madau & Dickinson 2014](#)），而在早期及近期相对更小。此外，黑洞的质量又和其寄主星系的质量、光度、恒星速度弥散等量密切相关（[Gebhardt et al. 2000](#), [Ferrarese & Merritt 2000](#), [Kormendy & Ho 2013](#)），而且黑洞的吸积历史和宇宙的恒星形成历史也是密切相关的（[Shankar et al. 2009](#), [Heckman & Best 2014](#)）。这些结果表明类星体的部分性质可能会随红移演化。

然而，对于类星体连续谱有无红移相关性，不同研究工作存在不少争议，如[Cheng et al. \(1991\)](#), [Carballo et al. \(1999\)](#) 和 [Kennefick & Bursick \(2008\)](#) 的观测表明随着红移的增大，连续谱变硬；[Kuhn et al. \(2001\)](#) 和 [Pentericci et al. \(2003\)](#) 等人发现随红移没有显著变化；也有人认为连续谱随红移增大而变软（[Wright 1981](#)）。这些差异可能源于样本的差异、测量的误差，或者流量限制样本的选择效应对推断红移的相关性带来的影响等。和上一章不同的是，这里我们采用复合光谱的方法得到每个分组的平均光谱并用这些具有代表性的光谱研究连续谱随着红移的变化。

4.1 观测结果

我们以DR7类星体列表（[Schneider et al. 2010](#)）为基础建立样本，但是去除部分类星体，包括：（1）BAL类星体和射电噪类星体。这是因为宽吸收线会显著降低类星体在连续谱窗口的流量，而射电噪类星体相对射电宁静类星体颜色偏红（[Labita et al. 2008](#)），并且射电噪类星体比例随红移和光度改变（[Jiang et al. 2007](#)）；（2）没有热光度和黑洞质量计算的类星体。经过挑选后的样本共有91131个类星体。首先我们对整个样本进行光度和红移的一维分组，得到每个分组的类星体复合光谱并测量这些复合光谱的谱指数 α_{NUV} 和 α_{FUV} 。

在第2.4节我们介绍了复合光谱的建立方法，它能够更直观地反映样本的平均性质。然后我们把这91131个类星体按照有无NUV和FUV连续谱窗口分为 α_{NUV} 和 α_{FUV} 两个样本，相应的样本个数为18068和22251个。最后对 α_{NUV} 和 α_{FUV} 样本里的类星体分别进行光度-红移二维分组，得到每个二维分组内的类星体的复合光谱和相应的谱指数 α_{NUV} 和 α_{FUV} 。

4.1.1 光度和红移的一维分组

我们将整个样本（91131个类星体）按照热光度进行分组，分组宽度 $\Delta \log L_{\text{bol}}$ 取为1。我们画出了不同光度分组的复合光谱（相对总样本的复合光谱的比值），如图4.1所示。

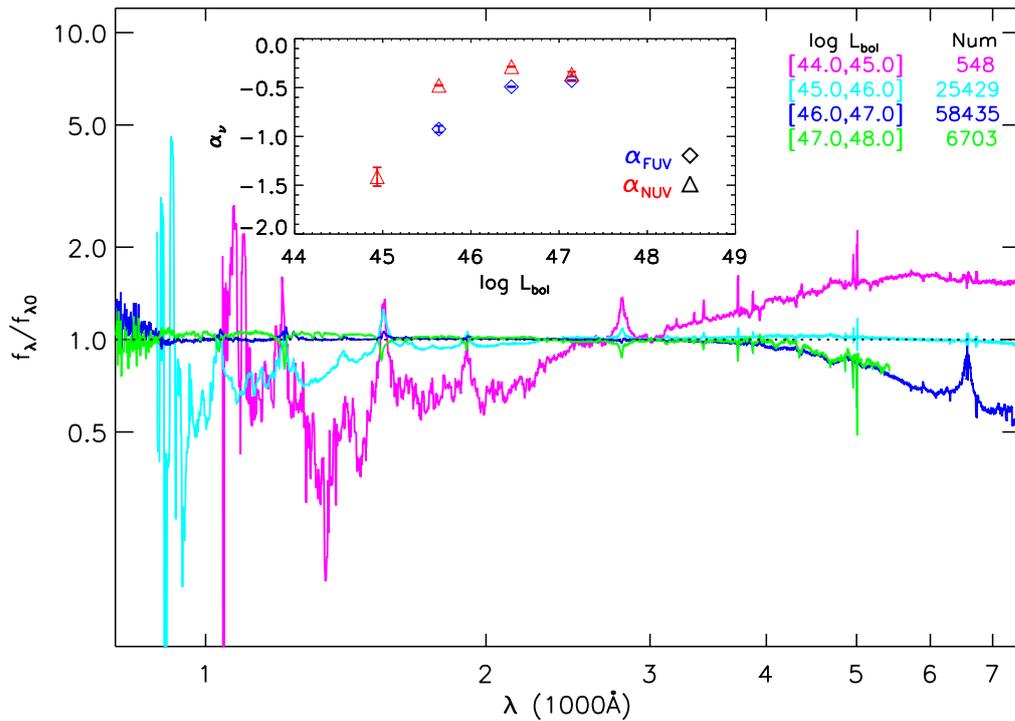


图 4.1: 整个样本（91131个类星体）按照热光度进行分组的复合光谱（相对总样本的复合光谱的比值）。每个分组内类星体的数目在右上角标出。在小图中，我们画出了谱指数 α_{NUV} 和 α_{FUV} 随着热光度的变化。

在小图中，我们画出了谱指数 α_{NUV} 和 α_{FUV} 随着光度的变化。从复合光谱和谱指数都可以看出，连续谱的谱指数和光度有明显的关系，即高光度连续谱

更蓝，低光度连续谱更红，而当光度超过约 $10^{47} \text{ erg s}^{-1}$ 后， α 随 L_{bol} 的变化不明显。这一点和我们在第三章使用单独的一类星体光谱测量谱指数得到的统计结果也是一致的。

接着我们对整个样本进行红移分组，分组宽度 $\Delta z = 1$ ，结果如图4.2所示。从复合光谱和谱指数都可以看出除了在短波不同红移的复合光谱的 $L\gamma\alpha$ 吸收不同，整体的连续谱和红移并没有显著的关系。由于我们所选的样本是一个流量限制的样本，这意味着在高红移能看到的类星体光度更大，那么从连续谱和光度一维分组的结果不难推断即使连续谱本身不随红移变化，也会因为选择效应的影响而出现连续谱和红移的正相关。这一推论很明显与我们的观测结果不一致。因此，连续谱和红移之间可能存在反相关。

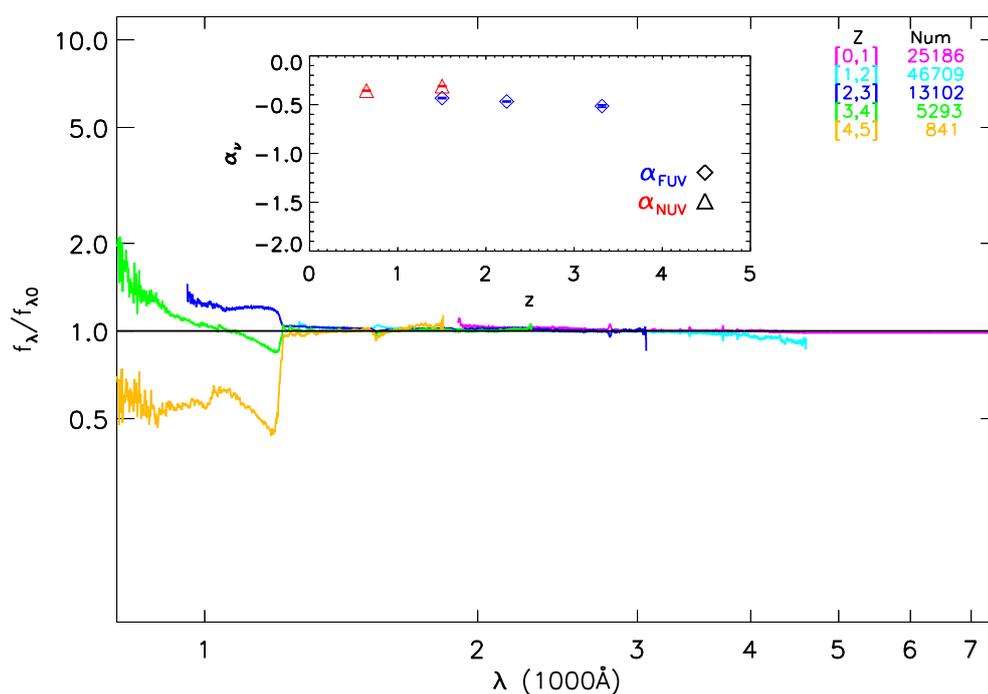


图 4.2: 整个样本 (91131 个类星体) 按照红移进行一维分组的复合光谱 (相对总样本的复合光谱的比值)。其余同图4.1。

4.1.2 光度和红移的二维分组

为了考察在相同光度的情况下 α 与红移的关系，我们将样本进行光度-红移二维分组以改正观测选择效应的影响。这里我们将整个样本分为 α_{NUV} 和 α_{FUV} 样本，它们分别有18068和22251个类星体。我们将光度间隔取为0.5dex，红移间隔取为0.2或0.1（视光谱数目而定），并得出每个光度-红移二维分组内的类星体的复合光谱和谱指数。

按照光度-红移二维分组的谱指数如图4.3所示，其中 α_{NUV} 用三角形表示， α_{FUV} 用菱形表示，不同颜色代表不同的光度。从中我们可以看出类星体连续谱谱指数随着光度增大而变大（即连续谱变蓝），并且在同一光度下，连续谱谱指数随着红移增大而变小（即连续谱变红）。通过单独考察连续谱随光度和红移的变化，我们确定了连续谱随光度增大而系统地变蓝的趋势，也得到了和许多已有研究工作不同的关于连续谱随红移而系统地变红的趋势。由此可见，对 $\alpha - z$ 关系的确定会受选择效应的影响，而且还可能和样本中的光度和红移的范围有关。当一个样本的光度分布比较宽时，光度对 α 的影响更大，得到的 $\alpha - z$ 关系和 $\alpha - L$ 关系相仿；当一个样本的光度分布较窄而红移分布较宽时， $\alpha - z$ 关系主要由 α 和红移的关系确定。这也许就是观测上存在争议的原因。所以，很多之前的工作可能没有很好地消除选择效应的影响而得出了和 $\alpha - L$ 相仿的 $\alpha - z$ 关系。

表4.1和表4.2列出了 α_{NUV} 和 α_{FUV} 样本中每个光度-红移分组的平均光度、类星体个数、平均红移、平均黑洞质量、平均爱丁顿比和复合光谱的谱指数 α 及误差。

表 4.1: NUV样本每个光度-红移二维分组的观测结果。

观测结果 ¹						
$\log \bar{L}_{\text{bol}}$	n	\bar{z}	$\log \bar{M}_{\text{BH}}$	$\bar{\lambda}_{\text{Edd}}$	α_{NUV}	err_{α}
45.35	592	0.77	8.37	0.07	-0.58	0.03
45.38	438	0.86	8.41	0.07	-0.57	0.03
45.40	181	0.96	8.49	0.06	-0.61	0.06
45.39	130	1.05	8.49	0.06	-0.62	0.07

¹ α_{NUV} 样本中每个光度-红移分组的光度中位数（单位 erg/s ）、类星体个数、红移中位数、黑洞质量中位数（单位 M_{\odot} ）、爱丁顿比中位数和复合光谱的谱指数 α 及误差。

表 4.1 – 接上页

45.39	55	1.14	8.55	0.05	-0.63	0.13
45.81	1744	0.77	8.60	0.12	-0.29	0.01
45.84	1554	0.86	8.63	0.12	-0.33	0.01
45.81	1219	0.96	8.66	0.11	-0.37	0.01
45.79	1036	1.06	8.70	0.10	-0.36	0.02
45.80	589	1.15	8.70	0.10	-0.33	0.03
46.14	941	0.77	8.79	0.19	-0.17	0.01
46.15	1413	0.87	8.83	0.18	-0.23	0.01
46.17	2131	0.97	8.88	0.16	-0.23	0.01
46.20	2700	1.07	8.92	0.16	-0.29	0.01
46.24	1938	1.15	8.93	0.16	-0.28	0.01
46.62	82	0.78	9.07	0.29	-0.10	0.02
46.62	140	0.88	9.16	0.25	-0.17	0.02
46.61	287	0.97	9.14	0.27	-0.19	0.02
46.61	391	1.07	9.20	0.23	-0.23	0.01
46.62	349	1.15	9.22	0.23	-0.23	0.02

表 4.2: FUV样本每个光度-红移二维分组的观测结果。

观测结果 ²						
$\log \bar{L}_{\text{bol}}$	n	\bar{z}	$\log \bar{M}_{\text{BH}}$	$\bar{\lambda}_{\text{Edd}}$	α_{FUV}	ϵ_{α}
45.89	346	1.89	8.77	0.10	-0.70	0.06
45.88	144	2.09	8.70	0.11	-0.97	0.08
45.90	61	2.30	8.71	0.13	-1.04	0.17
45.86	30	2.52	8.65	0.12	-1.06	0.22
45.92	23	2.67	8.42	0.26	-1.14	0.17
46.30	1504	1.85	9.04	0.15	-0.42	0.01
46.31	1238	1.95	8.93	0.18	-0.56	0.02

² α_{FUV} 样本中每个光度-红移分组的光度中位数 (单位erg/s)、类星体个数、红移中位数、黑洞质量中位数 (单位 M_{\odot})、爱丁顿比中位数和复合光谱的谱指数 α 及误差。

表 4.2 – 接上页

46.31	946	2.05	8.97	0.17	-0.57	0.02
46.32	634	2.15	8.97	0.18	-0.52	0.02
46.34	307	2.25	8.95	0.19	-0.49	0.03
46.35	262	2.35	8.94	0.19	-0.53	0.03
46.38	182	2.44	8.88	0.23	-0.59	0.05
46.38	132	2.55	8.93	0.20	-0.65	0.06
46.36	112	2.65	8.82	0.24	-0.60	0.06
46.38	84	2.74	8.92	0.24	-0.67	0.09
46.42	68	2.86	8.86	0.25	-0.73	0.12
46.43	73	2.95	8.89	0.26	-0.67	0.08
46.43	69	3.06	8.92	0.22	-0.42	0.13
46.39	23	3.12	8.83	0.27	-0.71	0.32
46.68	2149	1.86	9.21	0.25	-0.41	0.01
46.73	2123	1.95	9.25	0.25	-0.41	0.01
46.75	1806	2.05	9.30	0.23	-0.46	0.01
46.77	1441	2.15	9.29	0.25	-0.46	0.01
46.80	1046	2.25	9.29	0.26	-0.48	0.01
46.84	694	2.35	9.31	0.25	-0.47	0.01
46.85	525	2.45	9.33	0.24	-0.48	0.01
46.81	347	2.54	9.29	0.25	-0.47	0.02
46.78	244	2.65	9.29	0.25	-0.53	0.02
46.74	217	2.75	9.20	0.26	-0.56	0.03
46.74	286	2.86	9.16	0.30	-0.57	0.03
46.76	434	2.95	9.17	0.31	-0.54	0.02
46.75	563	3.05	9.22	0.27	-0.56	0.03
46.73	199	3.12	9.20	0.30	-0.53	0.05
47.13	263	1.86	9.49	0.35	-0.41	0.02
47.12	375	1.96	9.57	0.31	-0.32	0.01
47.11	392	2.06	9.59	0.29	-0.38	0.01
47.11	413	2.16	9.59	0.28	-0.37	0.01
47.14	367	2.26	9.60	0.31	-0.40	0.01

表 4.2 – 接上页

47.12	339	2.35	9.58	0.30	-0.39	0.01
47.13	333	2.46	9.59	0.29	-0.38	0.01
47.13	281	2.55	9.59	0.29	-0.39	0.01
47.13	180	2.65	9.60	0.31	-0.40	0.02
47.16	102	2.76	9.51	0.35	-0.48	0.03
47.12	120	2.86	9.44	0.40	-0.46	0.02
47.13	212	2.97	9.55	0.34	-0.50	0.02
47.13	201	3.06	9.51	0.35	-0.46	0.02
47.13	58	3.12	9.66	0.29	-0.49	0.05

4.2 宇宙尘埃消光红化的理论模型

由4.1节我们的观测结果表明在光度一定的情况下，类星体连续谱随红移的增大而系统地变红，可能的原因有类星体内禀物理量的演化或者其它因素，如宇宙尘埃的影响等。这里我们尝试使用宇宙尘埃解释，这是可以理解的，因为宇宙中存在大量的尘埃，它们广泛地分布在类星体和观测者的沿途的河外星系、星系际等，而高红移的类星体到达地球经过的路径更长，在统计上必然受到更多的消光和红化。因此宇宙尘埃的消光红化模型是简单而自然的。但是，目前对宇宙尘埃的观测约束非常少（参见4.3节）。了解宇宙尘埃的性质对使用SNIa型超新星研究的宇宙学非常重要，因为消光和宇宙的加速膨胀都会使观测到的SNIa型超新星系统地变暗。我们已经在1.2.2节列举了宇宙尘埃对宇宙学参数估算影响的相关工作。其它的可能产生连续谱随红移增大系统地变红的原因我们将在4.3节详细讨论。

4.2.1 理论模型

我们建立了一个简单的宇宙尘埃消光红化模型，并假设：（1）宇宙尘埃的共动数密度不变，即尘埃是均匀分布在宇宙中的；（2）连续谱红化只是由于宇宙中的尘埃红化引起的，暂不考虑寄主星系和尘埃环；（3）在 $z = 0$ 的类星体

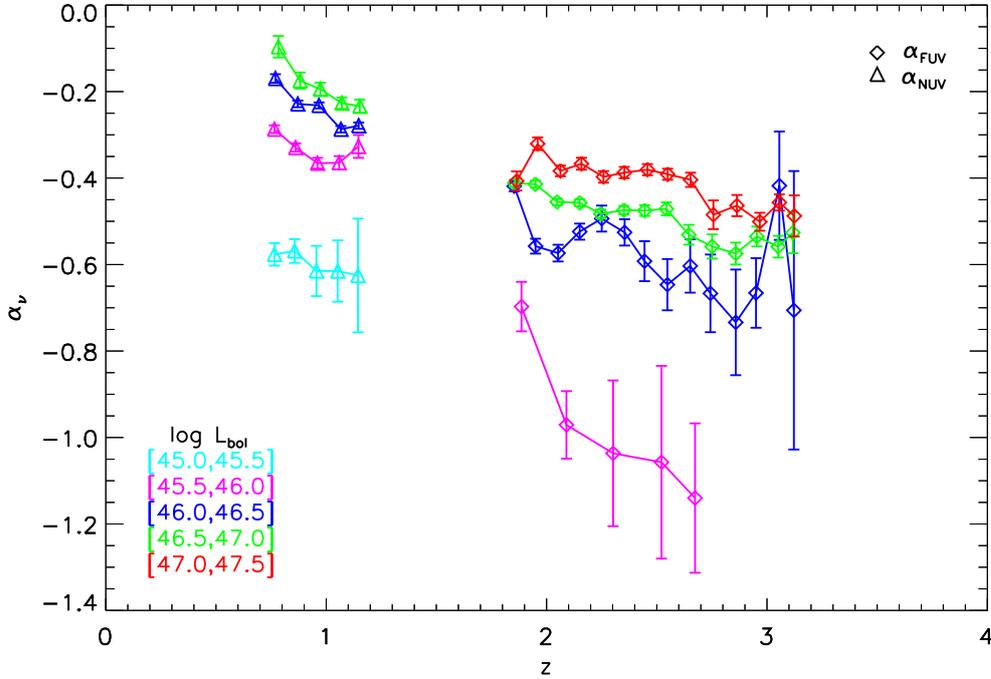


图 4.3: α_{NUV} 和 α_{FUV} 样本在光度和红移的二维分组下连续谱谱指数随红移的变化。 α_{FUV} 用菱形表示, α_{NUV} 用三角形表示, 不同颜色代表不同的光度。

具有内禀光谱, 即没有受到宇宙尘埃红化的影响。假设路径上的宇宙尘埃数密度为 n 并且它的性质不随红移演化, 那么在 $z = z_Q$ 的类星体发出的静止波长为 λ_0 的光子的光深为

$$\tau(\lambda_0) = \int_0^{z_Q} n\sigma\left(\frac{1+z_Q}{1+z} \cdot \lambda_0\right) D_H \frac{(1+z)^2}{E(z)} dz \quad (4.1)$$

其中 $D_H = c/H_0$, $E(z) = H(z)/H_0$, $H_0 = 100h\text{km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$ (h 为归一化的哈勃常数), $\sigma(\lambda)$ 是尘埃吸收体在波长 λ 的消光截面(归一化到V波段 5500\AA): $\sigma(\lambda) = \sigma_V \cdot e_{\lambda}/e_{5500\text{\AA}}$ (More et al. 2009)。我们把类星体的内禀连续谱写作 $f_{\lambda} = \lambda^{-2-\alpha_{\nu 0}}$, 由于尘埃消光的作用, 消光后的连续谱变为 $f'_{\lambda} = \lambda^{-2-\alpha_{\nu 0}} e^{-\tau(\lambda)} \approx \lambda^{-2-\alpha_{\nu}}$, 谱指数从 $\alpha_{\nu 0}$ 变为 α_{ν} 。

这一模型所需的参数有: 宇宙尘埃数密度 n 、V波段尘埃消光截面 σ_V 、消光曲线形式 e_{λ} 、类星体红移 z_Q 和内禀谱指数 $\alpha_{\nu 0}$ 。我们把类星体红移 z_Q 选作每一个二维分组的所有类星体的红移中位数, 内禀谱指数 $\alpha_{\nu 0}$ 选择了一系列不同

初值以和观测比较。剩下的三个量，我们无法直接区分宇宙尘埃数密度 n 和尘埃消光截面 σ_V 的影响，这两者产生的消光效果是相同的，所以我们将两者的乘积 $n\sigma_V$ 作为等效尘埃密度。消光曲线形式和第三章一样选择了两种比较常见的形式：SMC和flat-AGN，前者的斜率较大，没有2175Å吸收峰；后者的斜率接近银河系但没有吸收峰。所以模型的主要参数是等效尘埃密度 $n\sigma_V$ 和消光曲线 $e_{l\lambda}$ 。在给定的红移处，增大等效尘埃密度等价于在该红移的静止波长上消光曲线更陡，反之亦然。这就意味着 $n\sigma_V$ 和消光曲线的形式也存在简并，即这两种参数的不同组合可能会产生相同的效果。

4.2.2 模型和观测的比较结果

对于 $n\sigma_V$ 和消光曲线这两个量，最简单的假设是 $n\sigma_V$ 不随红移变化，但更合理的情况应该是随红移的增大而变小，这是因为尘埃的产生是一个累积的过程。对于我们比较的两种消光曲线SMC和flat-AGN，尽管目前的研究对此并没有十分明确的结论，我们认为SMC相比flat-AGN可能更符合河外星系和星系际尘埃的特性，因为后者是针对AGN得到的，并不清楚是否适合其它正常星系或者星系际尘埃。接下来，我们单独测试 $n\sigma_V$ 和消光曲线在高红移和低红移时的模型以及和观测数据的匹配情况。

首先我们固定 $n\sigma_V$ ，查看不同消光曲线产生的 $\alpha - z$ 关系。图4.4画出了一系列具有不同内禀谱指数 $\alpha_{\nu 0}$ 和红移 z_Q 的类星体经过尘埃消光后的 α_{ν} 模型线：这里我们将等效尘埃密度固定为 $2 \times 10^{-5} h \text{ Mpc}^{-1}$ ，以贴近低红移时的观测点。虚线表示消光曲线选为SMC的结果，点线是flat-AGN的结果。 $z_Q < 1.5$ 时模型谱指数代表 α_{NUV} ， $z_Q > 1.5$ 时模型谱指数代表 α_{FUV} 。我们没有进行准确的参数拟合，而是得出和观测结果贴近的模型参数的量级。从图中可以看出低红移时，两种消光曲线的结果比较接近，但同样的等效尘埃密度，在高红移用flat-AGN消光曲线时仍然能和数据符合得比较好，而SMC的模型和数据差异相对较大。我们对等效尘埃量 $2 \times 10^{-5} h \text{ Mpc}^{-1}$ 的估计与More et al. (2009)得到的结果 $n\sigma < 2 \times 10^{-4} h \text{ Mpc}^{-1}$ 量级上一致。

然后我们固定消光曲线的形式，查看不同等效尘埃密度产生的 $\alpha - z$ 关系。图4.5画出了一系列具有不同内禀谱指数 $\alpha_{\nu 0}$ 和红移 z_Q 的类星体经过尘埃消光后的 α_{ν} 模型线：这里我们选择了SMC型消光曲线。虚线表示 $z_Q < 1.5$ 时的模型谱指数（即 α_{NUV} ），等效尘埃密度取为 $2 \times 10^{-5} h \text{ Mpc}^{-1}$ ，以贴近低红

移时的观测点。点线表示 $z_Q > 1.5$ 时的模型谱指数（即 α_{FUV} ），等效尘埃密度取为 $4 \times 10^{-6} h \text{ Mpc}^{-1}$ ，以贴近高红移时的观测点。可以看出为了接近观测数据，在高红移需要更少的尘埃量，也就是说等效尘埃密度和红移成反比。如果消光截面 σ_V 不随红移变化，那么尘埃的密度和红移成反比，这与Ménard & Fukugita (2012) 得到的尘埃密度随红移增加而变小的趋势一致。

同样，我们查看了消光曲线固定为flat-AGN时不同等效尘埃密度产生的 $\alpha - z$ 关系，结果如图4.6所示。 $z_Q < 1.5$ 时的模型谱指数（即 α_{NUV} ），等效尘埃密度取为 $2 \times 10^{-5} h \text{ Mpc}^{-1}$ ，以贴近低红移时的观测点。 $z_Q > 1.5$ 时，等效尘埃密度取为 $1 \times 10^{-5} h \text{ Mpc}^{-1}$ ，以贴近高红移时的观测点。相比SMC的结果，需要的等效尘埃密度更大，这是因为flat-AGN的消光曲线比SMC消光曲线更陡。同样也有等效尘埃密度和红移成反比的结论。

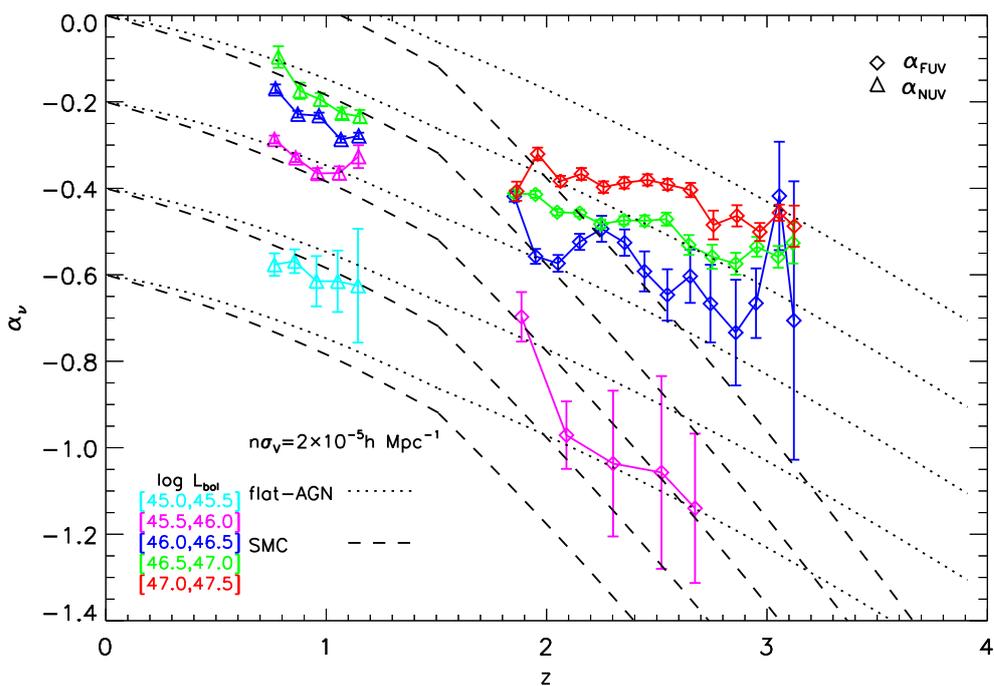


图 4.4: L-z二维分组下 α 和红移的关系及宇宙尘埃模型结果。观测部分同图4.3。模型部分（点线和虚线）：一系列不同内禀谱指数 $\alpha_{\nu 0}$ 的模型线，等效尘埃密度都取为 $2 \times 10^{-5} h \text{ Mpc}^{-1}$ ，以贴近低红移时的观测点。虚线表示消光曲线选为SMC的结果，点线是flat-AGN的结果， $z_Q > 1.5$ 时模型谱指数是 α_{FUV} ， $z_Q < 1.5$ 时模型谱指数是 α_{NUV} 。

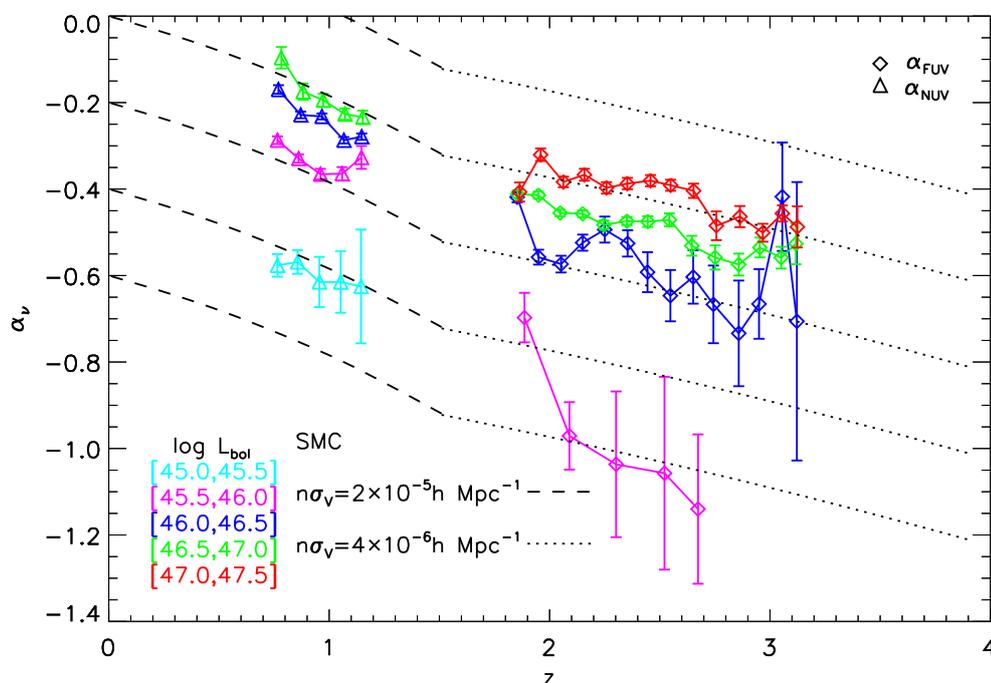


图 4.5: L - z 二维分组下 α 和红移的关系及宇宙尘埃模型结果。观测部分同图 4.3。模型部分 (点线和虚线): 一系列不同内禀谱指数 α_{ν_0} 的模型线, 消光曲线都选为 SMC 的消光曲线。虚线表示 $z_Q < 1.5$ 时的模型谱指数 (即 α_{NUV}), 等效尘埃密度取为 $2 \times 10^{-5} h \text{ Mpc}^{-1}$, 以贴近低红移时的观测点。点线表示 $z_Q > 1.5$ 时的模型谱指数 (即 α_{FUV}), 等效尘埃密度取为 $4 \times 10^{-6} h \text{ Mpc}^{-1}$, 以贴近高红移时的观测点。

4.2.3 和其它宇宙尘埃观测结果的比较

从等效密度和消光曲线可以推测不同红移的天体经过宇宙尘埃后的消光量 A_V 和 $E(B - V)$ 。与传统的定义有所不同的是, 这里的 A_V 和 $E(B - V)$ 都是相对没有宇宙尘埃情况下的消光。我们计算了等效尘埃密度为 $n\sigma_v = 2 \times 10^{-5} h \text{ Mpc}^{-1}$, 消光曲线是 flat-AGN 的情况下 A_V 和 $E(B - V)$ 随红移的变化, 如图 4.7 所示。我们还画出了其它文献中的结果。虚线代表 Ménard et al. (2010a) 中共动尘埃密度为常数时的结果, 其它的符号来自于这篇文章中的汇总 (Mörtzell & Goobar 2003, Ménard et al. 2008, Avgoustidis et al. 2009, More et al. 2009)。进一步的关于宇宙尘埃对超新星宇宙学的影响可以参考文献 Corasaniti (2006) 和 Ménard et al. (2010b)。

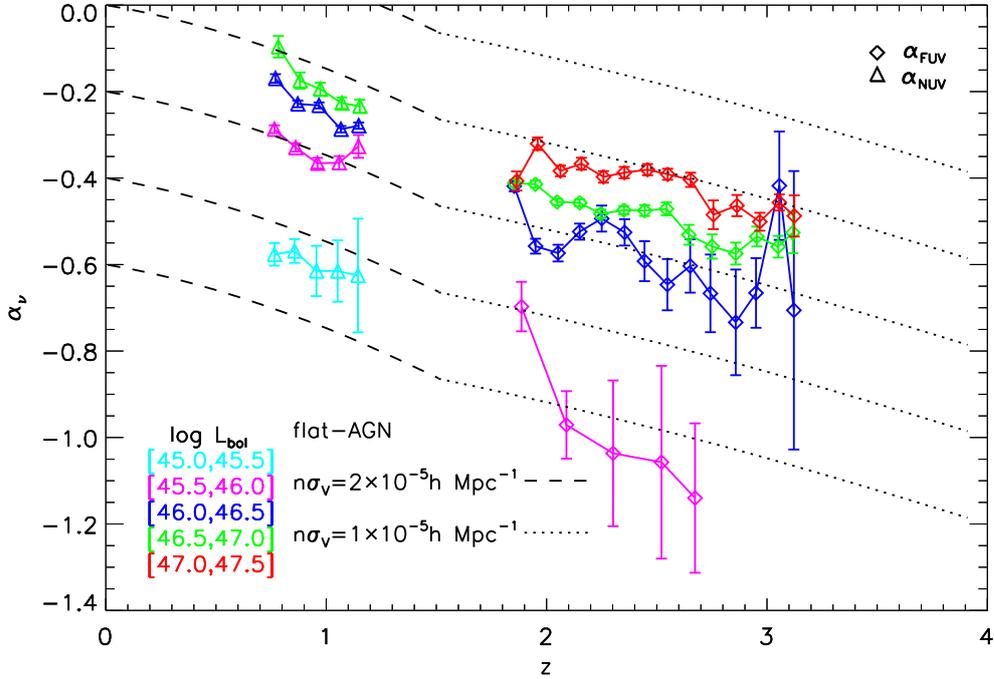


图 4.6: L - z 二维分组下 α 和红移的关系及宇宙尘埃模型结果。观测部分同图4.3。模型部分(点线和虚线): 一系列不同内禀谱指数 $\alpha_{\nu,0}$ 的模型线, 消光曲线都选为flat-AGN的消光曲线。虚线表示 $z_Q < 1.5$ 时的模型谱指数(即 α_{NUV}), 等效尘埃密度取为 $2 \times 10^{-5} h \text{ Mpc}^{-1}$, 以贴近低红移时的观测点。点线表示 $z_Q > 1.5$ 时的模型谱指数(即 α_{FUV}), 等效尘埃密度取为 $1 \times 10^{-5} h \text{ Mpc}^{-1}$, 以贴近高红移时的观测点。

4.3 讨论

我们的观测表明类星体的紫外连续谱在光度一定的情况下随红移增大而变红, 我们把它解释为宇宙尘埃随路径的增加而产生的累积效应。已有的工作也有证据表明宇宙尘埃对类星体的光谱存在红化作用, 如Pei et al. (1991)和Khare et al. (2012)发现有前景DLA的类星体相比没有的那部分颜色更红; York et al. (2006)发现具有前景吸收体的类星体光谱发生红化的可能性是没有前景吸收体的类星体的三倍等。除了宇宙尘埃这种解释外, 我们接下来讨论其它产生这一观测现象的可能原因, 如类星体内禀物理量和尘埃的演化、寄主星系星光影响和颜色选择判据的偏差等。

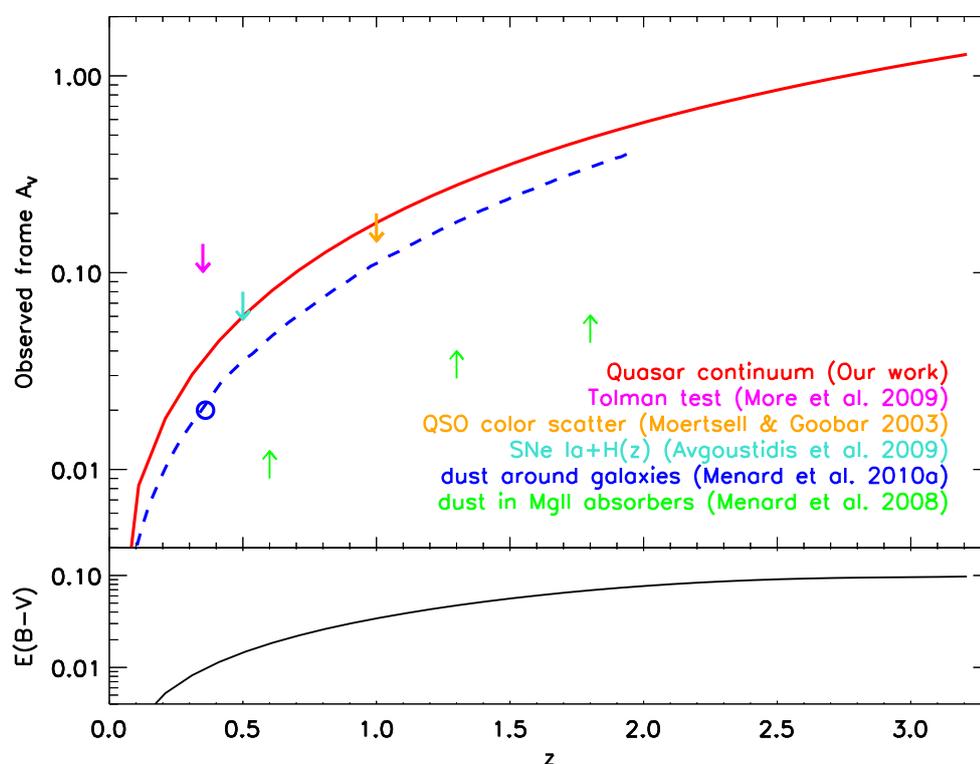


图 4.7: 不同红移的天体经过宇宙尘埃后的消光 A_V 和 $E(B - V)$ 。虚线代表Ménard et al. (2010a)中共动尘埃密度为常数时的结果，其它的符号来自这篇文章的汇总。

4.3.1 类星体内禀物理量的演化

决定一个类星体的连续谱的重要参数是中心黑洞的质量、吸积率等内禀参数，那么是不是这些参数的演化会造成连续谱的演化呢？为此，我们选择在原来的二维分组下把黑洞质量和爱丁顿比都限制在一个非常窄的范围内(0.1dex)，以确定这些量演化的是不是会产生连续谱的改变，如图4.8所示。我们发现限定黑洞质量和爱丁顿比以后，样本数目虽然减少了，但是并没有显著地改变连续谱和红移在光度一定下的变化趋势。

4.3.2 类星体内部尘埃的演化

在第三章，我们详细地讨论了内部尘埃和光度的关系，知道了高光度的类星体覆盖因子更小，连续谱更蓝，低光度的类星体覆盖因子更大，尘埃吸收更严重，连续谱更红。那么有没有可能内部尘埃在高红移造成的消光更显著从而

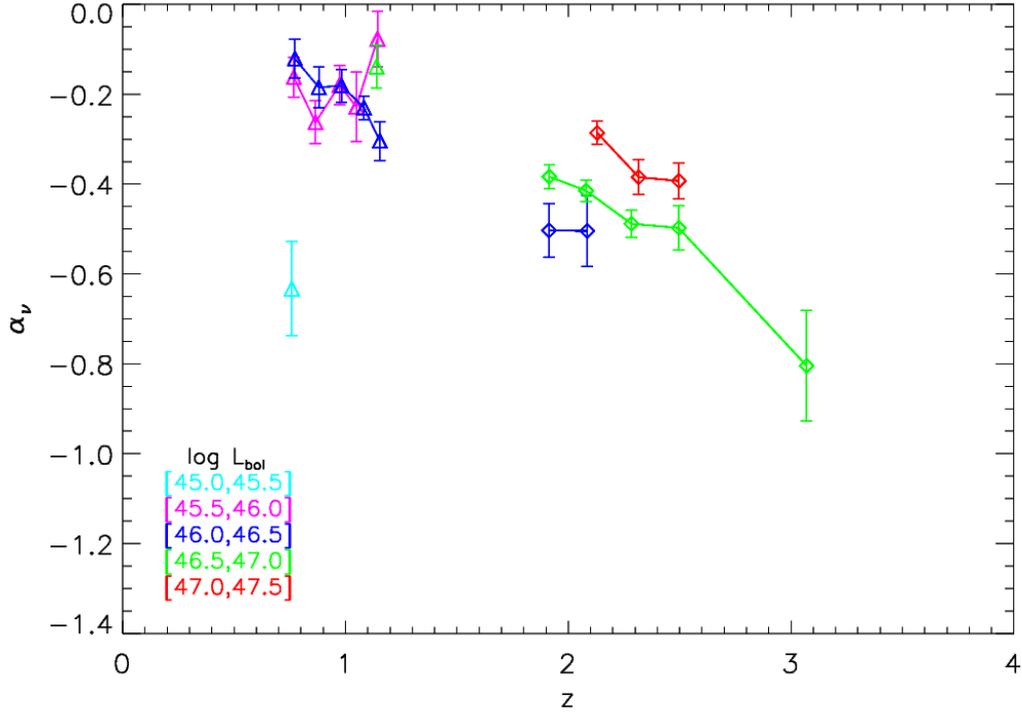


图 4.8: 二维分组下把黑洞质量和爱丁顿比的变化区间都限制在0.1dex的范围内时谱指数随红移的变化。不同颜色代表不同热光度, α_{FUV} 用菱形表示, α_{NUV} 用三角形表示。

解释谱指数和红移的反相关呢? 有观测表明, 在限定了光度后, 内部尘埃的覆盖因子随红移增大 (Gu 2013), 这或许也能提供一种解释。然而这对尘埃的演化和形成提出了挑战。我们知道, 尘埃和金属都是在恒星演化的过程中产生的, 它的来源是II型超新星和渐进巨星支的恒星, 因此在低红移处统计上应该有更多的尘埃。但是, 类星体和它的寄主星系都有着和正常星系不同的环境, 目前也有一些观测显示在早期的类星体中就已经有大量的尘埃存在, 尽管它的尘埃来源不甚明了 (Valiante et al. 2011)。另外, 高红移类星体的消光曲线可能也与低红移的有所不同 (Nozawa et al. 2015)。

4.3.3 寄主星系的影响

我们知道寄主星系一般比类星体颜色红, 而SDSS的光纤也会同时包含寄主星系的光谱, 那么寄主星系的影响会不会造成红移越大的类星体连续谱越

红？因为在远紫外波段类星体的光谱贡献比寄主星系更大，所以我们只考虑近紫外的 α_{NUV} 样本，又由于在低光度时，寄主星系的光谱比重更大，所以这里我们讨论 α_{NUV} 样本里热光度最小 ($\log L_{\text{bol}} \sim 45.25$) 的那些红移分组。我们考虑这些分组里最小的红移组 $z = 0.7$ 和最大的红移组 $z = 1.1$ ，当它们的内禀类星体光谱和光度相同时，叠加该红移处一个典型的星系光谱后的新光谱的谱指数变化。这里我们选用的类星体光谱就是 $z = 0.7$ 的分组的复合光谱，星系光谱我们按照宇宙恒星形成历史建立 (Madau & Dickinson 2014)。结果如图4.9所示。可以看出，随着红移的增大，类星体光谱和星系的叠加光谱并没有变红而是变蓝。这是可以理解的，因为从 $z = 0.7$ 到1.1，恒星形成率在增大，恒星星光在近紫外的贡献更大也变得更蓝。

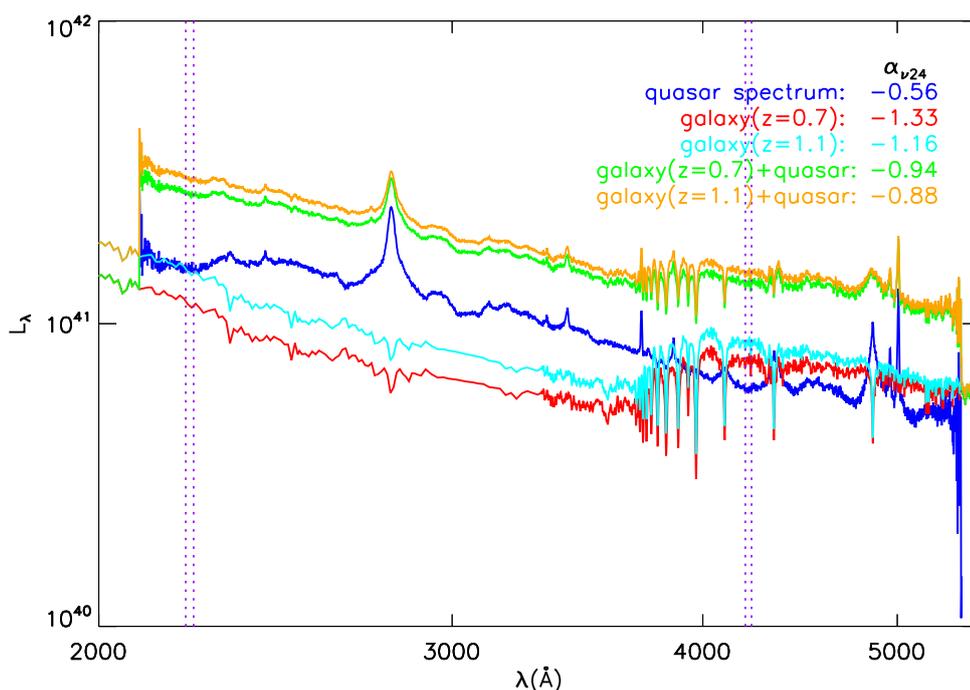


图 4.9: 类星体+寄主星系的光谱相对类星体光谱的谱指数变化。取 α_{NUV} 样本里热光度最小 ($\log L_{\text{bol}} \sim 45.25$) 的两个红移分组： $z = 0.7$ 和 $z = 1.1$ 的类星体光谱在 $z = 0.7$ 那组的复合光谱上叠加该红移 ($z=0.7$ 或 1.1) 处一个典型的星系光谱后的新光谱的谱指数变化。

4.3.4 SDSS颜色选择判据的影响

我们知道SDSS在选择类星体时使用的是颜色判据 (Richards et al. 2002), 高红移使用的是 *ugri* 这四个颜色, 低红移使用的是 *griz* 这四个颜色。这些颜色判据是不是可能会造成低红移处的红类星体被漏选, 高红移的蓝类星体被漏选或者兼而有之? 为此, 我们选择了连续谱最红和最蓝的两组类星体的复合光谱进行研究。我们把它们的红移设定在不同的地方, 从 $z = 0$ 到 $z = 3$, 并且计算它们在不同红移处观测到的 *ugriz* 星等来判断它们有没有超出类星体的颜色选择范围。关于类星体的颜色选择判据详见第2.1.2节。

关于如何从光谱计算星等, 我们可以通过SDSS的滤光片响应函数 $S(\nu) = S(c/\lambda)$ 和流量的卷积得到

$$m = -2.5 \log \frac{\int_{\nu_1}^{\nu_2} f(\nu) S(\nu) d \log \nu}{\int_{\nu_1}^{\nu_2} S(\nu) d \log \nu} - 48.60$$

ugriz 波段的响应函数 $S(\lambda)$ 来自于

<http://classic.sdss.org/dr7/instruments/imager/filters/index.html>。如图4.10所示, 我们画出了这五个波段的响应函数和总样本的复合光谱作为参照。其中总样本的复合光谱的波长范围能够完全覆盖 *ugri* 四个波段, 但是在 *z* 波段尚不能完全覆盖, 因此当放置的红移比较小的时候, *z* 波段的星等计算可能有一些不准确, 但是考虑到 *z* 波段的响应函数相对于其它波段更小, 并且此时类星体的辐射在 *z* 波段更小, 影响不会很大。

然后分别计算图4.3中连续谱最红 (图中最后一个紫色菱形) 和最蓝 (图中第一个绿色三角形) 的两组类星体的复合光谱放置在不同红移时观测到的 *ugriz* 星等, 这里我们得到的星等没有进行定标, 因为我们主要考虑的是星等差, 即星等之间的差异。考虑到这些复合光谱的波长范围不足以覆盖 *ugriz* 五个波段, 我们将剩余波段的光谱取为和它归一化后的总样本的复合光谱。图4.10给出了其中一个例子, 画出了某条复合光谱放置在红移 $z = 0$ 处的观测光谱 (绿色) 和归一化后的总样本的复合光谱 (红色) 以及 *ugriz* 波段的滤光片的响应函数 (黑色)。双色图 $(g - r) - (r - i)$ 结果如图4.11所示, 其它的双色图 $(u - g) - (g - r)$ 和 $(r - i) - (i - z)$ 也有相似的结果。我们发现在双色图上, 这两条复合光谱在不同红移的颜色-颜色位置依然落在所有单独类星体所覆盖的范围内, 这意味着在不同的红移, 不论是蓝的还是红的类星体都没有被选择判据漏掉, 即没有偏差。

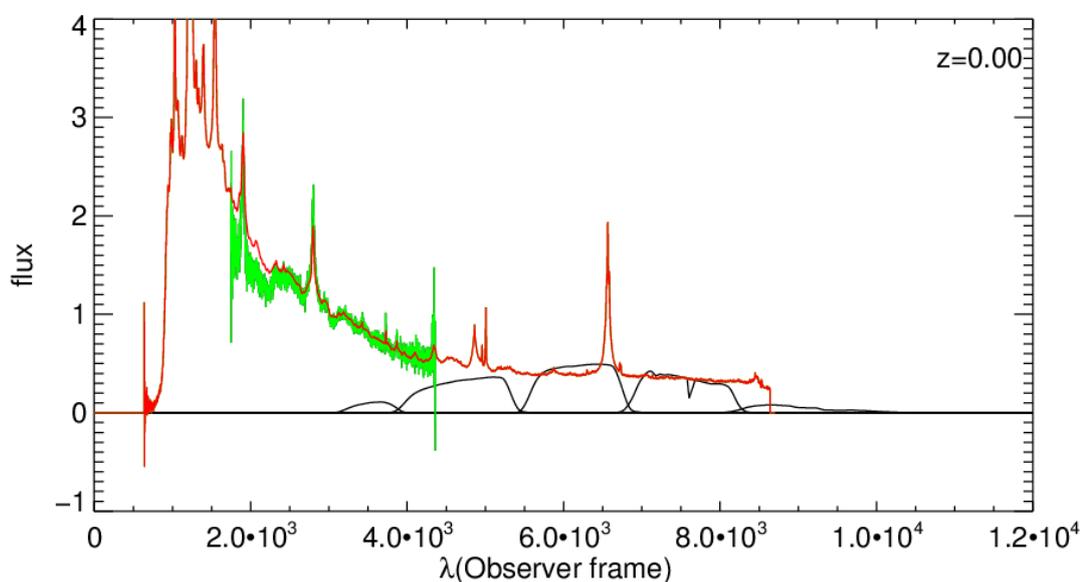


图 4.10: 将其中一条复合光谱放置在红移 $z = 0$ 处时计算 $ugriz$ 星等的示意图。绿线是这条观测的复合光谱，红线是归一化后的总样本的复合光谱，黑线（从左到右）是 $ugriz$ 波段的滤光片的响应函数 $S(\lambda)$ 。

4.4 小结

在这一章，我们主要研究了连续谱随红移的变化趋势。一开始，我们将样本按照光度和红移进行一维分组，发现连续谱随光度变蓝，而随红移没有明显变化。通过进一步将样本进行光度-红移二维分组并得到每个二维分组的复合光谱，我们发现热光度给定时，连续谱谱指数随红移变小，即连续谱随红移增大而变红。这一结论和很多之前研究连续谱和红移关系的工作不同，因为之前的很多工作可能没有充分消除流量限制样本的选择效应对 $\alpha - z$ 关系的影响。

我们尝试使用宇宙尘埃解释，这是因为宇宙中存在大量的尘埃，它们广泛地分布在类星体路径上的河外星系、星系际中，而高红移的类星体到达地球经过的路径更长，也就可能受到更多的消光和红化。我们建立了一个简单的宇宙尘埃消光红化模型，并假设宇宙中的尘埃均匀分布、类星体只受到了来自宇宙尘埃的红化。

我们的两个主要的模型参数包括：等效尘埃密度和消光曲线形式，然而这两者之间也存在简并，即较小的等效尘埃密度和平坦的消光曲线产生的消光消效果可能相同，反之亦然。我们分别讨论了这两者的影响，发现当 $n\sigma_V$ 随红

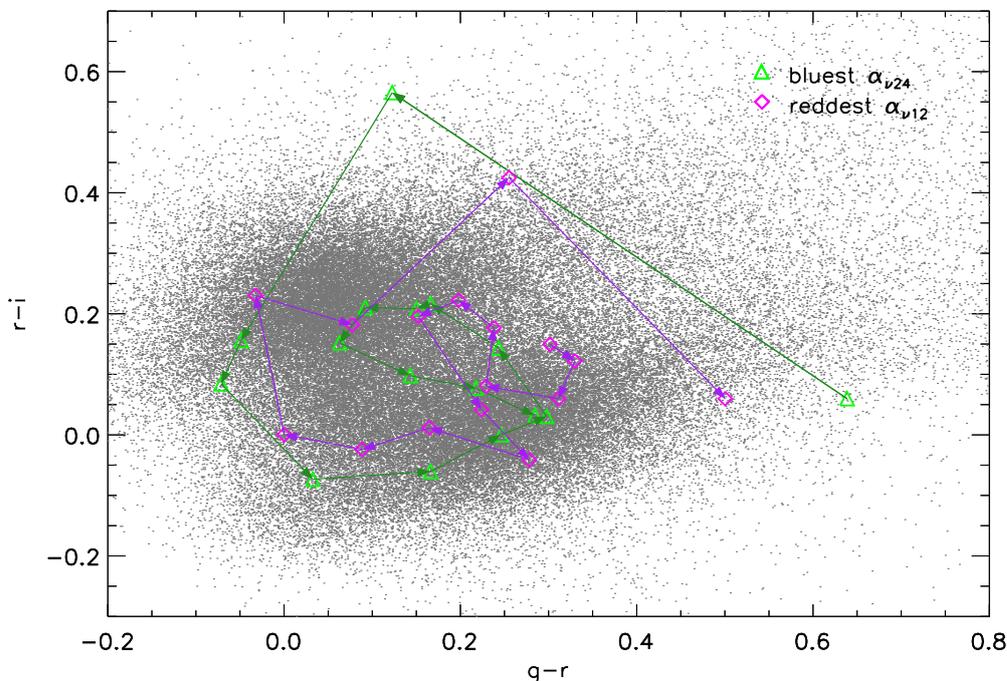


图 4.11: 连续谱最红（紫色菱形）和最蓝（绿色三角形）的两组类星体的复合光谱在不同红移的双色图($g-r$) - ($r-i$)。灰色散点是单独的类星体所覆盖的范围。

移保持不变时，两种消光曲线（SMC和flat-AGN）在低红移的结果接近，而在高红移都导致了比观测更多的红化，并且SMC 相比flat-AGN更严重。反过来，如果消光曲线不随红移变化，那么为了贴近观测数据，对于两种消光曲线都有高红移的等效尘埃密度相比低红移时更小的结论。在这两种情况下，等效尘埃密度的量级都约为 $10^{-5}h \text{ Mpc}^{-1}$ ，而且都有高红移等效密度更低或者消光曲线更平坦的结论。

我们还讨论了可能产生 $\alpha-z$ 反相关的其它原因，如内禀物理量和内部尘埃的演化、寄主星系星光叠加和颜色选择判据的偏差等等。我们认为内禀物理量的演化、寄主星系星光叠加和颜色选择判据的影响不太可能会造成这一观测现象，而内部尘埃的演化这一因素尚不能排除。因此，我们对宇宙尘埃的密度在量级上的估计只是一个上限，还需要同时考虑内部尘埃的演化对连续谱的影响。

第五章 总结与展望

5.1 总结

本文采用了SDSS的一个大样本，详细地研究了类星体连续谱谱指数和光度、红移的关系，以及使用类星体内部尘埃和宇宙尘埃对这些观测现象的解释。

首先，我们研究了谱指数和光度的关系。由于单独的类星体的光度和谱指数都有很大的不确定性，因此我们按光度对样本分组来研究它们的统计性质。我们的观测结果表明谱指数 α 大部分都小于理论模型的近似值 $1/3$ ；在每个光度分组的 α 中位数随光度增大而增大。而与之不同的是，每个光度分组的 α 上限随光度的变化不大，并和薄盘模型的结果接近。我们把这些现象解释为类星体内部尘埃的消光和红化：因为尘埃的消光和红化改变了观测到的类星体光谱，使谱指数降低，而上限处的谱指数就代表没有经过消光的内禀光谱。因此，实测的 $\alpha - L$ 关系也就代表了尘埃消光量和光度的关系 $E(B - V) - L$ 。考虑到之前的工作大多使用观测上最蓝的类星体光谱或者复合光谱作为未消光的光谱，这种做法可能会低估消光量。因此，我们采用模型光谱，并根据每个光度分组的观测黑洞质量和爱丁顿比的中位数计算理论的内禀谱指数。然后，我们分别讨论了两种典型的消光曲线：SMC和flat-AGN，得到它们对光度和谱指数的影响，即消光矢量。我们也进行了尘埃消光对热光度和黑洞质量的修正，以获得改正的模型谱指数。通过消光矢量和改正的模型谱指数，我们就能知道内禀光度和相对应的消光量 $E(B - V)$ ，并且 $E(B - V)$ 都随着内禀光度的增大而减小，当消光曲线选为SMC时，平均有 $E(B - V) \approx 0.1$ ；当消光曲线选为flat-AGN时，平均有 $E(B - V) \approx 0.3$ 。通过进一步的讨论，我们认为这些造成消光量和类星体光度成反比的尘埃来自介于宽线区和尘埃环的过度区域或者尘埃环中的团块间介质，因为这些尘埃的分布随光度的增大，张角越小，对吸积盘辐射的覆盖就越小。此外，我们也考虑了宇宙尘埃对结果的影响，发现和类星体内部尘埃相比，宇宙尘埃对连续谱随光度变化的影响只是一个少量。

其次，我们研究了谱指数和红移的关系。对红移一维分组的结果显示， α 随红移没有明显变化。为了消除流量限制样本的选择效应，我们将整个样本

按照不同红移类星体光谱的覆盖范围将它们划分为NUV和FUV两个样本，然后对光度和红移同时分组，得到每个二维分组内所有类星体的复合光谱。测量这些复合光谱的谱指数 α_{NUV} 和 α_{FUV} 可以知道它们随光度和红移的变化。结果显示，在光度给定的情况下，连续谱随红移增大而变红，这个结果澄清了以往关于该观测现象的争议。我们将这个现象解释为宇宙尘埃消光随红移的累积效应。这是因为宇宙中存在大量的尘埃，它们广泛地分布在类星体路径上的河外星系、星系际中，而高红移的类星体到达地球经过的路径更长，也就可能受到更多的消光和红化。我们建立了一个简单的宇宙尘埃消光红化模型来解释谱指数与红移的相关性。这个模型的两个主要参数是等效尘埃密度 $n\sigma_V$ 和消光曲线形式。然而这两者之间也存在简并，即较小的等效尘埃密度和平坦的消光曲线产生的消光可能相同，反之亦然。我们分别讨论了这两者的影响，发现当 $n\sigma_V$ 随红移保持不变时，两种消光曲线（SMC和flat-AGN）在低红移的结果接近，而在高红移都导致了比观测更多的红化，并且SMC相比flat-AGN更严重。反之，如果消光曲线不随红移变化，那么为了贴近观测数据，对于两种消光曲线都有高红移的等效尘埃密度相比低红移时更小的结论。在这两种情况下，等效尘埃密度的量级都约为 $10^{-5}h \text{ Mpc}^{-1}$ ，而且都有高红移等效密度更低或者消光曲线更平坦的结论。

综上所述，我们的工作研究了类星体连续谱和光度、红移之间的系统变化，并且发现它们能够用类星体内部尘埃和宇宙尘埃来解释。这也说明尘埃对类星体连续谱的影响是不可忽略的，使用由类星体的光谱导出的物理量时都需要考虑尘埃的影响。

5.2 展望

5.2.1 尘埃消光模型的进一步细化

虽然我们不能排除还有其他的原因造成观测到的连续谱和光度、红移的关系（详见5.2.2），但在我们的工作中，我们研究的是大量数据的统计结果，反映了类星体的平均性质，而我们使用的内禀尘埃和宇宙尘埃模型能够很自然地解释这两个观测结果。类星体作为一种遥远的河外天体，在到达观测者的旅途，经过了诸如尘埃环、寄主星系、河外星系、星系际介质和银河系星际介质等环境，记录下了沿途的尘埃的影响。但在实际中这几种尘埃来源的效果混合在一块，需要和不同控制样本进行比较才能确定各种尘埃的性质。我们需要同

时考虑多种尘埃来源对类星体连续谱的共同影响，定性和定量地探讨每种尘埃来源对连续谱的影响程度。

5.2.1.1 类星体内部尘埃

在我们对类星体内部尘埃的研究上，使用了连续谱的谱指数作为主要的研究工具，也就是用它们相对理论模型的差别反映红化的程度。事实上，连续谱的谱指数只是我们从观测数据中提炼的一部分信息。我们可以从类星体的整个紫外-光学光谱（包括发射线）研究红化的程度。尽管我们在研究类星体内部尘埃时，采用了两种消光曲线：SMC 和 flat-AGN，但目前对于类星体消光曲线的形式还存在一些争议。针对这个问题，我们可以使用谱指数接近薄盘模型预言的那部分类星体光谱建立的复合光谱作为未消光的光谱模板，并且得到不同光度的类星体组成的复合光谱相对这条未消光的光谱模板的消光曲线。通过比较不同光度的类星体的消光曲线，我们将会对类星体内部尘埃的性质和类星体自身光度的关系有进一步的了解。

此外，为了更好地了解类星体内部尘埃对类星体的红化，我们还可以进一步比较研究I型和II型类星体的消光量，以及它们和宽、窄发射线的宽度、类星体视向倾角等量的相关性，比较发射线和连续谱各自的红化等。

5.2.1.2 宇宙尘埃

在我们的工作中，我们主要采用了统计的方法，得到了不同红移的宇宙尘埃的量级。类似之前的一些工作，我们可以将不同红移的类星体的前景天体细分为高密度区和低密度区。高密度区就是有星系团、星系、吸收体等天体的区域，而低密度区就是没有具体天体、主要是星系际介质的区域。研究类星体和前景吸收体的证认以及消光量和红移的关系、从不同红移的类星体光谱中提取出更多关于中间天体的尘埃信息。

5.2.1.3 银河系尘埃

我们的工作中主要讨论了类星体的内部尘埃和宇宙尘埃对类星体连续谱的影响，而采用了常用的银河系消光图和消光曲线直接改正了银河系的消光。事实上，类星体的谱指数也可以用于研究银河系的消光。我们知道银河系的消光随不同银纬、银经变化，而类星体的内禀光度、红移、内禀消光红化量和类星

体的银道坐标无关。这个关键的特性为我们研究银河系尘埃提供了一种重要的检验方法。

5.2.2 其它原因的探讨

在我们研究类星体的连续谱谱指数和光度、红移的相关性时，分别将它们解释为类星体内部尘埃和路径上的宇宙尘埃的贡献，并且在计算类星体的内禀辐射时，修正了内部尘埃对类星体的物理量如热光度、黑洞质量和爱丁顿比的影响。事实上，我们知道还可以有其它原因导致我们观测到的现象和不确定性，比如类星体内禀辐射需要更精准的模型、有分类星体可能不适合我们的尘埃模型等。再比如类星体的光变通常有两种趋势：变亮变蓝和变亮变红，前者占据了大部分而且和我们所用的尘埃消光红化的模型是一致的，但是后者就不能用尘埃消光红化解释，而是可能与类星体的内禀物理量的变化有关。比如当吸积盘的内部区域发生变化，流量提高，就会产生变亮变蓝的现象；当吸积盘的外部区域发生变化，流量提高，就会产生变亮变红的现象。所以，我们观测到的类星体的连续谱谱指数和光度、红移的关系，可能不仅仅是尘埃引起的，而是针对不同的类星体有不同的主导因素。我们将会在以后的工作中详细讨论内禀物理量和尘埃消光红化各自占主导的情况和它们对类星体光谱的共同影响。

5.2.3 其它需要完善的地方

我们的工作还有一些不确定性和不完善的地方，比如在第3.1.2.1节我们提到了类星体连续谱整体分布以及按不同光度分组时的分布都具有不对称性，红端的类星体数目更多，并且有部分极端红或蓝的类星体，它们的产生原因是吸积盘的内禀物理原因抑或是尘埃起源的原因和具体性质有待确定。再有，我们通过类星体的连续谱窗口来获得谱指数，会舍弃一部分没有合适的连续谱窗口的类星体。针对这个问题，我们可以采用连续谱+发射线+吸收线拟合光谱获得谱指数，这样就可以得到红移范围更广的谱指数分布，检验现有的结果，获得更多的信息。

参考文献

- [1] 黄克谅著, 类星体与活动星系核, 中国科学技术出版社, 2005年3月第一版
- [2] Abazajian, K. N., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., et al. 2009, *ApJS*, 182, 543-558
- [3] Abraham, R. G., Glazebrook, K., McCarthy, P. J., et al. 2004, *AJ*, 127, 2455
- [4] Aguirre, A., & Haiman, Z. 2000, *ApJ*, 532, 28
- [5] Aihara, H., Allende Prieto, C., An, D., et al. 2011, *ApJS*, 193, 29
- [6] Alloin, D. 2006, *Physics of Active Galactic Nuclei at all Scales*, 693,
- [7] Antonucci, R. R. J., & Miller, J. S. 1985, *ApJ*, 297, 621
- [8] Antonucci, R. 1993, *ARA&A*, 31, 473
- [9] Avgoustidis, A., Verde, L., & Jimenez, R. 2009, *J. Cosmology Astropart. Phys.*, 6, 012
- [10] Baldwin, J. A. 1977, *ApJ*, 214, 679
- [11] Banerji, M., McMahon, R. G., Hewett, P. C., et al. 2012, *MNRAS*, 427, 2275
- [12] Baron, D., Stern, J., Poznanski, D., & Netzer, H. 2016, arXiv:1603.06948
- [13] Becker, G. D., Hewett, P. C., Worseck, G., & Prochaska, J. X. 2013, *MNRAS*, 430, 2067
- [14] Bentz, M. C., Peterson, B. M., Pogge, R. W., & Vestergaard, M. 2009, *ApJ*, 694, L166
- [15] Bentz, M. C., Peterson, B. M., Netzer, H., Pogge, R. W., & Vestergaard, M. 2009, *ApJ*, 697, 160

- [16] Blaes, O., Hubeny, I., Agol, E., & Krolik, J. H. 2001, *ApJ*, 563, 560
- [17] Blaes, O. 2004, *AGN Physics with the Sloan Digital Sky Survey*, 311, 121
- [18] Blandford, R. D., & McKee, C. F. 1982, *ApJ*, 255, 419
- [19] Bonning, E. W., Cheng, L., Shields, G. A., Salviander, S., & Gebhardt, K. 2007, *ApJ*, 659, 211
- [20] Bonning, E. W., Shields, G. A., Stevens, A. C., & Salviander, S. 2013, *ApJ*, 770, 30
- [21] Bovy, J., Hogg, D. W., & Moustakas, J. 2008, *ApJ*, 688, 198-207
- [22] Bovy, J., Myers, A. D., Hennawi, J. F., et al. 2012, *ApJ*, 749, 41
- [23] Boyle, B. J. 1990, *MNRAS*, 243, 231
- [24] Brescia, M., Cavuoti, S., D'Abrusco, R., Longo, G., & Mercurio, A. 2013, *ApJ*, 772, 140
- [25] Brotherton, M. S., Tran, H. D., Becker, R. H., et al. 2001, *ApJ*, 546, 775
- [26] Calderone, G., Sbarrato, T., & Ghisellini, G. 2012, *MNRAS*, 425, L41
- [27] Calzetti, D. 2001, *PASP*, 113, 1449
- [28] Capellupo, D. M., Netzer, H., Lira, P., Trakhtenbrot, B., & Mejía-Restrepo, J. 2015, *MNRAS*, 446, 3427
- [29] Carballo, R., González-Serrano, J. I., Benn, C. R., Sánchez, S. F., & Vigotti, M. 1999, *MNRAS*, 306, 137
- [30] Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- [31] Charlot, S., & Fall, S. M. 2000, *ApJ*, 539, 718
- [32] Chelouche, D., Koester, B. P., & Bowen, D. V. 2007, *ApJ*, 671, L97
- [33] Cheng, F. H., Gaskell, C. M., & Koratkar, A. P. 1991, *ApJ*, 370, 487

-
- [34] Christensen, L., Fynbo, J. P. U., Prochaska, J. X., et al. 2011, *ApJ*, 727, 73
- [35] Collinson, J. S., Ward, M. J., Done, C., et al. 2015, *MNRAS*, 449, 2174
- [36] Corasaniti, P. S. 2006, *MNRAS*, 372, 191
- [37] Crenshaw, D. M., Kraemer, S. B., Bruhweiler, F. C., & Ruiz, J. R. 2001, *ApJ*, 555, 633
- [38] Crenshaw, D. M., Kraemer, S. B., Turner, T. J., et al. 2002, *ApJ*, 566, 187
- [39] Cristiani, S., & Vio, R. 1990, *A&A*, 227, 385
- [40] Croom, S. M., Smith, R. J., Boyle, B. J., et al. 2001, *MNRAS*, 322, L29
- [41] Croom, S. M., Rhook, K., Corbett, E. A., et al. 2002, *MNRAS*, 337, 275
- [42] Czerny, B., Li, J., Loska, Z., & Szczerba, R. 2004, *MNRAS*, 348, L54
- [43] Czerny, B. 2007, *The Central Engine of Active Galactic Nuclei*, 373, 586
- [44] Davis, S. W., Woo, J.-H., & Blaes, O. M. 2007, *ApJ*, 668, 682
- [45] Davis, S. W., & Laor, A. 2011, *ApJ*, 728, 98
- [46] Denney, K. D., Peterson, B. M., Pogge, R. W., et al. 2010, *ApJ*, 721, 715
- [47] Dobos, L., Csabai, I., Yip, C.-W., et al. 2012, *MNRAS*, 420, 1217
- [48] Domínguez, A., Siana, B., Henry, A. L., et al. 2013, *ApJ*, 763, 145
- [49] Draine, B. T. 2003, *ARA&A*, 41, 241
- [50] Dressler, A., Oemler, A., Jr., Poggianti, B. M., et al. 2004, *ApJ*, 617, 867
- [51] Dunn, J. P., Wasik, B., Holtzclaw, C. L., et al. 2015, *ApJ*, 808, 94
- [52] Elvis, M., Wilkes, B. J., McDowell, J. C., et al. 1994, *ApJS*, 95, 1
- [53] Elvis, M., Hao, H., Civano, F., et al. 2012, *ApJ*, 759, 6
- [54] Farina, E. P., Falomo, R., Scarpa, R., et al. 2014, *MNRAS*, 441, 886

- [55] Ferrarese, L., & Merritt, D. 2000, *ApJ*, 539, L9
- [56] Finkbeiner, D. P., Padmanabhan, N., Schlegel, D. J., et al. 2004, *AJ*, 128, 2577
- [57] Fischera, J., & Dopita, M. 2011, *A&A*, 533, A117
- [58] Forster, K., Green, P. J., Aldcroft, T. L., et al. 2001, *ApJS*, 134, 35
- [59] Francis, P. J., Hewett, P. C., Foltz, C. B., et al. 1991, *ApJ*, 373, 465
- [60] Francis, P. J., Whiting, M. T., & Webster, R. L. 2000, *PASA*, 17, 56
- [61] Fynbo, J. P. U., Krogager, J.-K., Venemans, B., et al. 2013, *ApJS*, 204, 6
- [62] Gaskell, C. M., Goosmann, R. W., Antonucci, R. R. J., & Whysong, D. H. 2004, *ApJ*, 616, 147
- [63] Gaskell, C. M., & Benker, A. J. 2007, arXiv:0711.1013
- [64] Gaskell, C. M. 2015, arXiv:1512.09291
- [65] Gebhardt, K., Bender, R., Bower, G., et al. 2000, *ApJ*, 539, L13
- [66] Gibson, R. R., Jiang, L., Brandt, W. N., et al. 2009, *ApJ*, 692, 758
- [67] Glikman, E., Gregg, M. D., Lacy, M., et al. 2004, *ApJ*, 607, 60
- [68] Glikman, E., Helfand, D. J., & White, R. L. 2006, *ApJ*, 640, 579
- [69] Glikman, E., Helfand, D. J., White, R. L., et al. 2007, *ApJ*, 667, 673
- [70] Glikman, E., Urrutia, T., Lacy, M., et al. 2012, *ApJ*, 757, 51
- [71] Gordon, K. D., Clayton, G. C., Misselt, K. A., Landolt, A. U., & Wolff, M. J. 2003, *ApJ*, 594, 279
- [72] Goulding, A. D., Alexander, D. M., Bauer, F. E., et al. 2012, *ApJ*, 755, 5
- [73] Greene, J. E., & Ho, L. C. 2005, *ApJ*, 630, 122

-
- [74] Gregg, M. D., Lacy, M., White, R. L., et al. 2002, *ApJ*, 564, 133
- [75] Gu, M. 2013, *ApJ*, 773, 176
- [76] Hall, P. B., Gallagher, S. C., Richards, G. T., et al. 2006, *AJ*, 132, 1977
- [77] Harris, K., Farrah, D., Schulz, B., et al. 2016, *MNRAS*, 457, 4179
- [78] Heckman, T. M., & Best, P. N. 2014, *ARA&A*, 52, 589
- [79] Hewett, P. C., Foltz, C. B., & Chaffee, F. H. 1995, *AJ*, 109, 1498
- [80] Hewett, P. C., & Wild, V. 2010, *MNRAS*, 405, 2302
- [81] Hill, A. R., Gallagher, S. C., Deo, R. P., Peeters, E., & Richards, G. T. 2014, *MNRAS*, 438, 2317
- [82] Hönig, S. F. 2013, arXiv:1301.1349
- [83] Hopkins, P. F., Strauss, M. A., Hall, P. B., et al. 2004, *AJ*, 128, 1112
- [84] Hubeny, I., Blaes, O., Krolik, J. H., & Agol, E. 2001, *ApJ*, 559, 680
- [85] Inoue, A. K., & Kamaya, H. 2003, *MNRAS*, 341, L7
- [86] Inoue, A. K., & Kamaya, H. 2004, *MNRAS*, 350, 729
- [87] Ivashchenko, G., Sergijenko, O., & Torbaniuk, O. 2014, *MNRAS*, 437, 3343
- [88] Jiang, L., Fan, X., Ivezić, Ž., et al. 2007, *ApJ*, 656, 680
- [89] Jiang, P., Zhou, H., Ji, T., et al. 2013, *AJ*, 145, 157
- [90] Jiménez-Vicente, J., Mediavilla, E., Kochanek, C. S., et al. 2014, *ApJ*, 783, 47
- [91] Kaspi, S., Smith, P. S., Netzer, H., et al. 2000, *ApJ*, 533, 631
- [92] Kaspi, S., Maoz, D., Netzer, H., et al. 2005, *ApJ*, 629, 61

- [93] Kato, S., Fukue, J., & Mineshige, S. 1998, Black-hole accretion disks. Edited by Shoji Kato, Jun Fukue, and Sin Mineshige. Publisher: Kyoto, Japan: Kyoto University Press, 1998. ISBN: 4876980535,
- [94] Kennefick, J., & Bursick, S. 2008, *AJ*, 136, 1799
- [95] Kent, S. M. 1994, *Ap&SS*, 217, 27
- [96] Khare, P., vanden Berk, D., York, D. G., Lundgren, B., & Kulkarni, V. P. 2012, *MNRAS*, 419, 1028
- [97] Kishimoto, M., Antonucci, R., Blaes, O., et al. 2008, *Nature*, 454, 492
- [98] Klöckner, H.-R., Martínez-Sansigre, A., Rawlings, S., & Garrett, M. A. 2009, *MNRAS*, 398, 176
- [99] Knigge, C., Scaringi, S., Goad, M. R., & Cottis, C. E. 2008, *MNRAS*, 386, 1426
- [100] Koratkar, A., & Blaes, O. 1999, *PASP*, 111, 1
- [101] Kormendy, J., & Ho, L. C. 2013, *ARA&A*, 51, 511
- [102] Krawczyk, C. M., Richards, G. T., Mehta, S. S., et al. 2013, *ApJS*, 206, 4
- [103] Krawczyk, C. M., Richards, G. T., Gallagher, S. C., et al. 2015, *AJ*, 149, 203
- [104] Krolik, J. H., & Begelman, M. C. 1988, *ApJ*, 329, 702
- [105] Kuhn, O., Elvis, M., Bechtold, J., & Elston, R. 2001, *ApJS*, 136, 225
- [106] Labita, M., Treves, A., & Falomo, R. 2008, *MNRAS*, 383, 1513
- [107] LaMassa, S. M., Ricarte, A., Glikman, E., et al. 2016, *ApJ*, 820, 70
- [108] Laor, A., & Netzer, H. 1989, *MNRAS*, 238, 897
- [109] Lawrence, A. 1991, *MNRAS*, 252, 586

-
- [110] Lawrence, A., Roseboom, I., Mayo, J., et al. 2013, arXiv:1303.0219
- [111] Leighly, K. M., Terndrup, D. M., Baron, E., et al. 2014, ApJ, 788, 123
- [112] Li, A., & Draine, B. T. 2001, ApJ, 554, 778
- [113] Li, A. 2007, The Central Engine of Active Galactic Nuclei, 373, 561
- [114] Li, S.-L., & Cao, X. 2008, MNRAS, 387, L41
- [115] Li, Z., Zhou, H., Hao, L., et al. 2015, ApJ, 812, 99
- [116] Liang, S. L., & Li, A. 2009, ApJ, 690, L56
- [117] Loeb, A., & Haiman, Z. 1997, ApJ, 490, 571
- [118] Lu, Y., Wang, T.-G., Dong, X.-B., & Zhou, H.-Y. 2010, MNRAS, 404, 1761
- [119] Lusso, E., Comastri, A., Simmons, B. D., et al. 2012, MNRAS, 425, 623
- [120] Lusso, E., Worseck, G., Hennawi, J. F., et al. 2015, MNRAS, 449, 4204
- [121] Lynden-Bell, D. 1969, Nature, 223, 690
- [122] Lyu, J., Hao, L., & Li, A. 2014, ApJ, 792, L9
- [123] Ménard, B., Nestor, D., Turnshek, D., et al. 2008, MNRAS, 385, 1053
- [124] Ménard, B., Scranton, R., Fukugita, M., & Richards, G. 2010, MNRAS, 405, 1025
- [125] Ménard, B., Kilbinger, M., & Scranton, R. 2010, MNRAS, 406, 1815
- [126] Ménard, B., & Fukugita, M. 2012, ApJ, 754, 116
- [127] Mörtzell, E., & Goobar, A. 2003, J. Cosmology Astropart. Phys., 9, 009
- [128] Ma, X.-C., & Wang, T.-G. 2013, MNRAS, 430, 3445
- [129] Maiolino, R., Marconi, A., Salvati, M., et al. 2001, A&A, 365, 28
- [130] Maiolino, R., Marconi, A., & Oliva, E. 2001, A&A, 365, 37

- [131] Malkan, M. A., & Sargent, W. L. W. 1982, *ApJ*, 254, 22
- [132] Madau, P., & Dickinson, M. 2014, *ARA&A*, 52, 415
- [133] McLure, R. J., & Jarvis, M. J. 2002, *MNRAS*, 337, 109
- [134] McLure, R. J., & Dunlop, J. S. 2004, *MNRAS*, 352, 1390
- [135] Miller, L., Percival, W. J., Croom, S. M., & Babić, A. 2006, *A&A*, 459, 43
- [136] Mor, R., & Trakhtenbrot, B. 2011, *ApJ*, 737, L36
- [137] More, S., Bovy, J., & Hogg, D. W. 2009, *ApJ*, 696, 1727
- [138] Mortlock, D. J., Warren, S. J., Venemans, B. P., et al. 2011, *Nature*, 474, 616
- [139] Nemmen, R. S., & Brotherton, M. S. 2010, *MNRAS*, 408, 1598
- [140] Nenkova, M., Sirocky, M. M., Nikutta, R., Ivezić, Ž., & Elitzur, M. 2008, *ApJ*, 685, 160-180
- [141] Netzer, H. 2015, *ARA&A*, 53, 365
- [142] Netzer, H., Lani, C., Nordon, R., et al. 2016, *ApJ*, 819, 123
- [143] Nikołajuk, M., & Walter, R. 2012, *MNRAS*, 420, 2518
- [144] Noterdaeme, P., Ledoux, C., Srianand, R., Petitjean, P., & Lopez, S. 2009, *A&A*, 503, 765
- [145] Nozawa, T., Asano, R. S., Hirashita, H., & Takeuchi, T. T. 2015, *MNRAS*, 447, L16
- [146] Osterbrock, D. E. 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*
- [147] Östman, L., Goobar, A., Mörtzell, E. 2006, *A&A*, 450, 971
- [148] Pei, Y. C., Fall, S. M., & Bechtold, J. 1991, *ApJ*, 378, 6

- [149] Pentericci, L., Rix, H.-W., Prada, F., et al. 2003, *A&A*, 410, 75
- [150] Peterson, B. M. 1997, *An introduction to active galactic nuclei*, Publisher: Cambridge, New York
- [151] Peterson, B. M., Ferrarese, L., Gilbert, K. M., et al. 2004, *ApJ*, 613, 682 Cambridge University Press, 1997 *Physical description* xvi, 238 p. ISBN 0521473489,
- [152] Pieri, M. M., Frank, S., Weinberg, D. H., Mathur, S., & York, D. G. 2010, *ApJ*, 724, L69
- [153] Pieri, M. M., Mortonson, M. J., Frank, S., et al. 2014, *MNRAS*, 441, 1718
- [154] Reichard, T. A., Richards, G. T., Schneider, D. P., et al. 2003, *AJ*, 125, 1711
- [155] Richards, G. T., Fan, X., Schneider, D. P., et al. 2001, *AJ*, 121, 2308
- [156] Richards, G. T., Fan, X., Newberg, H. J., et al. 2002, *AJ*, 123, 2945
- [157] Richards, G. T., Hall, P. B., Vanden Berk, D. E., et al. 2003, *AJ*, 126, 1131
- [158] Richards, G., Hall, P., Reichard, T., et al. 2004, *AGN Physics with the Sloan Digital Sky Survey*, 311, 25
- [159] Richards, G. T., Lacy, M., Storrie-Lombardi, L. J., et al. 2006, *ApJS*, 166, 470
- [160] Runnoe, J. C., Brotherton, M. S., & Shang, Z. 2012, *MNRAS*, 422, 478
- [161] Salpeter, E. E. 1964, *ApJ*, 140, 796
- [162] Schlafly, E. F., & Finkbeiner, D. P. 2011, *ApJ*, 737, 103
- [163] Schlafly, E. F., Green, G., Finkbeiner, D. P., et al. 2014, *ApJ*, 789, 15
- [164] Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- [165] Schmidt, M. 1963, *Nature*, 197, 1040

- [166] Schneider, D. P., Richards, G. T., Hall, P. B., et al. 2010, *AJ*, 139, 2360
- [167] Scott, J. E., Kriss, G. A., Brotherton, M., et al. 2004, *ApJ*, 615, 135
- [168] Selsing, J., Fynbo, J. P. U., Christensen, L., & Krogager, J.-K. 2016, *A&A*, 585, A87
- [169] Shakura, N. I., & Sunyaev, R. A. 1973, *A&A*, 24, 337
- [170] Shang, Z., Brotherton, M. S., Green, R. F., et al. 2005, *ApJ*, 619, 41
- [171] Shang, Z., Brotherton, M. S., Wills, B. J., et al. 2011, *ApJS*, 196, 2
- [172] Shankar, F., Weinberg, D. H., & Miralda-Escudé, J. 2009, *ApJ*, 690, 20
- [173] Shankar, F., Calderone, G., Knigge, C., et al. 2016, *ApJ*, 818, L1
- [174] Shields, J. C. 2007, *The Central Engine of Active Galactic Nuclei*, 373, 355
- [175] Shen, Y., Strauss, M. A., Hall, P. B., et al. 2008, *ApJ*, 677, 858-862
- [176] Shen, Y., Greene, J. E., Strauss, M. A., Richards, G. T., & Schneider, D. P. 2008, *ApJ*, 680, 169-190
- [177] Shen, Y., Richards, G. T., Strauss, M. A., et al. 2011, *ApJS*, 194, 45
- [178] Shull, J. M., Stevans, M., & Danforth, C. W. 2012, *ApJ*, 752, 162
- [179] Simpson, C. 2005, *MNRAS*, 360, 565
- [180] Slone, O., & Netzer, H. 2012, *MNRAS*, 426, 656
- [181] Srianand, R., Gupta, N., Petitjean, P., Noterdaeme, P., & Saikia, D. J. 2008, *MNRAS*, 391, L69
- [182] Steglich, M., Jäger, C., Rouillé, G., et al. 2010, *ApJ*, 712, L16
- [183] Stern, J., & Laor, A. 2012, *MNRAS*, 423, 600
- [184] Stoughton, C., Lupton, R. H., Bernardi, M., et al. 2002, *AJ*, 123, 485

- [185] Suganuma, M., Yoshii, Y., Kobayashi, Y., et al. 2006, *ApJ*, 639, 46
- [186] Telfer, R. C., Zheng, W., Kriss, G. A., & Davidsen, A. F. 2002, *ApJ*, 565, 773
- [187] Tilton, E. M., Stevans, M. L., Shull, J. M., & Danforth, C. W. 2016, *ApJ*, 817, 56
- [188] Toba, Y., Oyabu, S., Matsuhara, H., et al. 2014, *ApJ*, 788, 45
- [189] Urrutia, T., Lacy, M., & Becker, R. H. 2008, *ApJ*, 674, 80-96
- [190] Urrutia, T., Becker, R. H., White, R. L., et al. 2009, *ApJ*, 698, 1095
- [191] Urry, C. M., & Padovani, P. 1995, *PASP*, 107, 803
- [192] Valiante, R., Schneider, R., Salvadori, S., & Bianchi, S. 2011, *MNRAS*, 416, 1916
- [193] Vanden Berk, D. E., Richards, G. T., Bauer, A., et al. 2001, *AJ*, 122, 549
- [194] vanden Berk, D., Yip, C., Connolly, A., Jester, S., & Stoughton, C. 2004, *AGN Physics with the Sloan Digital Sky Survey*, 311, 21
- [195] Vestergaard, M., & Peterson, B. M. 2006, *ApJ*, 641, 689
- [196] Vestergaard, M. 2009, arXiv:0904.2615
- [197] Ward, M., Elvis, M., Fabbiano, G., et al. 1987, *ApJ*, 315, 74
- [198] Webster, R. L., Francis, P. J., Peterson, B. A., Drinkwater, M. J., & Masci, F. J. 1995, *Nature*, 375, 469
- [199] Weymann, R. J., Morris, S. L., Foltz, C. B., & Hewett, P. C. 1991, *ApJ*, 373, 23
- [200] Whiting, M. T., Webster, R. L., & Francis, P. J. 2001, *MNRAS*, 323, 718
- [201] Wild, V., Hewett, P. C., & Pettini, M. 2006, *MNRAS*, 367, 211

- [202] Wild, V., & Hewett, P. C. 2010, arXiv:1010.2500
- [203] Wilhite, B. C., Vanden Berk, D. E., Kron, R. G., et al. 2005, ApJ, 633, 638
- [204] Wilkes, B. 2004, AGN Physics with the Sloan Digital Sky Survey, 311, 37
- [205] Willott, C. J. 2005, ApJ, 627, L101
- [206] Wolf, C. 2014, MNRAS, 445, 4252
- [207] Wright, E. L. 1981, ApJ, 250, 1
- [208] Wu, X.-B., Wang, F., Fan, X., et al. 2015, Nature, 518, 512
- [209] Xie, X., Shen, S., Shao, Z., & Yin, J. 2015, ApJ, 802, L16
- [210] Xie, X., Shao, Z., Shen, S., Liu, H., & Li, L. 2016, arXiv:1604.05892
- [211] York, D. G., Adelman, J., Anderson, J. E., Jr., et al. 2000, AJ, 120, 1579
- [212] York, D. G., Khare, P., Vanden Berk, D., et al. 2006, MNRAS, 367, 945
- [213] Young, M., Elvis, M., & Risaliti, G. 2008, ApJ, 688, 128-147
- [214] Zheng, W., Kriss, G. A., Telfer, R. C., Grimes, J. P., & Davidsen, A. F. 1997, ApJ, 475, 469
- [215] Zhou, H., Ge, J., Lu, H., et al. 2010, ApJ, 708, 742

作者简介及在学期间发表的学术论文与研究成果

作者简介：

谢晓宜，女，1988年2月出生于上海。

2006年9月—2010年6月，在南京大学天文学系获得学士学位。

2010年9月—2016年6月，在中国科学院上海天文台攻读博士学位。

获奖情况：无

工作经历：无

已发表（或正式接受）的学术论文：

[1] An Apparent Redshift Dependence of Quasar Continuum: Implication for Cosmic Dust Extinction? Xie, X., Shen, S., Shao, Z., & Yin, J. 2015, ApJ, 802, L16

[2] The luminosity dependence of quasar UV continuum slope: dust extinction scenario; Xie, X., Shao, Z., Shen, S., Liu, H., & Li, L. 2016, ApJ, accepted (arXiv:1604.05892)