

密级：_____



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

类星体多历元光谱光变的研究

作者姓名：_____ 郭恒潇

指导教师：_____ 顾敏峰 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 OPTICAL VARIABILITY OF SDSS QUASARS FROM
MULTI-EPOCH SPECTROSCOPY**

By

Hengxiao Guo

**A Dissertation/Thesis Submitted to
The 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

①时间转瞬，一晃便已是而立之年，回首过往，画面就如同昨日历历在目。记得从小就非常喜欢百科全书上各种震撼人心的天文的图片，而庆幸的是真的在 20 年之后进入了天文领域。首先要感谢的是云南大学的范忠辉老师，要不是他当年的引导，我想这会应该已经有五六年的工作经历了。能投身天文研究真的是一件非常荣幸事，因为你将用一生的时间来感受自然之美，宇宙之美。

在博士生涯的五年中，最该感谢的是我的导师顾敏峰研究员，虽然在学术上导师不能和国内外的大牛相比，但他所给予我在博士期间学术和生活上的帮助是其他导师所不能比拟的。曹亮师兄曾经说过：“博士期间，应该选一个能给自己帮助最大的导师”，我觉得我做到了。另外，大师兄陈昭宇也曾说过：“顾老师是上海天文台最 nice 的老师。”我也非常赞同师兄的观点。相信师兄的话语已经代表了我对导师最真实的评价。另外，导师对于引导我进入天文的大门，主要遵循从易而难，循序渐进的思路，讲究触类旁通，举一反三。在科研上，我遇到问题都能随时敲开导师的办公室去询问，导师会非常耐心的指导我方法和思路，纠正我的一些错误。同时，在工作中，导师也能常常提供给我一些非常好的点子。生活上，我们也是球友，我们通常一周都会一起打一次羽毛球，导师也见证了我在羽毛球方面的进步。衷心的感谢导师对我的栽培！在上海天文台的三年中，我也非常感谢与我们组蒋栋荣、曹新伍、李双良、刘怡、陈亮等老师，以及陈昭宇、Haritma Gaur、柴博、游贝、胡京馥、刘慧、廖迈、周敏华等人的学术讨论。也非常感谢陈永军老师对我在射电数据处理方面的指导和沈世银老师对我统计方法上的指导。同样也非常感谢与钟静、富坚、袁芳婷、林建争、李兆聿、林敏仪等人的学术讨论。

在博士期间的第五年，非常荣幸在洛杉矶加州大学进行一年的交流，此时的导师是标准的世界级大牛 Matthew A. Malkan——AGN 大蓝包的发现者。导师是一个非常好非常绅士的人，我们常常会很投入的讨论学术问题而忘记重要的电话会议。导师以其敏锐的学术嗅觉给了我很多发展方向上的指导，使我不至于丢了西瓜捡了芝麻。同样也非常荣幸能与在 UCLA 学习及访问的左兆宇、贺昊宁、王鑫、孟晓磊、丁旭恒、杜辛楠、朱浣琳等人一起学习以及讨论天文知识。

博士第一年，在中国科学技术大学也渡过了非常重要的一年，由衷得感谢科大的各位老师孜孜不倦得给我们传授天文学基础课程：王廷贵、王俊贤、袁业飞、孔旭、林宣滨、王慧元等老师，以及不辞辛苦从上海台跑来为我们授课的赵君亮老师。是你们为我以后的发展打下了扎实的基础，并让我初次感受到了天文的魅力。

平时，我们这一届的兄弟姐妹们在学习和生活上都给我莫大的支持和鼓励，如果没有你们，我没法想象我的博士生活会是什么样的。非常感激你们的一路陪伴，我们一起的回忆我会永远记住：董符煜、杜敏、李林林、李静、李昭洲、李智、林野、吕建伟、乔海花、

王恩赐、杨其祥。1510 办公室的师兄师姐师弟师妹们：王友芬、赵光耀、甘从贵、姚广瑞、谢晓谊、李尚活、张燕琼、张书会、冯帅、赵汝双、张潮力、李璐、杨丽、李端，陪我一起度过了将近一千个日日夜夜，非常感谢你们在学术和生活上给我的无私帮助。另外，还要感谢高峰、张文达、牟国斌师兄对我射电、X-ray 数据处理和吸积盘理论计算方面的帮助。当然，在空闲的时间里，也非常感谢上一届的师兄们带我一起日夜奋战那个著名的“数值模拟”的亲身测试环节。还有羽协的各位老师和同学们，是你们让我在科研的同时也锻炼了身体，感谢你们的指导使我在羽毛球方面有了长足的进步。虽然，曾经陪伴我的那些兄弟们都已各奔东西，我仍然衷心的祝福你们以后的路途会一帆风顺，即使已不在天文圈了，我们还是有机会再见的。同样感谢人事处的王慧、储怡老师，以及秘书杨炆在行政工作上的帮助和支持。

最后，要感谢我的父母和妻子胡玮以及其他的家人，没有你们的支持，我就不会走上科研的道路，没有你们打理好家里的一切，我也不能没有后顾之忧的一心搞科研。

摘 要

类星体 (QSO 或 Quasar) 是活动星系核 (Active Galactic Nuclei, AGN) 中的最明亮的一个子类, 类星体的光变对于研究活动星系核的内部结构、辐射机制、演化历史都有着非常重要的意义。而本文主要从类星体的光学光谱光变入手, 通过收集大样本的多历元观测, 并综合其他波段的数据来研究类星体光变的特征。

第一章综述部分主要介绍了活动星系核目前的分类情况, 统一模型和尘埃环模型。这部分主要讲述了由于倾角效应导致我们观测 AGN 时产生的不同子类, 以及各个子类的特征和之间的联系。随后的两节主要从射电到 γ -ray 的类星体的能谱特征, 和 AGN 连续谱、发射线的光变特征及其物理起源来介绍类星体的光变。

在二到四章中, 我们主要对斯隆数字巡天 (SDSS) 的多历元类星体光变做了一系列的研究工作:

(一): 我们首先从 DR7 (Data Release 7) 中的 105783 类星体中选出了一个 60 个源的类星体样本, 每个源都拥有 6 次或 6 次以上的历元, 最大时间跨度约为 10 年的量级, 这使得我们对个源和样本都可以进行全面的研究。我们利用该样本对光谱谱指数和连续谱光度关系, 发射线光度和连续谱光度关系, Baldwin 效应, 发射线宽度与光度关系, 光变幅度随红移、光度、黑洞质量、吸积率的变化等关系分别对个源和样本都做出了充分的研究, 并将个源的结果与样本的统计结果进行比较。

(二): 从 SDSS DR7 & 9 的类星体中, 我们初步选出了 7000 多个有两次以上观测的类星体, 再根据红移、光变、红化、信噪比等条件最后筛选出 2169 对类星体, 来进行颜色变化的研究。由于 DR7&9 使用了不同的光谱仪以及其他的一些系统差异, 我们通过对前后恒星的比较做出了一条改正谱线来修正两期数据的系统差异。另外, 利用两套不同的颜色判断方法, 我们发现大部分类星体 (94%) 表现为变亮变蓝 (BWB) 的特性, 而只有极少数的类星体是变亮变红 (RWB) 的。如果我们假设光变的起源是吸积盘的不稳定性导致的。而产生变蓝和变红是由于光变产生在吸积盘的位置里外有区别所导致的。那么, 如果不稳定性扰动产生在吸积盘的外部区域, 并向内传则光谱变亮变红。相反, 则变亮变蓝。

(三): 在上个样本的挑选中, 我们通过肉眼筛选出了 20 个红化极为严重并伴随有“态转变”的类星体。通过光学与 X-ray 的观测, 我们发现了一个可能由尘埃团块遮挡吸积盘引起的“食变”现象的个源 (SDSS J2317+0005), 而且定出了它的食变时长小于 65 天。开始, 我们假设这个尘埃团块来源于尘埃环周围, 但是经过大致的计算发现按照开普勒运动的尘埃尺寸却不足以遮挡吸积盘相应的辐射区域, 于是我们认为该尘埃团块可能

存在于更靠中心的，速度更快的内流或是外流之中，而其在运动过程中正好遮挡了我们的视线到吸积盘的方向。

最后两章中，是对以上工作的总结和未来的延伸方向。随着时域巡天的迅速发展，这非常有利于我们寻找一些变化迅速、奇特的天体来研究。而“态转变”这类极端红化的类星体就非常适合，而且寻找这类颜色偏红的类星体有利于我们研究其演化周期。同时，我们也可以利用多历元光谱反响映射（RM）的方法来测量高红移类星体的黑洞质量。另外，高红移类星体的搜寻，以及 AGN 喷流和吸积之间的关系也依旧是非常有意义的课题。

关键词： 类星体，光变，光谱，尘埃，消光，SDSS J2317+0005

Abstract

Quasar is a luminous kind of AGN. Variability of quasars is a useful tool to unveil the physical mechanism and inner structure of AGN. This thesis mainly focuses on the multi-epoch optical spectral variability of quasars.

In Chapter 1, we have introduced the different AGN types and Unification Model, as well as the Torus model. In addition, we also introduced the radio to γ – ray spectral properties of quasars and some backgrounds of variability .

In the following Chapters 2-4, details of a series works about quasars variability with multi-epoch SDSS spectra have been given:

In a sample of 60 quasars selected from Sloan Digital Sky Survey (SDSS) with at least six-epoch spectroscopy, we investigate the variability of emission lines and continuum luminosity at various aspects. A strong anti-correlation between the variability and continuum luminosity at 2500 Å is found for the sample, which is consistent with previous works. In individual sources, we find that half of the sample objects have a trend of being bluer-when-brighter trend (BWB), while the remaining half exhibit redder-when-brighter trend (RWB). Although the mechanism for RWB is unclear, the effects of host galaxy contribution due to seeing variations can not be completely ruled out. As expected from photoionization model, the positive correlations between the broad emission line and continuum luminosity are found in most individual sources, as well as for the whole sample. We confirm the Baldwin effect in most individual objects and the whole sample, while a negative Baldwin effect is also found in several quasars, which can be at least partly (if not all) due to the host galaxy contamination. We find positive correlations between the broad emission line luminosity and line width in most individual quasars, as well as the whole sample, implying a more variable line base than the line core.

We investigated the optical/ultraviolet (UV) color variations for a sample of 2169 quasars based on multi-epoch spectroscopy in the SDSS DR7 and DR9. To correct the systematic difference between DR7 and DR9 due to the different instrumental setup, we produced a correction spectrum by using a sample of F-stars observed in both DR7 and DR9. The correction spectrum was then applied to quasars when comparing the spectra of DR7 with DR9. In each object, the color variation was explored by comparing the spectral index of the continuum power-law fit on the brightest spectrum with the faintest one, and also by the shape of their difference spectrum. In 1876 quasars with consistent color variations from two methods, we found that most sources (1755, $\sim 94\%$) show the BWB trend, and the RWB trend is detected in only 121 objects ($\sim 6\%$). The common BWB trend is supported by the bluer composite spectrum constructed from bright

spectra, which is blue than that from faint spectra, and also by the blue composite difference spectrum. The correction spectrum is proved to be highly reliable by comparing the composite spectrum from corrected DR9 and original DR7 spectra. Assuming that the optical/UV variability is triggered by fluctuations, the RWB trend can likely be explained if the fluctuations occur firstly in the outer disk region, and the inner disk region has not fully responded yet when the fluctuations are being propagated inward. In contrast, the common BWB trend implies that the fluctuations are likely more often firstly happen in the inner disk region.

We have collected near-infrared to X-ray data of 20 multi-epoch heavily reddened SDSS quasars to investigate the physical mechanism of reddening. Of these, J2317+0005 is found to be a "changing-look" quasar. Its continuum, which usually appears normal, decreases by a factor 3.5 at 3000Å, compared to its more typical bright state during an interval of 23 days. During this continuum change, the broad emission line fluxes do not change, which could be due to the large size of the Broad Line Region (BLR). The continuum recovers after 42 days, as indicated by X-ray observations. If the underlying continuum is assumed to have remained unchanged, a comparison of the bright state and dim states would imply a dust reddening curve with a remarkably sharp rise shortward of 3500Å. Under the assumption of being blocked by a Keplerian dusty cloud, we characterized the cloud size with our observations, however, which is a little smaller than the 3000Å} continuum-emitting size inferred from accretion disk models. Therefore, we speculate this is due to a rapid outflow or inflow with a dusty cloud passing through our line-of-sight to the center.

In Chapter 5, we summarized our three works above, and research plans were described in Chapter 6 for the forthcoming 2~3 years. I mainly planed to extend my current research to the time-domain field, and open a new window to high redshift quasars and the relationship between jet and accretion disk.

Keywords: galaxies: active – quasars: general – techniques: spectroscopic–dust, extinction – quasars: individual (SDSS J2317+0005)

目 录

致谢	I
摘 要	III
Abstract	VII
目 录	VII
表格目录	XI
插图目录	XIII
1 综述	1
1.1 活动星系核简介	1
1.1.1 活动星系核的分类	1
1.1.2 小结	5
1.2 统一模型	7
1.3 尘埃环模型	11
1.4 类星体多波段辐射	13
1.4.1 射电波段	14
1.4.2 红外波段	16
1.4.3 紫外光学波段	19
1.4.4 X-ray 波段	25
1.5 AGN 的光变	28
1.5.1 射电宁静 AGN 的连续谱光变	28
1.5.2 Blazar 的连续谱光变	28
1.5.3 AGN 发射线的光变	30
1.5.4 研究光变的工具	31
1.5.5 光变与其他物理参数之间的关系	31
1.5.6 光变的物理起源模型	32
2 多历元类星体连续谱与发射线光变的性质	35
2.1 简介	35
2.2 背景介绍	35
2.3 样本	36

2.4	数据处理	37
2.5	结果	37
2.5.1	连续谱光变	37
2.5.2	连续谱谱型的变化	38
2.5.3	发射线光度与连续谱光度的关系	39
2.5.4	Baldwin 效应	40
2.5.5	发射线线宽与光度之间的关系	41
2.6	讨论	42
2.7	结论	46
3	多历元类星体光谱的颜色变化	49
3.1	简介	49
3.2	背景介绍	49
3.3	样本	50
3.4	流量定标校正和数据处理	51
3.5	结果	53
3.5.1	颜色变化	53
3.5.2	综合谱	54
3.6	讨论	55
3.6.1	改正曲线	55
3.6.2	不确定的颜色变化	56
3.6.3	变蓝与变红的类星体对比	57
3.6.4	变亮变红的趋势	59
3.6.5	与其他结果比较	61
3.7	结论	61
4	极端红化类星体的性质	63
4.1	简介	63
4.2	背景介绍	63
4.3	样本	64
4.4	结果与讨论	70
4.4.1	态转变	70
4.4.2	消光曲线	71
4.4.3	吸收云性质	71
4.5	结论	74

目 录

5 总结	75
6 展望	77
6.1 时域巡天	77
6.1.1 态转变	77
6.1.2 极端红化类星体	78
6.1.3 变亮变红的类星体	79
6.1.4 利用多历元光谱与反响映射来测黑洞质量	79
6.2 搜寻高红移类星体	80
6.3 喷流和吸积之间的关系	82
6.4 天文摄影	83
参考文献	85
发表文章	93
简历	94

表格目录

表 4.1 J2317+0005 测光数据	67
表 4.2 J2317+0005 光谱数据	67
表 4.3 J2317+0005 发射线流量	71

插图目录

图 1.1 活动星系核统一模型结构示意图	2
图 1.2 Blazar 序列	3
图 1.3 Seyfert II、LINER 和 HII 区的光谱例子	4
图 1.4 BPT 图	4
图 1.5 FR II 射电形态例子: Cygnus A	5
图 1.6 FR I 射电形态例子: M 84	5
图 1.7 活动星系核分类三维图	6
图 1.8 活动星系核分类表格	6
图 1.9 AGN 常见类型的光谱特征	6
图 1.10 从射电到 X-ray 的类星体 SED	7
图 1.11 大气窗口示意图	8
图 1.12 AGN 的各成分尺寸示意图	9
图 1.13 黑洞双星中喷流与吸积盘耦合关系的简单模型	9
图 1.14 喷流与吸积的关系	9
图 1.15 黑洞质量与 X-ray 和射电光度的基本关系	10
图 1.16 AGN 的辐射主导模型和喷流主导模型示意图	10
图 1.17 AGN 辐射和喷流主导模型分类	10
图 1.18 尘埃环模型	12
图 1.19 AGN 射电宁静和射电噪的射电到 X-ray 能谱图	13
图 1.20 喷流周期示意图	15
图 1.21 27 个类星体的近红外光谱综合谱	17
图 1.22 28 个类星体的远红外光谱综合谱	18
图 1.23 圆规星系谱	18
图 1.24 JWST 光谱分辨能力示意图	20
图 1.25 1800 多个类星体的紫外光学综合谱	21
图 1.26 紫外光学各个发射线相对强度	22
图 1.27 哈勃探测早期宇宙	23
图 1.28 SDSS DR12 巡天范围示意图	25
图 1.29 X-ray 一般谱型	26
图 1.30 X-ray 望远镜性能相互比较	27

图 1.31 多波段光变的相关性	29
图 1.32 整体吸积率变化的模型对残余谱的拟合	32
图 2.1 SDSS J031003.01-004645.7 光谱分析案例	38
图 2.2 SDSS J030639.57+000343.1 多历元光变	39
图 2.3 多历元类星体的性质	40
图 2.4 谱指数与 2500Å 连续谱光度的关系	41
图 2.5 个源连续谱与发射线宽成分正反相关性的例子	42
图 2.6 样本连续谱与发射线宽成分相关性	43
图 2.7 个源的正反 Baldwin 效应	44
图 2.8 样本的 Baldwin 效应	44
图 2.9 个源发射线宽成分 FWHM 与光度的正反相关性	45
图 2.10 样本发射线宽成分 FWHM 与光度的相关性	46
图 2.11 低红移类星体	47
图 2.12 中等红移类星体	47
图 2.13 高红移类星体	47
图 3.1 改正曲线	52
图 3.2 颜色变化的例子	53
图 3.3 光变和红移的关系	54
图 3.4 谱指数分布	55
图 3.5 几何平均综合谱	56
图 3.6 改正曲线的置信度检验	57
图 3.7 颜色变化在两种方法中的对比	58
图 3.8 光变 VS 黑洞质量、红移、爱丁顿比、连续谱光度	59
图 3.9 残余谱谱指数与光变时标关系	62
图 4.1 光变曲线	65
图 4.2 J2317+0005 静止坐标下从 1000Å 到 20000Å 的能谱	66
图 4.3 X-ray 光谱	68
图 4.4 点源拟合	69
图 4.5 J2317+0005 蓝端光谱的原始数据	70
图 4.6 尘埃消光曲线	72
图 4.7 尘埃团块速度与大小的关系	73
图 6.1 一天之内的态转变	78
图 6.2 两次 DR9 历元的态转变	78

图 6.3 类星体转变为星系光谱	78
图 6.4 高红移类星体的光度函数.....	81
图 6.5 引力透镜系统下类星体的两个像的光谱	82
图 6.6 双星中典型的高软态和低硬态的 X-ray 谱型	83
图 6.7 猎户座	84

1 综述

1.1 活动星系核简介

活动星系核 (Active Galactic Nuclei 简称 AGN) 是指具有极强物理活动的星系的核心部分。最早的活动星系的光谱是由 E.A.Fath 1908 年在 Lick 天文台观测到并记录于他的毕业论文中。到了 1943 年 Carl Seyfert 利用 Wilson 天文台的 60 英寸和 100 英寸望远镜观测时才意识到了这类天体的与众不同。然而直到 Maarten Schmidt 发现了第一颗类星体, 这个领域才真正的进入了黄金时代。我们对 AGN 认识的增长主要集中在 70 年代到 90 年代, 在近 30 年的科研努力中对这类天体的认识, 几乎在原地踏步, Antonucci (2013) 指出, 人类已经发现 AGN 几十年了, 然而依然没有一个很完美的模型能够解释它, 我们现在该做的不是试图去完成一些工作, 而是应该静下心来好好想想 (“Don’t just do something, sit there”)。

目前, 我们对活动星系核没有一个清晰而又量化的定义, 一般具有以下的一些基本的性质: (1) 中间存在明亮而又致密的核区。AGN 的光度一般要比普通星系高很多, 在 $L \sim 10^{41 \sim 48} \text{ erg s}^{-1}$, 因此, 高红移的 AGN 的寄主星系都会被核区的辐射的光所淹没, 只有在近邻的区域才能分辨出寄主星系。(2) 存在非热辐射。其表现主要是在射电, 光学和 X-ray 都能看到幂律形式的连续谱辐射, 并且能在某些波段观测到偏振, 例如射电和光学。(3) 存在不同辐射机制的强发射线。比如复合级联跃迁辐射产生的 $H\alpha$ 和碰撞激发产生的 [OIII]。(4) 存在很普遍的光变现象。无论是连续谱还是发射线, 吸收线都存在光变, 光变周期多变不一, 从分钟量级到年量级不等。(5) 具有高能光子的辐射能力。AGN 是 X-ray 和 γ -ray 的主要来源, 其中 Fermi 大视场望远镜释放的第三期数据中, 2192 个 γ -ray 辐射源里有 1563 个为 AGN (Ackermann et al. 2015)。

活动星系核根据不同的波段可以分成各种子类, 我们主要介绍在光学波段下根据观测视角不同所导致的 AGN 的各子类 (Antonucci 1993; Urry & Padovani 1995)。主要有以下几种: 类星体, Seyfert 星系, 射电星系, 耀变体, 低电离发射线星系等, 见图 1.1。

1.1.1 活动星系核的分类

类星体 类星体 (Quasar 和 QSO 一般不做区分) 按照是否有宽发射线 ($\geq 1000 \text{ km/s}$) 主要划分为 I 型和 II 型。类星体和 Seyfert 星系唯一的区别是类星体的光度较高 ($M_v < -23$), 利用类星体高光度的特性, 我们发现许多极高红移的类星体 (目前认证的最高红移的类星体 $z = 7.085$, Mortlock et al. (2011)), 这对于研究早期宇宙的演化, 黑洞形成历史, 以及重子声波震荡都有很重要的作用。类星体按照射电噪度的不同, $R = f_{\text{radio}}/f_b$ 也可以分

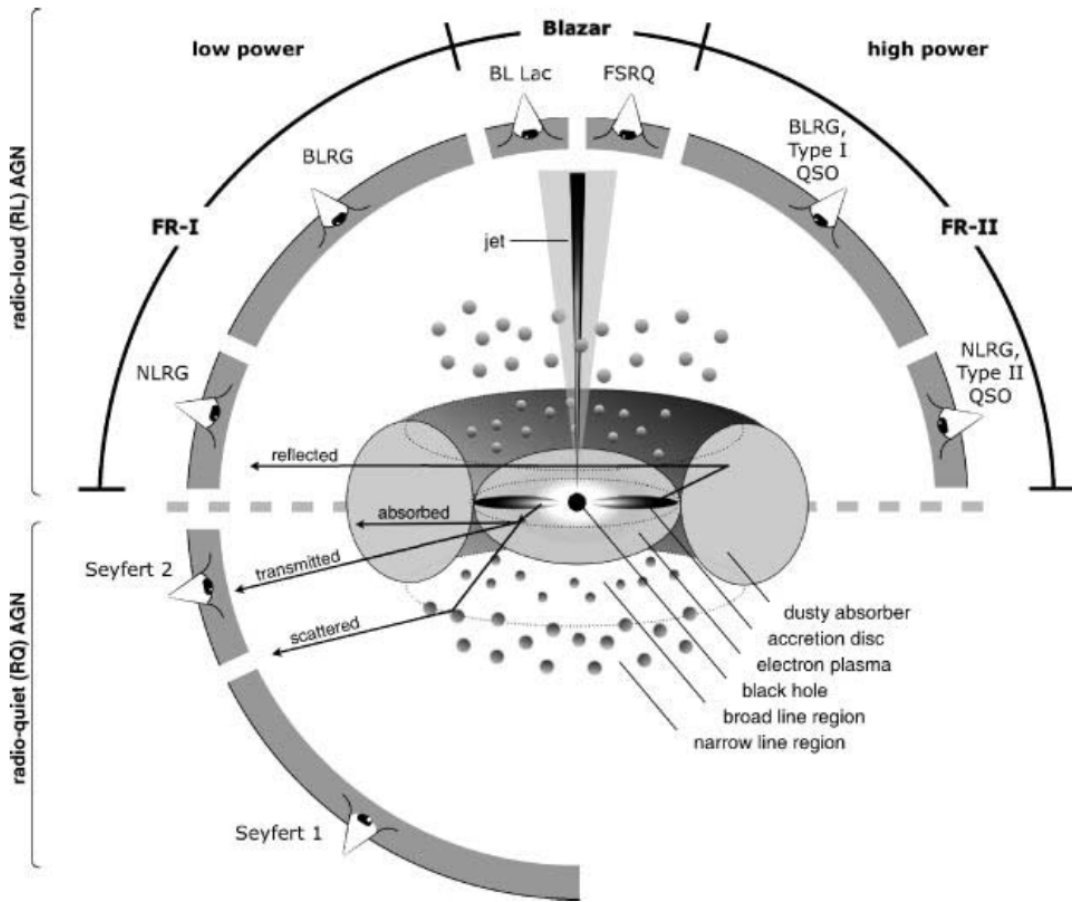


图 1.1 活动星系核统一模型结构示意图。取自 Beckmann & Shrader (2012)

为射电噪类星体 ($R \geq 10$), 射电宁静类星体 ($R < 1$) 和射电中间型 ($1 \leq R < 10$)。而根据射电噪类星体的射电波段的谱指数 $f_\nu \propto \lambda^{-\alpha_\nu}$, 又可以分为平谱射电类星体 (FSRQ, $\alpha \leq 0.5$) 和陡谱射电类星体 (SSRQ, $\alpha > 0.5$)。根据统计, 大致只有 10% 的类星体是射电噪的。射电噪的类星体的射电辐射主要起源于它两极的喷流之中, 一般认为是由同步辐射所主导, 然而对于喷流的起源问题现在主要有两种主流模型, BP 模型 (Blandford & Payne 1982) 和 BZ 模型 (Blandford & Znajek 1977)。BP 模型认为喷流是通过磁场提取吸积盘的转动能, BZ 模型则认为通过磁场来提取黑洞的自转能量。自从 1963 年第一个类星体被发现以来, 类星体的数量一直呈指数增长, 截止斯隆第十二期数据已经发现了将近 50 万颗类星体的光谱 (Alam et al. 2015)。

Seyfert 星系 Seyfert 星系一般认为是光度比较低的 AGN ($M_v \geq -23$), 按照是否有宽线也分为 I 型和 II 型。但 I 型和 II 型也没有很清晰界限, Osterbrock (1977) 就提出了中间型的存在: Seyfert 1.2, 1.5, 1.8, 1.9, 定义它们主要的依据就是 $H\beta$ 中宽成分和窄成分的比例, S1.2 到 S1.9 宽成分依次减少。各个型态之间在不同的时标内还会相互转换, 对于其物理原因, 现在主要的解释是尘埃遮挡模型 (Jiang et al. 2013), 然而也有人声称是由于吸积率变化所导致的 (LaMassa et al. 2015)。

窄线 Seyfert I 型星系 (NLS1) 是指有宽的 $H\alpha$ 线, 而 $H\beta$ 线线宽一般小于 2000 km/s , 而且这类星系一般都是有很强的 X-ray 射线的。这类星系在近年如此之受追捧, 主要是因为它们的 $H\beta$ 线比较窄, 从而能推出它们的黑洞质量可能也比较小, 估计在 $10^5 \sim 10^7 M_{\odot}$ 之间。而它们的光度与其他 Seyfert 星系相当, 这就意味着它们的吸积率相当高, 可能接近爱丁顿吸积率。从 UV 波段的弱光变说明它们的吸积率相当稳定。另外光学的研究显示这些 NLS1 的黑洞还处在增长阶段。但是, Peterson (2011) 表示这些 NLS1 的窄线也可能是由于接近盘面的视角 (edge-on) 所导致的。近年随着 Fermi 望远镜的数据释放, Foschini et al. (2011) 发现了具有 γ -ray 的 NLS1, 因为现在主要认为 γ -ray 的起源是在喷流里面, 所以这些 NLS1 应该是接近 face-on 的。

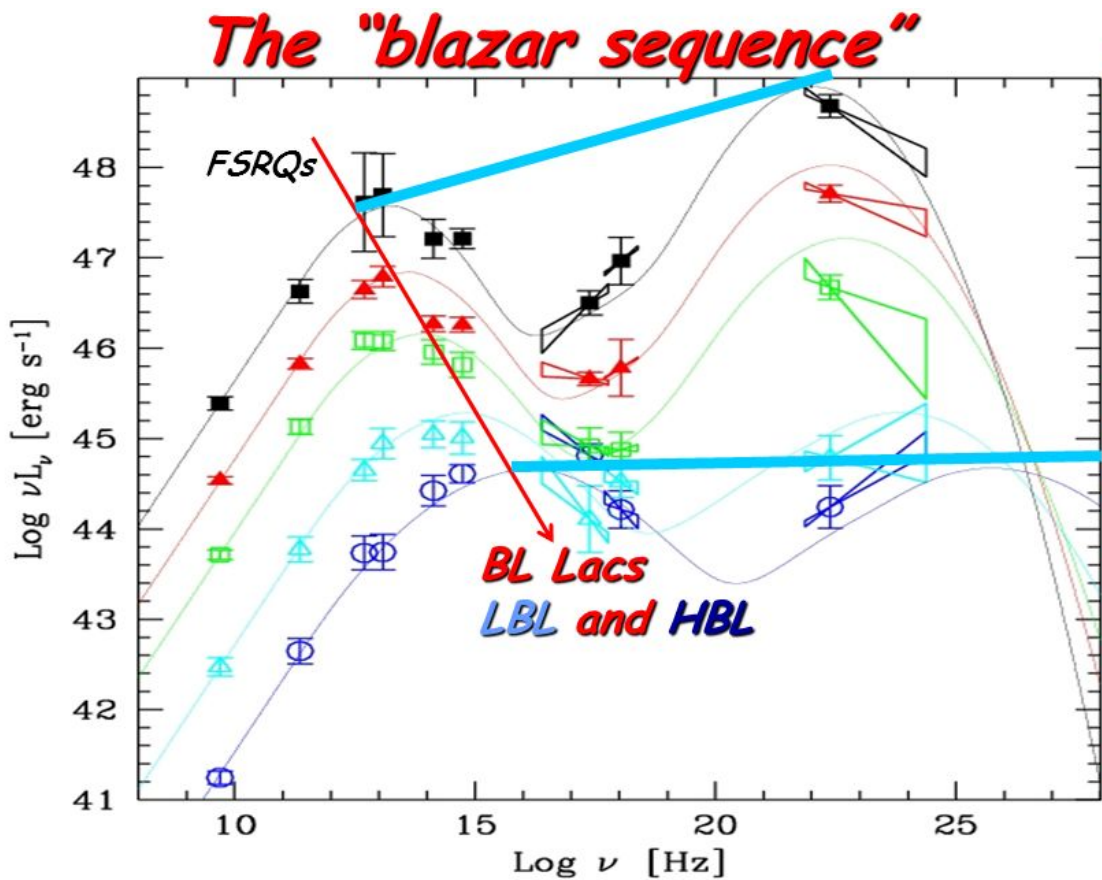


图 1.2 Blazar 序列。从图中可见 FSRQ 到 LBL 和 HBL 光度逐渐减低, 同步峰和逆康普顿峰的峰频逐渐增加。取自 Fossati et al. (1998)

Blazar 耀变体主要包括蝎虎天体 (BL lac), 平谱射电类星体 (FSRQ), 而后者又可以分为光学激变天体 (OVV) 和高偏振类星体 (HPQ)。蝎虎天体与平谱类星体之间的明显差别是前者的发射线一般较弱 (等值宽度 $EW < 5 \text{ \AA}$), 而后者普遍有很强的发射线。其主要特点是快速光变的, 具有非热连续谱, 所以其偏振也较高。我们一般利用 Blazar 光变剧烈的特点来搜寻它们, 光变时标有时候可以短于一天, 所以称之为 IntraDay Variability

(IDV)。另外两种主要的搜寻方法是利用它们指向我们的喷流，因此能探测到比较强的射电辐射和 X-ray 辐射。Blazar 的能谱主要由同步辐射主导的同步峰和由逆康普顿散射主导的逆康普顿峰组成。于是不难理解由射电选出的 Blazar 一般都是同步峰相对较强的低频源 (LBL)，而从 X-ray 选出的都是逆康普顿峰比较强的高峰源 (HBL)。Blazar 光学连续谱较平，几乎看不到发射线和吸收线特征，当 Blazar 处于宁静态时才可能看到线的特征，但也有例外，例如在相对较亮的 Blazar 中看到了窄而弱的 Ly α (Stocke et al. 2011)。因为只有有发射线或吸收线特征时才能定出它们的红移，所以，部分 Blazar 是不知道红移的。Blazar 是喷流方向很接近我们视线方向时看到的 AGN 子类，它们的喷流都有很强的集束效应，伴随着比较常见的喷流视超光速的现象，Blandford & Znajek (1977) 给出的模型对此做出了清晰的解释。Fossati et al. (1998) 发现了 Blazar 序列 (见图 1.2)，即从 FSRQ \rightarrow LBL \rightarrow HBL 热光度依次降低，而同步峰和逆康普顿峰的峰频位置依次向高频移动。Ghisellini 认为 Blazar 序列可以用辐射冷却机制来解释：当光度较高时，辐射冷却的影响比较大，而光度较低时，辐射冷却相对次要，喷流中的高能粒子能继续产生同步辐射，产生的高能光子又被逆康普顿散射到更高的频率上形成逆康普顿峰。然而最新的 Fermi 望远镜对 1000 多个 Blazar 的数据研究显示，大致还是符合 Blazar 序列的。

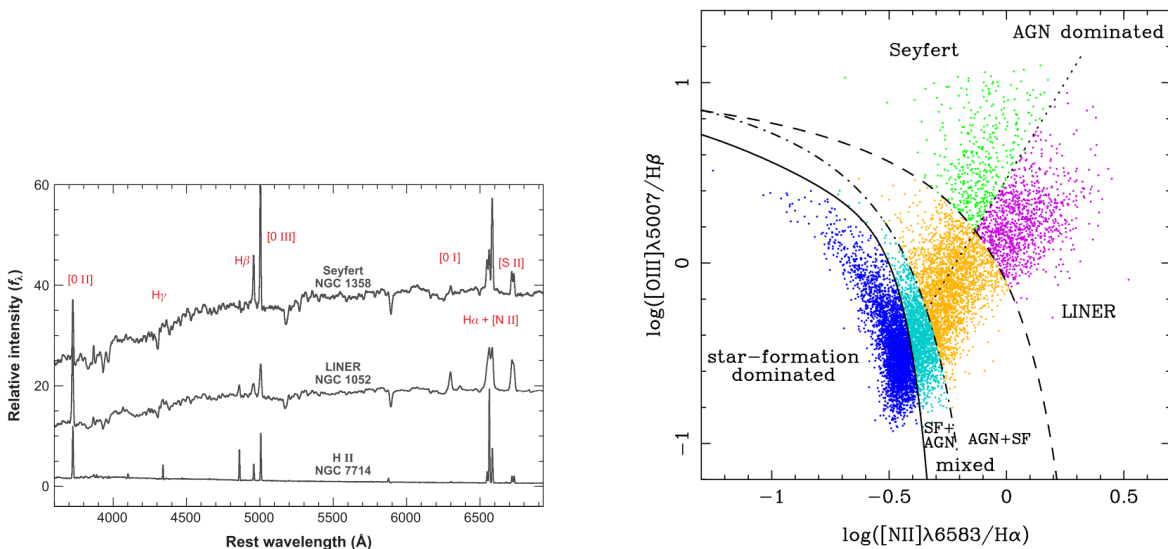


图 1.3 Seyfert II、LINER 和 HII 区的光谱例子。取自 Ho (2008)

图 1.4 BPT 图。从图中可以看出前人通过线比给出了很多区分恒星形成主导和 AGN 主导的星系的界线。取自 Bamford et al. (2008)

低电离核发射线区 低电离核发射线区 (LINERs) 主要是指具有低光度的核区的星系，由于其电离光度比较低，在光谱上的特征表现为只有低电离发射线，如 [OI] λ 6300, [NII] $\lambda\lambda$ 6548, 6583，而缺乏 [Ne V] 等高电离线。通过光学光谱我们发现，Seyfert II 型星系，低电离发射线区域和氢 II 区星系 (或 Star-formation galaxy) 的光谱很相似，都是只

有窄线, 见图 1.3。因此, Baldwin et al. (1981) 提出了利用发射线线比的 BPT 图, 主要是 $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}\beta\lambda 4861$ 和 $[\text{NII}]\lambda 6583/\text{H}\alpha$, 之后又划分出了 AGN 和氢 II 区星系的过度区和区分 AGN 中 Seyfert II 型星系和 LINERs 的线, 如图 1.4。由于氢 II 区星系中的云团塌缩形成恒星, 最后可能会产生活动性较强的 AGN, 所以人们希望 SF 星系有一个向 Seyfert 星系演化的趋势。而中间是否经历 LINERs 则非常的不清楚, 因为产生 LINERs 的机制有很多, 如果其中心的低电离发射线是产生于 AGN, 则说明可能存在从 SF \rightarrow LINER \rightarrow S2 的过渡。而如果 LINERs 中的低电离发射线是由激波或是其他机制产生, 则可能跟 LINERs 相关性不大。

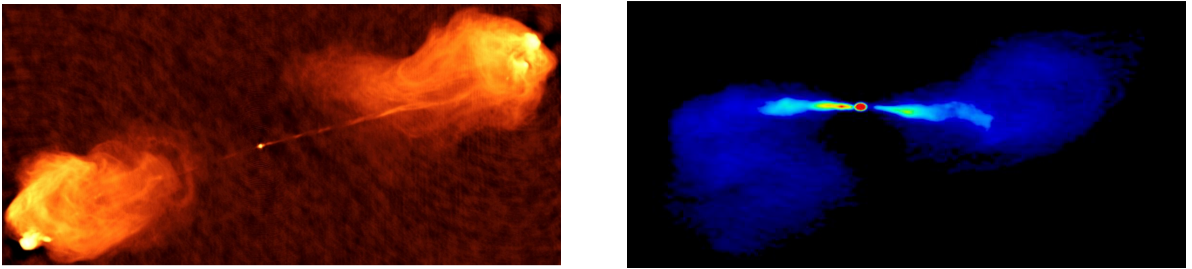
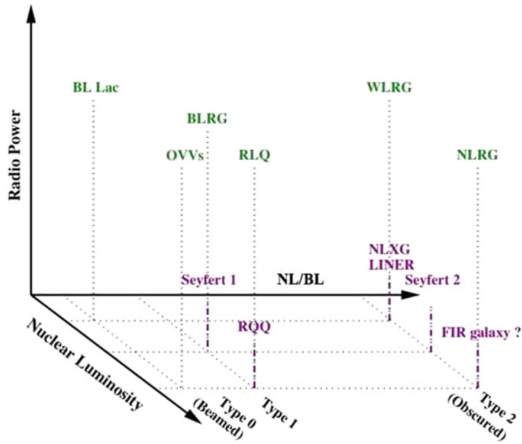


图 1.5 FR II 射电形态例子: Cygnus A。取自 Carilli 图 1.6 FR I 射电形态例子: M 84。取自 Laing & Bridle (1987)

射电星系 (RGs) 射电星系一般认为是射电辐射光度超过 10^{41}erg s^{-1} 的星系, 一般的光学形态为椭圆星系。其射电辐射主要来自于喷流中, 为非热辐射, 并伴随有偏振。射电辐射主要的机制是同步辐射, 但是, 究竟是喷流中的负电子, 正电子还是质子主导还不清楚。射电星系根据其射电形态可以分为两类: 光度较低的边缘昏暗型 (FR I) 和光度较高的边缘增亮型 (FR II) (Fanaroff & Riley 1974)。天鹅座 A (Cygnus A 图 1.5) 是河外最亮的 FR II, 红移为 $z=0.057$, 其射电喷流的尺度达到了 100 kpc 左右。位于离我们只有 17.4 Mpc 的室女星系团中的 M84 是一个典型的 FR I (如图 1.6)。在射电星系中, 一般情况下 FR II 的光度比 FR I 的光度要高, 所以 Ghisellini & Celotti (2001) 认为 FR II 可能对应于高吸积率辐射有效的标准薄盘, 而 FR I 对应于吸积率较低而且辐射低效的径移主导吸积流 (ADAF)。

1.1.2 小结

关于 AGN 的分类, 按照射电噪度, 图 1.8 从 type 0 到 type 3 给出了比较清晰的分类。而图 1.7 中也按照核区的光度, 射电噪度以及宽线窄线给出了一个三维的示意图。图 1.9 中给出了各个 AGN 子类的光学光谱, 它们与普通星系最大的差别就是普通星系在 4000\AA 处有一个明显的 Balmer 跃变。对于 AGN 的全波段能谱, 我们可以参考图 1.10, 其能谱主要包括 2 个明显的特征: 大蓝包和大红包。大蓝包是由吸积盘的热辐射产生的, 这也是吸积盘存在的一个重要证据 (Malkan 1983)。而大红包是由吸积盘边上的尘埃环再辐射产



Main AGN Classifications

Radio quiet		Radio loud	
Radio quiet quasar (RQQ)	Type 1	Radio loud quasar (RLQ)	Steep radio spectrum (SSRLQ)
Broad absorption line (BAL)		Flat radio spectrum (FSRLQ)	
Seyfert 1		Broad line radio galaxy (BLRG)	
Sy 1.0...1.9	Type 2	Narrow line radio galaxy (NLRG)	
Narrow line Sy 1 (NLS1)			
Seyfert 2	Type 3	Weak line radio galaxy (WLRG)	
NL X-ray galaxy (NLXG)			
LINER	Type 0	Blazar: BL Lac/OVV	
		Fanaroff Riley class I (FRI)	
		Fanaroff Riley class II (FRII)	

图 1.7 活动星系核分类三维图。主要按照有无宽发射线，光度强弱以及射电噪声度进行分类。取自 Tadhunter (2008)

图 1.8 活动星系核分类表格。我们一般光学波段能探测到宽发射线的定义为 I 型，而只有窄发射线的定义为 II 型。同时，我们有时把光度更低的一类标为 III 型，而在光学波段有快速剧烈光变的这一类定义为 0 型。取自 Tadhunter (2008)

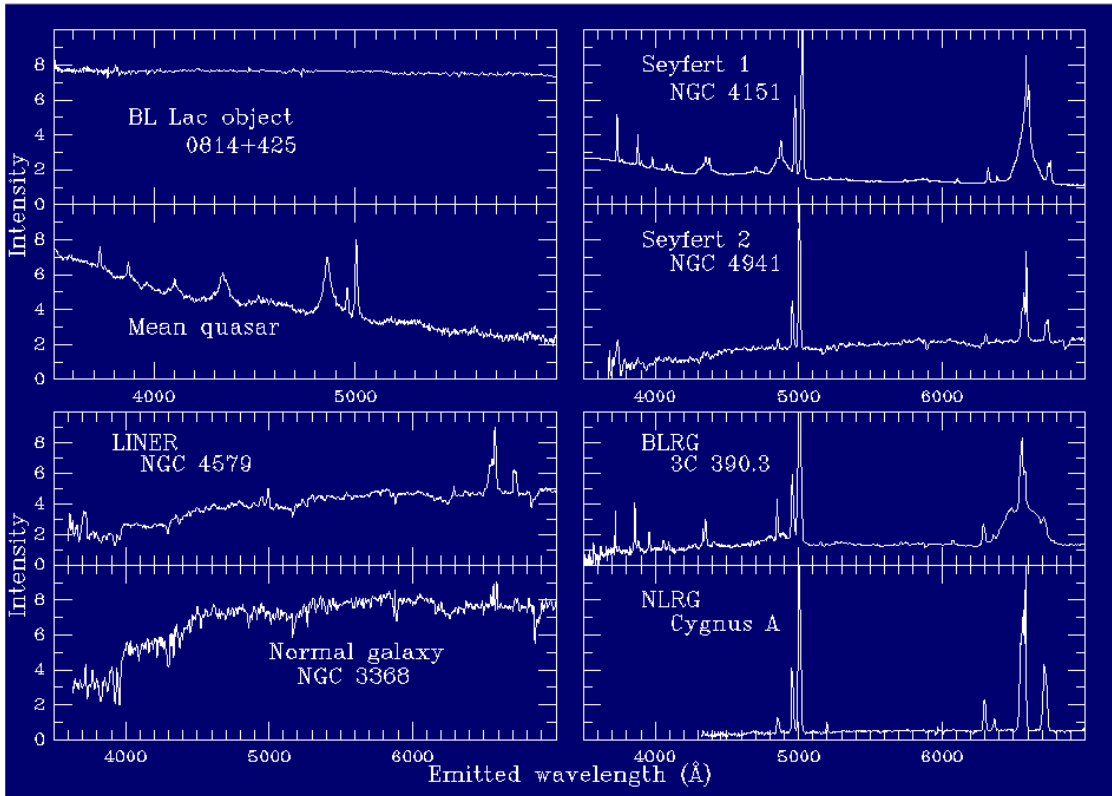


图 1.9 AGN 常见类型的光谱特征。

生的，也属于热辐射。另外，还有 $1\mu\text{m}$ 的凹陷，以及软 X 射线超等等。在能谱上有两个间断的区域主要是亚毫米波段和远紫外波段，前者主要受限于大气窗口图（1.11），需要将望远镜放到大气层之外。随着科学技术的进步，这个波段的空缺正在慢慢填补。而后者主要是由尘埃消光引起，以目前的科技暂时无法改变。也许人类某一天能向河外发射一颗卫星来扫除某条视线方向上的尘埃，从而使我们能窥见河外的“一斑”。在甚高能端，人们也在逐渐向更高能的 γ -ray 波段拓展。

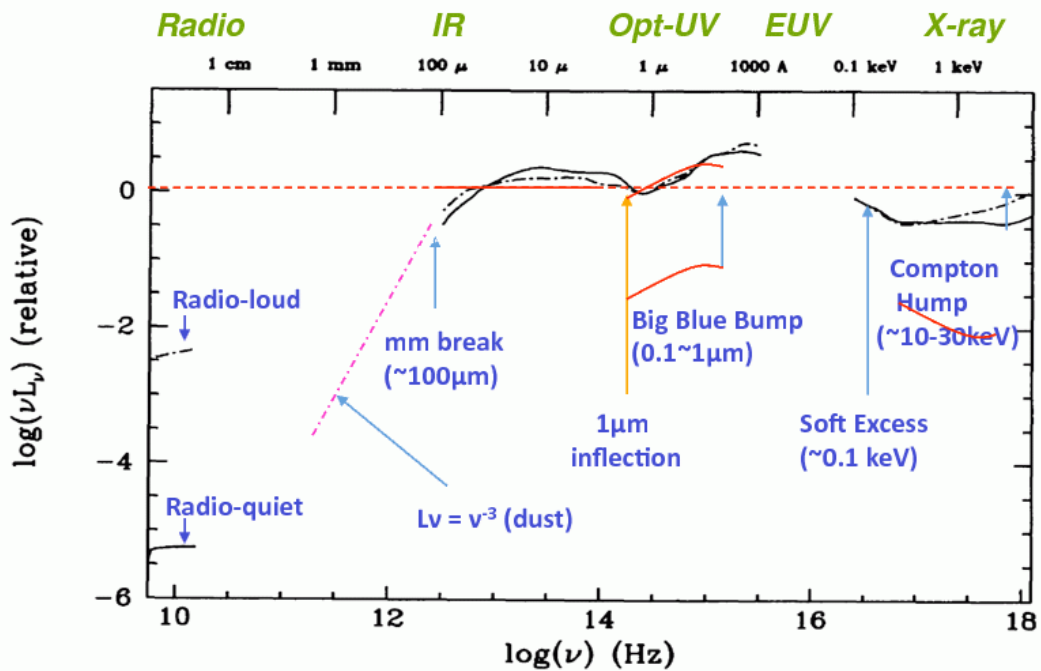


图 1.10 从射电到 X-ray 的类星体 SED。射电噪的类星体除了在射电波段的流量与射电宁静的类星体有明显区别意外，其他波段基本相近。类星体的 SED 主要特征包括：大蓝包、大红包、软超和康普顿峰。取自 Elvis et al. (1994)

1.2 统一模型

统一模型（见图 1.1）认为，我们看到的各种 AGN 的子类都是由于视角不同所引起的。其结构的中心是一个伴有吸积盘的超大质量黑洞，黑洞质量一般在 $10^6 \sim 10^{10} M_{\odot}$ ，外面是光学厚的尘埃环。除此之外还存在一个密度、温度较高的宽发射线区域 ($n_e \sim 10^{8\sim 12} \text{ cm}^{-3}$ $T \sim 10^4 \text{ K}$) 和一个密度、温度相对较低窄发射线区域 ($n_e \sim 10^{3\sim 6} \text{ cm}^{-3}$ $T \sim 10^3\sim 4 \text{ K}$)。有的 AGN 会有强大的喷流，最远可达到几个 Mpc。具体各成分的尺度大小以及产生的辐射请见图 1.12。Antonucci & Miller (1985) 首次从一个 Seyfert II 型 AGN——NGC1068 的偏振光谱中观测到了宽线，其 Balmer 线和 FeII 线的偏振度高达 15%，这一证据有力得支持了统一模型，随后，Miller et al. (1991) 也证实了他们的结果。然而，统

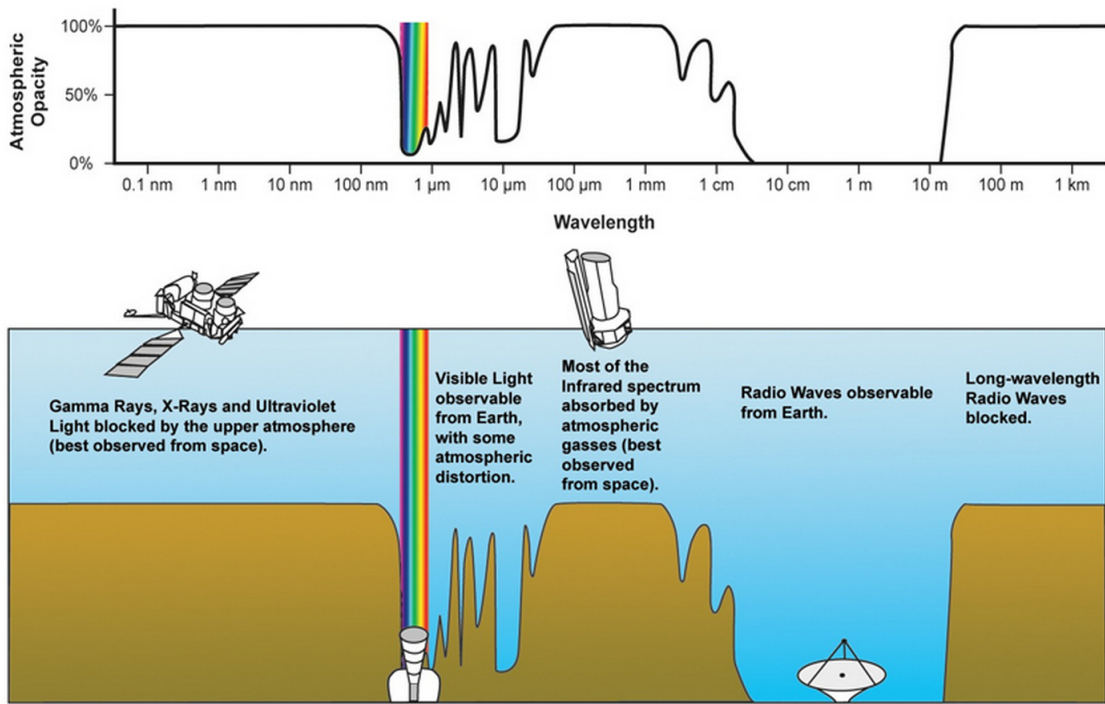


图 1.11 大气窗口示意图。在地面上，人类只能接收到光学、部分红外和射电波段窗口的辐射，其他波段都由于大气里的各种成分的吸收散射等使得辐射无法到达地面。

一模型依然存在着各种问题，比如不同类型的 AGN (FSRQ、LBL、HBL) 应该有相同的光度函数，然而事实并非如此。Böttcher & Dermer (2002) 辩解说随着 FSRQ 和 LBL 的变老，它们会向 HBL 演化，这就能很好的解释它们之间光度函数存在的差异，并不存在对统一模型实质的挑战。又如 Singal (1993) 通过对 131 射电星系核和 QSOs 的研究发现，类星体与射电星系的数目分布在中高红移 ($z \geq 1$) 处与统一模型相吻合，但在低红移处 ($z < 0.5$) 有差异。他认为这是违背统一模型的最好证据。而 Antonucci (2012) 则认为是因为在近邻的射电星系中缺少隐藏的明亮类星体所导致。最近，Villaruel & Korn (2014) 对几万个 AGN 的研究发现，Type I 和 Type II 的周边环境有明显的区别，而且他们认为这两个 AGN 的重要子类之间可能存在演化。

另外，人们一直没有搞清楚什么情况下才会有喷流以及吸积和喷流之间的关系。Franceschini et al. (1998) 年发现的 $L_{radio} \propto M_{bh}^{2.5}$ 关系，被后人认为更适合作为射电噪度和黑洞质量关系的上限，同时，Broderick & Fender (2011) 发现的 $\dot{m} = L_{bol}/L_{EDD}$ 与射电噪度 R 之间的反相关关系也随着黑洞自旋的因素变得越来越不确定。现在黑洞的质量分布主要集中在两端，超大质量的黑洞和恒星级黑洞。因为超大质量黑洞中的各种时标都会比较长，包括吸积时标，喷流的 Duty Cycle 等等，人们自然而然会想到在恒星级的黑洞中，可能搞清楚喷流的起源，例如微类星体或是黑洞双星。于是，在 Fender et al. (2004) 提出了黑洞双星中吸积盘与喷流之间关系的图像 1.13。该图主要认为黑洞双星主要的几

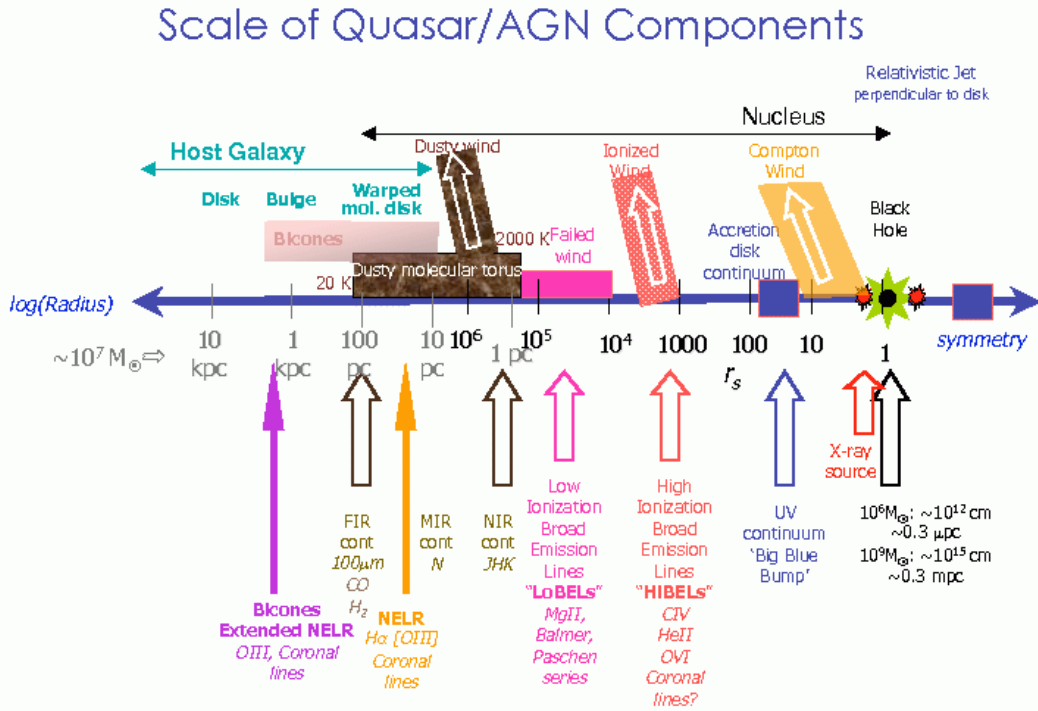


图 1.12 AGN 的各成分尺寸示意图。取自 Martin Elvis 个人主页

种态分别是高软态（光度高，谱软）和低硬态（光度低，谱硬），中间态，甚高态和宁静态。它们之间存在一个“q”型的逆时针的演化。随着吸积率的增加，冕的成分，喷流的洛

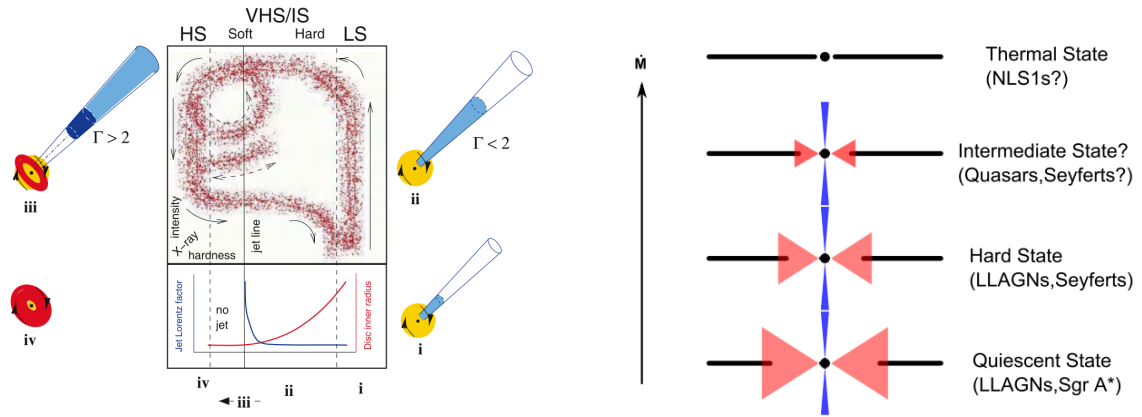


图 1.13 黑洞双星中喷流与吸积盘耦合关系的简单图 1.14 喷流与吸积的关系。取自Yuan & Narayan (2014) 模型。（取自Fender et al. (2004)）

伦兹因子，截断薄盘的内半径，谱的硬度逐渐降低，而光度则逐渐增加，见图 1.14。然而将双星的这套理论运用于类星体时发现，这无法解释类星体中射电噪的那部分源，也就是说始终没有搞清楚喷流的产生机制。于是，Antonucci (2012) 提出对于 AGN 或许应该分为辐射模式和喷流模式，见图 1.16，Beckmann & Shrader (2012) 并将所有的 AGN 子类重新整理为图 1.17。然而，对宇宙中各种量级黑洞的大统一研究也没有白费，Merloni et

al. (2003) 发现了射电光度 L_R , X-ray 光度 L_X , 和黑洞质量 M_{bh} 之间的基本关系, 见图 1.15: $\text{Log} L_R = 0.6 \pm 0.11 \text{Log} L_X + 0.78_{-0.99}^{0.11} \text{Log} M_{bh} + 7.33_{-4.07}^{4.05}$, 从恒星级质量的黑洞到超大质量的黑洞都很好的符合这个关系, 大家认为这个就是黑洞吸积和喷流之间存在的内在联系。但是, 其中的 L_X 也有可能并不完全来源于吸积盘, 也有可能来自于喷流, 这就会使这个关系失去其之前的意义了。

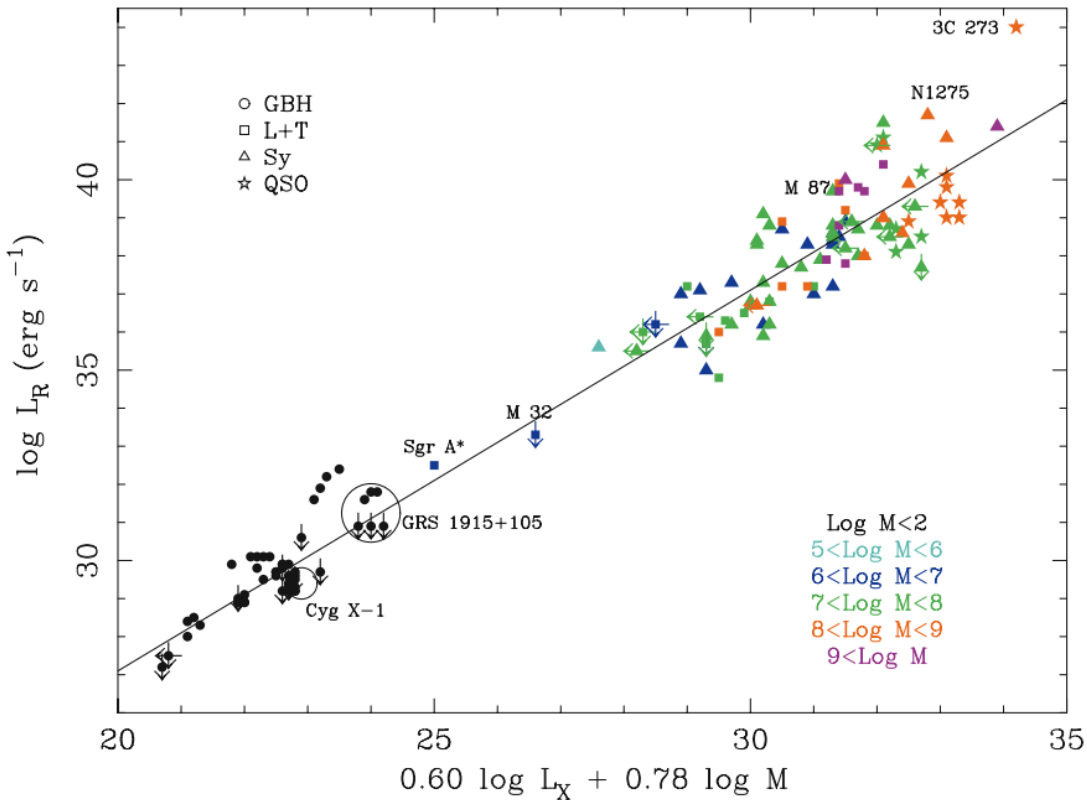


图 1.15 黑洞质量与 X-ray 和射电光度的基本关系。取自Merloni et al. (2003)

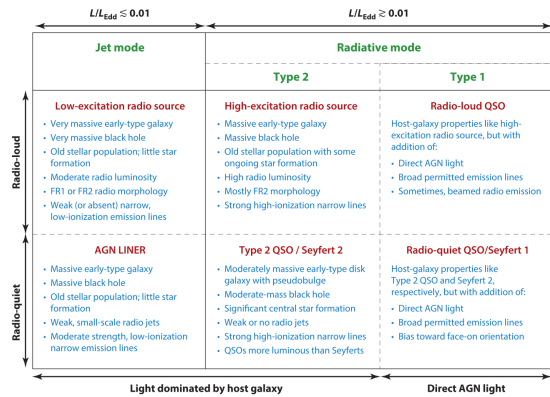
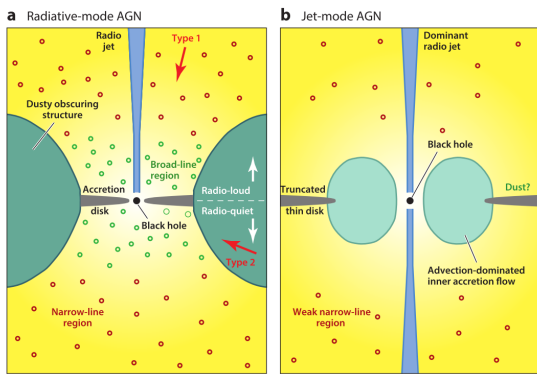


图 1.16 AGN 的辐射主导模型和喷流主导模型示意图 1.17 AGN 辐射和喷流主导模型的分类。取自Beckmann & Shrader (2012)

1.3 尘埃环模型

由 AGN 统一模型可以知道, 不同子类的 AGN 都是由于视角不同所造成的, 而本质是由于光学厚的环状尘埃带遮挡了中心辐射区域所造成的 (见图 1.18)。因此, 在 Seyfert I 中我们便能看到宽发射线以及中心的核区, 而 Seyfert II 中大部分的紫外和可见光被遮挡, 只能看到相对较强的红外辐射。

尘埃环处在黑洞的引力势井之中, Elitzur & Shlosman (2006) 的研究认为, 尘埃环应该是由离散分布的尘埃团块组成, 而非连续分布的尘埃。这样, 不同温度的尘埃团块就能分布在尘埃环的范围之内了。尘埃环的高度和半径比大约为 1:1, 外半径大约为内半径的 5~10 倍, 其中内半径处的温度为尘埃的升华温度, 一般为 1200~2000K 左右 (Nenkova et al. 2008a; Nenkova et al. 2008b)。尘埃环中的气体和尘埃主要来自于吸积盘较外处的盘风和吸积寄主星系的物质 (Krolik & Begelman 1988)。

另外, Lawrence (1991) 发现 II 型 AGN 的比例随着光学和红外光度的增加而减小, 这就意味着尘埃环离中心的距离可能是不一样的, 亮的 AGN 尘埃环的半径大, 而暗的 AGN 尘埃环的半径小, 主要决定于中心辐射能的大小。这就是著名的尘埃环缩退模型 (Receding Torus Model)。而后, Simpson (2005) 重新利用 SDSS 的数据对尘埃环模型进行了更细致的研究, 他们发现 I 型和 II 型 AGN 比例与光度的关系和尘埃环缩退模型相当吻合, 但是, 如果假设尘埃环高度不变的话, 会发现 I 型 AGN 的比例随各向同性的 [OIII] 光度的变化与预期不符 (比例过高), 于是他们提出尘埃环的高度应该与光度有依赖关系: $h \propto L^{0.23}$ 。如果这个关系成立便能很好的解释那部分消失的 II 型 AGN 了。

最近的一些观测也表明了尘埃环的一些性质。通过对 NGC 3079 的水脉泽观测表明: 尘埃环中的分子云可能是直接来自于吸积盘上的盘风 (Kondratko et al. 2005)。而其他 AGN 的高分辨率 IR 观测表明, 尘埃环的尺寸在几个 pc 以下。最近, Hönig et al. (2014) 对距离我们 19 Mpc 的 NGC 4151 的 Keck 近红外干涉观测发现, 其尘埃环的尺寸大约为 0.1pc 左右。并且, 他们计划在接下来的几年内测量 12 个近邻的 AGNs。相信在不久的将来, 我们便能利用詹姆斯韦伯望远镜 (JWST) 了解更多尘埃环的细节了。

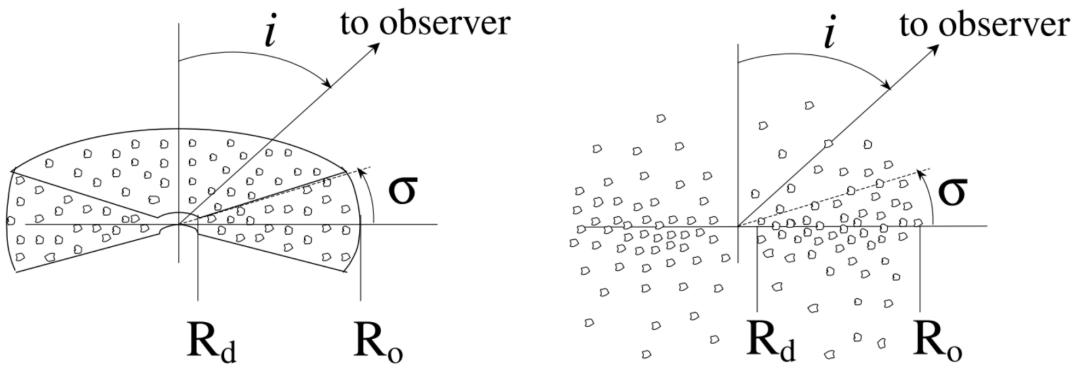


图 1.18 尘埃环模型。取自Nenkova et al. (2008b)

1.4 类星体多波段辐射

类星体是 AGN 中最明亮的一类天体，它的辐射横跨了电磁波谱的 16 个量级，一直从低能的射电波段到甚高能的 γ - ray 波段都有可探测的辐射。Shang et al. (2011) 收集了 85 个光学明亮的非 Blazar 的类星体（27 个射电静，58 个射电噪）的射电、红外、光学、X - ray 数据，更新了之前 Martin Elvis 的类星体综合谱，见图 1.19。AGN 中有多普勒增亮效应的源（beamed）和没有多普勒增亮效应的源（nonbeamed）的，其全波段能谱会有比较大的区别。对于有多普勒增亮效应的源，如 Blazar，它们的能谱从射电到光学都是由非热的同步辐射主导的（同步辐射峰），并带有很强的偏振。这些源通过逆康普顿散射低能光子，能在 X - ray 到 γ - ray 之间产生另一个峰（逆康普顿峰）。这就是典型 Blazar 的双峰结构，如图 1.2。而在非 Blazar 的 AGN 中，如射电宁静的类星体或是 Seyfert 星系中，射电波段还是由同步辐射主导，而在红外波段几十微米处由于尘埃环的再辐射，产生了大红包。在紫外和光学波段存在着一个明显的大蓝包，一般认为这是由吸积盘产生，而在大蓝包上差不多 3000\AA 处有一个小蓝包，主要是由密集的铁发射线和巴尔末线系组成。另外，在 X - ray 波段，由于逆康普顿散射散射种子光子，在 30Kev 左右会产生一个反射峰，并且在硬 X - ray 处会产生高能截断。多普勒增亮的源没有这些鼓包主要是因为喷流的光度太高掩盖了其他成分的光。

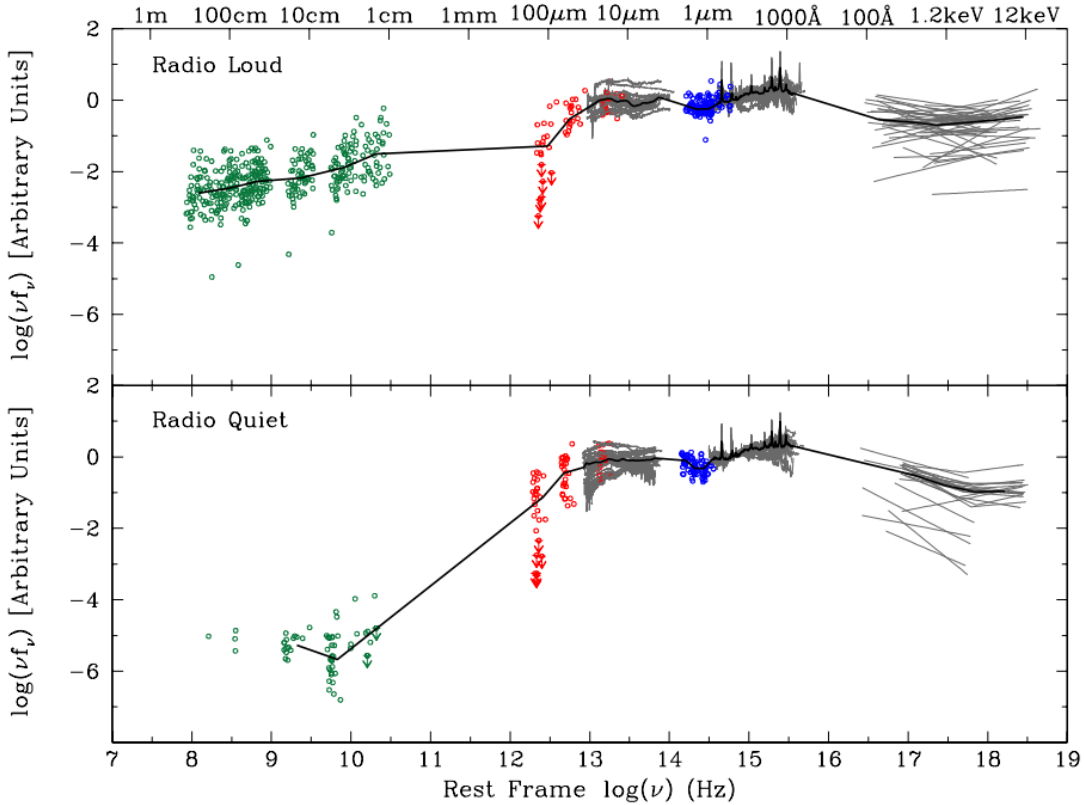


图 1.19 AGN 射电宁静和射电噪的射电到 X-ray 能谱图。取自 Shang et al. (2011)

1.4.1 射电波段

1.4.1.1 射电形态

在射电波段，由于接收机的带宽能力受技术限制，不可能观测到很长的光谱。所以在射电波段都是用一个个窗口的形式，一般从几百 MHz 到几百 GHz。所以在确定射电波段的谱指数的时候，通常测量两个窗口的流量便可以大致定出谱指数。一般我们定义谱指数如下： $F_\nu \propto \nu^{-\alpha}$ 。通常我们测量射电类星体流量的时候会把整个射电源都囊括在内，包括致密的核和延展的瓣，而一般核的辐射是平谱，瓣的辐射是陡谱。在测量瓣占主导的源的谱型时比较单一，因为瓣占主导基本为陡谱，所以它们被称为陡谱射电类星体。而当核占主导时情况就变得比较复杂，一般平谱的源，通常称为平谱射电类星体，但有时会出现陡谱和反转谱。对于产生陡谱的核主导的致密源称之为致密陡谱源（CSS），这类源有些能通过更高频的射电观测去分解出致密的核，发现它们其实是很小尺度的核-喷流（core-jet）的或是两个都是瓣，而有的则受仪器限制不能再分解出新的成分。像这类两个瓣对称于中心某处，并有向外运动的源我们称之为致密对称源（CSO）。另外，反转谱（凸型）的源，它们的峰值频率往往在 1 GHz 左右，于是称之为 GHz 峰源（GPS），它们其实原本也是陡谱源，但是低频处的流量受同步自吸收等原因影响，导致低频流量下降，产生了反转谱。一般认为 GHz 峰源是比较年轻的源，而且峰频越高的源越年轻。像致密对称源这种尺度非常小的致密天体（ $<1 \text{ kc}$ ）也可以归类为小尺度致密对称源（CSO），尺度在 $1\sim 15 \text{ kpc}$ 称为中等尺度对称天体（MSO），而尺度超过 15 kpc 的称为大尺度对称天体（LMO）。它们之间很可能存在着某种演化关系，致密的源如果在更大尺度上找不到结构，我们会认为它们是比较年轻的源，之后喷流把瓣向外推形成了中等尺度和大尺度的对称天体。然而射电源形态的演化其实也是喷流的 Duty Cycle。Luis Ho 2015 年在伊宁的报告中给出了可能的喷流演化模式，如图 1.20：首先，最年轻的 GPS 源，由于非常年轻，射电瓣还不能被区分开，非常致密导致了严重的同步自吸收，经过一段时间的演化后，喷流开始把中心物质加速向外推，形成了致密陡谱源，再经过一段时间后变成 FR II 或是平谱射电类星体。之后，由于喷流的减弱，喷流中的物质开始减速，于是，演化为没有亮结和亮块的 FR I 或 BL Lac 天体。最后，外面的物质逐渐冷却，密度降低，变为残留的遗迹直至中心只剩下一个暗弱的核。

1.4.1.2 射电望远镜

射电望远镜的进步离不开甚长基线干涉（VLBI）技术，由于分辨率 $\theta = \lambda/B$ ， B 为望远镜的基线长度， λ 为波长，而在射电望远镜阵中的基线长度就相当于口径，因此虽然波长较长，但射电阵的基线可以达到几千公里，甚至构建空间 VLBI，所以最高分辨率的望远镜出现在了射电波段，达到了亚毫角秒的量级。而在近红外波段也有干涉技术，例如

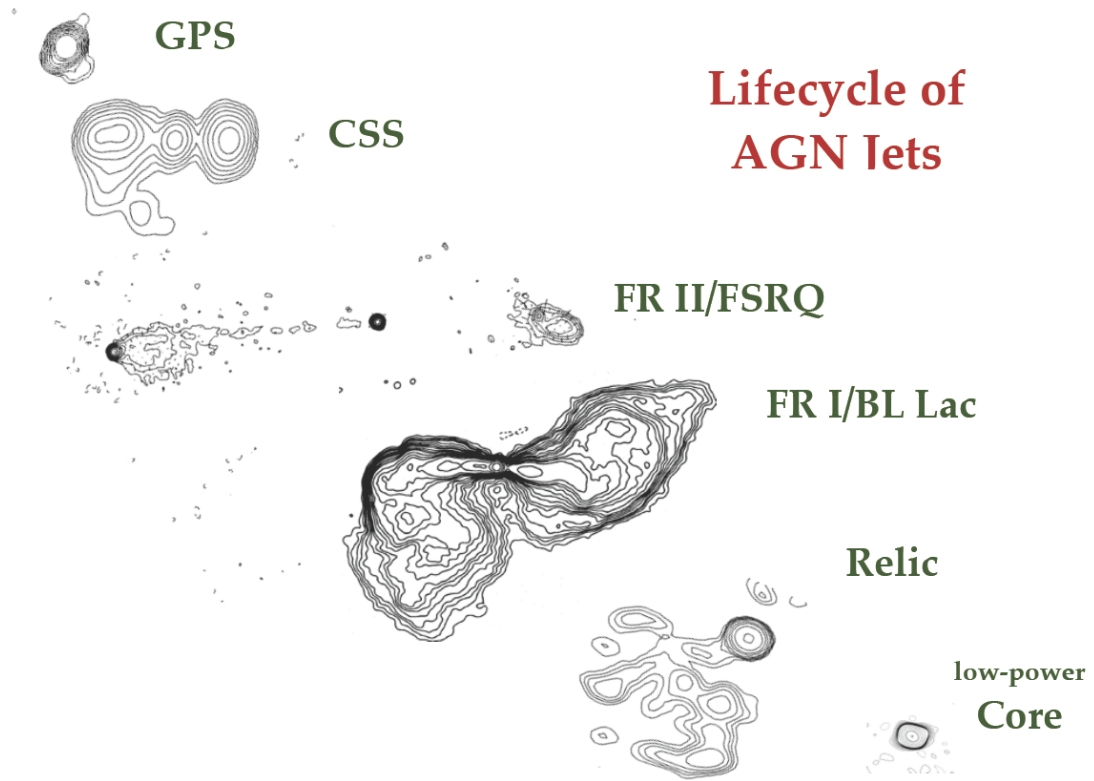


图 1.20 喷流周期示意图。取自 Luis Ho 2015 伊宁报告

欧洲南方天文台（ESO）建于智利的甚大望远镜（VLT）和美国的凯克（Keck）望远镜。然而，目前的近红外干涉的望远镜基线还不是很长，因而分辨率提高有限。在干涉阵中，美国国家射电天文台（NRAO）的甚大阵（VLA）和甚长基线阵（VLBA）是成功的典范，做出了很多杰出的科研成果。VLA 主要由 27 面 25 m 口径的天线组成一个“Y”字行，这样的形状有利于（uv）覆盖的完整性。最长基线 32 km，每个天线都能移动，分辨率最高能达到 0.05 角秒，波长覆盖从 0.6 ~ 460 cm（50 GHz ~ 76 MHz），NRAO 主导的 NVSS 巡天利用 1.4GHz 的窗口搜寻了赤纬 -40 度以上的所有北天（75% 的全天），其巡天深度 >15 mJy (Condon et al. 1998)。另外，VLA 还做了一个北天 1 万平方度的 20 cm 暗弱图像巡天（FIRST），巡天深度大于 1mJy，分辨率大于 5 角秒 (Becker et al. 1995)。从 1993 年到 2011 年 18 年的巡天中，总共发现了 95 万个源，其中 30% 的源在斯隆数字巡天 (SDSS) 里找到了光学对应体。VLBA 是由 10 面分布在美国境内的 25m 望远镜组成，有时也会联合绿岸望远镜（GBT）、VLA、300m 口径的 Arecibo 望远镜和德国 100m 的 Effelsberg 望远镜联合作业。它最长的基线长度为 8611km，波长覆盖 0.7cm ~ 90cm，包含 10 个波段，最高分辨率达 0.17 毫角秒。在其主要的几个科学目标中就有一个是监测 AGN 喷流的——MOJAVE，收集了 20 年来几百个 AGN 多波段的观测数据，这对于研究喷流的形态，视超光速运动，核偏移等等都有非常重要的意义。另外，1997 年日本发射了第一颗直径 8m

的 VLBI 卫星——HALCA，与地面望远镜组成了最长基线为 21400km 的空间 VLBI 望远镜 (VSOP)，主要有 3 个工作波段：1.6GHz，5GHz 和 22GHz。精度大致可以到达亚毫角秒的量级，但是由于 22G 有点故障，没有预期那么好的分辨率。14 年之后，俄罗斯也发射了 10m 口径的射电望远镜——RadioAstron (俄语：Spektr-R)，它与地面大型望远镜构成了基线长度为 350000 km 的射电阵，分辨率达到了百万分之几角分的量级，工作波段为 1.35–6.0，18.0 和 92.0 cm。另外，在北半球还有一些其他的干涉阵，如欧洲的 VLBI 网络 (EVN) 和下代 e-EVN，荷兰的低频射电阵 (LOFAR)，还有东亚 VLBI 阵等等。而南半球干涉阵主要有澳大利亚的致密阵 (ATCA)。

在更高频波段上，主要有智利阿塔卡玛沙漠中巨大的毫米/亚毫米波望远镜阵 (ALMA)，建在海拔 5000 多米的高原上，于 2011 年开始运行。其主要由 54 个 12 m 口径的望远镜和 12 个 7 m 的望远镜组成，基线长度在 150 m 到 16 km 不等，工作波段在 0.3 ~ 9.6 mm (84 GHz ~ 720 GHz)，最高分辨率为 6 毫角秒。虽然 ALMA 主要的科学目标不是做 AGN，但是我们可以利用其高频去分解 AGN 致密的核区，研究喷流的起源等等。

另外，我们现在也正在策划一个更加雄心勃勃的计划——平方公里阵 (SKA)，这个望远镜主要建在南半球的澳大利亚和南非，预计会在 2020 年通光。波段覆盖从 70MHz 到 10GHz，基线长度超过 3000km。其主要的科学虽然是宇宙学领域，但是还是能提供很多 AGN 喷流图像或是用来测量黑洞质量的水脉泽信息等等。

1.4.2 红外波段

1.4.2.1 红外谱线

由于红外波段受消光影响相对光学波段要小的多，于是红外成了研究类星体非常有利的波段，如研究类星体的尘埃成分，消光曲线，演化过程，电离状态等等。红外波段一般是从 $0.75\mu\text{m}$ 到 $300\mu\text{m}$ ，近红外主要在 $0.75 \sim 3\mu\text{m}$ ，中红外在 $3 \sim 5\mu\text{m}$ ，其他都为远红外波段，但是按照不同的需求划分的界线也不是那么明确。在天文领域，不同波段一般喜欢用不同的单位来描述波长，例如射电一般用 MHz，GHz，而红外光学紫外一般用 μm , Å，到了高能波段一般用电子能量表示如 KeV，MeV 等。所以必须熟悉各个波段不同单位的相互转换，而描述全波段能谱时一般用 Hz 做单位。红外辐射比较复杂，主要由三种成分混合而成：尘埃（主要包括石墨和硅酸盐）的热辐射，恒星形成或是星爆，各种复杂的分子原子离子的谱线。而在非 Blazar 的 AGN 中红外辐射被认为是尘埃环吸收了中心黑洞附近的辐射后再辐射的结果 (Rees et al. 1969)，并且我们通常能发现 AGN 的红外波段 $1\mu\text{m}$ 处有个明显的下凹，大家认为这可能是由于尘埃环内半径处的尘埃升华导致了红外辐射的降低引起的 (Sanders et al. 1989)。然而，恒星形成和星爆行为也能产生红外辐射，所以在一些星系中，我们要区分中间是否存在隐藏类星体，我们就需要辨别

出红外成分的来源。幸好我们还是可以通过电离光度的强弱所产生的不同发射线和吸收线特征来区别类星体和恒星形成。Glikman et al. (2006) 和 Netzer & Trakhtenbrot (2007) 分别给出了 27/28 个类星体的综合谱（见图 1.21 和 1.22），而另外 Moorwood et al. (1996) 给出的圆规星系（图 1.23）是一个典型的藏着 Seyfert I 型 AGN 但受寄主星系恒星形成严重影响的源。对比两幅图我们可以知道类星体的几个明显的特征：1) 类星体的红外光谱中有两个明显的硅酸盐发射线的鼓包（ $9.7\mu\text{m}$ 和 $19\mu\text{m}$ 处），而受恒星形成影响的光谱中在 $9.7\mu\text{m}$ 处有一个很深的吸收坑，在 $19\mu\text{m}$ 处也没有明显的鼓包。2) 类星体中有明显的高电离发射线，而圆规星系中有恒星形成的多环芳香烃发射线（PAH）。圆规星系中许多 PAH: 3.3, 6.2, 7.7, $11.3\mu\text{m}$, H_2 和低电离发射线: [FeII], [NeII], [SIII] 都是来自于恒星形成区，而综合谱中的 [NeIII, V, VI], [SIV], [MgV, VII, VIII], [OIV], [SiIX] 等都是由于高光度的类星体电离气体产生的。

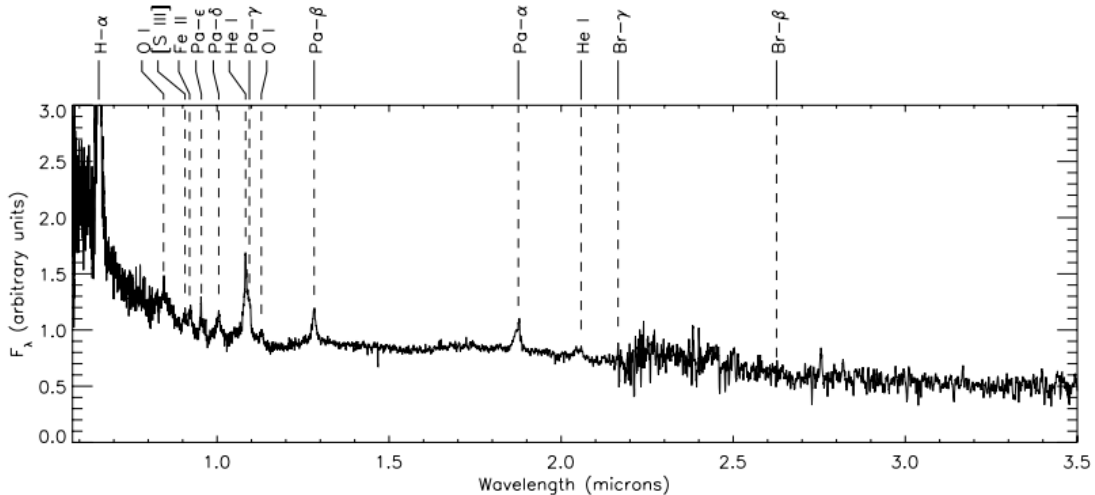


图 1.21 27 个类星体的近红外光谱综合谱。取自 Glikman et al. (2006)

1.4.2.2 红外望远镜

红外波段中近红外和中红外的望远镜技术与光学比较相似都是用 CCD 去接收信号，而在远红外则是用射电干涉的技术，利用接收机去接收信号。由于地面上的红外窗口截止于 $3.5\mu\text{m}$ 左右，所以必须将红外望远镜放到空间轨道上，而且一般是放在离地球有一段距离的地球-太阳同步轨道上（或是拉格朗日点上 L2），这样既有利于接收望远镜传送回来的信号，也能避免地球的热辐射，而且几乎所有波段的望远镜的观测都会避开或是背对太阳观测。自 1983 年美国的第一代红外空间望远镜 IRAS 上天以来已经 30 余年，而其中表现最出色的要数美国“大天文台”项目中的 Spitzer 望远镜，此项目还包括光学的哈勃（HST），X-ray 的 Chandra，康普顿 γ -ray 望远镜。Spitzer 口径 0.85m，上面装载有两个照相机 (IRAC 和 MIPS) 和一个光谱仪 (IRS)，精度要比地面红外望远镜高出上千倍，

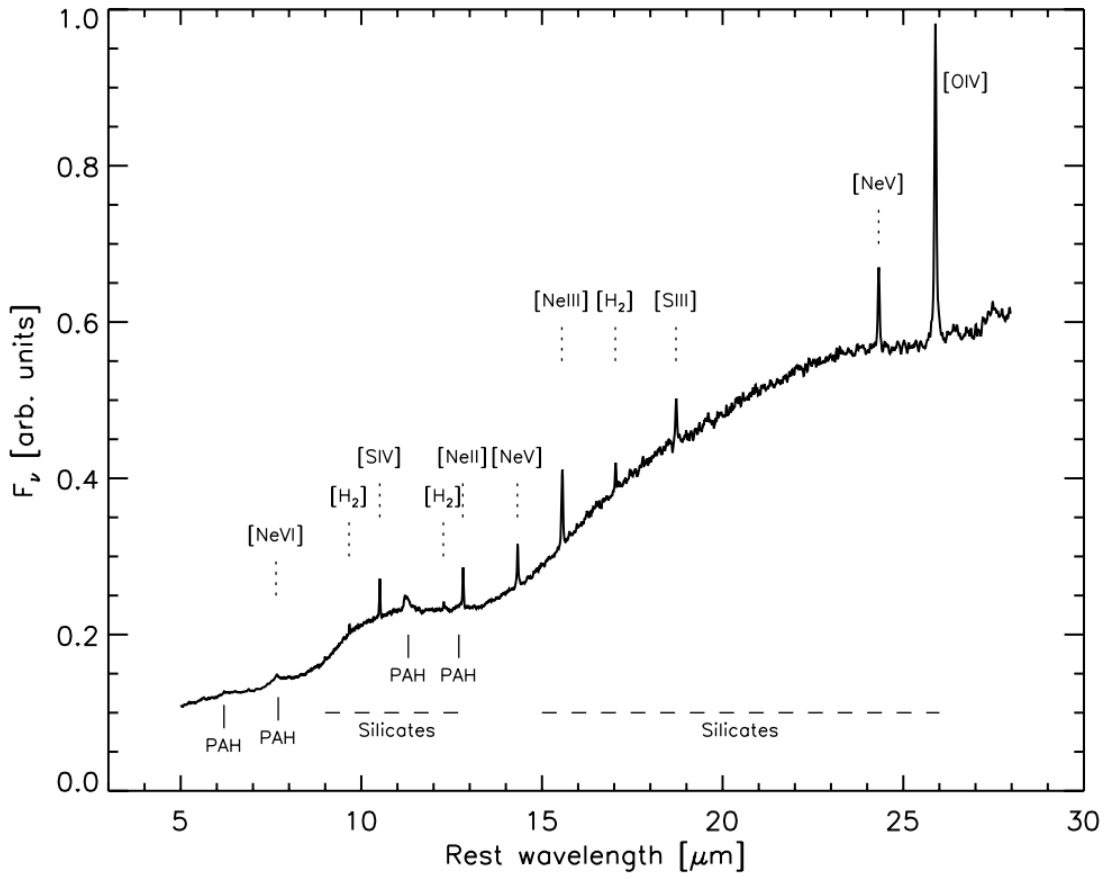


图 1.22 28 个类星体的远红外光谱综合谱。取自 Netzer et al. (2007)

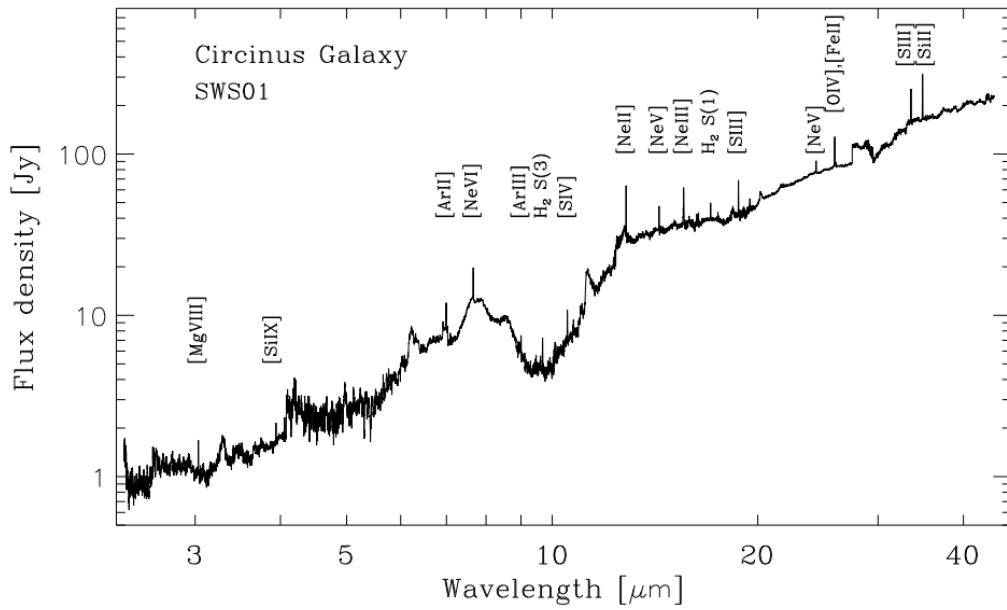


图 1.23 圆规星系的红外谱。其受恒星形成影响严重，仍然有部分高电离发射线。取自 Moorwood et al. (1996)

照相机主要工作在四个窗口：3.6, 4.5, 5.8, 8.0 μm 和远红外的 24, 70, 160 μm ，但是液氮在 2009 年就已耗尽，无法冷却，目前只有波长最短的 2 个波段还能观测。光谱仪 (IRS) 的波长覆盖在 5 ~ 40 μm ，分辨率 $\lambda/\Delta\lambda \sim 600$ 。由于 Spitzer 的光谱数据需要专业的处理流程，对于不熟悉红外数据处理的科研人员比较不方便。因此，康奈尔大学的一个团队处理了所有的低分辨率光谱，方便于不熟悉的人使用 (the Cornell Atlas of Spitzer/IRS Sources)。但是，Spitze 缺乏巡天性质的项目，而宽场红外巡天探测器 (WISE) 望远镜正好弥补了这一点，它主要工作在 3.3, 4.7, 12, 23 μm 这四个波段，探测极限依次是 120, 160, 650, 2600 μJy ，它的巡天区域覆盖全天。之前也有一个类似的项目——2 微米全天巡视 (2MASS)，这个项目主要由麻省理工大学负责，分别在美国亚利桑那州的霍普金斯山天文台和智利托洛洛山美洲天文台各放置了一架口径 1.3 米的自动望远镜进行巡天，其各个波段的探测深度为 1 mJy (Skrutskie et al. 2006)。另外，UKIDSS 利用安装在夏威夷 UKIRT 望远镜上的红外相机分别对 Y, J, H, K 四个波段进行了大约 7500 平方度的深度巡天，巡天深度依次为 20.5, 20, 18.8, 18.4 星等 (Vega) (Lawrence et al. 2007)。在远红外波段，2006 年，日本的 Akari 卫星进行了 2 ~ 180 μm 6 个波段的全天测光巡天。到了 2009 年，欧洲空间局发射了当前最大口径的 3.5 m 远红外望远镜——赫歇尔空间天文台 (Herschel)，主要进行 55 ~ 672 μm 波段的观测。另外它还在 Stripe 82 天区有过巡天，在 250、350、500 微米处探测到了 3.3×10^4 个源，该源表可与 SDSS 的源表交叉，用来研究类星体的恒星形成率等课题 (Viero et al. 2014)。下一代的红外望远镜——6.5m 口径的詹姆斯韦伯望远镜 (JWST) 将替代之前的哈勃空间望远镜 (HST) 成为近红外波段最主要的空间望远镜。其上的主要设备有 ISIM、NIRCam、NIRSpec、MIRI、FGS/NIRISS，测光和光谱波段覆盖从 0.6 到 5 微米，无缝衔接，最长观测波段到 28.5 微米。具体的仪器分辨能力见图 1.24。另外，还有计划将于 2025 年上天的宽场红外巡天望远镜 (WFIRST)，其口径为 2.4 m，观测波段为光学，近红外以及 S 和 Ka 波段。而中国在红外技术方面才刚处于起步阶段，上海天文台的王仲翔研究员长期致力于建设我们国家自己的空间红外望远镜，为此，他勤勤恳恳奋斗在科研于技术一线上，真心希望他能早日申请到经费建设咱自己的红外望远镜！

1.4.3 紫外光学波段

1.4.3.1 紫外光学谱线

类星体在光学和紫外波段的最大特征就是幂律谱形式的连续谱，存在宽发射线，和大小蓝包以及 912Å 的拉曼跃变。Vanden Berk et al. (2001) 给出了用 1800 多颗类星体合成的综合谱。从图 1.25 上可以看出紫外和光学的几条主要宽发射线：Ly α , CIII], CIV, MgII, H β , H α ，而主要的窄线就是 [OIII]。大部分允许线的产生机制都是复合级联跃迁辐射，而

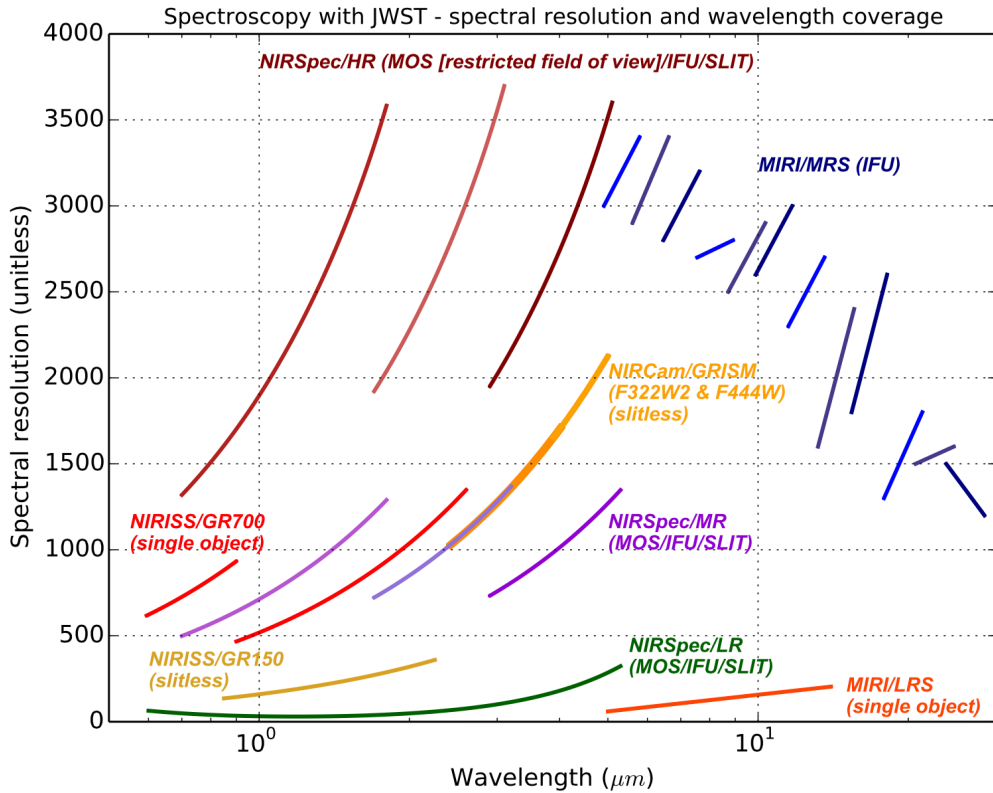


图 1.24 JWST 光谱分辨能力示意图。

个别半禁线宽线也可以由碰撞激发产生，如 CIII]。而禁线如 [OIII]，主要有碰撞激发产生。Francis et al. (1991) 工作中给出了光学紫外波段的主要发射线的相对强度，如图 1.26。对于紫外光学的连续谱，其谱指数一般为 $\alpha_\lambda = -1.56$ ($\alpha_\nu = -0.46$)，但是离标准盘模型预言的 $\alpha_\nu = 1/3$ 还相差甚远，说明真实的情况并没有想象得那么简单。另外，由于宇宙空间中充满了星际介质，高红移的类星体往往会因为星际介质中的中性氢吸收，在 Ly α 的蓝端形成 Ly α 森林。而对于红移足够高 ($z > 5.5$) 的类星体，由于处在再电离时期的末期，中性氢比例较高，Ly α 发射线的蓝端会出现严重的吸收，形成之前所预言的 Gunn-Perterson 槽。当波长低于拉曼线系的极限 912Å 时，紫外光子几乎全被尘埃和中性氢吸收了，直到几十埃，进入 X-ray 波段才能被观测到。

1.4.3.2 紫外光学望远镜

天文在光学领域的历史源远流长，从古代的肉眼观测到伽利略发明望远镜，再到电荷耦合原件 (CCD) 的发明。几乎每个国家天文的起步都是从光学开始，因此世界各地的光学天文望远镜也是不计其数，而一个一个光学望远镜也给我们带来了丰硕的成果。从哈勃定律的发现到认证第一颗类星体，从引力透镜的发现到探寻到河外类地行星，无不闪耀着光学望远镜的光辉。在哈勃望远镜之前，我们主要依赖于国际紫外线探测卫星 (IUE)，它是由美国、欧洲、英国一起合作的一个项目，主要光谱观测波段在 115 到 198 nm 和 180 到

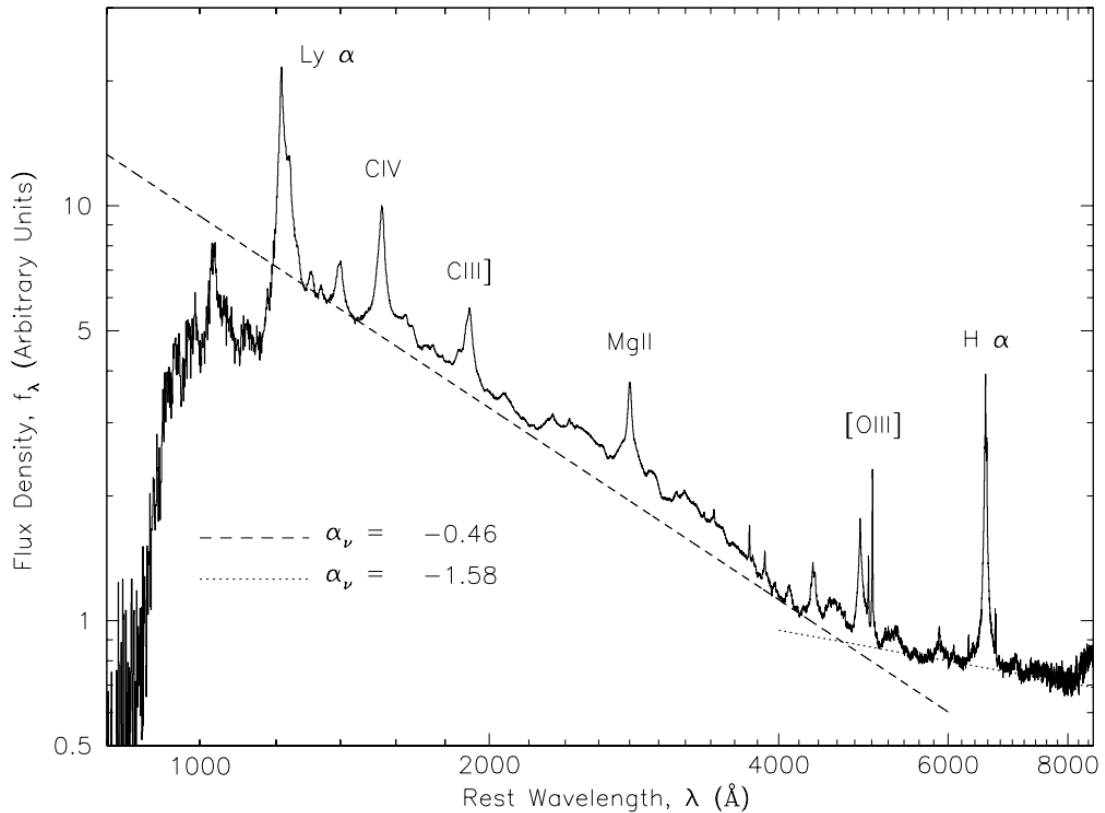


图 1.25 1800 多个类星体的紫外光学综合谱。取自 Vanden Berk et al. (2001)

320 nm。它是运行非常良好的一台空间望远镜，从 1978 年上天，原本只是预计使用 3 年，最后却延续了 18 年，直至 1996 年经费匮乏才停止工作。广泛用于研究恒星、活动星系核、星际介质、超星系遗迹的光谱等，成果丰硕。1990 年哈勃望远镜的发射，使我们进入了紫外光学的空间望远镜时代。严格来说哈勃的覆盖波段在近紫外（115 ~ 170 nm 和 165 ~ 310 nm），光学以及近红外（160 ~ 1000 nm）。其口径为 2.4 m，刚上天之际由于工程失误，使 HST 成了近视眼，直到 1993 年第一次维修之后才展现出它惊人的能力，而随后的 25 年时间里它经历了总共 5 次维修，预计能正常工作到 2020 年，正好能与 JWST 交接。HST 其中一个优势就是其最高空间分辨率能达到 0.043 角秒（FOC 照相机），其 GHRS 光谱仪在紫外的分辨率高达 100000，而且紫外和红外波段不受大气影响，所以我们今天看到的大部分光学天文图片都是 HST 的作品，详见美国航空航天局（NASA）的每日一图（APOD）。HST 给我们带来了丰硕的科研成果，如证明了大质量黑洞普遍存在于星系中心，精确估算哈勃常数等等。而 HST 另一个重要的优势就是它是空间望远镜，可以不受地球日出日落的影响，进行长时间曝光。2003 年 9 月 24 日到次年的 1 月 16 日，HST 对着天炉座中红外最暗的一块区域整整曝光了 3 个多月的时间，使我们看到了 130 多亿年前的宇宙，见图 1.27，这对于我们研究早期宇宙有着极其重要的意义！地基的光学望远镜中性能最好的要算美国的两个 10m 口径的 Keck 望远镜和欧南台 4 个 8.2m 的甚大望远

LINE STRENGTHS

Identification	Restframe Wavelength (Å)	Start ^a (Å)	End ^a (Å)	Relative Flux ^b	Standard Deviation	Equivalent Width (Å)
Ly β + O VI	1026 & 1034	1018	1054	9.3	...	5.3
Ly α + N V	1216 & 1240	1186	1286	100	88	52
O I	1302	1288	1325	3.5	...	1.9
C II	1335	1325	1354	2.5	...	1.3
Si IV + O IV]	1400	1353	1454	19	5	10
C IV	1549	1452	1602	63	41	37
He II + O III]	1640 & 1663	1602	1700	18	21	12
Al III + C III]	1858 & 1909	1828	1976	29	25	22
2000 feature	...	1985	2018	0.49	...	0.42
2080 feature	...	2035	2125	4.1	...	3.7
2140 feature	...	2125	2158	0.34	...	0.32
2175 feature	...	2158	2204	0.76	...	0.78
2200 dip?
2225 feature	...	2206	2238	0.47	...	0.51
C II]	2326	2242	2388	6.0	...	6.4
[Ne IV]	2423	2386	2464	2.2	...	2.39
Mg II	2798	2650	2916	34	20	50
2970 feature	...	2908	3026	6.3	...	10
3130 feature	...	3100	3156	0.73	...	1.3
3200 feature	...	3156	3236	0.95	...	1.7
[Ne V]	3346	3324	3372	0.52	...	1.0
[Ne V]	3426	3392	3452	1.0	...	2.1
[O II]	3727	3712	3742	0.78	1.5	1.9
[Ne III] + He I	3869 & 3889	3804	3934	3.6	...	9.8
[Ne III]	3968	3934	4012	1.3	...	3.9
[S II] + H δ	4068/4076 & 4102	4044	4148	2.8	...	8.9
H γ + [O III]	4340 & 4363	4276	4405	13	3.3	9.8
H β	4861	4704	5112	22	4.1	58
[O III]	4959	4942	4976	0.93	1.5	3.8
[O III]	5007	4986	5044	3.4	3.6	15

图 1.26 紫外光学各个发射线相对强度。取自 Francis et al. (1991)

镜（VLT）。两台望远镜波长覆盖都是在光学和近红外波段，而且都具备近红外的干涉能力，最小分辨率差不多都在十几到几百个毫角秒。而且都建在 4000 米以上的高海拔地区，受大气影响较小，性能仅次于 HST。另外仍在服役的紫外空间望远镜——星系演化探索者（GALEX）也为 HST 在紫外图像观测上起到了弥补，它的主要任务就是测光观测，光谱观测相对较少。而在极紫外波段，也曾经在 1992-2001 年间有空间望远镜服役——极紫外探索者（EUVE），观测波长在 $70\text{\AA}\sim 760\text{\AA}$ ，值得注意的是虽然银河系消光相当严重，这座望远镜也仅仅观测到了 801 源，但其中有一个河外的 BL Lac 天体——PKS2155-304，这意味着随着探测深度的增加和技术进步，也许我们能探测到近邻宇宙的极紫外辐射。

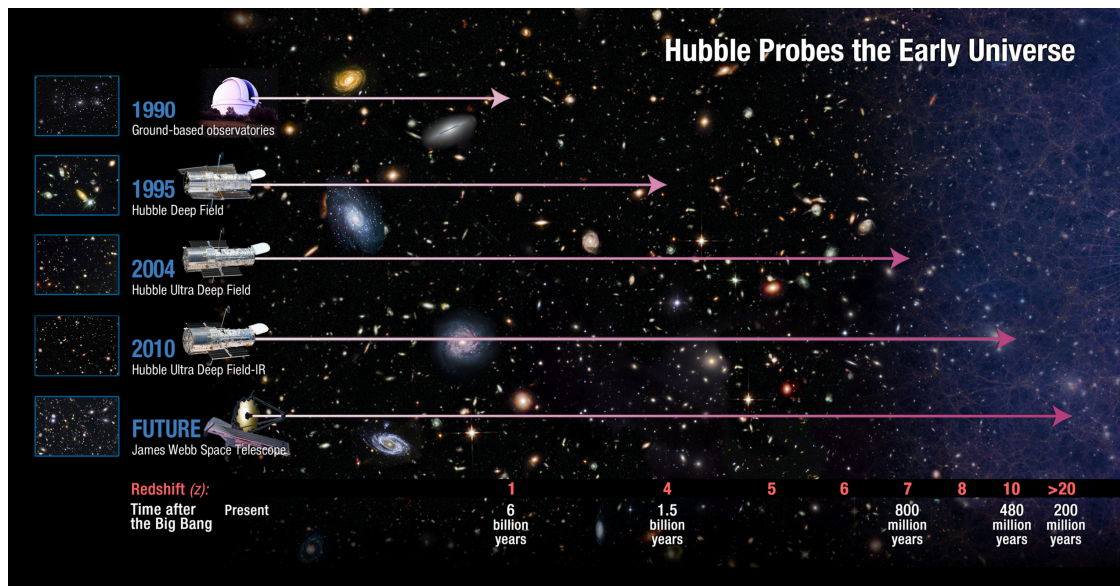


图 1.27 哈勃探测早期宇宙。

在光学巡天领域，不得不提的是具有传奇色彩的帕洛玛巡天（POSS），其跨度从 19 世纪 50 年代到 90 年代，技术上从照相底片到 CCD 成像，虽然在巡天深度，波长范围，自动化程度等等都比不上现代的各种数字巡天项目，但它是众多巡天项目的先导，对于类星体的寻找做出了巨大的贡献。而 2000 年之前可以称之为前斯隆时代，2000 年之后，斯隆数字化巡天（SDSS）改变了人们搜寻类星体的节奏，如果说之前我们都是用手指来计算类星体的个数，那我们现在进入了只能用头发丝来计数的时代。斯隆数字化巡天是使用位于新墨西哥州 Apache Point 天文台的 2.5 米口径望远镜进行的红移巡天项目。该项目开始于 2000 年，截止于 2016 年，总共进行了 SDSS-I（2000–2005 年）、SDSS-II（2005-2008 年）、SDSS-III（2008-2014 年）期大型巡天计划，后续的 SDSS-IV（2014-2020）正在进行中。主要包括搜寻河内恒星，系外行星、超星系遗迹、河外星系以及类星体的巡天：Legacy、Supernova、SEGUE-1、SEGUE-2、MARVELS、APOGEE、BOSS、APOGEE-2、eBOSS 和 MaNGA。其中 SDSS-IV 正在运行的就是 APOGEE-2、eBOSS 和 MaNGA。APOGEE 前后两期项目都主要集中在搜寻河内的恒星来研究银河系的结构、演化历史以及周边环境。主

要进行测光以及光学和近红外波段的光谱巡天。而 MaNGA 主要是搜寻附近的星系的测光与光学光谱数据。对于展源，它不像恒星巡天每颗恒星只有一根光纤去探测，而是利用 IFU，每个星系可以有 19 到 127 根光纤覆盖，因此，对于研究星系的结构非常有帮助。MaNGA 的主要科学目标是通过正在形成、合并或是正在熄灭的星系来研究星系的演化历史。BOSS 和 eBOSS 的主要科学目标是通过亮红星系 (LRG) 和类星体的大尺度结构来探测重子声波震荡在早期宇宙中的典型尺度。宇宙早期的声波传递就如同池塘中的涟漪，声波的震荡会在宇宙微波背景上留下一个特征尺度，而这些特征尺度在今天演化成了星系长城和星系空洞。另外，eBOSS 主要集中于红移大于 2.15 的类星体，对于研究宇宙的加速膨胀历史、暗能量、宇宙学模型会有一些帮助。而本人的工作主要集中在利用 BOSS 和 eBOSS 的数据进行一些非宇宙学目标的科学研究。在 SDSS-IV 中有一个非常值得注意的项目时域光谱巡天 (TDSS)，TDSS 的主要科学目标是监测变源，通过 SDSS 和 Pan-STARRS1 的测光数据在 7500 平方度的天区中选出 22 万个变源，据估算大致能获得 16.5 万类星体，5.5 万变星。另外，在 TDSS 之中的另一个小项目 Few Epoch Spectroscopy (FES) 将会对 1 万个变源进行大概 1000 次左右的重复观测。其中跟 AGN 有关的主要是监测类星体的宽吸收线光变，Balmer 线，光变极强的类星体等等。直到 SDSS 第十二期的数据释放，搜寻天区已达 ~ 1.5 万平方度 (见图 1.28)， i 波段极限星等超过 23 等，总共的测光物体 (u, g, r, i, z 五个测光波段) 多达 9 亿个，总共的光谱 400 多万条，其中 240 万个星系，48 万个类星体，85 万颗恒星光谱。SDSS 项目有着非常完备数据处理流程和后勤团队，搜寻效率极高，后端技术完善，科研成果丰硕，为从统计学角度研究宇宙奠定了基础。人们几乎无法想象一个 2.5m 小口径望远镜居然可以改变一个时代，而 SDSS 团队还在打造南天的 SDSS——大型综合巡天望远镜 (LSST)。LSST 的巡天视场非常之宽，直径达 3.5 度 (面积 9.6 平方度)，相当于 7 个满月的大小，为了不使宽视场的成像弯曲，他们使用了 3 面镜子，主镜直径为 8.4 米。其 CCD 的像素为 32 亿相当于市面上像素最高的佳能相机 5Dsr 的 64 倍。设计的观测波长为 320–1060 nm，预计在 2019 年通光，2021 能正式服役。由于 LSST 的视场非常之宽，它最大的特点就是三天时间便能巡遍整个南天，而且其测光深度很深，10 分钟左右就可以达到 24.5 等，一般各个波段的巡天深度都在 26–27 等。这就意味着 LSST 的测光深，时间分辨率高，其庞大的数据非常有利于我们寻找一些光变快速、或是态转变的、或是一些比较奇特的源，对于研究类星体，Blazar 都有非常重要的意义。然后 LSST 却缺乏后续跟进的光谱巡天，假设考虑一小时的曝光时间，像中国的 LAMOST 虽然视场很大达 5 平方度，深度只能到达 20 等，其它的 DESpec、AA Ω 、WFMOS 虽然深度更深一些，但是视场都很小，无法跟上 LSST 的步伐。所以 LSST 的后续光谱巡天还在激烈的讨论之中，说不定中国可以改善下 LAMOST 的技术，在智利建一个南天的 LAMOST。

南天现在正在进行的类似于 LSST 的项目是——暗能量巡天 (DES)。其主要的仪器就是一台照相机 (DECam)，类似于 SDSS 有 g, r, i, z, Y 5 个波段，其视场直径为 2.2 度。DES 的巡天时间为 5 年，开始于 2013 年 8 月，总共预计搜寻南天的 5500 平方度的天区，其中与 SDSS 的 Stripe82 天区、南极的极地望远镜 (SPT) 的观测区域重合，目前已观测了大量的数据，数据基站主要在伊利诺伊香槟分校。

新一代的光学望远镜将会从 10m 的突破到 20m 甚至 30m。2025 年在智利有望建成由 7 个 8.4m 镜片组成大麦哲伦望远镜 (GMT)，另外在美国夏威夷的 30m 望远镜 (TMT) 也正在激烈的进行中。

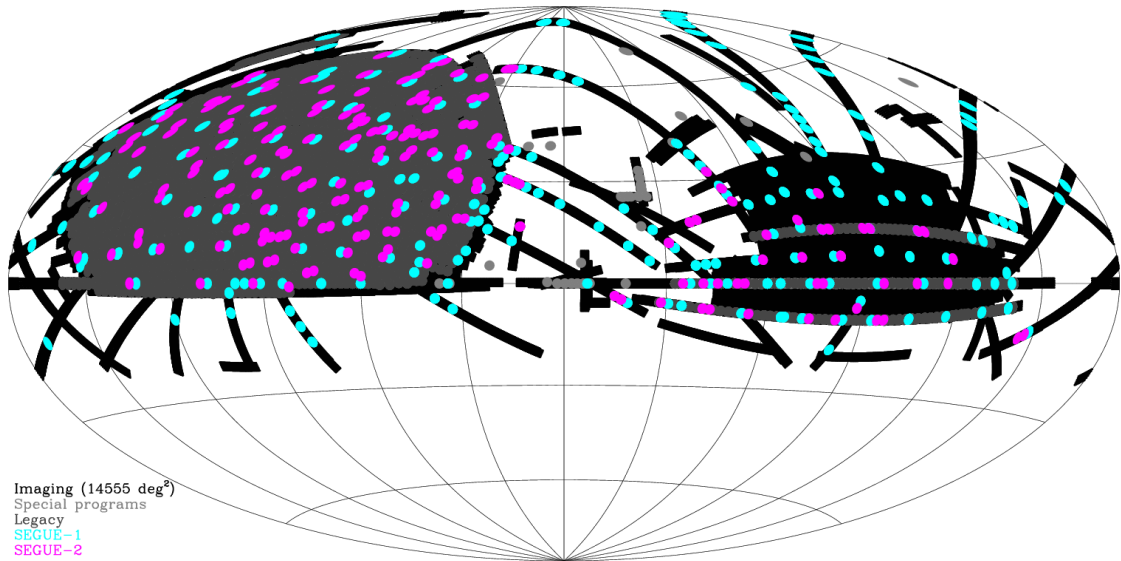


图 1.28 SDSS DR12 巡天范围示意图。取自 Alam et al. (2015)

1.4.4 X-ray 波段

1.4.4.1 X-ray 光谱

在 X-ray 波段，人们一般喜欢用电子能量作为单位来描述波长长短，其总的波长 $0.1 \sim 100\text{keV}$ ，即 ($0.01 \sim 10\text{ nm}$ 或是 $3 \times 10^{16} \sim 3 \times 10^{19}\text{ Hz}$)。我们通常把 $0.1 \sim 2\text{ KeV}$ 称为软 X-ray， $2 \sim 100\text{ KeV}$ 称之为硬 X-ray。因为在 X-ray 观测时，我们用望远镜接收的都是每秒钟的光子个数，所以在描述谱指数的时候我们更倾向于用光子谱指数 $\Gamma (= \alpha + 1)$ ， $F_\nu \propto \nu^{-\Gamma+1} \propto \nu^{-\alpha}$ 。在 νF_ν 为纵坐标的图中可以看出，当 $\Gamma < 2$ 时为硬谱，而 $\Gamma > 2$ 时为软谱。据统计，在 $1 \sim 100\text{ KeV}$ 的谱指数一般为 $\alpha_\nu = 0.9 \sim 1.0$ 。一般认为软 X-ray 起源于光学厚的冷吸积盘，这些软光子一般 $KT < 50\text{eV}$ ，经过存在于温度比较高的冕上高能电子的逆康普顿散射，形成了能量更高的硬 X-ray 光子，并在 $20 \sim 50\text{ KeV}$ 形成一个反射鼓包。另外，在 X-ray 波段，吸收和反射常常主导 X-ray 的谱型 (Turner & Miller 2009)，所以我们很难准确确定出其谱指数，区分出各个成分。

类星体 X-ray 的光谱主要有以下几个特征：幂律形式的连续谱，低能端的软 X-ray 超，6.4KeV 的 Fe K α 线，峰值 30KeV 左右的康普顿反射鼓包，和高能截断。但并不是所有类型的类星体都具备以上的所有特征。从图 1.19 上也能大致看出射电宁静的类星体一般都会有软超，而大部分射电噪的类星体都是瓣主导的，它们也都是有软超的，只有核占优的射电噪类星体才没有软超。值得注意的是，射电噪的软超似乎没有射电宁静的类星体明显，而且射电噪类星体一般都探测不到 Fe K α 线。软超最早是 Saxton et al. (1993) 发现的，开始认为这是大蓝包的高能尾巴，但是这就要求吸积盘的温度接近 $kT \sim 0.1-0.2\text{KeV}$ ，可能性较低 (Gierliński & Done 2004)，所以大致可以排除。而现在可能性比较大的三种模型是：还有一个额外的康普顿成分 (Dewangan et al. 2007)；存在来自吸积盘的电离反射 (Crummy et al. 2006)；或是复杂的电离吸收 (Gierliński & Done 2004; Done et al. 2007)。

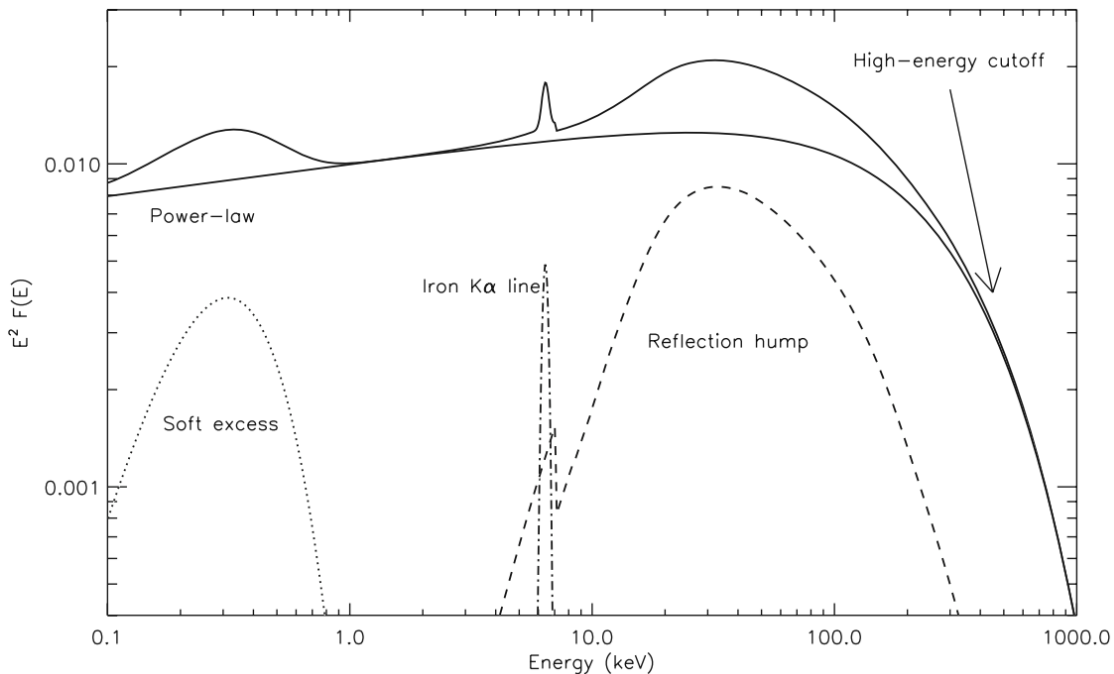


图 1.29 X-ray 一般谱型。取自 Beckmann & Shrader (2012)

1.4.4.2 X-ray 望远镜

最早的 X-ray 探测器要追溯到 1965 年由火箭搭载升空，通过火箭的自转实现对各个方向的搜索，虽然观测时间很短，但依然探测到了强 X-ray 源 Cygnus A 和 M87。而真正意义上的 X-ray 轨道望远镜是 1970 年上天的 Uhuru 望远镜，它的首次巡天就发现了 339 颗 X-ray 候选体。X-ray 的成像原理与光学望远镜差别较大，由于 X-ray 的能量高，无法用传统的聚焦方式来成像，Hans Wolter 提出了利用全反射的原理，因此其擦面角（入射角的余角）要很小，一般小于 3 度，这就导致了 X-ray 的望远镜的焦距都很大。而且随着 X-ray 能量的增加，临界擦面角就会越来越小，所以当能量高于 15KeV 时，成像难度就比

较大了。另外，X-ray 望远镜的 2 个重要参数是观测的有效面积和空间分辨率，为了提高空间分辨率，就必须要求望远镜镜筒内有很多层的全反射镜片，这就意味着望远镜的重量会很大。

现今最主流的 X-ray 望远镜主要有三个，分别是欧洲的 XMM-Newton，美国的 Chandra 和日本的 Suzaku(Astro-EII)，图 1.30 中展示了 3 台望远镜的性能对比。前两个望远镜的观测波段相近都是 0.1~10KeV 左右，Suzaku 的观测波段比较宽从 0.3KeV 的软 X-ray 波段一直到 600KeV 的 γ -ray。其中 XMM-Newton 的有效面积是最大的，达到了 1900cm^2 (150eV 处)，而 Chandra 的空间分辨率是最高的，达到了 0.5 角秒。另外还有美国的 NuSTAR 项目，其望远镜的观测波段在 5 到 80KeV，分辨率为 10 角秒，在 10KeV 处的视场大约为 $10' \times 10'$ ，其主要的科学目标是探测 AGN 的 Fe K α 线和宇宙中一些突发的 X-ray 事件。未来，德国搭载在俄罗斯的 Spectrum-Roentgen-Gamma (SRG) 卫星上的 eROSITA 望远镜有望于 2017 年上天，其主要的科学目标就是 X-ray 的全天巡视，巡天深度约为 $10^{-14}\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ 。而新一代的日本望远镜 Astro-H 其观测能段与 Suzaku 相同，其最大特点就是硬 X 波段的成像成为可能，但焦距长达 12m，已于今年 2 月 17 日发射，但遗憾的是该望远镜已破损解体。而与 Astro-H 相似的欧洲 ATHENA 望远镜的项目目前还遥遥无期，原本预计是 2028 年能进行观测，但由于种种原因目前项目前进缓慢。

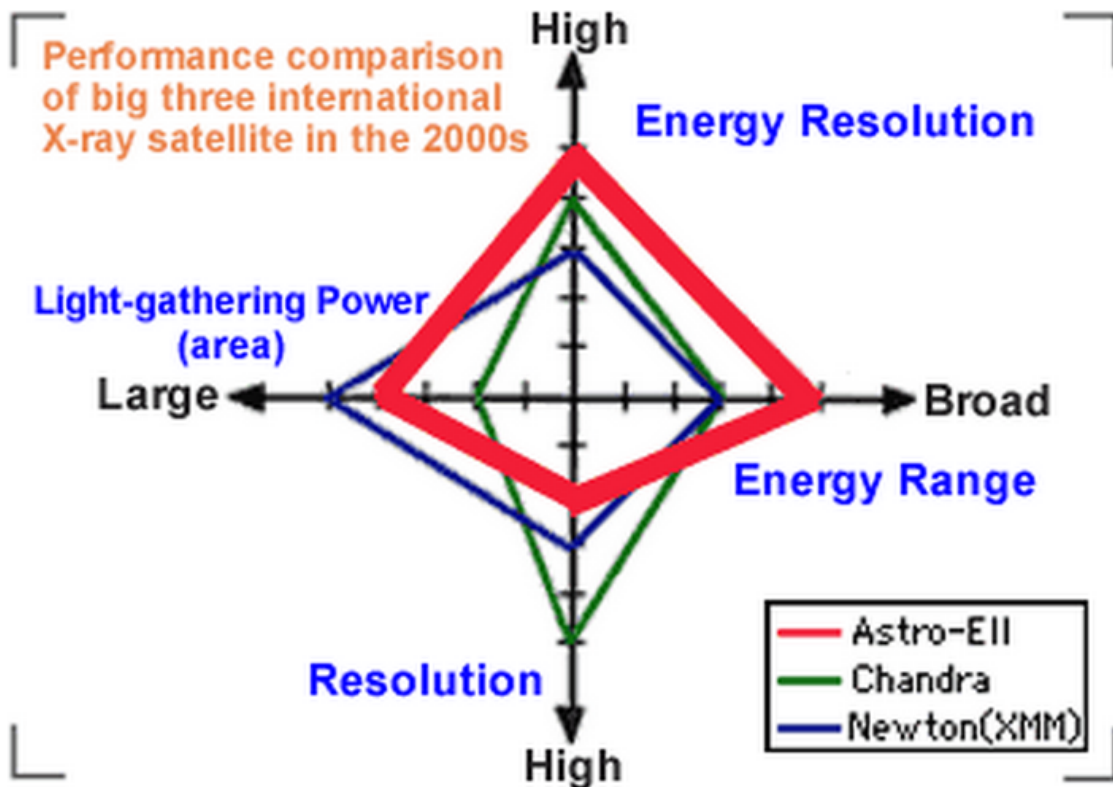


图 1.30 X-ray 望远镜性能相互比较。取自 Kazuhiro Nakazawa post 2005

1.5 AGN 的光变

光变是 AGN 一个非常重要的特性，从射电波段到光学，再到 X-ray 和 γ -ray 都有明显的光变特征，其时标范围也相当之广，短则几小时，长则数十年不等。同时，光变也是我们了解 AGN 内部物理特性的一个重要手段，最成功的例子就是利用反响映射 (RM) 的方法测量黑洞质量。然而对于射电噪的和射电宁静 AGN 的光变起源是完全不同的。对于射电宁静的 AGN，我们一般认为主要是由于吸积率的变化引起的光变，而射电噪的 AGN 的光变则可能是由于喷流的变化引起。本节主要着重于射电宁静 AGN 的研究，以及其连续谱，发射线的光变特征。最后还会介绍以下光变特性与其它各个参数之间的相关性，以及目前主流的解释光变起源的模型。

1.5.1 射电宁静 AGN 的连续谱光变

在光学波段，一般 AGN 的光变幅度小于 0.1 到 0.2 星等，在低能波段其光变幅度相对较大，在低能波段光变幅度较小，并且各个波段之间的光变有时候表现出很好的相关性。例如 Seyfert I 型星系 NGC 3783 和类星体 MR 2251-178 在 X-ray，光学以及近红外都表现出了光变的一致性，见图 1.31。一般认为 X-ray 连续谱辐射起源于吸积盘的内部，而光学和近红外辐射的起源于吸积盘中相对靠外的区域，见图 1.12，由于光变在吸积盘内部传递需要一定的时间，所以我们会预期低能波段相对于高能波段会有一些的时间延迟，而事实上只有小部分的观测结果支持这一预期的，大多时候观测结果并不像预期的那样。

近年，人们开始搜寻 AGN 光度函数暗端的天体，如 LINERS，对于这些 AGN 的光变性质目前还不是很清楚。而另一种吸积率非常高的 NLS1 也引起了人们的高度重视，它们很有可能属于 Seyfert 星系的一个特殊时期，我们通过更多大样本的统计研究，也许能搞清楚 LINERS - Seyfert I - NLS1 之间是否存在演化关系。

1.5.2 Blazar 的连续谱光变

Blazar 的光变一般认为是由其喷流主导，光变幅度一般都比射电宁静的类星体高好几倍，一般在 0.5 到 1 星等，甚至更高。在类星体的观测中很少能看到置信的周期性变化，而在 Blazar 中却探测到了准周期性，并且其光变时标一般比类星体要小一个量级。其中一个非常著名的源 OJ 287 有 100 多年的光变监测数据，并在这个光变曲线中发现了很好的周期性，大约为 12 年一个周期 (Takalo 1994)，他们解释这可能是由于双黑洞的相互遮掩造成的 (Lehto & Valtonen 1996)。在 Blazar 中各个波段之间的相关性较射电宁静的 AGN 要好，不管是射电与光学，毫米波与 X-ray，光学与 γ -ray，射电与 γ -ray 都表现出了一定的相关性，并且它们光变基本都是高频先变带动低频变，即能量是从高频注入的。观测表明，Blazar 的能谱主要由同步峰和逆康普顿峰两个成分组成，射电，光学，甚至有些源

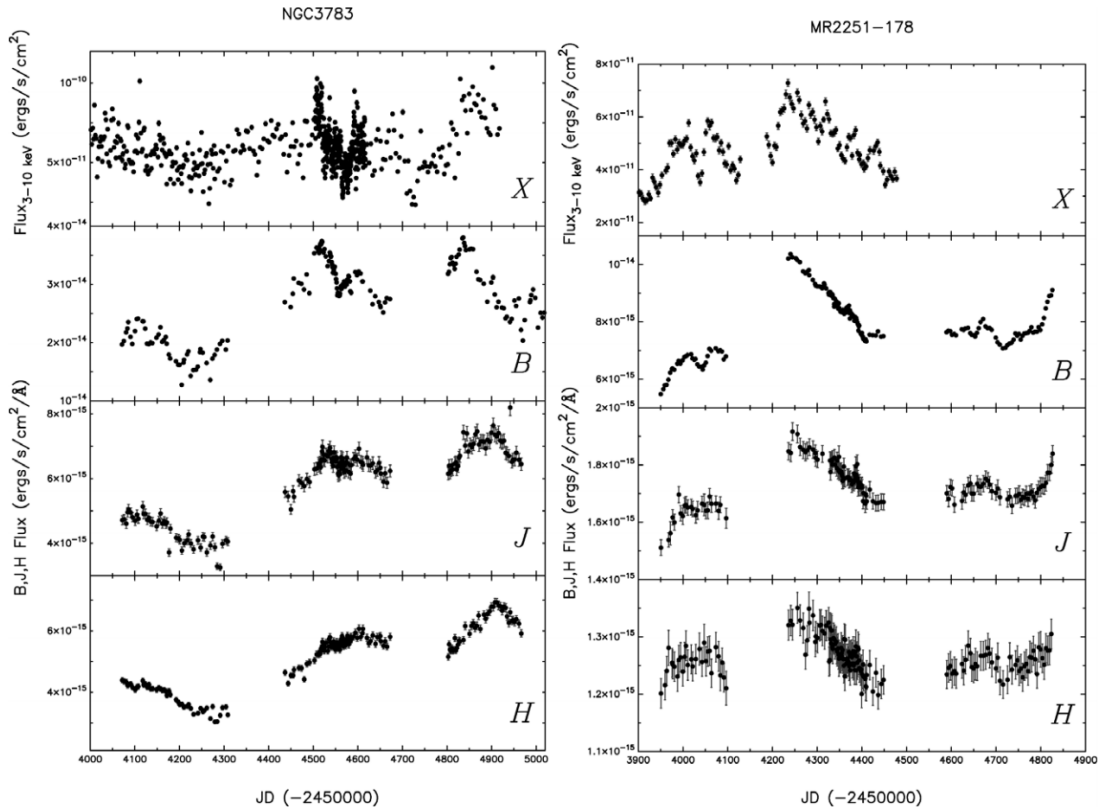


图 1.31 多波段光变的相关性。取自Lira et al. (2010)

的 X-ray 辐射都是由同步辐射主导，而更高能的 X-ray 和 γ -ray 辐射是由康普顿散射产生的。光变是在两个峰的峰频处光变幅度和谱型变化较大，其它地方都相对较小。与其它 AGN 子类相似，越高频处的光变越强烈，目前观测到的几个极端例子如：PKS 1622-297 在 2 天之内 γ -ray 的流量变了 10 倍 (Mattox et al. 1995)，Mrk 421 的 TeV 波段的流量在 1 天之内变了 10 倍，并且在其中的 30 分钟内，流量变化了 5 倍之多 (Kerrick et al. 1995)。

人们普遍认为 Blazar 康普顿散射的电子应该与同步辐射的电子有相同的起源，而种子光子的来源还不确定，可能是来自于同步辐射的光子，通过自康普顿过程产生高能光子，也可能是来源于外部的光子，通过外康普顿过程产生高能光子。而对于高能光子的产生过程和产生区域还是一个未解之谜。快速的 γ -ray 光变表明，产生 γ -ray 的区域不会太接近中心，因为那里相对于 γ -ray 是光厚的。最近，León-Tavares et al. (2011) 通过对 60 个 AGN 在 37 GHz 光变曲线的研究发现 γ -ray 产生的区域与喷流产生的区域大约相差了 7 pc。而 Müller et al. (2011) 研究发现，产生喷流的区域不仅仅只有一个，而是可能有许多小的区域共同产生，这相当于对之前的单一辐射区喷流模型提出了挑战，使得问题更加的复杂化了。而关于喷流中能量是如何传递目前有不同的模型，但是大部分这些模型都无法很好得拟合 Blazar 的 SED。

1.5.3 AGN 发射线的光变

在 AGN 的连续谱上叠加着非常复杂的发射线系统，对于光学波段的发射线，主要是由能级跃迁引起的发射，而对与红外射电波段，主要是由于分子的转动和振动引起的发射。因为分子的结构相当复杂，所以分子谱线也是非常的复杂繁多。由于光学波段的许多发射线都是由光致电离引起，因此按照激发能量的高低可以分为高激发电离线（HIL）和低激发电离线（LIL），高激发电离线主要来自于密度比较低，温度较高的区域，例如 CIV, CIII] 等一些紫外波段的强发射线，而低激发电离线主要来自于密度较高，温度较低的区域，例如 Balmer 线和光学紫外的铁线等。相对于连续谱的光变，发射线的光变相对滞后，因为发射线主要起源于 AGN 的宽线区和窄线区，连续谱起源黑洞周边的吸积盘上，光变需要一定的时间才能传播到宽线区或窄线区引起发射线的变化。然而，RM 就是利用光变的这一原理，将不同时间的光变曲线进行相关，找出特征时标，得到相应的从黑洞到宽线区的距离。同时利用光谱上发射线的宽度，我们可以得到产生发射线云块的环绕速度。由此，依照万有引力定律便可估计黑洞质量。发射线在光变幅度上也要比连续谱小一些，一般只有连续谱光变的 20% 到 30%，因为光变扰动从吸积盘内边缘产生之后，在传播过程中会被其它光变所抵消，所以传到宽线区和窄线区的光变扰动会减小很多。另外，发射线的线翼要比线心光变更强烈，但具体原因目前还不是很清楚。由这个效应就可能导致在 AGN 光度增大的时候，发射线的半峰全宽也会增加，但也有其他研究表明并没有发现这一关系。与这一效应相类似的是非常著名的 Baldwin 效应，其主要指出随着 AGN 连续谱光度的增加，发射线的等值宽度将下降。我们不仅在光学波段的宽发射线中发现了这一现象，而且在光学的一些窄线如 [OIII]，X-ray 波段的 Fe K α 线等都遵循这一规律。当 AGN 的光度变化时，有时候光学波段的宽发射线，如 H β ，H α 等，会变成窄线，这就是所谓 AGN 形态转变。特别是 Seyfert 星系中会有 S1, S1.2, S1.5, S1.8, S1.9, S2 相互转换，在类星体中也有个例。这可能是由云块或是其他东西遮挡引起，这一现象的记录对于研究尘埃环成分，遮挡物的运动学特征都有非常重要的意义。

通过长期对 AGN 的监测，科学家们发现有少量的射电噪 AGN 的发射线会出现双峰的情况，而且这种双峰的发射线只出现在低电离线中，例如 Balmer 线，并没有在高电离态的发射线中探测到。由此人们认为可能是由于吸积盘的自转引起的，并且能被轴对称的吸积盘模型所解释 (Halpern 1984)。但是后来发现这一模型并不能解释双峰的强度比值，由此又提出了椭圆吸积盘模型，翘曲吸积盘模型等等。而这一双峰现象另一个可能的解释就是双黑洞，在星系合并的过程中，两个黑洞还没有完全合并，形成了双黑洞。而伴随着双黑洞就会有两个宽线区，因此就可能观测到双峰的发射线，但如果真的是双黑洞所导致，那应该会观测到高电离线的双峰结构，但目前还没有任何的观测证据。然而，对于旋转吸积盘只产生了低激发态的双峰发射线，我们也许可以理解为由于高激发发射线

产生于更靠内区，引力红移使得双峰混合了，导致难以观测到双峰显现，我们可以通过统计高电离线和低电离线的线心倾斜程度来测试这一推测是否合理。

1.5.4 研究光变的工具

目前，我们对 AGN 的观测主要分为测光观测和光谱观测，而测光观测更为普遍，因为测光观测所消耗的观测时间较少，精度更高。而随着 SDSS 的兴起，光谱观测也越来越体现出其在科学研究中的重要性，虽然光谱观测会消耗大量的观测时间，但是能让我们清楚得看出 AGN 整体光变的趋势，并且不会受到发射线的污染。所以在 SDSS-IV 中专门建立了一个时域光谱巡天 (TDSS) 的项目，相信该项目一定会对 AGN 光谱光变产生相当重要的影响。当前，大天区光谱巡天还主要在光学波段，其他波段主要以观测个源为主。另外，有很多对 AGN 的长期监测项目，他们获取了一批 AGN 的长期光变曲线，星等等信息。而分析这些光变数据，目前最主流的就是功率谱密度函数 (PDS) 寻找特征时标的方法，另外还有结构函数 (SF)，交叉相关函数 (CCF)，离散相关函数 (DCF)，自相关函数 (ACF) 等等。功率谱密度函数主要是把流量在时间分布上的信息通过傅里叶变换成了频率空间的信息，搜寻 AGN 的特征时标，而这一时标可能对应于吸积盘上的某个物理时标，比如说电子的冷却时标等等 (Ishibashi & Courvoisier 2012)。而结构函数和后面的几种相关函数的方法类似，都是通过相关两个波段的光变信息来寻找两个波段之间的时间延迟。

1.5.5 光变与其他物理参数之间的关系

Vanden Berk et al. (2004) 通过对 25000 个 SDSS 类星体样本的研究统计出了光变与各种物理参量的相关性。首先是光变随波长的减小而增加，因为更高频率的辐射产生于更接近与黑洞的地方，因此，光变幅度也比产生于更靠外的低频辐射的光变强。例如，类星体在 1000\AA 处的光变要比 6000\AA 的光变强一倍左右。所以，之前的研究表明，AGN 的光学连续谱随着光度的增加，大部分源颜色变蓝，谱变硬。第二，光变随着类星体光度的增加而变小，即人们认为光度越亮的类星体越稳定，所以其光变幅度也相对较小。第三，早期的研究发现光变随着红移的增加而减小 (Hook et al. 1994)，但最近，SDSS 大规模的数据巡天表明，光变与红移应该呈正相关，而产生这一关系的原因还有争议。有人认为这是由于我们在观测坐标系下观测到的高红移类星体的波长较短所引起的 (Cristiani et al. 1996)。但也有人认为是由于类星体的光变随红移的增大有一定的演化所导致的 (Vanden Berk et al. 2004)。第四，Wold et al. (2007) 首次提出了光变幅度和黑洞质量存在正相关性，他们解释到这是由于越大质量的黑洞周围的气体会相对较少，并产生相对较大的流量变化，因为在它们的吸积盘里面无法形成稳定的吸积流。而 Li & Cao (2008) 认为这也可能是由于它们的吸积率变化引起的。另外，Giveon et al. (1999) 通过对 PG 类星体中射电噪类

星体的研究发现，光度越大，其光变时标约长。

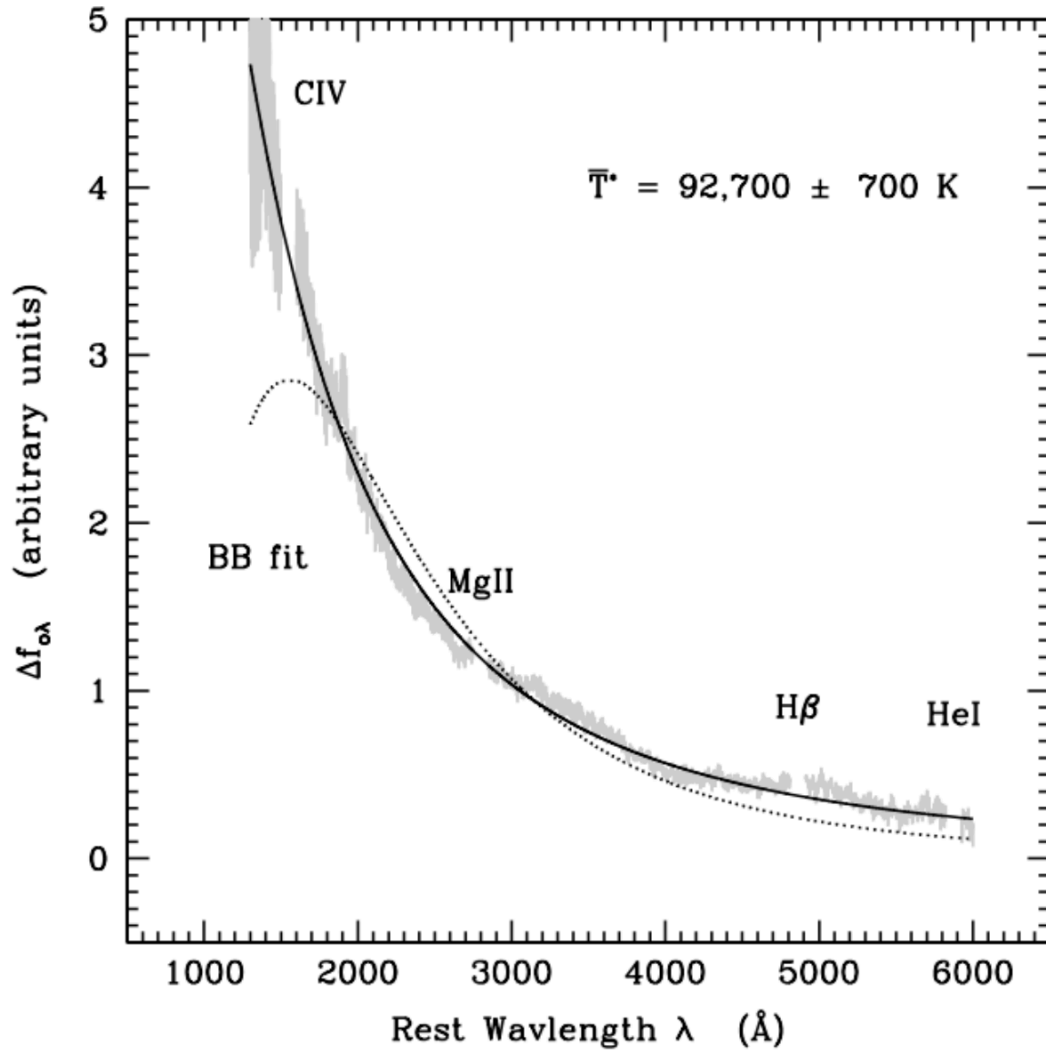


图 1.32 整体吸积率变化的模型对残余谱的拟合。残余谱为两次历元相减之后的残留谱线。取自Pereyra et al. (2006)

1.5.6 光变的物理起源模型

目前，我们一般认为光学波段光变的起源来自于吸积盘，目前主流模型主要有四种。第一种是由于吸积盘整体的吸积率变化引起的 (Pereyra et al. 2006; Li & Cao 2008; Sakata et al. 2011)，图 1.32 是 300 多个类星体两次观测光谱相减后残余谱的合成谱，他们发现合成残余谱能很好的用吸积率变化的标准吸积盘模型来拟合。但是吸积盘的粘滞时标明显长于典型的 AGN 的光变时标。为了解决时标过长的问题，产生了另外三种模型：局部的吸积率变化，局部的耀变或热斑，全盘的热扰动。所谓局部的吸积率变化是考虑吸积盘的内部区域，大约几十个史瓦西半径的位置，使得粘滞时标符合典型的 AGN 的光变时标，该模型还考虑了冕的再辐射过程来补偿吸积盘的外部光变。Liu et al. (2016)

建立的该模型很好的拟合了Vanden Berk et al. (2004) 中的 25000 个类星体光变与波长的关系。而对于局地的耀变和热斑，它们主要是由于吸积率变化或是吸积盘的热不稳定性引起的。但是Kokubo (2015) 指出单一的耀变或是热斑不能产生一条幂律形式的残余谱。最后，Kelly et al. (2009) 首先提出了全盘热扰动所导致的光变，而这些热扰动是由一些随即过程引起，例如磁场的的不稳定性。之后，Dexter & Agol (2011) 在他们的启发下提出了大尺度局地的温度扰动模型，这种模型所认为的热起源也得到了之前很多观测的支持 (Czerny et al. 1999; Giveon et al. 1999)。除了上述的主流模型外还有一些早年提出的模型：比如所谓的泊松过程，例如多个超新星事件 (Terlevich et al. 1992) 或是恒星的碰撞过程 (Courvoisier et al. 1996) 都可能引起 AGN 的光变。另外，微引力透镜效应也是可能引发光变的一种机制。

2 多历元类星体连续谱与发射线光变的性质

2.1 简介

为了研究类星体连续谱和发射线的光变性质，我们从 SDSS 10 万多个类星体中挑选出了 60 个拥有 ≥ 6 次光谱历元的类星体。我们验证了 2500\AA 处连续谱光变幅度和光度之间的反相关关系。在单独的个源中，我们发现在这个样本中有一半的源遵循变亮变蓝的原则，而另外一半源遵循变亮变红的原则。所谓变亮变蓝 (BWB) 就是连续谱光度增加，其蓝端流量的抬升比红端要快，其谱变硬，变亮变红 (RWB) 则完全相反。变亮变蓝我们一般认为是由于吸积盘温度变高，产生更多的高能光子使得大蓝包的峰值向短波移动所导致的。而对于变亮变红的起源我们至今还不清楚，但我们认为观测时视宁度不同导致的孔径内所包含的寄主星系大小不同的效应是一种可能的解释。另外，根据光致电离模型的预言，在大部分的个源中我们验证了发射线光度和连续谱流量之间的正相关关系，在整体的样本中我们也得到了该关系。除此之外，我们也验证了在大部分个源中的 Baldwin 效应，但仍然有小部分的源表现出反 Baldwin 效应，我们认为这主要是由于寄主星系的贡献所导致。最后，我们发现发射线的宽度随着发射线的光度增加而增加，并在整体样本中也发现了相同的趋势，我们认为造成这一效应的物理原因是发射线的线翼部分光变要比线心的光变强。

2.2 背景介绍

光变是研究 AGN 内部结构的一个重要手段，而对光变的研究也遍布各个波段，尤其光学和 X-ray。在 2000 年以前的光变研究主要以个源和小样本为主，主要科研成果可以参考 AGN 的光变回顾 (Ulrich et al. 1997)。而自从 SDSS 运行之后，人们进入了数字巡天时代，观测数据呈指数增长，因此，对大样本的光变研究工作也层出不穷。我们主要介绍几个与这项工作相关的关系。首先，Angione & Smith (1972) 发现了连续谱光度和光变之间的反相关关系，并被后来的许多工作证实 (Hook et al. 1994; Wilhite et al. 2008; Zuo et al. 2012)。其次，是光变和红移的正相关关系，Cristiani et al. (1996) 认为这可能是由于光变和波段的反相关关系所导致的。但 Vanden Berk et al. (2004) 却认为这可能是由光变机制的演化关系引起的。最后，是 Wold et al. (2007) 首先提出黑洞质量和光变之间的正相关关系，他解释到大质量的黑洞周围的气体较少，不能够形成稳定的吸积流导致了光变幅度比较大。详见 §1.5.5。

在过去的几十年里也有相当多的关于类星体连续谱谱型和发射线性质的研究 (Fan et al. 1998; Gu & Ai 2011; Gu & Ai 2011; Wu et al. 2005; Zuo et al. 2012)。人们发现大部分

AGN 的连续谱表现出 BWB 的特征，只有小部分 AGN 表现为 RWB (Schmidt et al. 2012; Ruan et al. 2014)。而连续谱和发射线之间也有非常紧密的联系，最早，Baldwin (1977) 发现了发射线等值宽度和连续谱光度之间的反相关关系，后人为了纪念这一发现，把这一现象命名为 Baldwin 效应。然而，Shen et al. (2011) 研究 SDSS 第七期数据时在 CIV 和 MgII 中发现了很强的 Baldwin 效应，而 $H\beta$ 却表现出了一定的反 Baldwin 效应。他认为这主要是由于 $H\beta$ 线波长较长，受寄主星系影响较大所导致的。对于发射线宽度和发射线的光度之间的关系目前还没有确定的结论，最早，Wills et al. (1993) 通过对 123 个类星体光谱的研究发现了反相关关系。然而，Wilhite et al. (2005) 对 315 个两次光谱历元的类星体的研究却发现了正相关关系。

我们的研究目的主要是由于之前的研究工作都是利用不同的源得到的各种相关性，随着 SDSS 巡天重复区域的增加，我们试图挑选一批拥有数次光谱观测的样本来研究它们连续谱和发射线之间的物理性质。这样既兼顾了样本中各个参数的物理性质关系，也能对个源做到充分的研究。

2.3 样本

由于我们的源来源于 SDSS，我们必须了解 SDSS 的选源标准以及一些相关参数。在 SDSS DR7 中总共发现了 105783 个类星体。SDSS 对于类星体的标准是 i 波段绝对星等必须亮于 -22 等，并且有一条发射线的宽度大于 1000 km/s (Schneider et al. 2010)。对于红移小于 3 左右的候选体，他们要求 i 波段的视星等必须亮于 19.1 等，如果红移更高，标准放宽为 i 波段视星等亮于 20.2。另外，还有一部分源来自于 20 cm 射电巡天 (FIRST) (Becker et al. 1995)，它们的 i 波段光度范围在 15 等到 19.1 等。SDSS 第七期数据的光谱覆盖范围从 3800 到 9200Å，光谱分辨率大约为 2000 左右，总共包含 u, g, r, i, z 5 个波段，典型的测光误差为 0.03 星等。

为了使研究结果可靠，单个源的历元必须尽可能得多，而样本又要尽可能大，我们综合考虑之后挑选了拥有 6 次和 6 次以上观测的 60 个类星体的样本。它们的红移分布在 0.08 到 3.78 之间，其中有 8 个类星体探测到射电流量，7 个为射电噪类星体。其中射电噪定义为 $R = f_{6cm}/f_{2500} \geq 10$ ， f_{6cm} 和 f_{2500} 分别是 6cm 和 2500Å 处的流量。本工作中我们对谱指数的定义为 $f_\lambda \propto \lambda^{\alpha_\lambda}$ ， f_λ 是 λ 波长处的流量。由于不同红移的类星体所覆盖的波长不同，我们把所有的源分为低，中，高红移（见图 2.11、2.12、2.13），分别为 $z \leq 0.4$ ， $0.4 \leq z \leq 0.8$ ， $z > 0.8$ 。

2.4 数据处理

由于 SDSS 光谱的后端处理较为完善，所以我们得到的数据都是经过预处理的。后期的处理主要的目的是拟合连续谱的谱型和流量，以及扣除其他成分的污染之后测量出各个发射线不同成分的流量。首先，我们利用 Cardelli et al. (1989) 的消光曲线和 Schlegel et al. (1998) 的消光分布图进行消光改正。之后，将每个源的波长移回到静止坐标系下，并将流量通过 $(1+z)^3$ 改回到静止坐标系下。然后，我们选取发射线较少的区域 (Vanden Berk et al. 2001; Forster et al. 2001) 进行连续谱的粗略拟合。在拟合过程中，我们会考虑光学铁谱 (Véron-Cetty et al. 2004)，紫外铁谱 (Vestergaard & Wilkes 2001) 的成分和 Balmer 连续谱成分 (Dietrich et al. 2002)。得到初始的幂律谱参数之后，我们再将其代入初始连续谱中反复迭代，直到 χ^2 最小 (见图 2.1)。我们的研究主要关注连续谱上的几条重要宽发射线：H α ，H β ，MgII，CIV。然而发射线的拟合一般需要几个宽窄不同的高斯轮廓，我们在拟合中限定窄成分的宽度不大于 1200 km/s，宽成分的宽度则必须大于 1200 km/s (Shen et al. 2011)。另外，在宽发射线中一般会有其他的发射线混在里面而无法区分，比如 H β 和 [OIII]，HeII 混在一起，H α 和 [NII]，[SII] 混在一起。通过连续谱和发射线的拟合我们得到了连续谱谱指数，流量，发射线流量，速度等信息。

2.5 结果

2.5.1 连续谱光变

由于各个源的红移不同，我们选取了 2500Å 作为连续谱流量的指针，因为紫外波段的光变幅度比较大，而且大部分源包含这个波段。对于某些不包含这个波段的源，我们通过拟合之后的幂律谱进行外插得到相应的流量。我们在计算光变时的定义采用： $\Delta \log \lambda L_\lambda = \log \lambda L_{\lambda, \max} - \log \lambda L_{\lambda, \min}$ ， $L_{\lambda, \max}$ ， $L_{\lambda, \min}$ 分别是 2500 Å 处最大和最小的光度。在计算光变时，我们主要考虑了两部分的误差：光谱观测的误差和幂律谱拟合的误差。光谱观测的误差为： $\sigma_s = \sqrt{\sigma_{s,1}^2 + \sigma_{s,2}^2}$ ， $\sigma_{s,1}$ 和 $\sigma_{s,2}$ 分别是两条光谱的观测误差。幂律谱拟合误差为 $\sigma_f = \sqrt{\sigma_{f,1}^2 + \sigma_{f,2}^2}$ 。两种误差综合考虑之后得到总的误差为： $\Delta \log \lambda L_\lambda$ 是 $\sigma = \sqrt{\sigma_s^2 + \sigma_f^2}$ 。图 2.2 中展示了 SDSS J030639.57 + 000343.1 九次历元的光变的情况，其红移大小为 $z = 0.107$ 。

在图 2.3 中，我们展示了光变与其他 4 个参数之间的关系。从图 2.3 (a) 中我们能发现光变与 2500Å 处的流量有很强的反相关关系，其中 2500Å 处的单个源的流量是各次历元的平均值。通过 Spearman 相关性分析得到相关系数为 $r_s = -0.38$ 和 $\sim 99.7\%$ 的置信度。通过光变和红移的关系研究发现，它们大致呈反相关关系，相关系数和置信度分别为 $r_s = -0.27$ ， $\sim 96.6\%$ 。我们从图 2.3 (b) 中发现，在红移 2.5 以前遵循了反相关关系，由于

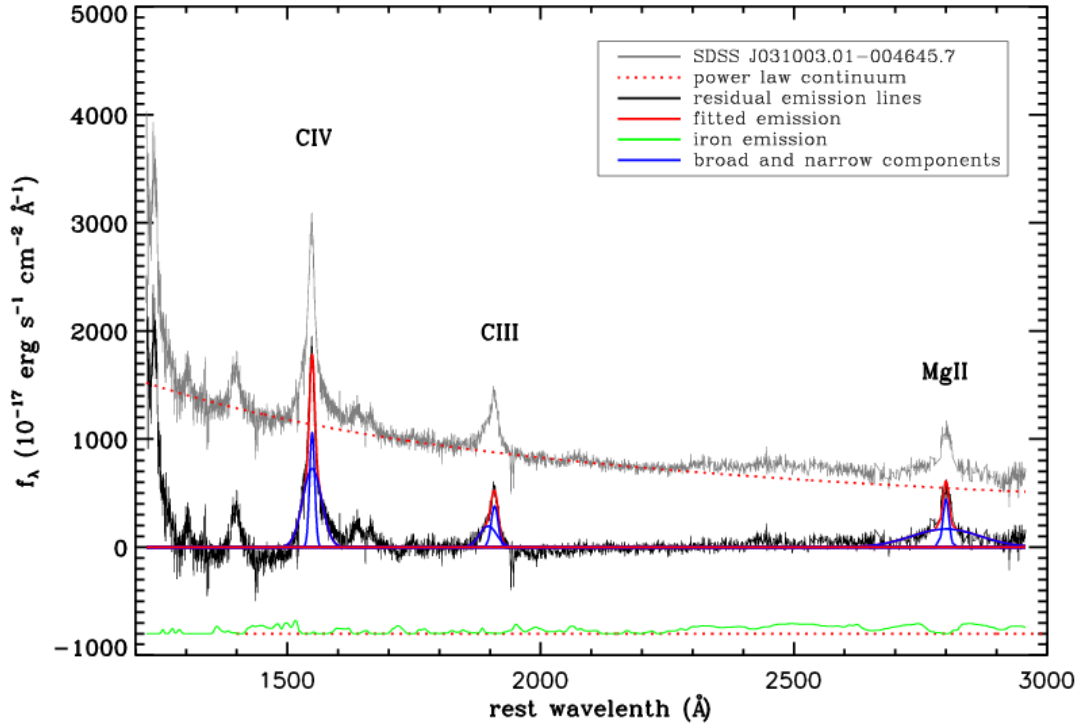


图 2.1 SDSS J031003.01-004645.7 光谱分析案例。图中的灰色和黑色曲线分别代表原始的和连续谱扣除之后的光谱。红色点线代表连续谱的幂律谱成分。蓝色的实线是各个发射线的高斯成分，而红色实线是所有高斯成分的叠加。图下方绿色的实线是基于幂律谱上的平滑之后的铁的发射线，为了以示区分将其移至下方。最后我们还在图中标出了几条主要的发射线 CIV, CIII 和 MgII。取自 Guo & Gu (2014)

大于 2.5 以上的源较少，才出现了正相关的趋势。这似乎与之前研究得到的正相关关系有所不同 (Cristiani et al. 1996; Vanden Berk et al. 2004)。

Shen et al. (2011) 中已经给出了各个源的黑洞质量，光度，吸积率等参数，因此我们直接利用他们的计算结果来研究光变与黑洞质量以及光变与吸积率的关系。通过 2.3 (c) (d) 发现，它们之间没有很强的相关性。但是通过分区间平均后发现，两个关系都表现出了一定的反相关趋势。由于图中的一个源 (SDSS J022214.38-001745.3, $z = 0.773$) 的光变特别强，为了防止它对我们相关性的分析造成一定的偏差。我们把这颗类星体排除之后又重新计算了所有的相关性，得到了几乎相同的结果。

2.5.2 连续谱谱型的变化

通过连续谱的拟合我们得到了各个源各次历元的连续谱谱指数，再通过研究各个源的谱指数变化与连续谱光度之间的关系，我们发现在我们的样本中有正好 30 个源变亮变蓝 (BWB)，而另外 30 个源变亮变红 (RWB)。其中表现为反相关 (BWB) 的源中有 3 个源的置信度超过 99%，有 6 个源的置信度在 90%~99% 之间。而变亮变红的源中相关性最

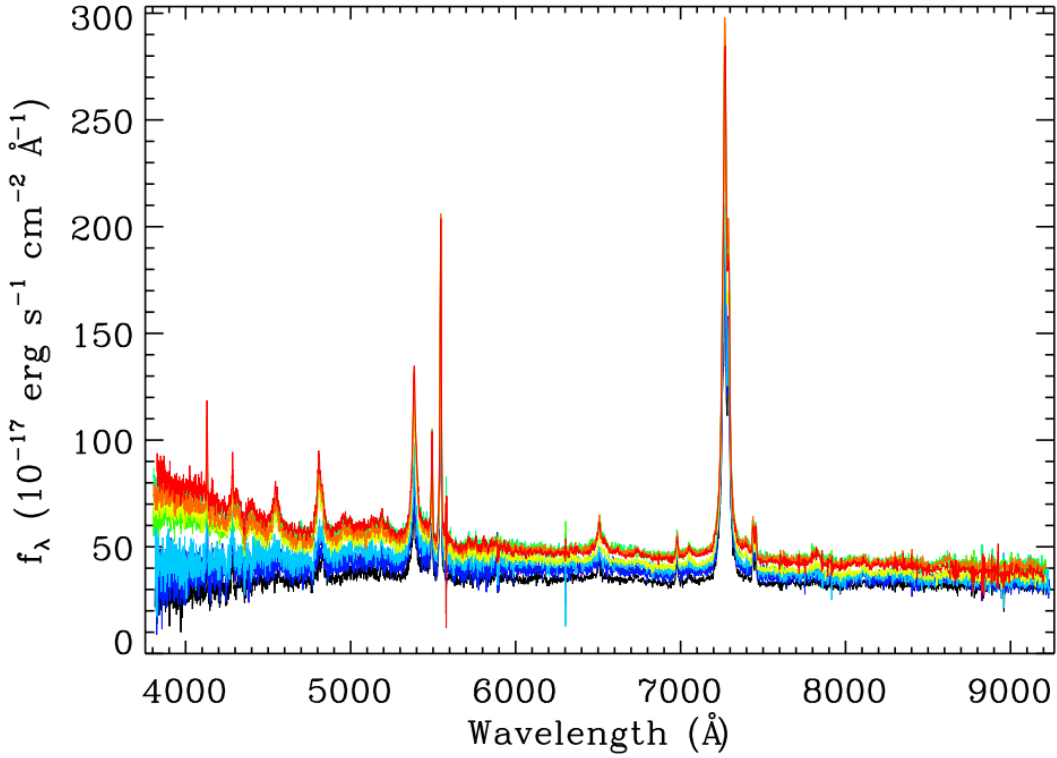


图 2.2 SDSS J030639.57+000343.1 多历元光变。该源的红移为 0.107，经过与银河系消光改正后被展示在观测坐标系中，可以从本源看出蓝端有明显的光变。取自 Guo & Gu (2014)

好的是 3 个置信度在 90%~99% 之间的源 (SDSS J022518.36-001332.3, $z = 3.63$, SDSS J030907.49+002419.0, $z = 2.08$, 和 SDSS J031022.10+004130.0, $z = 0.65$, 见图 2.12 和 2.13)。图 2.4 给出了两种不同相关性的例子。

2.5.3 发射线光度与连续谱光度的关系

由于各条宽发射线的位置不同，我们尽量选取其局地的连续谱与其进行对比。从图 2.11, 2.12 和 2.13 可以看到，我们选取了 1350, 3000, 5100, 5100Å 分别对应 CIV, MgII, H β , H α 。通过对单色连续谱的光度和发射线（宽成分）光度相关性的研究发现：92 条发射线中有 74 条发射线的光度与局地连续谱光度成正比，这也符合光致电离模型的预期 (Yee 1980)。其中 24 条发射线的相关性的置信度大于 90%。非常有意思的是我们同样也发现了一个置信度为 93% 的反相关关系的源，虽然其他的源的反相关性都很弱。我们认为这主要是由于连续谱光变的区域在吸积盘较为靠内的区域，而产生发射线的区域在宽线区，光变还没来得及传递时，我们便会观测到反相关的关系。图 2.5 中给出了一个置信度为 99.7% 的正相关的源和一个置信度为 93.0% 负相关的源，并用线性拟合给出了它们的斜率：

$$\log L_{\text{H}\alpha} = (1.03 \pm 0.13) \log (\lambda L_{\lambda, 5100\text{\AA}}) - (2.83 \pm 5.81). \quad (2.1)$$

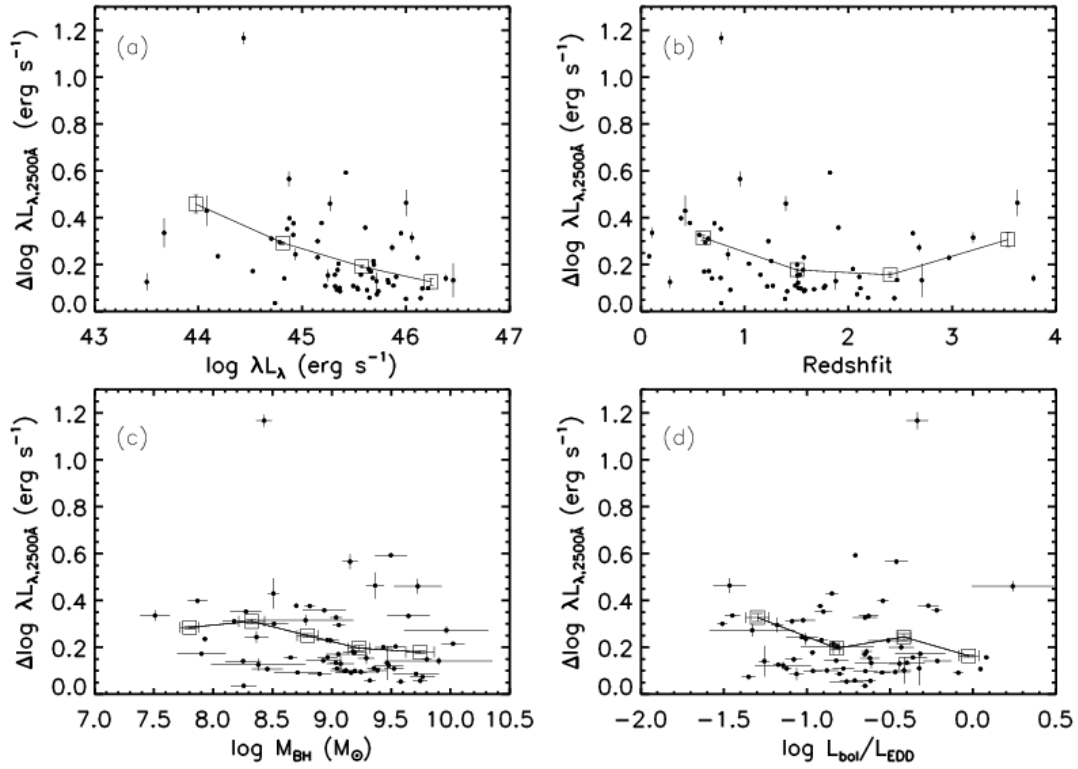


图 2.3 多历元类星体的性质。(a) 光变 VS 2500Å 处光度，光度是多次历元的平均值。(b) 光变 VS 红移。(c) 光变 VS 黑洞质量。(d) 光变和爱丁顿比。每幅小图中的方块代表了每个区间里的光变平均值。区间按照不同的参数分别分为 (a) 44.5, 45, 46; (b) 1, 2, 3; (c) 8.0, 8.5, 9.0, 9.5; (d) -1.1, -0.6, -0.2。取自 Guo & Gu (2014)

$$\log L_{\text{MgII}} = (-0.50 \pm 0.32) \log (\lambda L_{\lambda, 3000\text{\AA}}) + (70.91 \pm 14.66). \quad (2.2)$$

。最后，我们将所有的历元都放在一起研究整个样本的连续谱光度与发射线光度之间的相关性，从图 2.6 中也能看出明显的正相关关系，并且各条发射线也基本遵循这一正相关关系。

2.5.4 Baldwin 效应

由于大样本的研究都是利用不同的源来研究 Baldwin 效应，而对于利用同个源的不同次历元研究 Baldwin 效应的样本相当缺乏。而我们所挑选的样本正好弥补了这个空缺。从图 2.11、2.12、2.13，中我们可以发现 92 条发射线中，有 61 (66%) 条发射线的等值宽度与连续谱光度呈负相关，即表现出 Baldwin 效应。其中 2 个源表现出相当置信的反相关关系 ($\geq 99\%$): SDSS J031226.12-003708.9 和 SDSS J031156.45-004157.0。令人惊奇的是还是有 31 个源表现出较弱的反 Baldwin 效应。同样我们在图 2.7 中给出了两种不同趋势的关系。同时，我们将所有历元都放在一起，试图呈现整个样本的 Baldwin 效应，但是令人遗憾的是我们只在 MgII 线中发现了置信度大于 99.9% 的 Baldwin 效应，其他发射线上

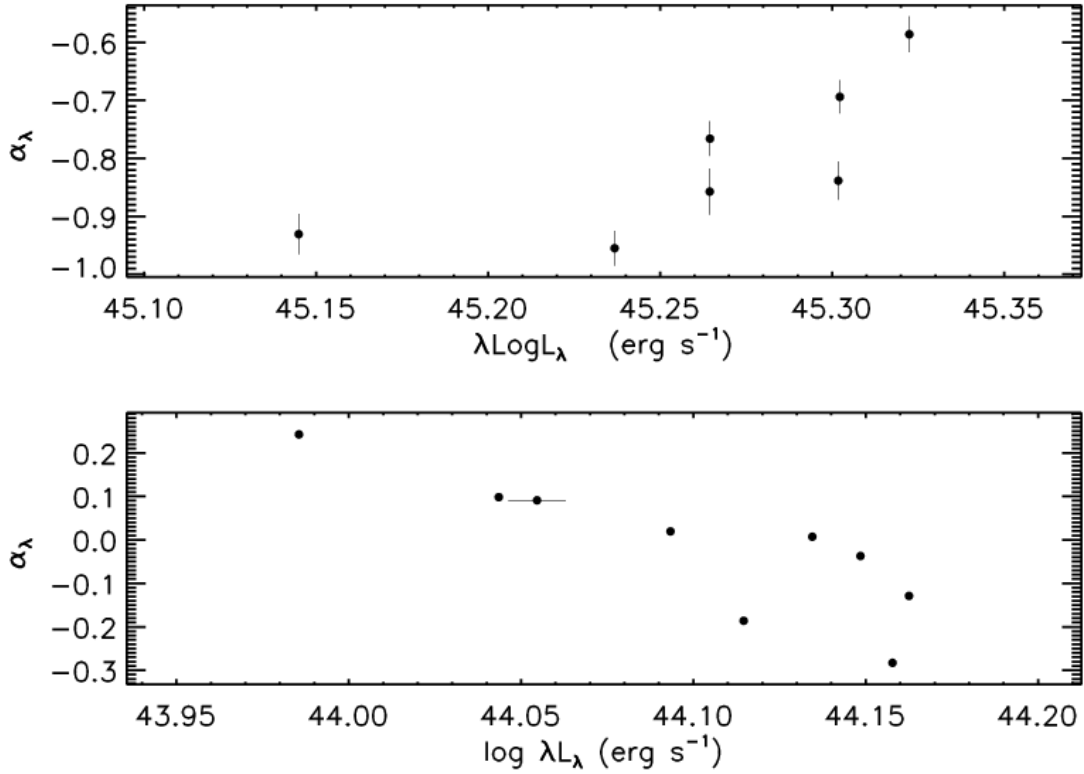


图 2.4 谱指数与 2500\AA 连续谱光度的关系。RWB (SDSS J031022.10+004130.0, 上图) 和 BWB (SDSS J30639.57+000343.1, 下图)。其中每个点的误差由误差棒给出, 没有的代表误差小于圆点。取自 Guo & Gu (2014)

都没有表现出明显的 Baldwin 效应。

2.5.5 发射线线宽与光度之间的关系

发射线的半峰全宽 (FWHM) 是指流量为峰值一半时的发射线宽度, 这与等值宽度有所不同。我们试图研究其宽度与发射线光度之间的关系。通过 92 条发射线的研究发现, 其中有 69 (75%) 条发射线的 FWHM 与发射线的光度呈正相关, 而且有 24 (26%) 条 Spearman 相关性分析的置信度超过 90%。相反, 只有三个源 (CIV, SDSS J022230.28+001844.5, MgII, SDSS J030911.64+002358.8, 和 $H\alpha$, SDSS J031027.82-004950.7) 呈现出的反相关关系置信度超过 90%。同样我们在图 2.9 给出了一个正相关和一个负相关的例子而对整体样本的研究发现与单个源所呈现出的关系基本一致 (见图 2.10), 发现 CIV, MgII, $H\beta$, $H\alpha$ 的 Spearman 相关系数分别为 0.14, 0.16, 0.42 和 0.41, 并且置信度都大于 99%。通过计算 CIV, MgII, $H\beta$ 发射线宽成分的 FWHM 我们可以得到相应的速度, 分别为 41\AA ($\sim 7900 \text{ km/s}$), 48\AA (5100 km/s), 90\AA (5500 km/s)。另外由于包含 $H\alpha$ 的源较少, 忽略不计。从它们的发射线宽成分的速度分布来看, $H\beta$ 和 MgII 的辐射区应该还是比较接近的,

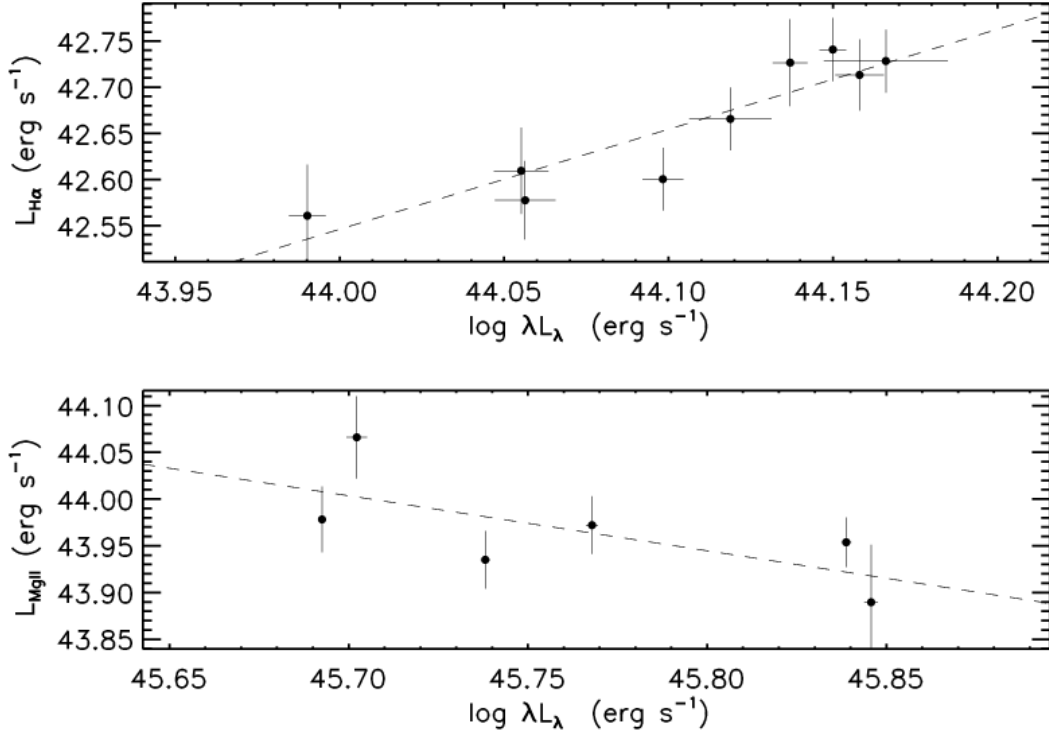


图 2.5 连续谱与发射线宽成分正反相关性的例子。其中上图为 SDSS J030639.57-000343.1 的 $H\alpha$ ，显示为正相关。下图为 SDSS J021754.80+000234.0 的 $MgII$ ，显示为负相关。虚线分别为线性拟合的最佳结果。图中每个点的误差由误差棒给出，没有的误差棒代表误差小于圆点。取自 Guo & Gu (2014)

而 CIV 辐射区要更靠近黑洞。

2.6 讨论

我们知道 SDSS 的类星体大部分是通过颜色挑选出来的，少部分来源于 FIRST。我们样本的平均谱指数为 $\langle \alpha_{\lambda} \rangle = -1.37 \pm 0.18$ ，大致与 Vanden Berk et al. (2001) 的 $\alpha_{\lambda} = -1.56$ 一致。另外 $i \geq 19.1$ 的 15 个较暗类星体的平均谱指数为 -1.34，与 45 个较亮的谱指数 -1.38 相比，没有明显的区别。这就意味着这部分较暗的类星体没有受到特别强的红化。但是 8 个来源于 FIRST 的源的谱指数为 -1.08，相对于其他通过颜色挑选的类星体的谱指数 -1.42 来说，确实较红。这可能是受射电喷流中的同步辐射影响，但是这些源都没有表现出变亮变红的趋势。所以变亮变红的现象并不一定与同步辐射或是红化相关。然而在我们样本中，光谱的颜色变化表现为一半变亮变蓝，另一半变亮变红。对于发现如此多变亮变红的源是比较奇怪的事情，Cellone et al. (2000) 认为这可能是由于观测时不同的视宁度在 SDSS 3 角秒的视场中寄主星系所占的比例不同所导致的。因为我们一般认为寄主星系的光相对于类星体来说要偏红一些，而不同视宁度时寄主星系在视场中的扩散程度会有所区别。为了验证这一解释是否可靠，我们选取了 3 个有中等置信度的 RWB 的类星

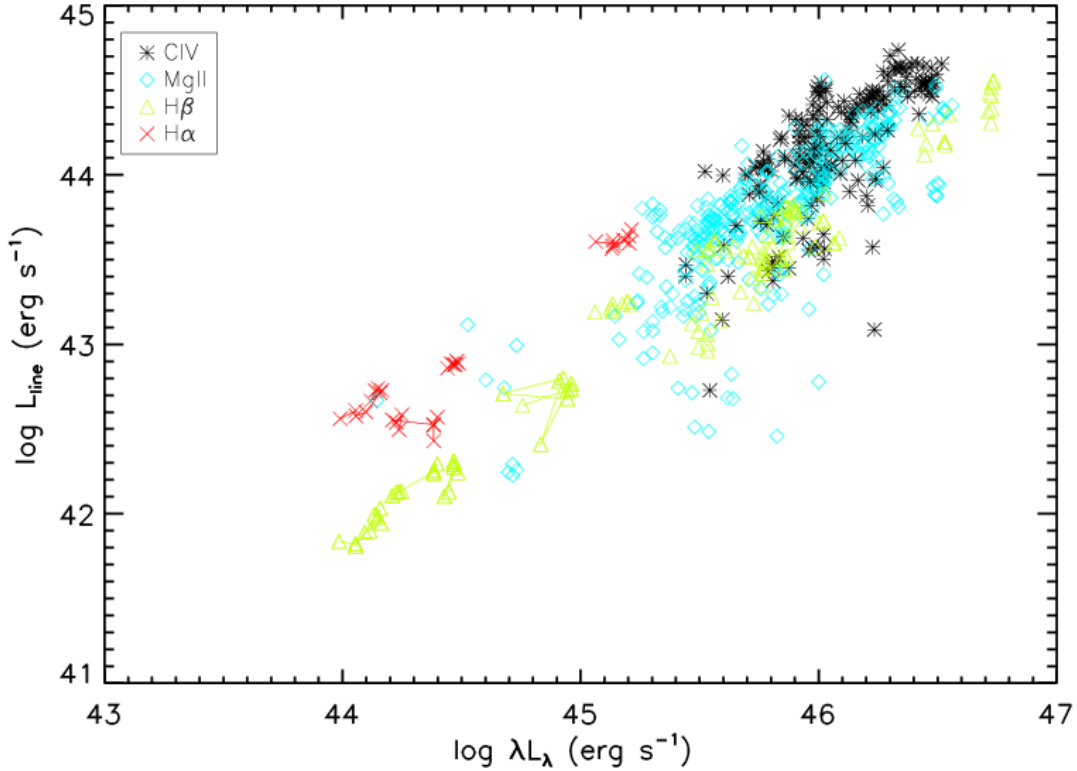


图 2.6 样本连续谱与发射线宽成分相关性。图中包含了样本中的所有历元，连续谱 1350Å, 3000Å, 5100Å, 5100Å 分别对应于 CIV, MgII, H β , H α 的宽成分。其中实线连接的源为同一个源的不同历元。取自 Guo & Gu (2014)

体（但只有 2 个源有完整的视宁度数据）去试图探究视宁度和谱指数的变化规律。我们发现在这两个源中（SDSS J030907.49+002419.0, $z = 2.083$, 和 SDSS J031022.10+004130.0, $z = 0.656$ ）确实发现了视宁度越大，谱指数越小（类星体越蓝）的关系。但是由于寄主星系的图像不佳，无法准确估计其在视场内的贡献，而且也仅仅在 2 个源中发现了该关系。所以我们认为视宁度与寄主星系的污染是类星体变亮变红可能的起因。

对于 Baldwin 的物理起源目前还不清楚，但人们猜想这可能与黑洞的质量，吸积率或是光度有关系。目前最可能的一种解释是：更亮的源的 SED 更软一些，导致产生较少的电离光子 (Netzer et al. 1992; Dietrich et al. 2002)。而 Wilhite et al. (2005) 认为本征的 Baldwin 效应是由发射线的光变比连续谱光变弱导致的。但是发射线光变与连续谱光变之间又存在时间延迟，而这一时延效应就可能反 Baldwin 效应。在 Pogge & Peterson (1992) 的工作中，他们去掉了时间延迟之后，原本弥散的连续谱流量和发射线流量的相关性确实好了很多。但是非常遗憾，我们的工作中受限于有限的光谱数量，无法去除时延效应。另外，Shen et al. (2011) 通过 SDSS 10 万多个类星体的研究确实发现了 CIV 和 MgII 的 Baldwin 效应，但是 H β 的关系却很弱。同时较弱的 H β 的反 Baldwin 效应， $EW \propto L^{0.2}$ ，和 $EW \propto L^{0.1}$ ，分别在大约 22000 个类星体的 2dF+6dF 巡天 (Croom et al. 2002) 和 40000

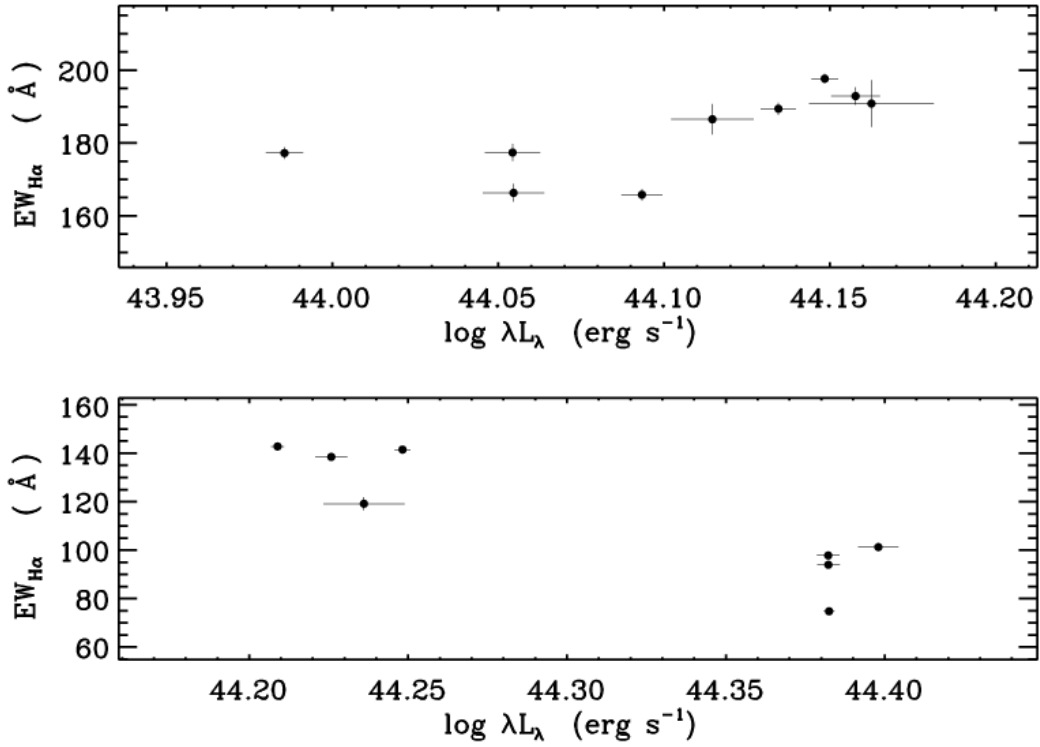


图 2.7 个源的正反 Baldwin 效应。上图为 SDSS J030639.57+000343.1 的 $H\alpha$ ，显示正相关性。下图为 SDSS J031027.82-004950.7 的 $H\alpha$ ，显示反相关性。图中每个点的误差由误差棒给出，没有的代表误差小于圆点。取自 Guo & Gu (2014)

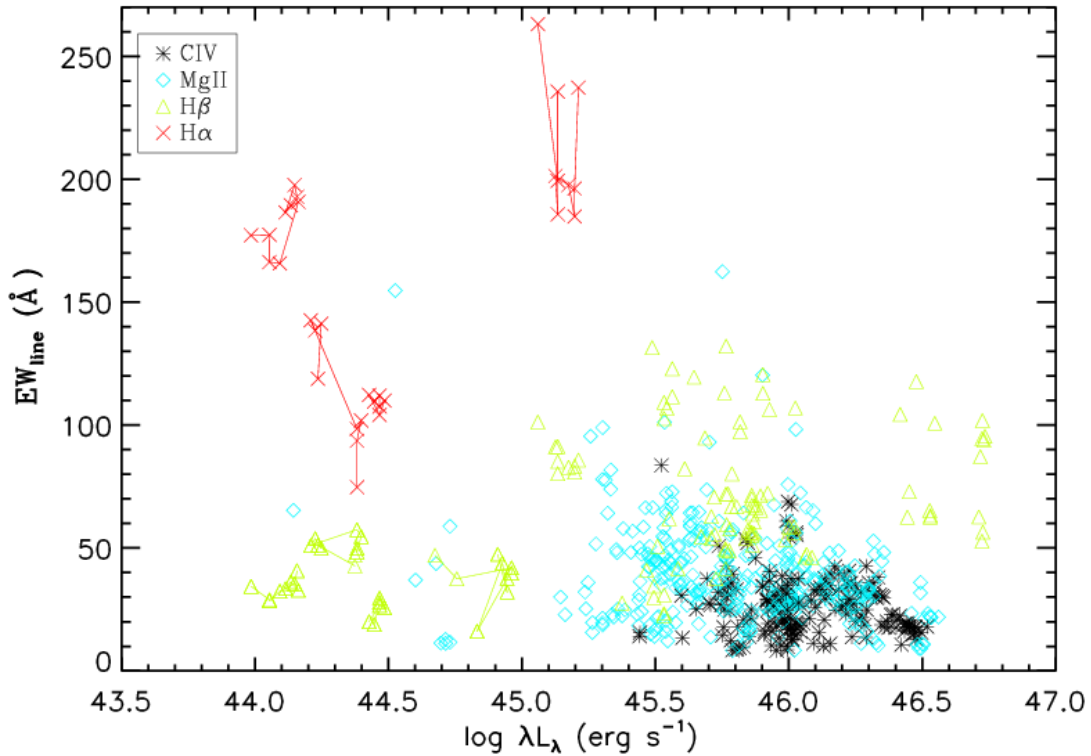


图 2.8 样本的 Baldwin 效应。其中实线连接的源为同一个源的不同历元。取自 Guo & Gu (2014)

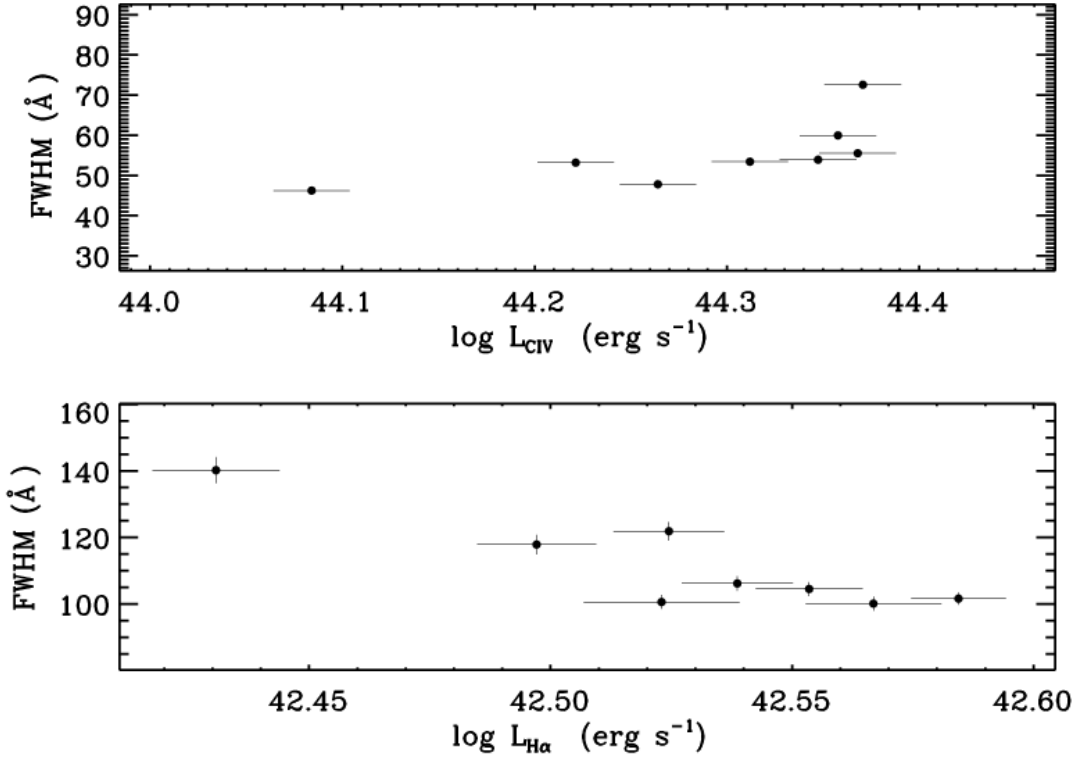


图 2.9 个源 FWHM 与发射线宽成分光度的正反相关性。上图为 SDSS J031131.41-002127.4 的 CIV, 显示为正相关。下图为 SDSS J031027.82-004950.7 的 H α , 显示为负相关。图中每个点的误差由误差棒给出, 没有的代表误差小于圆点。取自 Guo & Gu (2014)

SDSS 类星体样本 (Greene & Ho 2005) 中发现。而在我们的样本中发现 $H\beta EW \propto L^{0.14}$, 其 Spearman 的相关系数与置信度为 $r_s = 0.5$ 和 $\gg 99.9\%$ 。其次, Shen et al. (2011) 认为, 如果 L_{5100} 小于 10^{45} erg s⁻¹, 就可能严重受寄主星系污染, 表现出反 Baldwin 效应。因此我们选出了样本中大于该光度的 13 个源, 但仍然没有发现 Baldwin 效应。对于 CIV, 我们认为主要是由于其覆盖的光度范围不够宽, 所以导致了关系不够明显 (Shields 2007)(见图 ??)。

Wills et al. (1993) 发现了发射线光度与 FWHM 的反相关关系, 而且根据一些经验关系, 我们可以得到

$$M_{\text{BH}} \propto V^2 \times R_{\text{BLR}} \propto \text{FWHM}^2 \times L^\beta, \quad (2.3)$$

M_{BH} 是黑洞质量, V 是宽线区云块的环绕速度, R_{BLR} 为宽线区半径, β 是 $R_{\text{BLR}} - L$ 关系的指数, L 连续谱或发射线光度 (Wu et al. 2004)。根据这一关系可知, 在较短的时标内, 同一个源黑洞质量基本保持不变, 这就意味着发射线光度与 FWHM 应该存在反相关关系。然而, 我们的观测结果却并非如此, 恰恰相反, 我们的样本中, 大部分的源表现出了正相关关系, 与 Wilhite et al. (2005) 的结果一致。我们认为发射线是由线心部分和线翼部分组成, 而线翼的光变一般比线心的光变要强, 因为线翼部分的成分更宽, 更接近于中

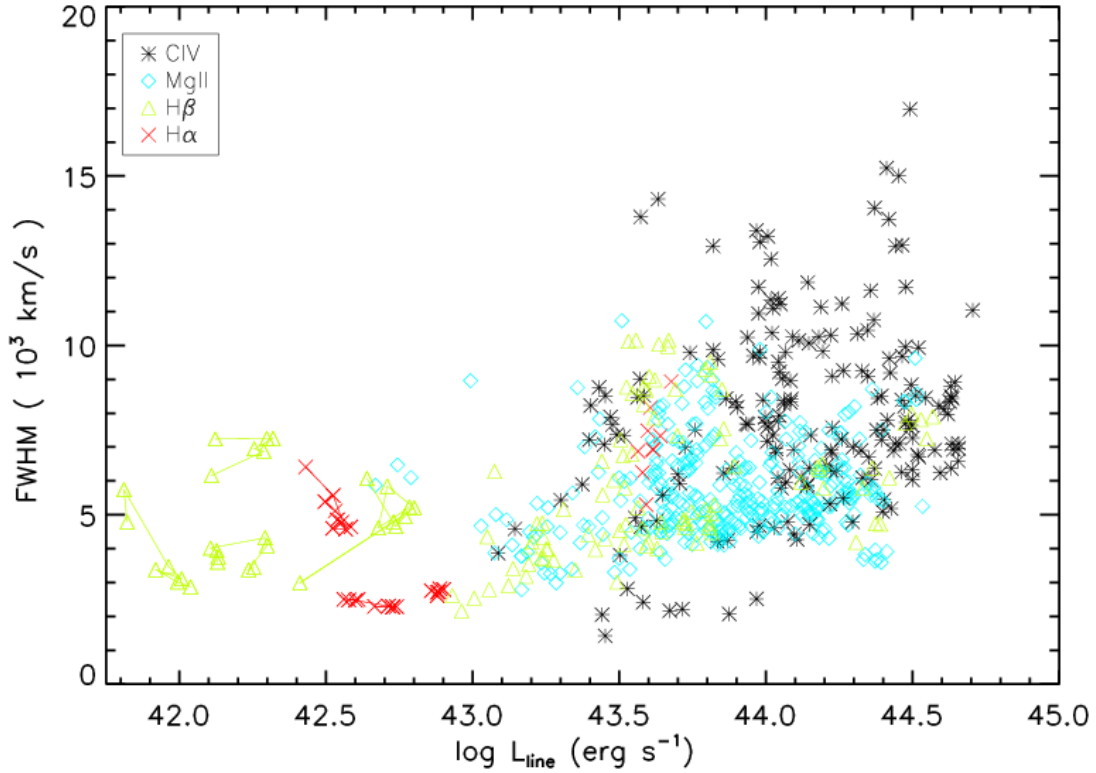


图 2.10 样本发射线宽成分 FWHM 与光度的相关性。其中实线连接的源为同一个源的不同历元。取自 Guo & Gu (2014)

心，而更远的产生线心的区域光变信息在传播过程中会有所削减，所以导致了发射线光度与 FWHM 的正相关关系。

2.7 结论

我们通过 60 个拥有 6 次和 6 次以上光谱观测的类星体，对连续谱和发射线的光变做了比较全面的研究。主要发现以下结论：（1）我们验证了连续谱光度与光变之间的反相关关系，并在该样本中发现了光变和红移之间较弱的反相关关系，但是并没有发现较为明显的光变与黑洞质量或是吸积率的相关性。另外，我们发现在该样本中，有将近一半的类星体有变亮变红的趋势。（2）如光致电离模型所预期的一样，我们验证了个源和样本连续谱光度与发射线光度的正相关关系，并在大部分源中验证了 Baldwin 效应。（3）通过 92 条发射线的研究发现随着发射线的光度的增加，其半峰全宽也相应的增加，我们认为这是由于发射线线翼的光变比线心的光变剧烈所导致的。

3 多历元类星体光谱的颜色变化

3.1 简介

基于 SDSS 巡天的多历元光谱数据，我们主要对 2169 个类星体的光学和紫外波段的颜色变化进行了深入的研究。由于 SDSS 更换了光谱仪，导致第七期数据与第九期数据存在系统差异，我们搜寻了在这两期数据中的 F 型恒星来校正样本中类星体的颜色差异，并造出了一条今后研究可以广泛使用的改正曲线。随后，用了两种不同的方法来判断类星体在不同历元之间的颜色变化，一：直接比较两条光谱的谱指数，二：利用两条光谱相减之后的残余谱的谱指数。在两种方法判别出颜色一致的 1876 个类星体中，我们发现大部分的类星体 (1755, 94%) 呈现出变亮变蓝的趋势，而只有 121 个 (6%) 的源表现出变亮变红的趋势。我们发现处于亮态的类星体综合谱比暗态的综合谱蓝，与大部分源变亮变蓝这一结果相吻合。最后，我们比较发现经过改正谱校正的第九期数据的综合光谱与第七期数据的综合光谱吻合的相当好，这也说明改正曲线是高度置信的。如果假设光学和紫外波段的光变是由于吸积盘上的波动引起的，那便可以很自然的认为变亮变红的类星体是由于波动产生在吸积盘的外边缘并逐渐向里传播所引起的，而通常的变亮变蓝是由波动在吸积盘内区产生并向外传播引起的。较强的光变都产生在吸积盘内区，所以我们观测到的大部分是变亮变蓝的类星体。

3.2 背景介绍

明亮的类星体给我们提供了研究遥远宇宙的机会。而研究光变是揭示类星体性质最重要最有效的工具之一 (Ulrich et al. 1997)。光变一般有很多不同的时标，从短至几小时的 Blazar 喷流到几周的吸积盘的热变化，再到几个月的随机过程，几年量级的吸积率变化或是引力透镜效应 (Rees 1984; Krolik et al. 1991; Hawkins 1996; Kawaguchi et al. 1998; Gupta & Joshi 2005; Kelly et al. 2009)。虽然光变数据很丰富，但是光变的机制始终没有定论。通过光学和紫外波段的光谱光变研究，整体吸积率的变化被认为是吸积盘模型中最主要的光变机制 (Pereyra et al. 2006; Li & Cao 2008; Sakata et al. 2011; Zuo et al. 2012; Gu & Li 2013)。针对吸积盘模型，Gaskell (2008) 却认为光变在吸积盘中的传播速度应该接近于光速，而整体吸积率变化的时标过长，不能用来解释我们观测到的光变现象。当然，光变可能是吸积盘上由于不稳定性产生的热点 (Abramowicz et al. 1991; Zhang & Bao 1991; Pecháček et al. 2008; Pecháček et al. 2013) 或是局地的耀斑 (Galeev et al. 1979; Merloni & Fabian 2001; Czerny et al. 2004) 所导致的。另外，光变的产生也可能与随机过程驱动的热波动有关 (Kelly et al. 2009; MacLeod et al. 2010)，而其中的随机过程主要是指磁旋转不

稳定性 (Balbus & Hawley 1991) 或是较强的局地温度起伏 (Dexter & Agol 2011; Ruan et al. 2014; Sun et al. 2014)。

在这之前已经有很多关于类星体颜色变化的工作 (Wilhite et al. 2005; Gu & Ai 2011; Gu & Ai 2011; Meusinger et al. 2011; Sakata et al. 2011; Bian et al. 2012; Zuo et al. 2012; Guo & Gu 2014; Ruan et al. 2014), 他们在类星体和 Blazar 主要表现为变亮变蓝这一观点上基本达成一致 (Webb & Malkan 2000; Wilhite et al. 2005; Gu et al. 2006; Rani et al. 2010; Gu & Ai 2011; Schmidt et al. 2012; Sun et al. 2014; Zhang et al. 2015)。而首个变亮变红的例子是个光学激变体 3C 446 (Miller 1981), 随后, 变亮变红的趋势也在平谱射电类星体中被发现 (Gu et al.; Rani et al. 2006; 2010)。有趣的是基于两次历元的 312 个射电噪和 232 个射电宁静的类星体的研究发现, 它们居然有一半表现出变亮变红的趋势。而且射电噪度似乎对颜色变化没有影响 (Bian et al. 2012)。另外, Schmidt et al. (2012) 对 SDSS Stripe 82 天区的 9093 个类星体的颜色变化研究表明: 类星体基本表现为变亮变蓝, 并且颜色变化基本独立于红移、光度、黑洞质量等参数。相对强的颜色变化往往伴随于较快, 幅度较小的光变。在一个相似的样本中, Sun et al. (2014) 发现短时标光变的源往往比长时标的源更频繁的表现出变亮变蓝的趋势, 也就是说在长时标光变的类星体中更容易发现变亮变红的源。

虽然颜色变化已被广泛研究, 但是, 始终没有确切知道变亮变红的类星体的比例以及它们的起源。而且大部分工作都是基于测光数据, 只有很少一部分基于光谱数据。测光相比于光谱数据, 它们可能受发射线的污染, 而且不能更直接的表现出颜色变化。时下最大的两个基于光谱数据 (Bian et al. 2012; Schmidt et al. 2012) 的类星体颜色变化的研究工作得出了完全不同的结论。因此, 需要一个没有偏差的更大的多历元光谱样本来研究类星体的颜色变化。而 SDSS 正好提供了这样一个可以精心挑选的数据库, 于是, 我们筛选了 2169 个两次历元的类星体来研究光谱的颜色变化。

3.3 样本

在 SDSS 的巡天项目中, 有些盘 (Plate) 被完全或是部分重复观测, 这主要是由于之前的观测的信噪比未达标或是本身就是巡天计划的一部分 (Pâris et al. 2012; Dawson et al. 2013; Guo & Gu 2014)。这就导致了在 SDSS 数据库中有许多的源有多次的光谱观测数据, 而我们正好可以利用它们来做研究。在这个工作中, 为了寻找一个最大的样本, 我们在 SDSS DR7 和 DR9 中, 搜寻了所有拥有两次历元的 1 万多个类星体。接着, 我们进行了更精细的样本挑选。首先, 删除了一些标记 “ZWARNING” 为非零的或是有宽吸收线的源, 这样我们就可以确定所有源的红移是准确的, 并且没有宽吸收线的影响。因为如果宽吸收线存在, 会影响光谱的拟合和确定连续谱的流量。第二, 所挑选的光谱都是信噪比大于 10 的, 这样有利于确保光变的可靠性。第三, 只挑选了红移大于 0.3 的源,

因为 0.3 以下的类星体光谱受寄主星系的污染较为严重，会影响我们对颜色变化的判断。第四，为了使颜色变化不对波长有所依赖，我们定义光变为整体光谱流量的变化： $\Delta f = (f_{\text{int,b}} - f_{\text{int,f}})/f_{\text{int,f}}$ ，其中 $f_{\text{int,b}}$ 和 $f_{\text{int,f}}$ 分别是最亮历元和最暗历元的所有波长处的流量总和。为了增加光变的置信度，我们只挑选了光变幅度大于 10% 的源进行研究。最后，通过肉眼检查所有的类星体光谱，排除了 20 个极端红化的类星体。它们的光谱一般不能用幂律谱来拟合，而是呈现出明显的“凸”型。这个样本也正是下一个工作的样本 (Guo et al. 2016)。最终的样本由 2169 个类星体组成，其中 789 个类星体的两次历元都来自于 DR7，而另外 1380 个类星体的两次历元分别来自于 DR7 和 DR9。样本的红移主要分布在 0.3 到 4.1。另外，如果依据射电噪的定义： $R = f_{6\text{cm}}/f_{2500\text{\AA}} \geq 10$ ， $f_{6\text{cm}}$ 和 $f_{2500\text{\AA}}$ 分别是静止波长在 6cm 和 2500Å 处的流量，样本中有 202 个类星体是射电噪的类星体 (Shen et al. 2011)。

3.4 流量定标校正和数据处理

DR9 是第一期重子震荡光谱巡天 (BOSS)，相比与 DR7，它主要有两点改进：(1) 2009 年，原来的 SDSS 光谱仪被 BOSS 新的光谱仪所取代，旧的光谱仪为 640 根光纤，光纤孔径为 3 角秒。新光谱仪有 1000 根光纤，孔径缩小为 2 角秒。CCD 也被通光率更高像素更小的新 CCD 所替代。光栅也被新的容积相全息光栅所替代。(2) 更宽光度和颜色范围的算法被使用，这个算法主要用于寻找高红移的天体来测量重子声波震荡。

DR9 和 DR7 之间不同的设备和算法导致了它们流量定标之间的差异：(1) 在 BOSS 光谱中蓝端的流量偏高。(2) 对类星体的光纤位置应用了焦平面偏移，而对标准星却没有使用焦平面偏移。所以类星体光谱相对于标准星有一定程度的扭曲 (Pâris et al. 2012; Dawson et al. 2013; Margala et al. 2015)。这两种效应都会导致 BOSS 的类星体光谱偏蓝一些。BOSS 光谱在 3600Å 处的流量比实际要偏高 10% 左右，随着波长的增加而减小 (Pâris et al. 2012)。而焦平面偏移的设计最初是为了增加拉曼森林的通光率和减小大气较差折射的影响。因此，想要研究 DR9 和 DR7 光谱的颜色变化就必须先改正它们之间的系统差异。于是，我们挑选了 30000 个被标记为 QSO_LIKE 的天体，但其实这些天体最后被认证为恒星 (假类星体)，这些天体与正常的类星体经过了同样的处理流程。我们将这 30000 个恒星与 DR7 恒星表进行匹配，发现有 400 多个恒星分别被 DR7 和 DR9 观测过，其中有 80 颗是 F 型恒星。由于 DR7 的恒星和 DR7 的类星体之间是没有系统偏差的，所以我们利用这 80 颗恒星两次历元光谱比值 (DR9/DR7) 的平均值来得到了改正曲线 (见图 3.1)。我们采用 F 型恒星主要是因为其颜色较蓝，光变甚微，信噪比高，高银纬观测受尘埃影响小，并且 SDSS 也是用 F 型恒星作为流量定标的标准星的。实际上，我们也使用全部 400 颗包含各种类型恒星得到了改正曲线，发现它与 80 颗 F 型恒星的流量改正曲线几乎没有

区别。我们并对 F 型恒星改正曲线进行了四阶多项式拟合：

$$f_{c,\lambda} = a + b\lambda + c\lambda^2 + d\lambda^3 + e\lambda^4, \quad (3.1)$$

$f_{c,\lambda}$ 是观测坐标系下波长的流量比， $a = 0.81$, $b = 3.40 \times 10^{-4}$, $c = -1.12 \times 10^{-7}$, $d = 1.23 \times 10^{-11}$ 和 $e = -4.38 \times 10^{-16}$ 。这条改正曲线能用于波长 3800 - 9200Å 的范围，因为 DR7 的波长覆盖是 3800 - 9200Å 而 DR9 的波长覆盖是 3600 - 10500Å。系统改正曲线也确实显示出在 DR9 的光谱蓝端有流量超出，与 Pâris et al. 2012 的图 5 一致。由于改正曲线是我们这个工作的基础，我们必须仔细的检查其对恒星光度的依赖性。于是，我们将 F 型恒星分成了 2 组：光度大于平均值的 19 颗和小于平均值的 61 颗恒星。我们发现这 2 组的改正曲线几乎一致，这也很好的说明我们的改正曲线并不依赖于恒星的光度。

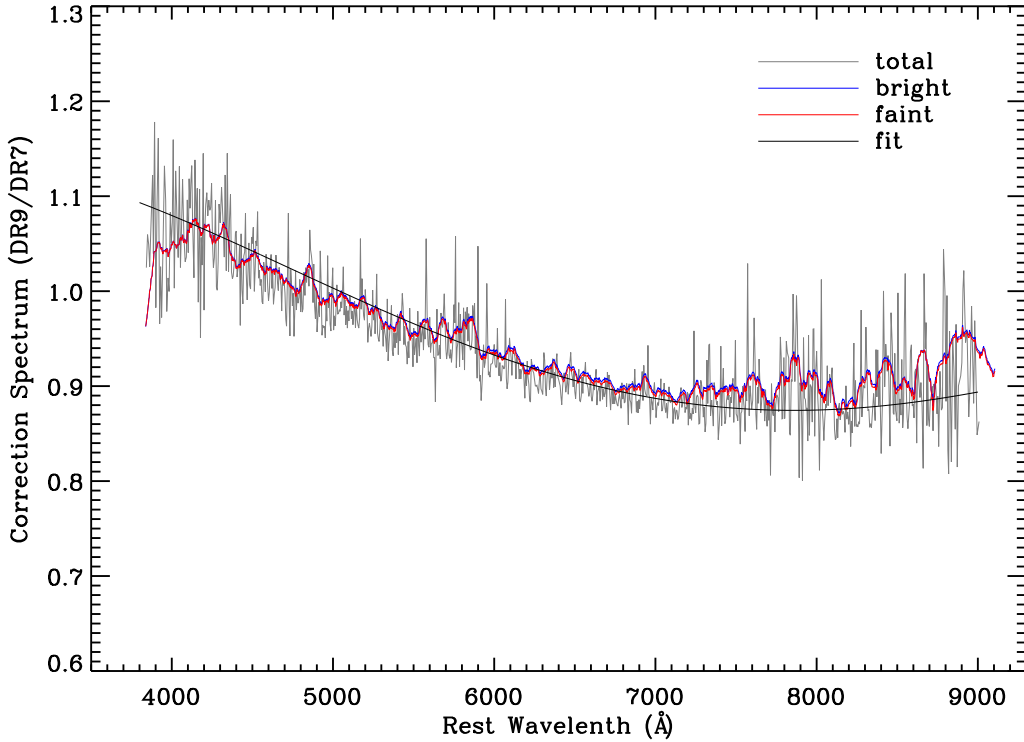


图 3.1 改正曲线。灰色的实线是通过拥有 DR7 和 DR9 两次历元的 80 颗 F 型恒星获得的改正曲线，光滑的黑色实线是对改正曲线的四阶多项式拟合。我们主要应用这条改正曲线改正了 DR7 和 DR9 之间的系统误差。蓝线和红线分别是子样本 19 颗亮恒星和 61 颗暗恒星经过 50 点平滑的改正曲线，它们基本一致，说明改正曲线独立于 F 型恒星的光度。取自 Guo & Gu (2016)

在这个工作中，因为我们主要关注光谱流量变化时候的谱型变化，所以只拟合了光谱的连续谱。主要的数据处理过程如下：首先利用改正曲线改正所有的 DR9 光谱，然后将做过银河系消光改正的光谱移回静止坐标系下。之后，选取几个没有强发射线的窗口拟合出一条初始的幂律谱，最后，加上铁发射线和巴尔末连续谱反复的迭代拟合得到 χ^2

最小的幂律谱（见图 3.2）。具体的拟合过程见 Chen et al. (2009) 和 Guo & Gu (2014)。

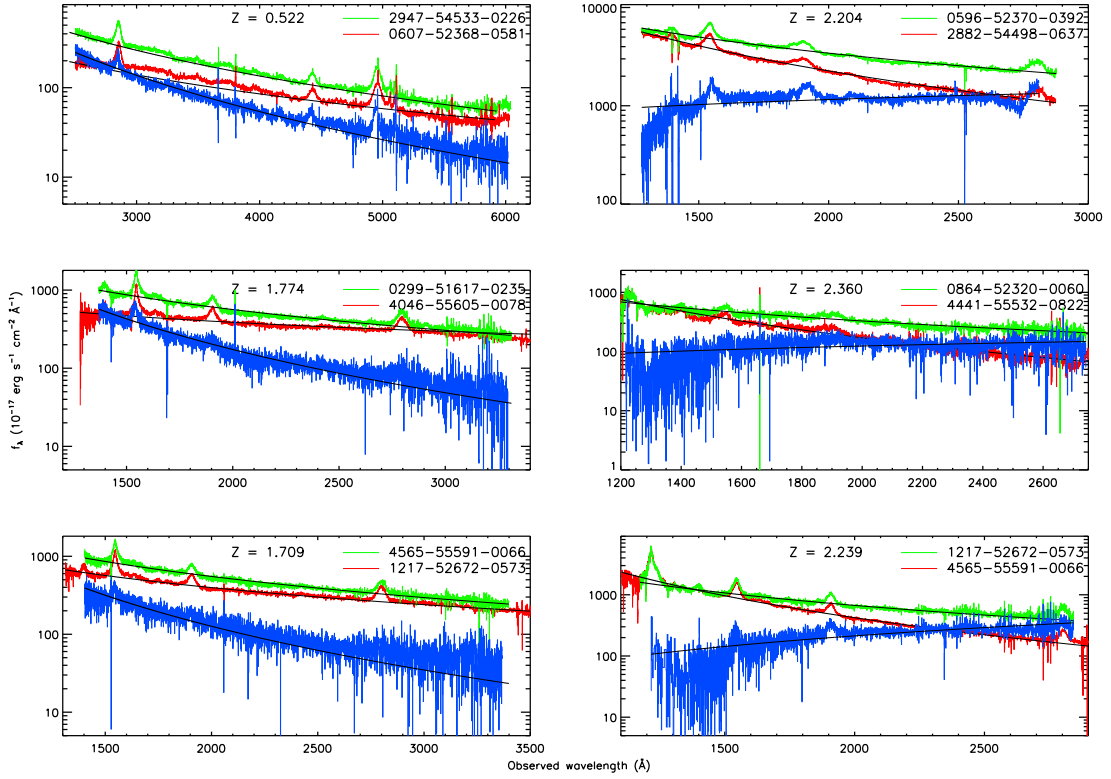


图 3.2 颜色变化的例子。左边三个例子是变亮变蓝的类星体，右边的三个是变亮变红的类星体。在每幅图中红色和绿色的曲线是原始的两次观测历元，而蓝色的是它们相减之后的残余谱。在拟合过程中，我们已经把铁的特征谱线和巴尔末连续谱从原始谱线中扣去，黑色的实线是幂律谱对光谱的拟合结果。取自 Guo & Gu (2016)

3.5 结果

3.5.1 颜色变化

从图 3.3 中光变与红移的分布关系可以看出，光变范围主要在 10% 到 170%，而大部分源的光变低于 50%。其中红移大于 2.15 的源较多是因为 BOSS 巡天的设计就是为了找到更多的高红移类星体来探测拉曼森林。

在这个工作中，单个类星体的颜色变化主要由两次历元的谱指数之差决定 $\Delta\alpha = \alpha_b - \alpha_f$ ，其中 α_b 和 α_f 分别是亮和暗历元的谱指数。我们发现其中 1782 个类星体表现为变亮变蓝 ($\Delta\alpha < 0$)，387 个类星体变亮变红 ($\Delta\alpha > 0$)。另外我们还以另一种方法——利用两次历元相减的残余谱的谱指数（见图 3.2），来检验颜色的变化。最后，我们发现 1755 个类星体用两种方法判断都表现为变亮变蓝 ($\Delta\alpha < 0$, 和 $\alpha_d < 0$)，而只有 121 个源是变亮变红的 ($\Delta\alpha > 0$, 和 $\alpha_d > 0$ ，见图 3.2 和图 3.7)。相当于说基于两种方法同时判定变亮变蓝的源是占绝大部分的 (1755/1876, $\sim 94\%$)，这与之前的结论也是相一致的 (Zuo

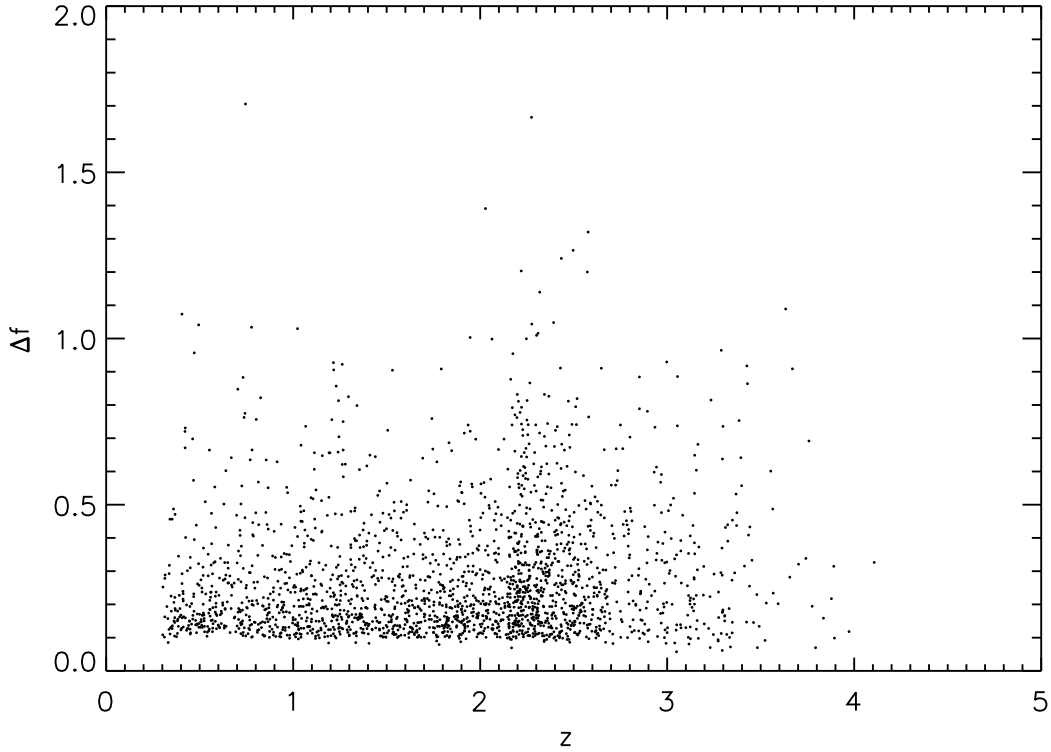


图 3.3 光变和红移的关系。我们的样本为了减小寄主星系的污染，只截取了红移大于 0.3 的类星体。另外为了得到置信的光变，我们选择了光变大于 10% 的源。红移大于 2.15 的源大部分是来自于 DR9。取自 Guo & Gu (2016)

et al. (2012); Ruan et al. (2014))。同样，从图 3.4 也可以看出，亮历元的谱指数要比暗历元的分布偏蓝一点，谱指数的平均值分别为-1.72 和-1.55。

3.5.2 综合谱

为了更进一步的研究颜色变化，我们合成了所有亮历元和暗历元的综合谱。在这个工作中我们主要采用几何平均的方法来合成综合谱，其目的是为了更好的保留整体连续谱的形状。而不是采用保留相对的发射线流量的算术平均值的方法。合成几何平均谱的方法主要依照 Vanden Berk et al. (2001): 先把每条光谱按像素分到每个静止波长的坐标点上，然后归一化每条光谱，最后按照 $\langle f_\lambda \rangle = (\prod_{i=1}^n f_{\lambda,i})^{1/n}$ 进行叠加，其中 $f_{\lambda,i}$ 是每条光谱在各个波长处的流量， n 是总的光谱数量（见图 3.5）。我们的综合谱也是用类似方式获得，并归一化在了 2250Å 处，因为样本中的大部分类星体都包含这个波长。为了区分亮合成谱和暗合成谱，我们将暗合成谱乘了一个系数 0.76，这个系数是所有暗历元和亮历元光谱在 2250Å 处的比值的平均值。

拟合综合谱主要选了几个发射线较少的窗口：1350–1370 Å, 1455–1470 Å, 1680–1720 Å, 2160–2180 Å, 2225–2250 Å, 4000–4050 Å 和 4210–4230 Å。比 Ly α 1216Å 更短

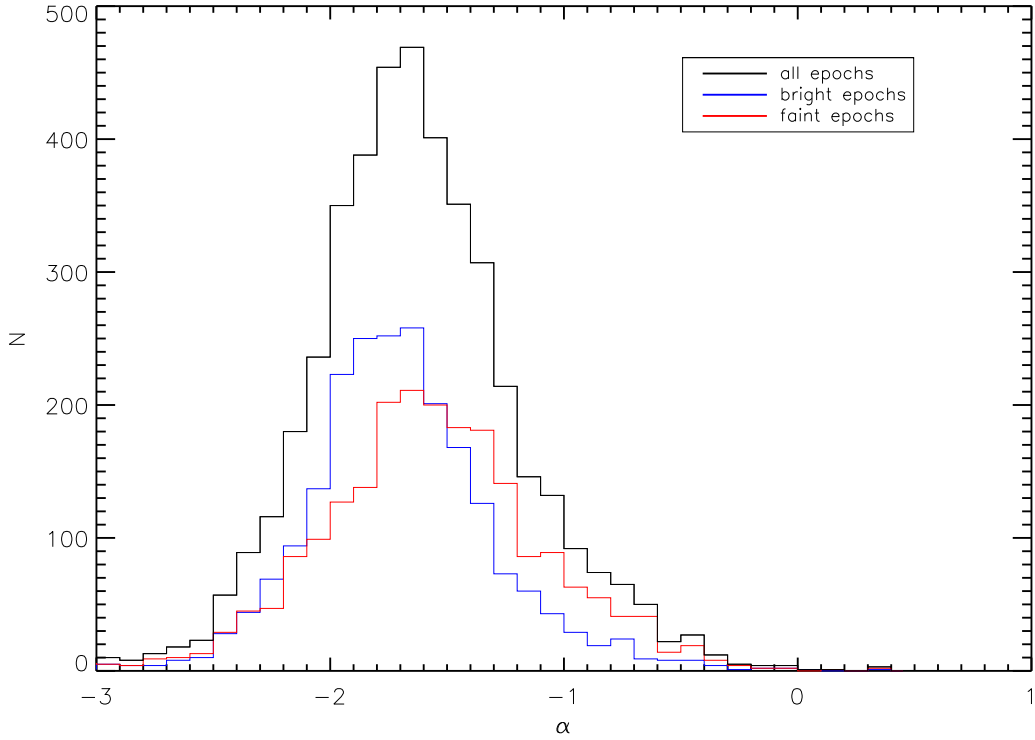


图 3.4 谱指数分布。黑色实线是所有光谱的谱指数分布，蓝色和红色实线分别是所有亮历元和暗历元的谱指数分布。取自 Guo & Gu (2016)

波长处的连续谱由于吸收较为严重而不考虑在拟合区域以内。另外，比 $H\beta$ 波长更长的区域由于寄主星系的污染会改变谱型，也不考虑在内 (Vanden Berk et al. 2001)。如图 3.5 所示，可以发现亮综合谱 ($\alpha_{c,b} = -1.72 \pm 0.07$) 要比暗综合谱 ($\alpha_{c,f} = -1.54 \pm 0.03$) 要更陡一些，这与大部分的源都表现为变亮变蓝相一致。同时我们也可以看出残余谱的综合谱 ($\alpha_{c,diff} = -2.01 \pm 0.02$) 也比亮或暗的综合谱要更陡，这也再次证实了样本中大部分类星体表现为变亮变蓝的结论，并与之前的研究结果相一致 (Wilhite et al. 2005; Ruan et al. 2014)。

3.6 讨论

3.6.1 改正曲线

在样本中有一半多的历元都是 DR9 的光谱，所以改正曲线的可靠性对我们工作的结论有决定性的作用。于是，我们将 DR7 暗历元的综合谱，DR9 暗历元的综合谱和改正后的暗历元的综合谱进行比较。从图 3.6 中也能看出，未做改正的 DR9 的综合谱要比 DR7 更蓝一些，这与 Paris et al. (2012) 中的图 5 相一致。而改正后的 DR9 综合谱基本与 DR7 的综合谱一致，这正好强有力的说明我们的改正曲线是高度置信的。从图 3.1 能看出改正曲

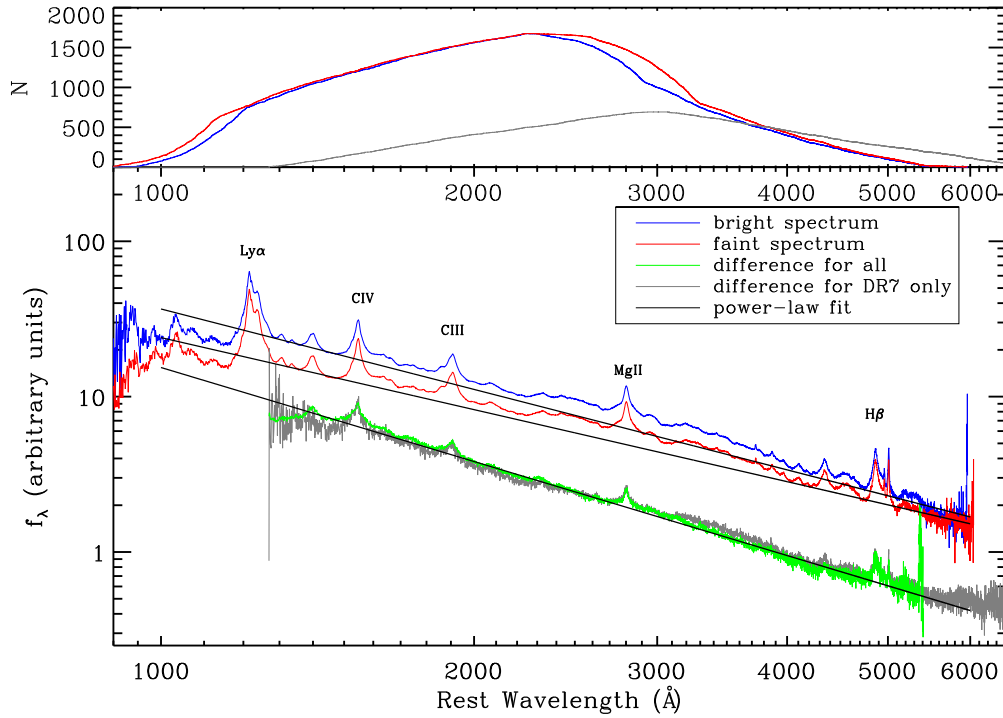


图 3.5 几何平均综合谱。蓝色和红色的曲线分别是亮历元和暗历元的综合谱，灰色和绿色的曲线分别是所有历元的残余谱和 DR7 的源的残余谱。所有的光谱都归一在 2250\AA 处，我们分别给暗综合谱和残余谱乘了一个系数 0.76 和 0.3 以示区分。黑色实线是对连续谱的拟合。附图是每个波长格点内的源的数量分布。取自 Guo & Gu (2016)

线大概在蓝端 3800\AA 处的流量超出约为 10%，而在红端 9000\AA 处的流量低估了也大约是 10%，这与最近刚发表的研究 DR7 和 DR9 光谱差异的工作基本吻合 (Margala et al. 2015)。

为了更进一步检查改正曲线的可靠性，我们也合成了所有 DR7 中各源的残余谱综合谱，将之与所有源的残余谱进行比较，发现它们近乎完美的一致，这也再次说明改正曲线的可靠性（见图 3.5）。两条残余谱上都能看出无论是窄成分或是宽成分都有明显的光变（Mg II 和 [O III] 等），而这个明显的光变应该是跟样本的源都是光变幅度大于 10% 有关。由于在 DR12 中，SDSS 团队依然没有改正 DR7 和 DR9 之后的光谱差异 (Alam et al. 2015)，所以我们的改正曲线在未来的工作中可以得到广泛的应用。

3.6.2 不确定的颜色变化

在图 3.7 中可以发现，有 293 个源的颜色变化依据不同的方法判断，它们的结果是不同的 ($\Delta\alpha < 0$ 和 $\alpha_d > 0$ ，或 $\Delta\alpha > 0$ 和 $\alpha_d < 0$)。我们认为引起这一现象的原因主要有几个。首先，用幂律谱拟合类星体的连续谱非常依赖于无发射线窗口的选择，虽然这些所谓的无发射线窗口没有强的发射线，但依然受铁线（主要在 $2200 - 3800\text{\AA}$ 和 $4400 - 5500$

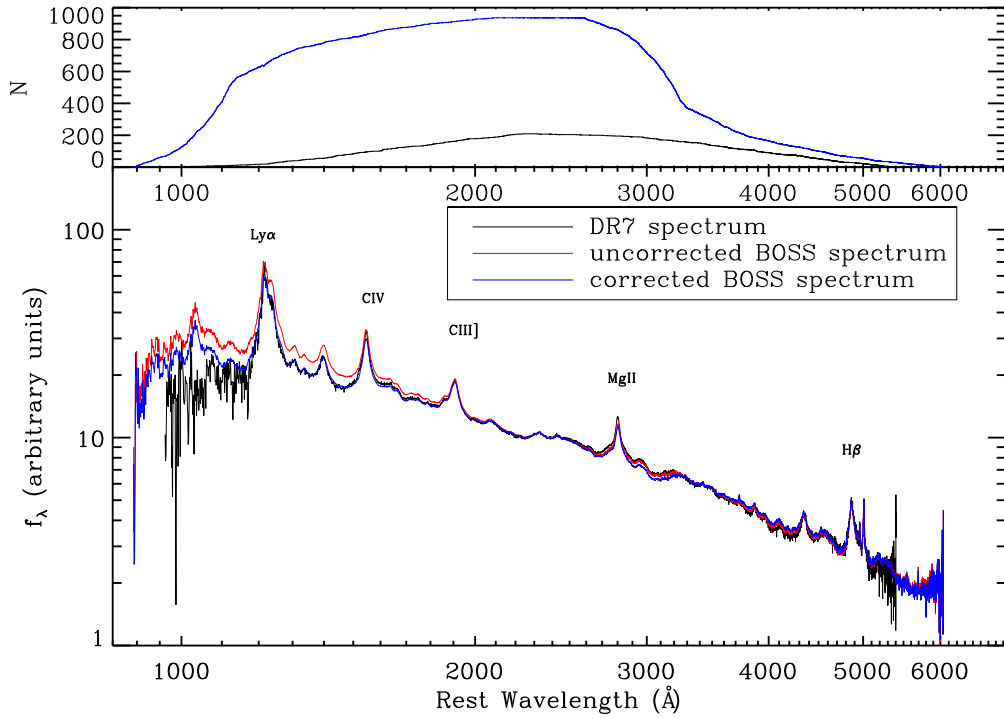


图 3.6 改正曲线的置信度检验。黑色曲线，红色曲线和蓝色曲线分别是 DR7 暗历元的综合谱、DR9 暗历元的综合谱和 DR9 经过改正后的暗历元综合谱。所有光谱都归一在 2250\AA 处。改正后的综合谱和 DR7 的谱线完美的拟合也证明了我们改正的可靠信。附图是每个波长格点内的源的数量分布。取自 Guo & Gu (2016)

\AA) 和巴尔末连续谱 ($< 4000\text{\AA}$) 的污染。虽然我们的拟合加上了这些成分，但拟合的误差也随之增加，从而影响颜色变化的判断。相反在残余谱中，这些成分已经基本相互抵消掉（认为它们的光变较小），所以利用残余谱来判断颜色的变化会相对更准确一些。另外，有时候有些连续谱由于在 3000\AA 小蓝包的存在而斜率变平 (Vanden Berk et al. 2004)，需要两个幂律谱去拟合时而我们只用了一个这便会增加颜色判断的不准确性，而这一情况对残余谱的判断影响就很小。其次，在我们的光变中还有少数两次历元光谱交叉的情况，这时候就很不好判断哪一次历元是亮态，哪一次是暗态，而我们只是用整体流量的高低来区别亮暗态，可能并不是最理想的方法。鉴于以上各种原因，我们需要准确的颜色变化的判断，于是，我们将这些两种方法判断结果不一致的源排除在了研究工作之外，虽然会减少一定的源的数目，但是增加了工作的置信程度。

3.6.3 变蓝与变红的类星体对比

在图 3.8 中，我们对变红和变蓝的类星体的性质进行了对比，图中所有的类星体为 1755 个变蓝的源和 121 个变红的源，也就是两种方法判断出来颜色一致的天体。我们

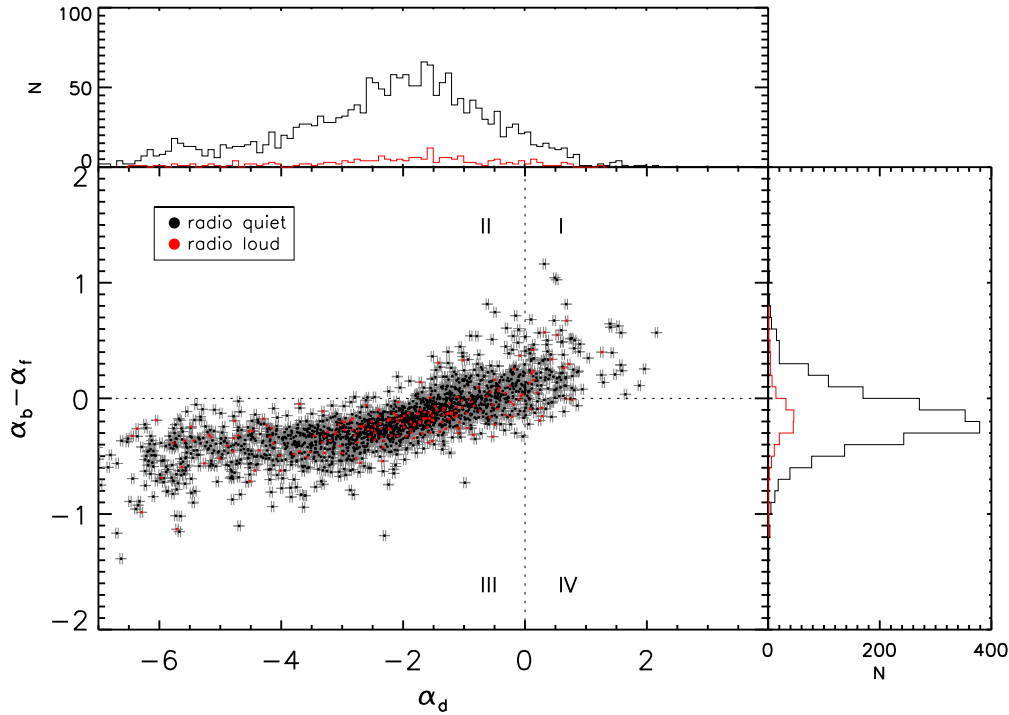


图 3.7 颜色变化在两种方法中的对比。在主图区的黑点和红点分别是射电宁静和射电噪的类星体，灰色的是每个源的误差棒。图中区域 I 和 III 是颜色一致的源，而区域 II 和 IV 是颜色判断有差异的源。我们之后的研究只采用了 I 和 III 中的源，两侧的附图是两个子样本的 $\alpha_b - \alpha_f$ 和 α_d 的分布，可以看出两个子样本基本没有明显的差异。取自 Guo & Gu (2016)

分别研究了它们的光变与黑洞质量、红移、爱丁顿比（热光度与爱丁顿光度的比值）和 2500\AA 处连续谱光度之间的关系。发现光变与黑洞质量和红移在两种颜色的类星体中都有很好的正相关关系（见图 3.8 a, b）。而光变与爱丁顿比和连续谱光度关系中，不同的类星体都表现为负相关（见图 3.8 c, d）。这些相关性的结果与之前的结论也都基本一致 (Guo & Gu 2014; Meusinger & Weiss 2013; Vanden Berk et al. 2004; Wold et al. 2007)。对于不同的参数，变红和变蓝的类星体都有着相似的中值，这意味着它们之间基本没什么区别。另外我们对每个关系的两个子样本进行了卡方测试来检验两个分布的相似程度。每次我们从变蓝的样本中随机抽取 100 次与变红样本大小相同数目的类星体，再平均这 100 次的检验结果后发现，在 0.05 的置信程度上我们没有理由拒绝它们是来自于同一样本分布的假设。也就是变红和变蓝两个子样本在四个不同的参数关系中基本没有区别。所以我们认为颜色变化的趋势是独立于黑洞质量、红移、爱丁顿光度和连续谱光度的。

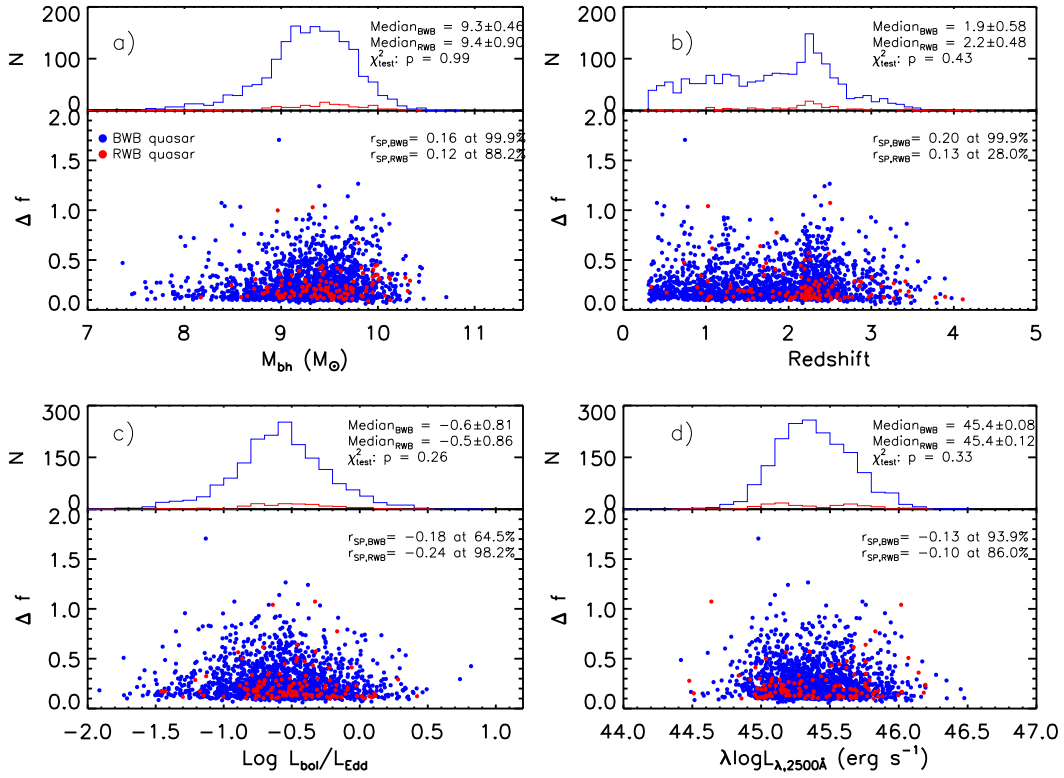


图 3.8 光变 VS 黑洞质量、红移、爱丁顿光度、连续谱光度。蓝色和红色的符号分别表示变亮变蓝和变红的类星体。主图中右上角的数字是 Spearman 相关分析的相关系数和置信度。附图是四个基本参数在两个子样本中的分布情况，右上角是样本中值、方差和 100 次卡方检验的平均结果。P 值越大代表两个样本相似度高，一般 P 大于 0.05，我们就可以认为在 0.05 的置信度上我们没有理由拒绝它们来自同一样本的假设。取自 Guo & Gu (2016)

3.6.4 变亮变红的趋势

类星体随光度变亮变蓝是一种普遍的趋势，这也得到了基于测光和光谱数据工作的证实 (Zuo et al. 2012; Ruan et al. 2014)。对于类星体的光谱光变，主要有以下几种相关的情况。假如光谱是由两种不同的成分构成，并且它们的光变时标不同，这时谱型就会发生变化 (Ulrich et al. 1997)。Li & Cao (2008) 认为吸积盘中吸积率的变化便会引起光学或是紫外波段的光变，而光学和紫外波段的光变幅度与静止波长之间的相关性可导致变亮变蓝。这一模型最近做了进一步的改进，加入了吸积盘冕的 X-ray 再辐射的成分，而且为了和观测的光变时标一致，他们只考虑了吸积盘内区的吸积率变化。这两点改变都使得他们的模型能增加紫外波段的光变程度而使得光变的光谱能更蓝，从而更好得拟合观测所得出的残余谱 (Liu et al. 2016)。Kelly et al. (2009) 认为光变应该是由吸积盘上随机过程驱动的热扰动引起的，这些随机过程可能跟湍流磁场有关，它们的时标一般在 $10 \sim 10^4$ 天。最近也有研究人员建立了一个时间独立的非均匀吸积盘模型，这个模型中往往伴随着起伏强烈的温度扰动，而这正好可以用来解释类星体的颜色变化和残余谱的谱型 (Dexter & Agol

2011; Ruan et al. 2014)。但是, Kokubo (2015) 却反对说光变曲线在星等星等空间的本证弥散要比模拟的小的多, 所以, 他们的不均匀模型不能用来解释紧密的波段与波段之间的光变相关性。

然而, 当大部分的源都表现为变亮变蓝的同时, 我们也清晰的看到始终有一部分源表现为变亮变红(见图 3.2 和图 3.7)。在我们的样本中 DR7 历元一般都是间隔 4 年, 而 DR9 的历元加上后, 时间范围扩大到了 10 年的量级。我们发现了类星体的颜色变化 (α_d) 和两次历元的时间间隔 (ΔMJD) 有很强的正相关关系, 其 Spearman 分析的相关系数和置信度分别为 $r_s = 0.10$ 和 99.99%, 见图 3.9。另外, 我们还发现变红类星体的比例随着间隔时间的增加有明显的增长, 也就是说变红的源通常出现在光变时标较长的源中。这与之之前对于 Stripe 82 天区 9258 个类星体的测光数据研究结果一致 (Sun et al. 2014), 也符合不均匀吸积盘模型的预言 (Dexter & Agol 2011)。

如果我们假设光变最早起源于吸积盘的内部, 当吸积盘的内部变热时, 就会产生高能光子, 连续谱的峰值会向短波段移动, 这就导致了 AGN 光谱表现为变亮变蓝。虽然这可能是变亮变蓝趋势的起因, 但是变亮变红的起源依然是个谜。基于对八个同步峰值频率较低的耀变体的光变研究, Gu et al. (2006) 提出热辐射与非热辐射的比例变化可以解释观测到的颜色变化。当平谱类星体处于低态的时候, 吸积盘的热辐射贡献非常大, 而光变主要来自于喷流的非热辐射, 随着源逐渐变亮, 喷流非热辐射所占比例逐渐增大, 而喷流非热辐射谱一般来说比吸积盘的热辐射谱红, 因此导致变亮变红现象。但是在这个样本中, 我们发现射电噪度大于 100 的这些类星体中, 变亮变红的比例并没有明显的高于射电宁静的源。所以我们认为在本样本中非热辐射的射电喷流并不是主导颜色变化的因素。另外, 明亮的类星体一般都寄生在椭圆星系中, 在观测时寄主星系在光纤孔径中的比例决定于当时天气的视宁度大小。即, 视宁度小, 寄主星系延展程度较小, 因而在固定孔径中的辐射贡献相对较大, 而视宁度大的时候, 贡献较小。通常认为寄主星系的光比类星体的光要偏红一些, 这就可能由于不同时间观测的视宁度不同导致变亮变红的现象。为了检验大气视宁度的影响, 我们选取了样本中红移在 0.3 到 0.8 之间的源, 检验它们的谱指数和视宁度之间的相关性。通过 Spearman 相关性分析发现虽然表现为负相关, 但置信度不高 ($r_s = -0.04$, $\sim 76\%$)。所以我们认为视宁度的变化应该也不是变亮变红的主导因素。事实上, 我们在选源的时候也考虑了寄主星系的污染, 因此为了尽量减小寄主星系的贡献, 排除了红移小于 0.3 的类星体。

在吸积盘模型中光学和紫外的辐射主要来自吸积盘的内部较热的区域, 而且来自于内部的光一般都比来自于盘外部更冷区域的光要更蓝一些。Shields (1978) 也认为辐射区域对于 AGN 的颜色变化有着至关重要的作用。不管具体的光变机制是什么(局地的热扰动或是较强的温度起伏), 当它发生在吸积盘外部较冷的区域, 这一扰动需要一定的时间

来向内盘传播, 这时当内部区域还没来得及响应的时候变亮变红的现象就产生。相反, 如果扰动发生在内部区域, 我们便会观察到变亮变蓝的现象。而大部分的源表现为变蓝这就意味着较强的光变一般都产生在吸积盘的内部区域, 这也符合我们对 AGN 的一般认识。进一步的颜色变化的研究需要更多更好的数据, 希望将来的 SDSS、LSST 会为我们对 AGN 的认识提供帮助。

3.6.5 与其他结果比较

虽然我们的结论与基于 SDSS 数据的 Ruan et al. (2014) 的工作相一致, 但却与 Bian et al. (2012) 截然不同。在 Bian et al. (2012) 的样本中他们发现了将近一半的类星体都是变亮变红的, 而且射电噪度对于颜色变化没什么影响。我们认为导致这个差异的原因主要有以下几点: 首先他们的样本是来自于 FIRST Bright Quasar Survey (FBQS, White et al. (2000)), 所以基本算是一个基于射电强度挑选的样本。在他们样本中, 所有的源都被 FIRST 所探测到, 其中 312 个射电强和 232 个射电宁静的类星体。而我们的样本是光学波段挑选的, 样本中只有 246 个源被 FIRST 探测到。Gu et al. (2006) 之前提到过射电喷流的非热辐射可能会与颜色变红有关。我们也发现在 246 个类星体中有 11% 的源变亮变红, 稍稍高于整体样本的 6%。所以可能射电强源多了, 或多或少会增加一些颜色变红的源。其次, 他们样本没有规定红移限制, 其中有三分之一的源红移小于 0.5。而且他们的光谱数据来自于 5 个不同的望远镜, 大气测光条件各异, 光栅分辨率, 光谱孔径或是狭缝尺寸也不同。所以低红移的寄主星系的红化污染会对他们的样本有较大的影响, 同时各个系统之间的差异也是必须考虑的因素。最后我们发现变红的源通常伴随着较长的光变时标 (见图 3.9), 而他们的源的光变时标大部分集中在大于 3 年的量级上 (见他们的图 1), 而缺少短时标光变的类星体, 这也可能是导致他们变红源的比例较高的原因。

3.7 结论

我们从 SDSS 的 DR7 和 DR9 中挑选了一个 2169 个类星体的多历元样本来研究它们的光学和紫外的光变。通过利用 F 型恒星合成的改正曲线, 修正了 DR9 光谱的系统差异。随后, 我们使用了谱指数之差和残余谱谱指数来判断类星体光变时的颜色变化。在总共 1876 个颜色判断一致的类星体中, 发现了大部分的源都表现为变亮变蓝的趋势 (1755, $\sim 94\%$), 而只有 121 个源表现为变亮变红 ($\sim 6\%$)。光谱的颜色变化基本是一致的并且独立于黑洞质量、红移、爱丁顿比、光度等基本参数。通过比较 DR7 的综合光谱和 DR9 修正之后的光谱, 也可以证明我们对 DR7 和 DR9 之间的系统差异的改正是成功的, 改正曲线是高度置信的, 并且能用于以后涉及基于 DR7 和 DR9 混合样本的科学研究。如果假设光学和紫外的光变是由于吸积盘上的扰动所引起的, 那么产生在吸积盘靠外区域的扰

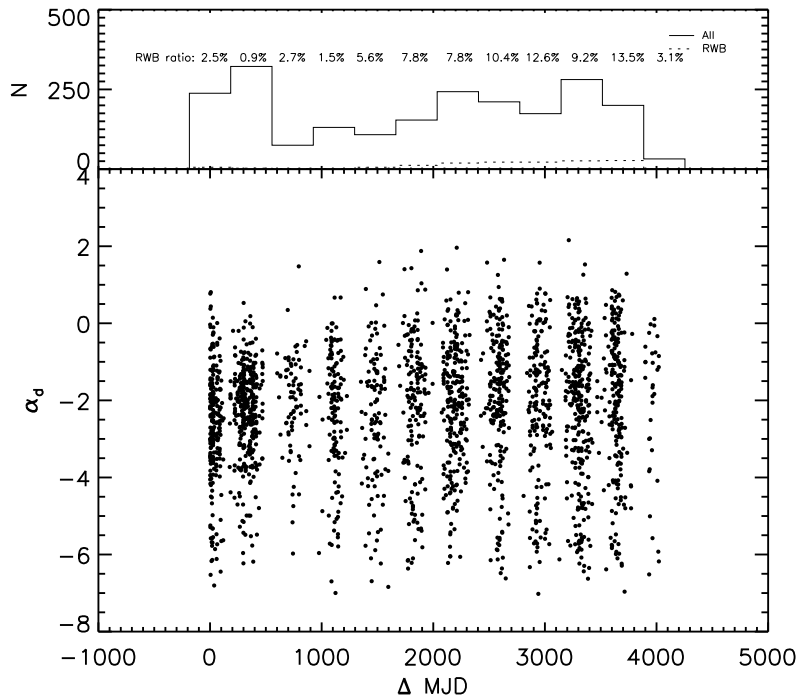


图 3.9 残余谱谱指数与光变时标（时间间隔）关系。主图中两个参数表现出很强的正相关关系，Spearman 相关分析的相关系数和置信度分别为 $r_s = 0.10$ 和 99.99%。附图中是每年所有的类星体数量和变红的源的数量，我们可以发现它随着光变时标的增加，变亮变红的源的比例也随之增加。取自 Guo & Gu (2016)

动向内传播，由于扰动传播需要一定时间，而内部区域还没做出响应，便会产生类星体光谱变亮变红的现象。而变亮变蓝的趋势正好恰恰相反，是产生在内部区域的光变向外传播时所产生的。

4 极端红化类星体的性质

4.1 简介

我们收集了 20 个极端红化类星体的近红外到 X-ray 数据，来研究红化的起源问题。在这个工作中，我们主要关注一个名为 J2317+0005 的源，因为我们发现它是一个态转变的类星体，其 3000Å 处连续谱在极端红化时的流量要比正常时的流量小 3.5 倍，而且这个态转变的时间间隔小于 23 天。在态转变的过程，它的宽发射线基本没有变化，可能是由于连续谱的变化还没来得及传播到宽发射线区域。42 天之后的 X-ray 观测表明这个源已经从极端红化恢复到了正常的状态。对比极端红化的光谱与正常态下的光谱，便可以得到一条相当陡（短于 3500Å 波长处）的尘埃消光曲线。假设这是来自于尘埃环附近的遵循开普勒运动的尘埃团块遮挡相应的吸积盘辐射区所引起，便可得到尘埃团块的尺寸大小。但是我们发现它的尺寸要比标准吸积盘模型算出的 3000Å 辐射区域小，所以我们认为这很可能是由于外流或内流中的尘埃团块正好穿过我们的视线方向导致了该类星体的态转变。

4.2 背景介绍

极端红化的类星体是一类非常特殊的天体，它们可能是开启类星体演化历史大门的钥匙，并能帮助限制 AGN 统一模型。在黑洞成长的早期，光学、紫外、X-ray 的连续谱都可能被大量的尘埃遮挡，直到 AGN 的反馈将大量的尘埃带走，我们才能逐渐看到 AGN 的中心区域 (Di Matteo et al. 2005; Hopkins et al. 2005; Springel et al. 2005)。而尘埃在吸收了高能光子之后能在近红外和中红外波段再辐射，相对来说 II 型 AGN 的红外和光学的流量比会比 I 型的要高一些。按照统一模型的图像，我们可以认为吸收线是由尘埃环中的云块吸收导致的，但是在 I 型 AGN 中尘埃环分布在垂直于视线方向上，因此一般不会看到明显的吸收线。而在更复杂的尘埃环模型中，尘埃环是由离散的尘埃团块组成，某些尘埃环边缘的团块就可能穿越我们的视线遮挡中心辐射区。如果尘埃团块够大，它就有可能将一个 I 型的 AGN 遮挡为 1.8 或是 1.9 型（主要是遮挡 H β 的宽成分）(Osterbrock 1981)。到目前为止，只有很少一部分的 Seyfert I 型被发现存在态转变的行为，而且在态转变时它们的非恒星连续谱辐射也随宽线的衰减而衰减 (Collin-Souffrin et al. 1973; Tohline & Osterbrock 1976; Lyutyj et al. 1984; Cohen et al. 1986; Storchi-Bergmann et al. 1993; Aretxaga et al. 1999; Eracleous & Halpern 2001; Denney et al. 2014; Sanmartim et al. 2014; Barth et al. 2015)。即使是 H β 流量转变两倍的态转变 AGN 也是极少了，在对 13 个 AGN 的六年监测中，也才发现了 4% 的态转变的历元有如此剧烈的流量变化 (Rosenblatt et al. 1992)。一般这些 AGN

态转变的时标都在 30 到 100 天不等。最近 LaMassa et al. 2015 发现了第一个态转变类星体 SDSS J015957.64+003310.5, 红移为 0.31, 其态从 I 型 AGN 转成了 1.9 型。随后, 又有几个态转变类星体在 SDSS 重复的光谱巡天中被发现 (Ruan et al. 2015; Runnoe et al. 2016)。现在也有许多研究人员开始系统地在 SDSS 的星系和类星体总样本中搜寻态转变的源, 或是在正在进行的光谱时域巡天 (TDSS) 中搜索。态转变的物理机制目前还是一个未知的谜团。态转变中的红化可能是由于尘埃团块横穿我们的视线方向而引起的 (Goodrich 1989; Risaliti et al. 2009; Wang et al. 2012)。这些尘埃团块可以存在于离星系较远的地方, 但更可能存在于比较接近中心黑洞的地方, 例如尘埃环附近。因为研究表明, 红化现象与局地的窄吸收线系统有很强的相关性, 而与中间插入天体关系不强 (Hopkins et al. 2004; Malkan, Gorjian and Tam 1998; Jiang et al. 2013)。但是, LaMassa et al. (2015) 却声称态转变时连续谱和发射线的同时变化不能用尘埃团块遮挡的模型来解释, 而且大部分态转变的时标都是 10 年左右, 这一时标对于尘埃团块穿越宽线区太短, 所以他们认为这应该是由吸积盘变化引起的, 因为最起码时标是相近的 (LaMassa et al. 2015; Ruan et al. 2015; Runnoe et al. 2016)。然而对于我们发现的类星体, 只有连续谱明显变暗, 而发射线基本没变, 就可以用尘埃遮挡的模型来解释。在这个工作中, 我们首先发现了一个极端红化并且伴随有态转变的类星体 SDSS J231742.60+000535.1 (缩写为 J2317+0005)。其红移为 0.32, 首先在 SDSS 的 DR1 被发现, 也被包括在 Stripe 82 天区的巡天中。它在 SDSS 光谱巡天中被观测了 3 次分别在 2000 Sep 29, 2001 Sep 25 和 2001 Oct 18。在这期间, 该类星体极不寻常的转变到暗态, 并在几十天之后恢复回了原来的亮态。2015 Sep 18 我们用 Lick 天文台的 Shane 3 m 望远镜再次观察的时候发现它依然处在亮态。在这个工作的 §4.3, 将介绍样本的挑选和数据来源, 而结果和极端红化现象起源的讨论会在 §4.4 中给出。

4.3 样本

为了研究类星体的颜色变化, 我们在上个工作中挑选了 2169 个两次历元的类星体, 其中在样本的选择过程中, 我们发现 20 个红化极其严重的源 (Guo & Gu 2016)。这个工作中我们将着重介绍其中的一个红化最严重, 态转变非常迅速的一个源 J2317+0005。

J2317+0005 这个变源处在 SDSS 的 Stripe 82 测光巡天 (Sesar et al. 2007) 中, 所以该源有 54 次 u, g, r, i, z 5 个波段的测光数据 (见图 4.1) (York et al. 2000)。该源同样在 Two Micron All Sky Survey (2MASS) 中的 J, H, K_s 波段 (Skrutskie et al. 2006), 和 United Kingdom InfraRed Telescope (UKIRT) Infrared Deep Sky Survey (UKIDSS) 中的 Y, J, H, K_s 波段被探测到 (Lawrence et al. 2007)。另外在 Wide-Field Infrared Survey (WISE) 中 W1, W2, W3, W4 四个波段 (Wright et al. 2010), 和 GALEX 中的 FUV 和 NUV 两个窗口被探测到 (Morrissey et al. 2007)。所有这些测光数据经过消光改正后列在表 4.1。

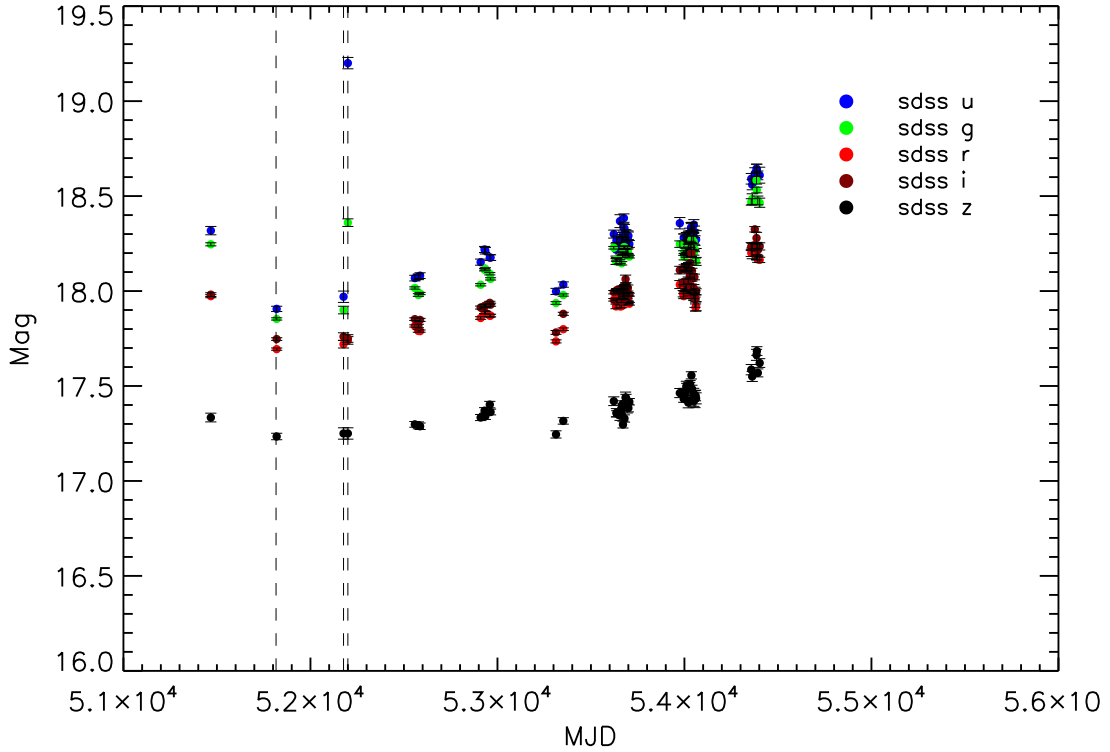


图 4.1 SDSS 八年内 5 个波段的光变曲线。其中用三条虚线标记的测光点取自于相应时期的光谱。取自 Guo et al. (2016)

SDSS 的光谱都是来自于 DR7，波长范围从 3800 到 9200Å，分辨率 $R \sim 2000$ (Shen et al. 2011)。另外，我们也从 GALEX 中找到了波长范围 1344 - 1786Å and 1771 - 2831Å 的低分辨率光谱数据。为了确定现在该源的状态，我们申请了 Lick 天文台 3 m 的 Shane 望远镜的时间。该望远镜有 2 个光谱仪，分别工作在蓝端和红端。在蓝端观测时采用了 452 lines mm^{-1} 的棱栅，波长覆盖在 3150 - 6200Å，分辨率为 $1.41 \text{ \AA pixel}^{-1}$ 。而红端采用的是 1200 lines mm^{-1} 的光栅，分辨率为 $1.17 \text{ \AA pixel}^{-1}$ ，波长覆盖从 3800 到 7310Å。实际观测时我们用 2 角秒的长缝进行分光，总曝光时间为 1800 秒（见图 4.2 和表 4.2）。同时，我们也做了灯谱，晨昏光平场，圆顶平场，和标准星的观测。数据处理过程依据标准的 IRAF[♣]流程进行长缝抽谱。

J2317+0005 的 X-ray 数据是 *XMM-Newton* 望远镜在观测另外的科学目标 NGC 7589 时偶然出现在视场里的。观测的时间分别是 2001 Jun 3 (ObsID: 0066950301) 和 Nov 28 (ObsID:0066950401)。我们用标准的 SAS 流程对该源的两个仪器 (PN, MOS1, MOS2) 的数据都进行抽谱。在 *XMM-Newton* 观测期间用的是全窗口模式，两次观测分别曝光 1.2 和 1.3 万秒，在接收到光子最多的仪器 MOS1 上也只有 251 个和 420 个光子数。为了防止任何人为因素对光谱的影响，我们在两次数据处理中都用了相同的参数，如对源和背景

[♣]<http://iraf.noao.edu/>

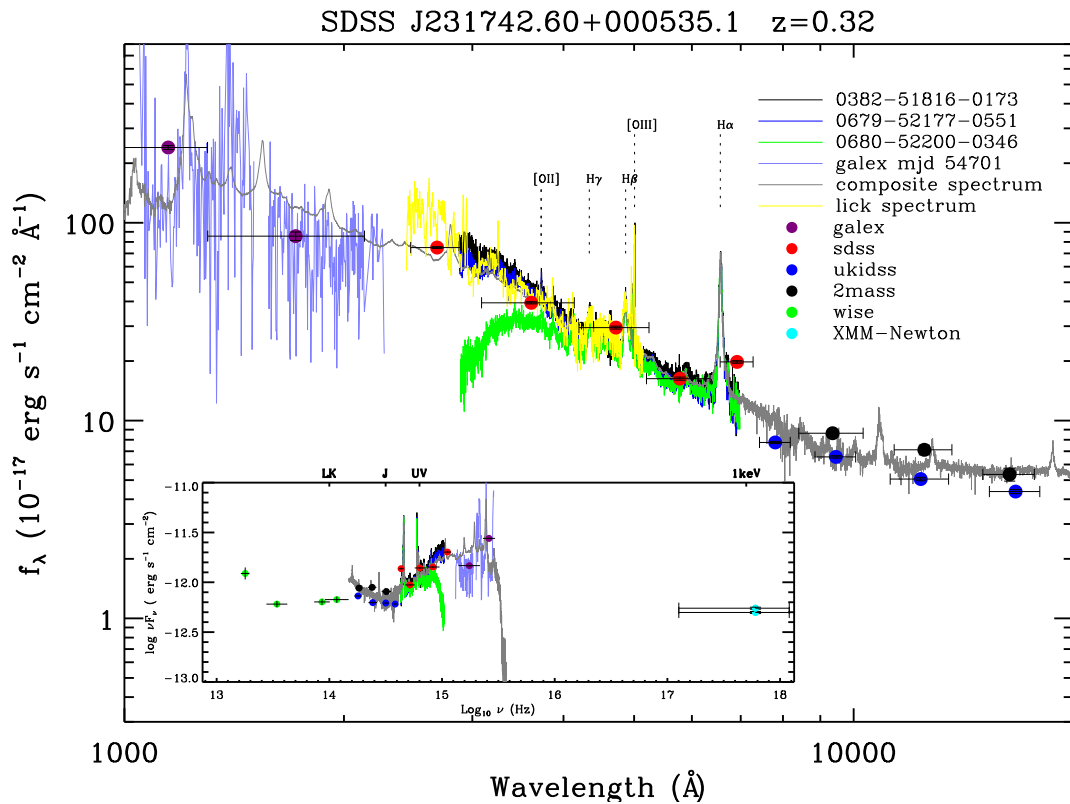


图 4.2 J2317+0005 静止坐标下从 1000\AA 到 20000\AA 的能谱。不同的测光和光谱数据已用不同颜色标识。灰色的是综合谱，取自 Vanden Berk et al. (2004) 和 Glikman et al. (2006)。GALEX (蓝色实线) 和 Lick (黄色实线) 的光谱分别作了 10 点平滑处理，其他黑色、紫色和绿色是 SDSS 的光谱。另外，紫、红、蓝、黑、绿和蓝绿分别是 GALEX、SDSS、UKIDSS、2MASS、WISE 和 XMM-Newton 的测光数据。所有观测数据进过银河系消光改正，但未进行流量归一化。插图为 $\nu \sim \nu F_\nu$ 空间下的 SED 图。取自 Guo et al. (2016)

表 4.1 Photometric Data in AB mag

Band	Value (AB mag)	Facility	Date (UT)	MJD
FUV	19.14 ± 0.07	GALEX	2003 Aug 25	52876
NUV	18.91 ± 0.04	GALEX	2003 Aug 25	52876
<i>u</i>	17.69 ± 0.01	SDSS	2001 Oct 2	51819
<i>g</i>	17.85 ± 0.01	SDSS	2000 Oct 2	51819
<i>r</i>	17.69 ± 0.01	SDSS	2000 Oct 2	51819
<i>i</i>	17.74 ± 0.01	SDSS	2000 Oct 2	51819
<i>z</i>	17.23 ± 0.02	SDSS	2000 Oct 2	51819
<i>J</i>	17.31 ± 0.11	2MASS	2000 Aug 25	51781
<i>H</i>	16.89 ± 0.10	2MASS	2000 Aug 25	51781
<i>K_s</i>	16.61 ± 0.10	2MASS	2000 Aug 25	51781
<i>Y</i>	17.80 ± 0.02	UKIDSS	2006 Nov 21	54060
<i>J</i>	17.59 ± 0.02	UKIDSS	2006 Nov 23	54062
<i>H</i>	17.28 ± 0.02	UKIDSS	2005 Oct 26	53669
<i>K_s</i>	16.77 ± 0.01	UKIDSS	2005 Oct 26	53669
W1	16.40 ± 0.03	WISE	2010 Jun 10	55357
W2	16.13 ± 0.03	WISE	2010 Jun 10	55357
W3	15.27 ± 0.05	WISE	2010 Jun 10	55357
W4	13.70 ± 0.09	WISE	2010 Jun 10	55357

表 4.2

Range (Å)	slit (arcsec)	$\lambda/\delta\lambda$	Exp. Time (s)	Instrument	Date (UT)	MJD
1344-1786	slitless	200	1460	GALEX/Grism	2009 Mar 25	54915
1771-2831	slitless	90	1460	GALEX/Grism	2009 Mar 25	54915
3100-6200	2.0	3390	1800	Lick/Shane/KAST	2015 Sep 18	57282
3800-7310	2.0	4748	1800	Lick/Shane/KAST	2015 Sep 18	57282
3800-9200	3.0	2000	3600	SDSS	2000 Sep 29	51816
3800-9200	3.0	2000	4203	SDSS	2001 Sep 25	52177
3800-9200	3.0	2000	3904	SDSS	2001 Oct 18	52200

的扣取半径等。然后我们用一个幂律谱的吸收模型来拟合光谱数据，其中该模型包含两个成分，一个是来自银河系自身的吸收，通过查询可知该源方向上的银河系中性氢柱密度为 $3.74 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ 。另一个吸收成分是类星体的自身吸收，其中性氢柱密度设置为自由参数。图 4.3 中展示了模型对两次观测拟合结果。结果，我们发现 X-ray 谱并没有明显的类星体自吸收。

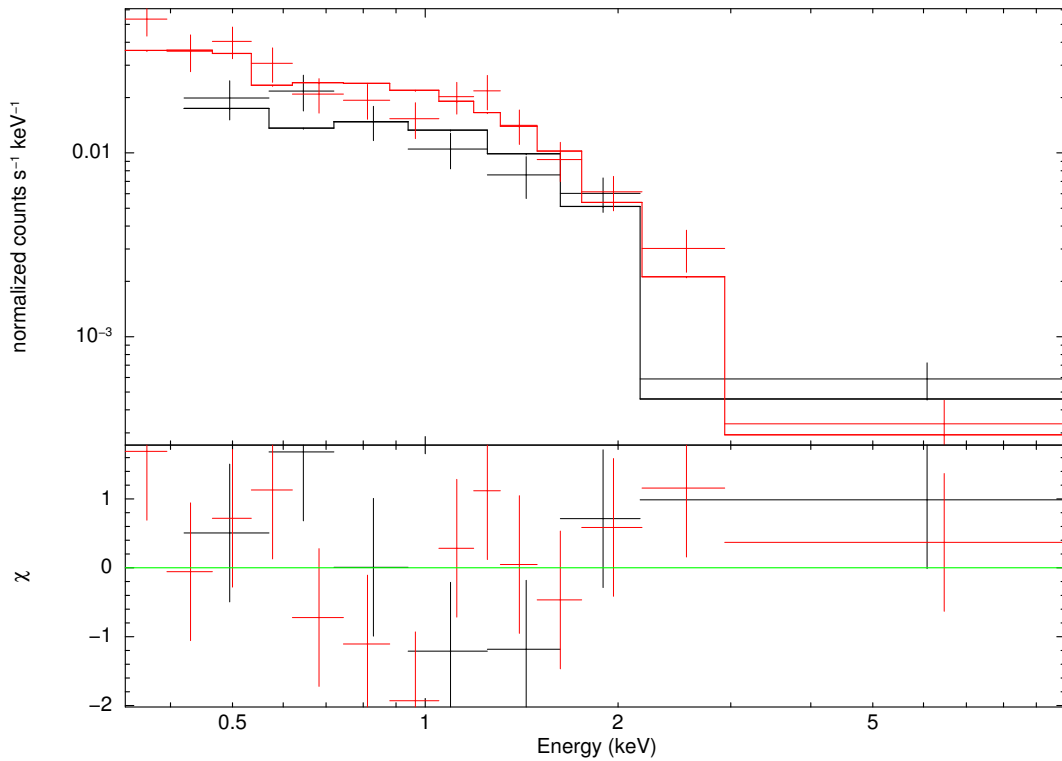


图 4.3 由幂律吸收模型（实线）拟合的 X-ray 光谱（十字）。相比于银河系的消光，来自于类星体本地的消光从两次观测（2001 Jun 3，52063，红，MOS1 和 Nov 28，52242，黑，MOS1）的拟合结果来看基本可以忽略。这意味着视线方向是没有遮挡的。取自 Guo et al. (2016)

在图 4.1 中，我们画了 J2317+0005 Stripe82 巡天的 5 个波段的 8 年期间的的光变曲线，但不幸的是正好在态转变的时间上没有测光观测。所以我们只好从 3 次光谱数据上计算出每个波段的星等。从光变曲线上看，MJD 52200（对应??绿色光谱）这次历元 u 波段要明显比其他所有的测光都要暗一个多星等。而且绿色光谱的谱型也比较奇怪，我们担心可能是观测出了问题。于是，我们检查了所有观测时候的历史信息：首先这次历元所在的盘被标记为“MARGINAL”，虽然不是非常优秀，但依然是正常范围内。其次，该光谱的信噪比中值为 19， $Z_{\text{warning}}=0$ ，应该算是信噪比较好的，而且对光谱质量没有任何警告。另外我们检查了该光谱的逆方差，发现它比正常光谱的误差还要稍小一些。另外该光谱是没有被 APBIAS 所标记的，这个标记是用来标记测试光纤偏移效应的源的。我们还检查了它的原始图像，发现该源的周边并没有明显的亮源影响。由于有 54 次 r 波段的历元，我们合并了所有的图像，得到了一张比单历元深三个星等左右的图像，并用 GALFIT

(Peng et al. 2002) 对其形状进行拟合, 发现 J2317+0005 可以被一个亮度为 14.38 等的点扩散函数 (PSF) 和 17.63 等的 Sersic 形状完美拟合, 卡方为 0.98 (见图 4.4)。这意味着该类星体的寄主星系的贡献小于 5%, 可以忽略不计。最后我们还检查了该源光谱的原始数据, 观测日志[♣]记录到该源并没有被列为光纤孔径偏离的源。最关键的是我们发现了 3 条合成该绿色历元的蓝端光谱原始光谱, 相互之间完全吻合 (见图 4.5)。并且我们自己进行了流量定标, 发现各条 SDSS 的 OII 线的流量基本没有差异, 这就说明 SDSS 整个流量定标过程是准确无误的。

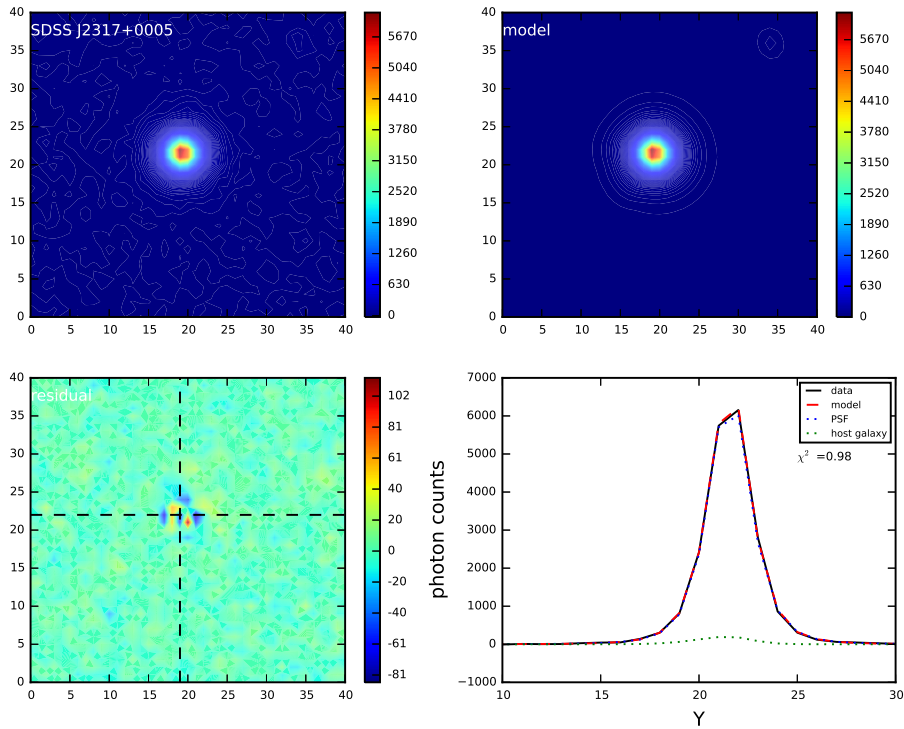


图 4.4 点源拟合。其中前三幅分别是原始数据、PSF 模型 (蓝色点线)+Sersic 模型 (绿色点线)、残余图像。最后一幅是延图中 Y 方向虚线的流量分布图, 可以看出由蓝色点线和绿色点线组成的总模型 (红色实线) 基本能完美拟合数据 (黑色实线)。第三幅图中的残余主要是由于叠加 54 次历元时可能存在偏差导致了无法抠干净, 从第四幅图的流量形状也能看出, 叠图过程有非常微小的偏差, 导致整个形态不是完美的对称分布。原始的叠加图像来源于 SDSS。取自 Guo et al. (2016)

[♣]<http://data.sdss3.org/sas/dr12/sdss/spectro/data/52200/>

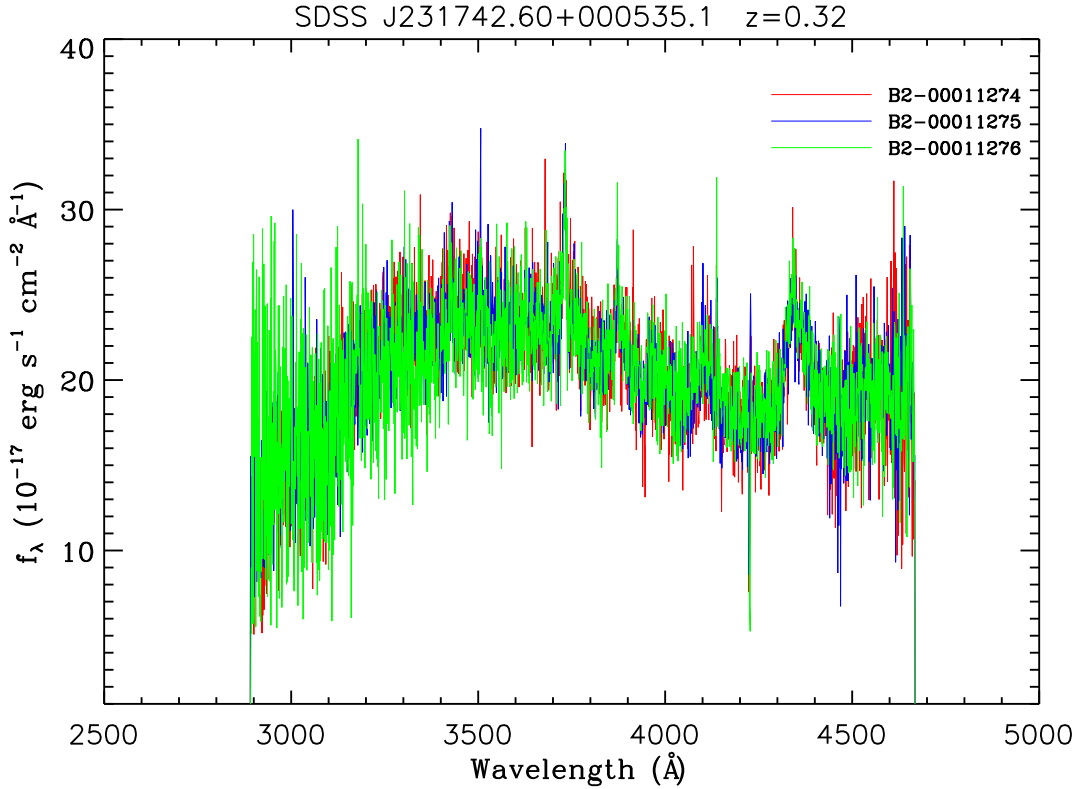


图 4.5 J2317+0005 蓝端光谱的原始数据。其中红蓝绿三条光谱合成了 J2317+0005 蓝端光谱。三条几乎完全一致的原始光谱也很好的说明 SDSS 的观测是正常的、置信的。取自 Guo et al. (2016)

4.4 结果与讨论

4.4.1 态转变

类星体 J2317+0005 是一个不可分辨的点源，所以在我们工作中主要采用 PSF 的测光数据。在图 4.2 中所有的测光数据点都经过了银河系消光正 (Cardelli et al. 1989; Schlegel et al. 1998)。图中灰色的曲线是类星体的综合谱，其中小于 7000Å 处采用了 Vanden Berk et al. (2001) 的 1800 个类星体的综合谱，大于 7000Å 处采用了 Glikman et al. (2006) 27 个类星体合成的综合谱。可以看出，大部分的光谱都与综合谱吻合得很好，除了绿色历元。该历元的流量在 3500Å 处开始下降，却没有出现明显的吸收特征。在 3000Å 处，其流量几乎比其它正常历元小 3.5 倍。通过对发射线的拟合发现其发射线流量基本没有变化，而连续谱却变得相当剧烈 (见表 4.3)。最令人印象深刻的是这么剧烈的态转变仅仅发生在 23 天内，以至于宽线区还没来得及响应紫外波段连续谱的变化。如此剧烈且迅速的变化在光学波段是极其少见的，而在 X-ray 却是非常普遍的 (Turner et al. 2008; Bianchi et al. 2009)。在 X-ray 波段，离散的温的或冷的吸收体可以在几个小时到几个月的时标上改变光谱的流量，所以我们推测光学波段的态转变可能与 X-ray 吸收事件有关联。从图 4.3 中可以看出在绿色历元之后的 42 天的 X-ray 观测没有任何吸收的痕迹，这意味着尘埃团块可能已经

表 4.3 total flux of emission lines ($10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)

MJD	51816	52177	52200	57282
[OII]	170.4±33	186.0±34	151.3±30	...
H γ	167.7±38	165.9±33	159.9±33	...
H β	1164.0±98	1194.0±110	1133.0±107	1150.7±111
[OIII] ₅₀₀₇	1005.0±88	939.0±93	914.2±90	920.4±101
H α + [NII]	4699.3±412	4657.1±392	4751.9±421	4784.1±380

移出我们的视线方向。总的来说，各种观测证据表明，我们很可能捕捉到了一个周期小于 65 天，由尘埃团块遮挡引起的的食变事件。

4.4.2 消光曲线

在图 4.6 中，灰线是由绿色和黑色的两次光谱（见图 4.2）相除所得，可以看出在 $\lambda^{-1} > 2.5$ 时，灰色消光曲线要比小麦哲伦云棒上的平均消光曲线陡得多。尽管最近很多研究 (Czerny et al. 2004; Gaskell et al. 2004; Gaskell & Benker 2007) 提出类星体的消光应算是“灰消光曲线”——较平的消光曲线，但那些极端红化的类星体的数目却一直在增加 (Wang et al. 2005; Zafar et al. 2012; Jiang et al. 2013)。因为小麦云的消光曲线相比于银河系、大麦云或是超新星是最陡的 (Fitzpatrick & Massa 2007; Gordon et al. 2003; Gallerani et al. 2010)，所以我们试图用类小麦哲伦云的消光曲线模型去拟合类星体 J2317+0005 的消光曲线。然而类星体 J2317+0005 的消光曲线仍然太陡，以至于我们不能利用星际红化模型（图 4.6 的红线）完美拟合。消光曲线的形状主要取决于尘埃尺寸的分布，当尘埃的大小与光的波长相近时的散射和吸收是最有效的。所以如此陡的消光曲线很可能是由于类星体中遮挡的团块中大尺寸的尘埃颗粒都被高能紫外光子或是激波所破坏，只剩下小的尘埃颗粒所导致的 (Jones et al. 1994; Jones 2004)。一般认为尘埃颗粒来源于恒星的喷发 (SN 或 AGB, Dwek (1998))，而 Elvis et al. (2002) 认为尘埃颗粒同样可以形成在类星体的外流之中。

4.4.3 吸收云性质

类星体 J2317+0005 被包含在 DR7 的星表中，因此可以利用 Shen et al. (2011) 中基于 H β 测出的黑洞质量 $M_{\text{bh}} = 10^{8.42 \pm 0.22} M_{\odot}$ 和爱丁顿比 $L_{\text{bol}}/L_{\text{Edd}} = 0.11$ 。他们假设了一个平均的能谱分布便可以通过已知的光学波段的光度来估算整体的热光度 $L_{\text{bol}} = 10^{45.56 \pm 0.33}$

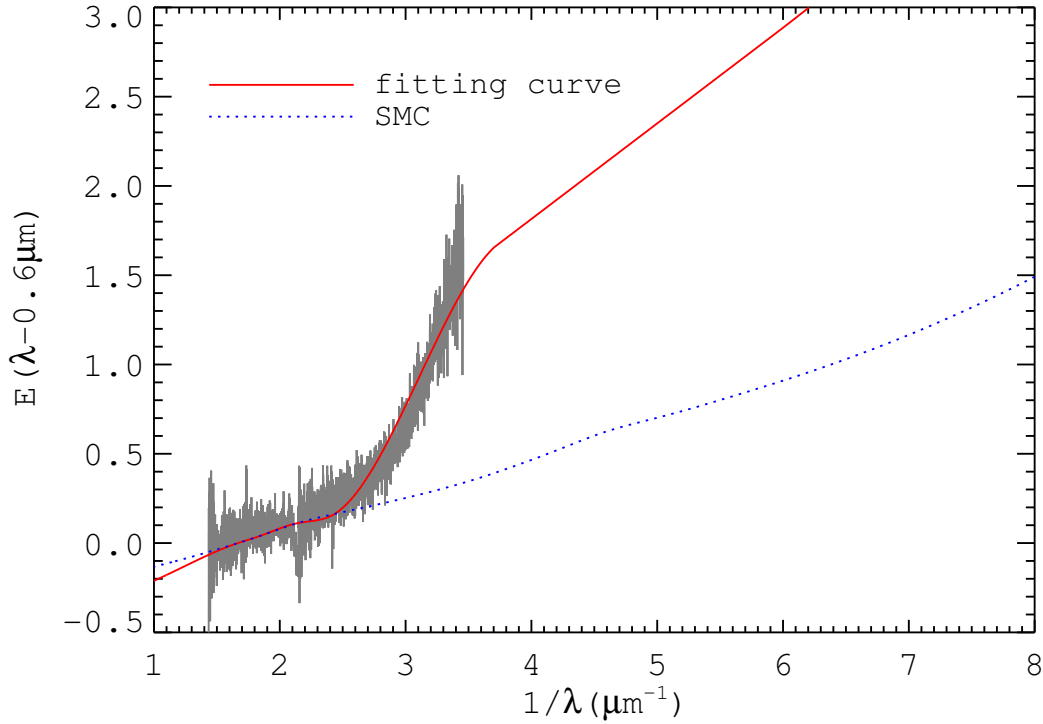


图 4.6 尘埃消光曲线。通过绿色光谱历元与正常历元相比得到的消光曲线明显比小麦哲伦云棒上的消光（蓝色点线）陡 Gordon et al. (2003)。红色实线是对消光曲线的不完美拟合 Fitzpatrick & Massa (1990)。取自 Guo et al. (2016)

erg s^{-1} 。基于上面的这些参数，便可以粗略的定量估算这起可能由尘埃遮挡引起的短暂的食变时间。

我们的观测对于这起食变事件提供了几个独立的约束。图 4.7 给出了尘埃团块横穿视线方向的速度和团块尺寸大小的关系。从光学和 X-ray 的观测可知它的食变周期应该小于 65 天，这就要求：（1）相对较小的团块尺寸或较快的移动速度： $t = \text{Size}/\text{Velocity} < 65$ 天。从图 4.7 中发现观测的上限小于模型的下限，如果真是尘埃遮挡引起的食变，应有（2）云块的大小正好能遮挡吸积盘上 3000\AA 的辐射区域。（3）同时，尘埃团块不能被类星体的辐射蒸发，团块的位置要处在升华半径之外。

在 Malkan & Stecker (1998) 提出的星系尘埃模型中明确指出了吸收尘埃团块不能存在于离星系中心几百个 kpc 的地方，如果存在于如此远的地方，食变的周期最起码会大 1 至 2 个量级，因此我们在此只考虑尘埃团块来源于黑洞附近的这种情况，即尘埃环模型 (Nenkova et al. 2002; Nenkova et al. 2008a; Nenkova et al. 2008b; Elitzur & Shlosman 2006)。最近高空间分辨率的红外观测表明尘埃环尺寸一般不大于几个 pc (Jaffe et al. 2004)，在这个区域内，它是受黑洞引力束缚的。现在假设一个稳定的尘埃团块偶然穿越了我们的视线方向，遮挡了来自类星体中心的辐射。如果团块是遵循开普勒运动的，它的轨道速度大约

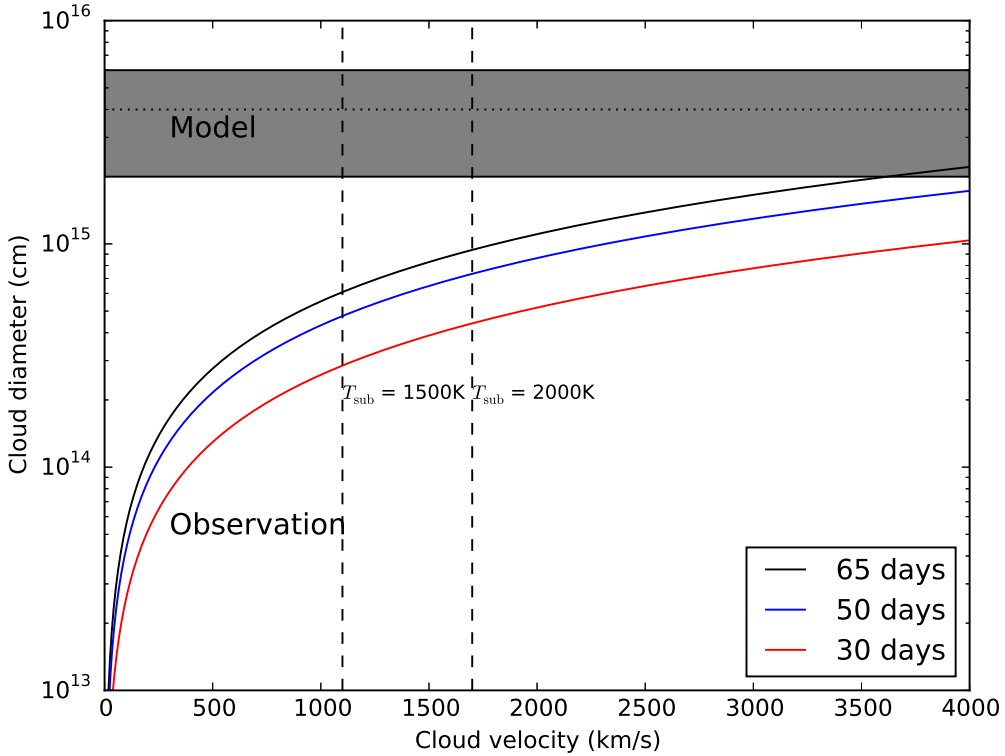


图 4.7 尘埃团块速度与大小的关系。其中黑色、蓝色、红色的实线分别取了食变周期为 65、50、30 天时候的速度与大小关系。垂直的两条虚线分别对应尘埃的升华温度为 1500K 和 2000K 时的团块最快速度。水平的虚线是标准吸积盘模型预言的 3000\AA 辐射区域，灰色区域是其误差范围。从图中可以得出尘埃团块上限依然略小于模型预言的 3000\AA 辐射区域。取自 Guo et al. (2016)

为 $v_{orb} = 1000 / R_{pc}^{0.5} \text{ km s}^{-1}$ ，其中 R_{pc} 是团块离黑洞的距离。当离中心比较近的时候，尘埃团块会暴露在类星体的强辐射中，因此团块可能会升华，其升华温度一般认为在 1500-2000K 左右。因此便可以得到尘埃团块里中心的最小距离 $R_{min} \geq 0.4 pc \times L_{45}^{1/2} T_{1500}^{-2.6} = 0.76 pc$ ，其中热光度采用以上给出的值，升华温度采用了 1500K (Elitzur & Shlosman 2006)。如果该尘埃团块不是第一次落到中心区域，它离中心的距离应该比这个最小距离 R 要大，最大的轨道速度可以达到约 1100 km s^{-1} ，图 4.7 中的垂直虚线表明了速度上限的位置。AGN 的总光度主要是由紫外波段的热辐射主导，利用黑体辐射并假设在 3000\AA 处的有效温度为 27000K，可得到 3000\AA 的辐射面积大约是 10^{31} cm^2 ($R = 1.8 \times 10^{15} \text{ cm}$)。需要注意的是这一简单的估算忽略了吸积盘的各种细节，例如部分 3000\AA 的光是来源于内部温度更高的区域，这部分的光会受到多普勒红移影响而增亮，当然同时也会被引力红移减弱。幸运的是吸积盘模型已经计算过许多与类星体 J2317+0005 相似的源了，特别是 Malkan (1983) 利用标准盘模型对类星体 PKS 0405-123 能谱的拟合表明一半 3000\AA 的辐射来源于 50 个史瓦西半径以内的区域。对于类星体 J2317+0005 来说 50 个史瓦西半径大约相当于 $4 \times$

10^{15} cm (直径 8×10^{15} cm)。为了能遮挡将近 80% 的光必须有一个尘埃团块的尺寸与辐射区域相近或更大, 其中 80% 为真实观测时绿色历元与正常历元相比时少掉的流量。由于类星体 PKS 0405-123 要比 J2317+0005 的光度大一个量级左右, 我们可以用另一个熟悉的 AGN NGC 5548 来框出 3000\AA 辐射的大致范围。NGC 5548 是一个明亮的 Seyfert 1 型 AGN, 它的黑洞质量与 J2317+0005 差不多, 但是光度比它小一个量级左右。Krolik et al. 1991 中给出了 80% 3000\AA 辐射来源于小于 12 个史瓦西半径的区域, 用这个两个熟知的 AGN 可以知道尘埃团块尺寸大约为 4×10^{15} cm (误差为 $\pm 50\%$) (图 4.7 中给出了辐射区域平均值和上下限)。因此大致估算出尘埃团块要以最快速度 1100 km s^{-1} 穿越 4×10^{15} cm 的区域大致需要 3.6×10^7 秒, 而实际观测到的食变周期只有这个时间的 1/7, 就算用 2000K 的升华温度也是只有这个时间的 1/5。所以, 很显然之前的假设是不成立的, 很可能尘埃团块并不是以开普勒的形式在运动。这么短的食变周期意味着这个尘埃团块很可能存在于离中心更近的高速内流或是外流之中。如果是内流, 很可能在靠近中心的过程中, 尘埃团块中的尘埃开始逐渐蒸发, 从而结束红化过程。另一种可能就外流的气体引发的吸收槽, 这种情况最简单的情形就是快速的外流气体从宽线区的前面穿过我们的视线方向 (Meusinger et al. 2016)。

4.5 结论

通过收集近红外到 X-ray 的数据发现一个周期小于 65 天的态转变类星体 J2317+0005, 且它的低态是一条极端红化的光谱。我们从观测上见证了它从正常变为极端红化再恢复的整个过程。它在 3000\AA 处损失的 80% 的光可能是由于环绕黑洞并离黑洞小于 pc 量级的尘埃团块遮挡引起的, 但我们发现它的大小不足以遮挡 80% 3000\AA 的辐射区域, 于是我们认为该尘埃团块很可能来存在于速度更快的内流或是外流之中。

5 总结

活动星系核是在星系中心由于中央超大黑洞对周围物质的吸积而产生强烈辐射的一类天体，是天体物理中受到广泛关注的前沿课题之一。活动星系核的基本特征是辐射覆盖从射电到伽马射线各个波段，并且在各个波段普遍都有光变。通过对光变的观测和分析可以对活动星系核辐射性质进行深入研究，在光学波段，以往的研究通常集中在测光观测上，利用多历元光谱观测来进行光变研究的工作还非常少。我们利用斯隆数字巡天的数据，通过多历元光谱观测对类星体的光变进行了一系列的研究，包括：（1）对有 6 次及以上的光谱观测的 60 个源研究了每个源的连续谱和发射线变化；（2）对 2169 个类星体，分析了连续谱谱形随亮度的变化；（3）在 20 个类星体中，发现个别历元的光谱明显红化，并分析了原因。论文为系列工作，不仅对单个活动星系核光变进行了研究，也对类星体大样本进行了分析，是目前为数不多的对光变进行大样本综合分析的工作之一，有很强的创新性，结果对于理解活动星系核光变性质有重要意义。

6 展望

在未来的 10 年内，在各个波段都有可用的望远镜，近光学波段现役的 SDSS, DES, HST, 以及有望近期内能用的 JWST, LSST 等，射电波 VLA、VLBA 以及以后的 SKA 都会发光发热，X-ray 主要也就是 Newton-XMM、Chandra、NusSTAR、Suzaku。而本人在最近的 2-3 年时间内，科研的方向主要以光学为主，X-ray 与射电波段为辅进一步得对 AGN 领域进行研究。其中未来主要还是以 SDSS、DES 的巡天为主进行大数据分析，如若有机会，再申请其他望远镜时间对个别奇特的源深入研究。

6.1 时域巡天

随着 2000 年 SDSS 的投入使用，人类进入了大规模空域巡天的时代，而经过 16 年的搜寻，我们已经收集 1.5 万平方度的天文数据，直到 SDSS-IV，我们开始向时域巡天拓展。虽然之前也有像 Lick 天文台，对个源的长时间监测，但 SDSS-IV 的 TDSS 项目正引导我们开启时域天文的大门。另外，还有如正在进行的 Catalina Real-time Transient Survey, Palomar Transient Factory 等等，以后还会有 LSST 的加入，因此我们正处在这个领域的开启阶段。

6.1.1 态转变

在 SDSS 2169 个两次历元的挑选中我们发现了大约 20 个红化并且伴有态转变的类星体，除了上面介绍的极端红化的例子之外，我们还发现了其中一个源的两次历元只经过了一天的时间便从正常的类星体变成了红化很严重的类星体，并在之后的 18 天内保持了红化的状态，见图 6.1。另外，我们也在 DR7 和 DR9 的巡天中分别发现了类似的现象，见图 6.2。起初，我们认为这可能是尘埃环附近的团块遮挡视线所导致，但在 J2317+0005 的研究中发现由于遮挡周期小于 65 天，就要求团块的速度很大。因此，可能是来自于高速内流或是外流中的尘埃团块遮挡导致。而剩下的这 19 个源由于光学和 X-ray 的观测数据不足，无法确定它们的遮挡周期，从而只能对其消光曲线，尘埃颗粒大小做相关的研究。在 DR7 和 DR9 中不同的光谱仪和不同的数据处理流程中都看到了类似的现象，以及后期的各种观测状态检查都未发现问题，说明类似现象是真实存在的。随着高频率的时域巡天的到来，相信很快就会有更丰富的数据对这一现象做出解释。另外，该现象中还存在着非常多的疑问，比如不同源的两次历元的拐点分布在 200 到 500nm 不等，这是不是意味着外流或是尘埃环遮挡吸积盘的位置？连续谱有如此强的衰弱，发射线会不会有随后的响应？尘埃遮挡如此严重，为什么没有很强的吸收线？如果是尘埃环周围的或是内流

外流中的尘埃团块遮挡，我们便可以估算尘埃团块的尺寸大小，这又是否会与覆盖因子或是填充因子的等参数相协调，又是不是这一观测直接证明了外流过程中能形成尘埃团块呢？这种种的问题都有待进一步的观测来做出更好的解答。

当然，在搜索态转变类星体的同时，我们也在搜寻真正的态转变的类星体，LaMassa et al. (2015) 找到了第一个态转变的类星体，Runnoe et al. (2016) 声称找到了一个类星体在 10 年的时间里变成了星系的光谱，见图 6.3。随着发现数量的增多，这类“窄线 I 型类星体”是不是也会像 NLSI，发现它们具有较高的吸积率，或是很强的 X-ray 辐射，而且黑洞质量比较小？又或者 NLSI 的黑洞质量并不小，只是这类 Serfersts 处在周期较长的态转变之中？或是这两类天体都是由于倾角效应导致的，并不特殊？这都有待我们发现更多的天体来做进一步的研究。

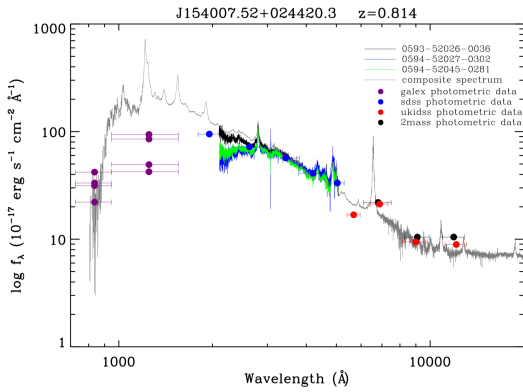


图 6.1 一天之内的态转变

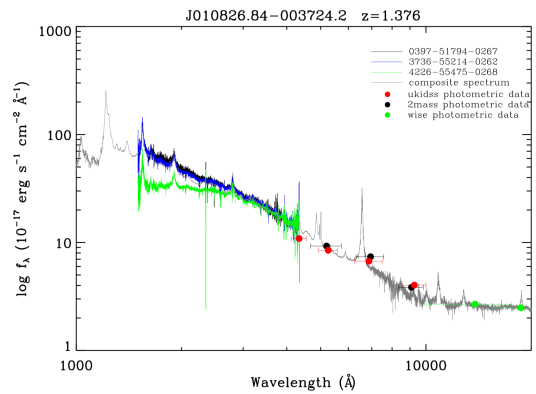


图 6.2 两次 DR9 历元的态转变

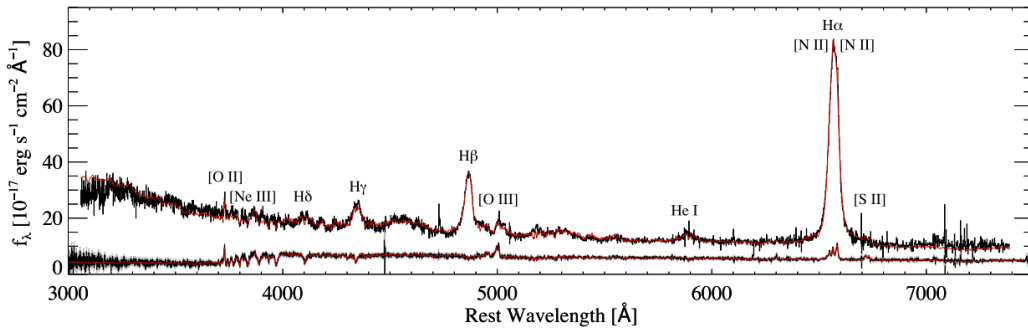


图 6.3 类星体转变为星系光谱。取自Runnoe et al. (2016)

6.1.2 极端红化类星体

极端红化的类星体是一类非常特殊的天体，它们可以用来研究类星体的演化或是检验 AGN 的统一模型。Hopkins et al. (2005) 和 Hopkins et al. (2006) 认为富气体的星系合并导致气体流向星系中心的核区，这为中心黑洞的增长提供了充足的物质，使得整个星系或类星体开始活跃起来。刚开始气体还是包裹着整个类星体，随着辐射驱动的反馈

(Feedback) 的增强, 开始把中心的气体带离核区, 使得整个类星体能被我们看到。这种大合并 (Major Merge) 的模型认为, 星系之间的合并或是相互作用对 AGN 的“点火”有着非常重要的意义, 如果他们的模型是正确的, 我们便可以推得这些极端红化的类星体可能还处在演化的早期阶段, 它们的前身可能就是极亮红外星系 (ULIGS), 而它们和上面提到的“窄线类星体 I 型”是否有演化关系我们并不清楚。随着巡天数据的增加, 越来越多的红化类星体被发现, 我们可用通过光学的 SDSS 与红外的 WISE 的测光数据来筛选红化程度不同的类星体, 再根据其光度、黑洞质量、吸积率、金属丰度、红移等物理性质进行分类, 研究类星体在各个不同的参数空间下是否存在演化, 比较与其它 AGN 的光度函数, 看是否一致, 或是研究其早期的吸收线, 来研究其气体的外流、金属丰度、尘埃性质等等。另外, 我们还可以从样本中挑选某些特殊的红化天体, 利用高频率的时域巡天来研究连续谱、吸收线或发射线的光变, 或是进行长期的监测。当然, 对于研究这类天体, 多波段的红外观测和 X-ray 观测也是必不可少的。我们可以通过红外观测来研究类星体早期的恒星形成率, 或是通过 X-ray 来探究吸收云的性质等等。

6.1.3 变亮变红的类星体

在第二部分的工作中 (Guo & Gu 2016), 我们主要筛选了红移大于 0.3 的类星体来研究其光变的颜色变化。通过 Guo & Gu (2016) 中观测的时间间隔和光变的关系分析可知: 光变的周期越长, 变亮变红的概率越大。但是我们还不知道在低红移处, 寄主星系的影响会有多严重。根据经验推测, 可能在低红移处, 变亮变红的效应主要由寄主星系的污染主导, 而在高红移处则可能转变为光变时标主导。为了更进一步的了解变亮变红的现象, 我们可以挑选出具有两次历元以上的红移小于 0.3 的类星体来进行更细致的研究, 同时兼顾射电噪与射电宁静的类星体。这样我们既可以探究寄主星系对变红效应的影响, 也可以研究射电噪度所引起的偏差。

6.1.4 利用多历元光谱与反响映射来测黑洞质量

之前反响映射主要是利用 5100\AA 处连续谱的测光光变来得到黑洞到宽线区的距离, 再加上高分辨率的光谱观测得到的, 一般的误差在 0.4-0.5 dex 左右。而我们可以利用高频率的时域巡天, 安排好观测的时间间隔, 通过光谱来得到 5100\AA (或是 1350\AA 和 3000\AA) 的连续谱光度的光变曲线与相应的 $H\beta$ (或是 CIV 和 MgII) 发射线的光变时延。再通过多历元光谱的叠加, 消除发射线光变、环境、大气视宁度等因素的影响来提高测得的发射线宽度的精度 (Shen 2013)。这有非常有利于我们对于高红移 AGN 的黑洞质量的测量, 并研究一些相关的只能在低红移处研究的科学, 比如 $M-\sigma$ 关系, 宇宙时间尺度的黑洞质量演化, 黑洞的质量函数等等。

6.2 搜寻高红移类星体

随着望远镜与巡天项目的发展,越来越多的高红移星系和类星体将会被发现。高红移天体的发现对于我们研究早期宇宙有着非常重要的意义。一般认为,宇宙再电离时期处在红移 7-11 左右,意味着在这段时间内中性氢的吸收极为严重。而高红移的天体的拉曼森林正好能为这些吸收气体的性质提供线索,对于研究早期宇宙的 UV 光子泄漏,中性氢分布, AGN 和星系对再电离的比例等等做出贡献。另外,我们还可以研究高红移天体的各种演化规律,比如金属丰度、发射线形态、光度函数、数密度分布等等。其次,对于黑洞的质量演化方式,以及种子黑洞的起源等问题也有着极其重要的作用。目前,最高红移的类星体为 $z=7.08$ (Mortlock et al. 2011), 而最新的文章 (Oesch et al. 2016) 表示找到了红移高达 11.1 的星系。其中星系的红移一直在被刷新,而类星体却沉寂已久。随着今年人们对高红移天体兴趣的增加,越来越多的候选体通过颜色被挑选出来,并用 VLT、Keck 等望远镜认证。目前,红移大于 6 的候选体有接近 1000 个,红移大于 7 的候选体大约为几百个,而红移大于 8 的候选体约 100 个左右。挑选的主要技术就是 *i-dropout*, *z-dropout* 或是 *Y-dropout*, 主要是利用星系的拉曼跳变来筛选,其红移 6-8 的天体都在 i 到 Y 波段跳变,然后通过巴尔末跳变来认证。在此过程中需要排除低红移天体和其它天体的干扰。最后,则需要高分辨率望远镜的光谱观测来认证。然而,高红移到底有多少类星体,我们并不清楚,因为这已经接近观测的极限,我们只能从较高红移(4~5)的光度函数去推断更高红移处的类星体数量(见图 6.4)。虽然可能数量极少,但总归应该是有的,据估计在 HFF (Hubble Frontier Field) 的视场中(6 个 $2' \times 2'$) 找到的概率小于 0.05%, 尽管 HFF 的 Y 波段深度可达 28 等左右。但类似 HFF 的项目会越来越多,比如之前的 GOOD 和与 HFF 同步的 GLASS。这些项目要么就是自己的探测深度很深,要么就是利用引力透镜的增亮效应来寻找更高红移的天体。随着 SDSS 引力透镜搜寻项目的加入 (More et al. 2016), 会有更多的引力透镜被发现,也会有更多的透镜之后的类星体被找到,如果受限于望远镜的观测极限,利用引力透镜来寻找更高红移的天体也不失为一个好主意。当然,建造更大更好的望远镜更能加速我们对早期宇宙的认识。

另外,就算找不到高红移类星体,研究引力透镜系统后面的类星体的光谱也是一个非常有意思的工作。通过透镜系统的类星体一般会有 2-4 个像,由于光线不同的传播路径,往往两个像之间会有不同的时间延迟,以及不同的路径介质(见图 6.5)。因此我们可以研究不同像的光谱的光变来研究空间物质的分布,尘埃消光,光变的衰减等等问题。而随着高频时域巡天的来临,我们会有更好的数据来研究这些规律。

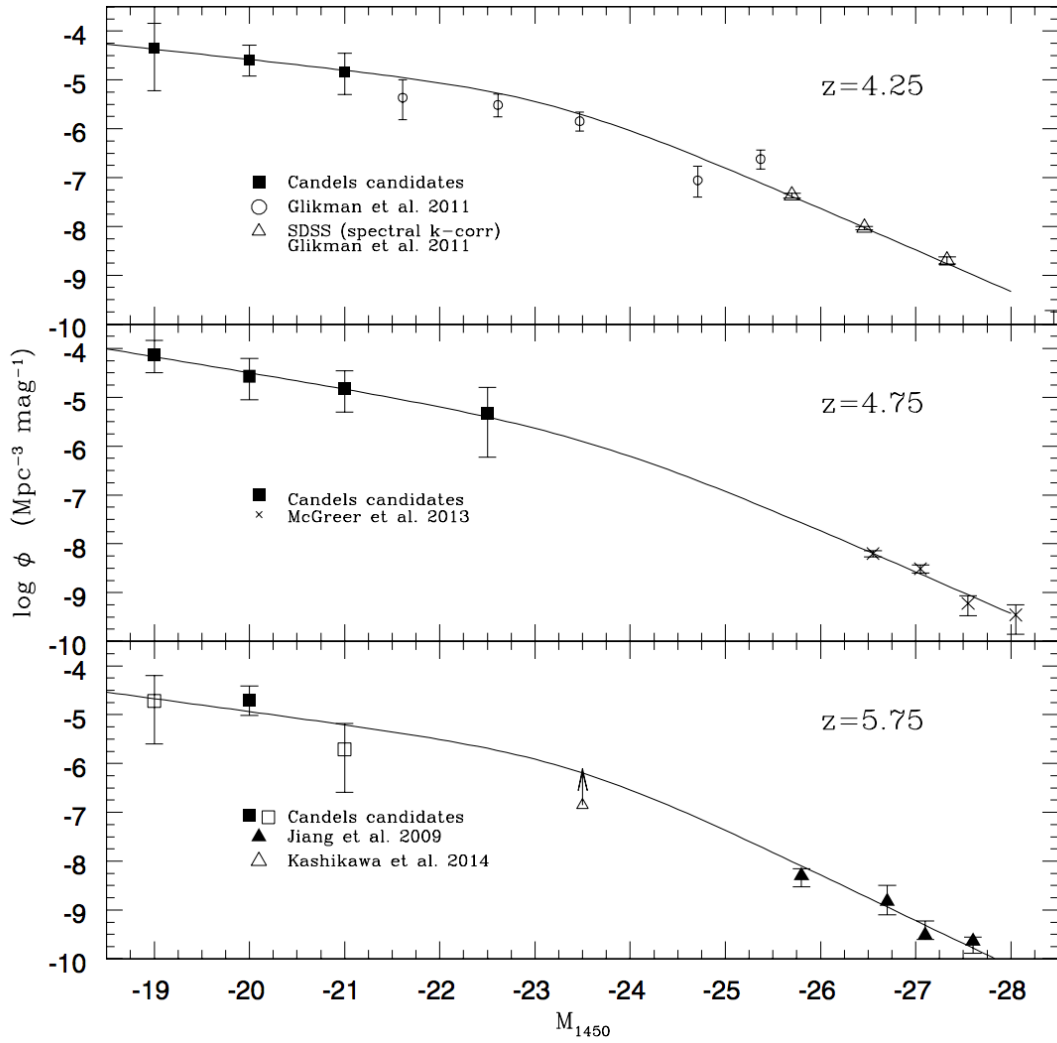


图 6.4 高红移类星体的光度函数。取自Giallongo et al. (2015)

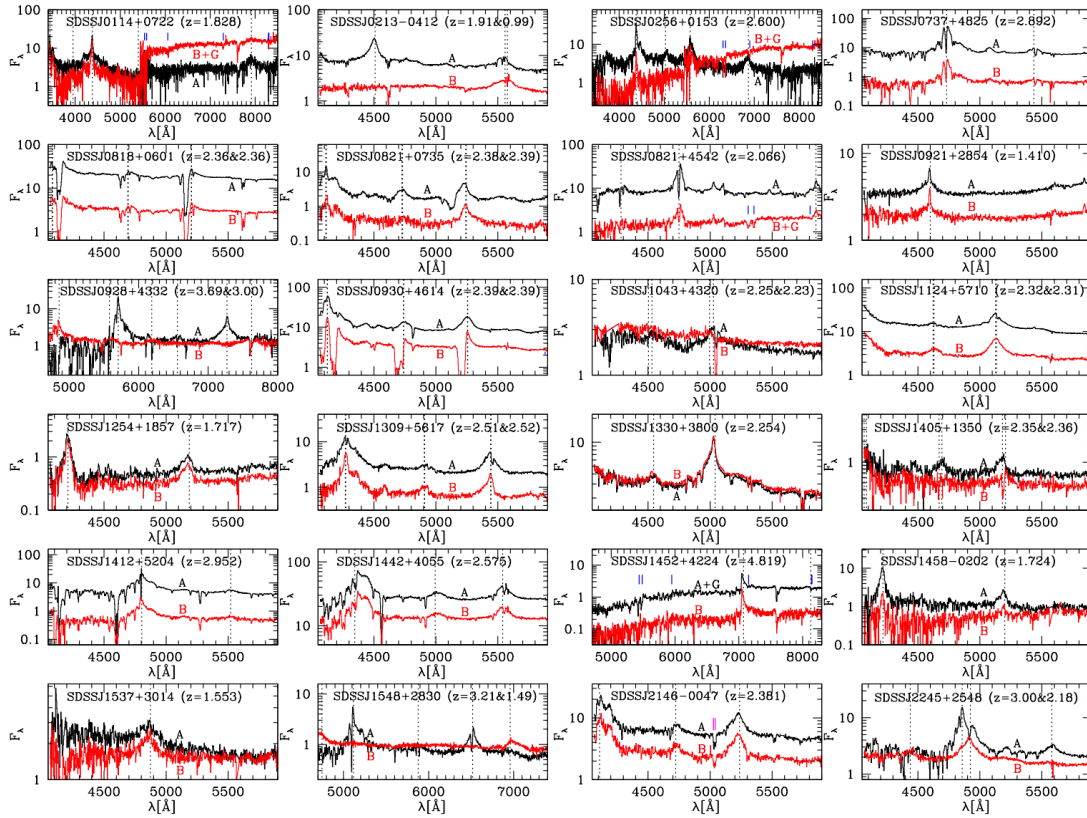


图 6.5 引力透镜系统下类星体的两个像的光谱。其中只有一个红移数值的为该星体的两个像。取自More et al. (2016)

6.3 喷流和吸积之间的关系

从双星的研究来看见图 1.13 和 1.14，黑洞双星中吸积与喷流似乎有着密不可分的联系，随着吸积率以及光度的增加，其吸积盘的内半径减小，而喷流也随之减弱，直至吸积率很高时，就几乎没有喷流了。其重要的演化周期呈现出一个“q”型，而Merloni et al. (2003) 在图 1.15 中给出了黑洞质量与射电 X-ray 光度之间的基本关系，而且从恒星级黑洞到 AGN 都适用，这就意味着黑洞质量以及喷流和吸积存在着必然的联系。因此我们可以认为恒星级黑洞和 AGN 的供能原理类似，也应该有类似“q”型的演化周期，只是由于质量太大，周期会很长 $10^5 \sim 10^7$ 年。但这其中的问题是：黑洞双星中吸积率高的时候是没有喷流的，那我们观测到的射电噪的类星体通常吸积率也很高，却探测到了很强射电的辐射。另外，如图 6.6 所示，典型双星的高软态和低硬态 X-ray 谱线存在着明显的区别，高软态主要表现为 10KeV 以前是热的谱线伴随着一个长长非热的尾巴，而低硬态则主要由热谱组成。但是在 AGN 的 SED 中，射电噪与射电宁静的源却似乎没有很明显的区别（见图 1.19）。我们可以利用最新的 SDSS 和 DES 数据对所有的类星体按照不同的吸积率、射电噪度进行分类，寻找吸积与喷流之间的关系。或是挑选 SDSS 中与 FIRST 星表和 XMM-Newton 或是 Chandra 匹配到的类星体，对基本关系在超大黑洞质量这端

进行样本性的分析，也许能找到射电噪类星体与黑洞双星不同的原因。

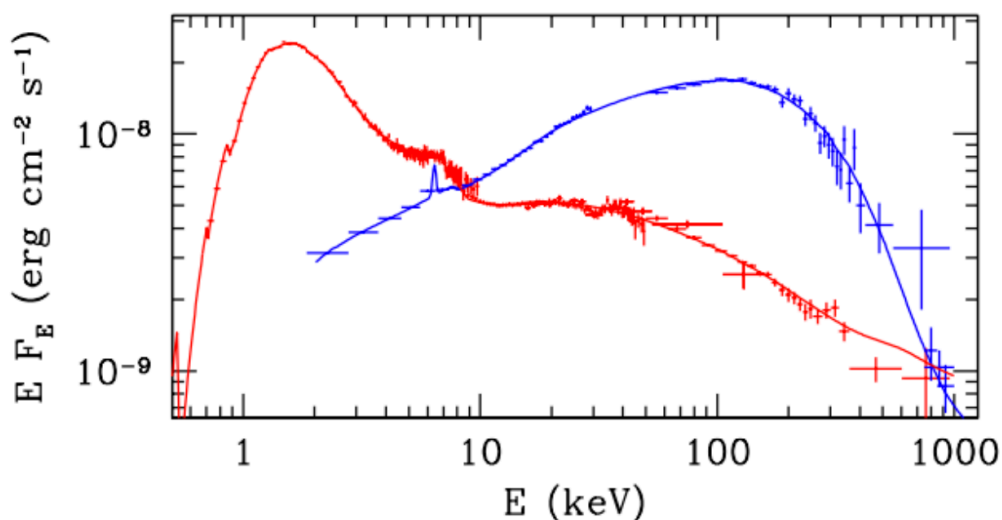


图 6.6 双星中典型的高软态和低硬态的 X-ray 谱型。其中红色为高软态，蓝色为低硬态。取自 Done et al. (2007)

6.4 天文摄影

由于在过去的五年中主要从事天文观测方面的研究，所以对望远镜原理，数据处理等略知一二。而数码相机（单反）的原理其实与望远镜类似，而且天文摄影方面的照片 6.7 处理也与专业的天文图像处理非常类似。所以，希望以后在业余时间里能多从事天文科普方面的工作，特别是天文摄影，以及天文摄影的后期图像处理。在美国，已有非常多的关于“后院天文学”的摄影书籍，而且 Youtube 也遍布各种天文图像处理的教程以及视频。而日本，作为数码相机的大国，这方面自然也不差，另外，台湾也有许多关于天文摄影的书籍。大陆由于东部地区光污染严重，以及对天文科普的重视程度不高，导致从事天文摄影等方面的人群不多，从事深空摄影的更是寥寥无几。考虑到各种昂贵的天文仪器，相机等，再加上苛刻的拍摄环境，这已使得大部分人望而却步，最好的办法相信应该是从科研经费中拨出用于科普的经费，让人民大众都受到相应的教育与参与，这才能激起全民学习天文的乐趣，从而推动中国天文事业向前发展。



图 6.7 猎户座。摄于 Joshua Tree National Park, USA。

参考文献

- Abazajian, K., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., et al. 2003, *AJ*, 126, 2081
- Abazajian, K. N., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., et al. 2009, *ApJS*, 182, 543
- Abramowicz, M. A., Bao, G., Lanza, A., & Zhang, X.-H. 1991, *A&A*, 245, 454
- Ackermann, M., Ajello, M., Allafort, A., et al. 2015, *ApJ*, 806, 144
- Ahn, C. P., Alexandroff, R., Allende Prieto, C., et al. 2012, *ApJS*, 203, 21
- Alam, S., Albareti, F. D., Allende Prieto, C., et al. 2015, *ApJS*, 219, 12
- Angione, R. J., & Smith, H. J. 1972, *External Galaxies and Quasi-Stellar Objects*, 44, 171
- Antonucci, R. 2012, *Astronomical and Astrophysical Transactions*, 27, 557
- Antonucci, R. R. J., & Miller, J. S. 1985, *ApJ*, 297, 621
- Antonucci, R. 2013, *Nature*, 495, 165
- Antonucci, R. 1993, *ARA&A*, 31, 473
- Aretxaga, I., Joguet, B., Kunth, D., Melnick, J., & Terlevich, R. J. 1999, *ApJL*, 519, L123
- Balbus, S. A., & Hawley, J. F. 1991, *ApJ*, 376, 214
- Barth, A. J., Bennert, V. N., Canalizo, G., et al. 2015, *ApJS*, 217, 26
- Balbus, S. A., & Hawley, J. F. 1991, *ApJ*, 376, 214
- Baldwin, J. A. 1977, *Lick Observatory Bulletin*, 748, 1
- Baldwin, J. A. 1977, *ApJ*, 214, 679
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *PASP*, 93, 5
- Bamford, S. P., Rojas, A. L., Nichol, R. C., et al. 2008, *MNRAS*, 391, 607
- Baskin, A., & Laor, A. 2004, *MNRAS*, 350, L31
- Becker, R. H., White, R. L., & Helfand, D. J. 1995, *ApJ*, 450, 559
- Beckmann, V., & Shrader, C. R. 2012, *Active Galactic Nuclei*, ISBN-13: 978-3527410781. 350 pages. Wiley-VCH Verlag GmbH, 2012,
- Bian, W., & Zhao, Y. 2004, *MNRAS*, 347, 607
- Bian, W.-H., Fang, L.-L., Huang, K.-L., & Wang, J.-M. 2012, *MNRAS*, 427, 2881
- Bian, W.-H., Zhang, L., Green, R., & Hu, C. 2012, *ApJ*, 759, 88
- Bianchi, S., Piconcelli, E., Chiaberge, M., et al. 2009, *ApJ*, 695, 781
- Blandford, R. D., & Payne, D. G. 1982, *MNRAS*, 199, 883
- Blandford, R. D., & Znajek, R. L. 1977, *MNRAS*, 179, 433
- Böttcher, M., & Dermer, C. D. 2002, *ApJ*, 564, 86

- Broderick, J. W., & Fender, R. P. 2011, *MNRAS*, 417, 184
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Carilli, C. L., & Barthel, P. D. 1996, , 7, 1
- Cellone, S. A., Romero, G. E., & Combi, J. A. 2000, *AJ*, 119, 1534
- Chen, Z., Gu, M., & Cao, X. 2009, *MNRAS*, 397, 1713
- Cid Fernandes, R., Sodré, L., Jr., & Vieira da Silva, L., Jr. 2000, *ApJ*, 544, 123
- Cid Fernandes, R., Jr., Aretxaga, I., & Terlevich, R. 1996, *MNRAS*, 282, 1191
- Cohen, R. D., Puetter, R. C., Rudy, R. J., Ake, T. B., & Foltz, C. B. 1986, *ApJ*, 311, 135
- Collin-Souffrin, S., Alloin, D., & Andrillat, Y. 1973, *A&A*, 22, 343
- Condon, J. J., Cotton, W. D., Greisen, E. W., et al. 1998, *AJ*, 115, 1693
- Courvoisier, T. J.-L., Paltani, S., & Walter, R. 1996, *A&A*, 308, L17
- Cristiani, S., Trentini, S., La Franca, F., & Andreani, P. 1997, *A&A*, 321, 123
- Cristiani, S., Trentini, S., La Franca, F., et al. 1996, *A&A*, 306, 395
- Croom, S. M., Rhook, K., Corbett, E. A., et al. 2002, *MNRAS*, 337, 275
- Crummy, J., Fabian, A. C., Gallo, L., & Ross, R. R. 2006, *MNRAS*, 365, 1067
- Czerny, B., Schwarzenberg-Czerny, A., & Loska, Z. 1999, *MNRAS*, 303, 148
- Czerny, B., Doroshenko, V. T., Nikołajuk, M., et al. 2003, *MNRAS*, 342, 1222
- Czerny, B., Róžańska, A., Dovčiak, M., Karas, V., & Dumont, A.-M. 2004, *A&A*, 420, 1
- Dawson, K. S., Schlegel, D. J., Ahn, C. P., et al. 2013, *AJ*, 145, 10
- Davis, S. W., Blaes, O. M., Hirose, S., & Krolik, J. H. 2009, *ApJ*, 703, 569
- Denney, K. D., De Rosa, G., Croxall, K., et al. 2014, *ApJ*, 796, 134
- Dewangan, G. C., Griffiths, R. E., Dasgupta, S., & Rao, A. R. 2007, *ApJ*, 671, 1284
- Dexter, J., & Agol, E. 2011, *ApJL*, 727, L24
- Dietrich, M., Hamann, F., Shields, J. C., et al. 2002, *ApJ*, 581, 912
- Di Matteo, T., Springel, V., & Hernquist, L. 2005, *Nature*, 433, 604
- Done, C., Gierliński, M., Sobolewska, M., & Schurch, N. 2007, *The Central Engine of Active Galactic Nuclei*, 373, 121
- Dwek, E. 1998, *ApJ*, 501, 643
- Elitzur, M., Nenkova, M., & Ivezić, Z. 2004, *The Neutral ISM in Starburst Galaxies*, 320, 242
- Elitzur, M., & Shlosman, I. 2006, *ApJL*, 648, L101
- Elvis, M., Wilkes, B. J., McDowell, J. C., et al. 1994, *ApJS*, 95, 1
- Elvis, M., Marengo, M., & Karovska, M. 2002, *ApJL*, 567, L107
- Eracleous, M., & Halpern, J. P. 2001, *ApJ*, 554, 240

- Fan, J. H., Xie, G. Z., Lin, R. G., & Qin, Y. P. 1998, *A&AS*, 133, 217
- Fanaroff, B. L., & Riley, J. M. 1974, *MNRAS*, 167, 31P
- Fender, R. P., Belloni, T. M., & Gallo, E. 2004, *MNRAS*, 355, 1105
- Fitzpatrick, E. L., & Massa, D. 1990, *ApJS*, 72, 163
- Fitzpatrick, E. L., & Massa, D. 2007, *ApJ*, 663, 320
- Forster, K., Green, P. J., Aldcroft, T. L., et al. 2001, *ApJS*, 134, 35
- Fossati, G., Maraschi, L., Celotti, A., Comastri, A., & Ghisellini, G. 1998, *MNRAS*, 299, 433
- Foschini, L., Ghisellini, G., Kovalev, Y. Y., et al. 2011, *MNRAS*, 413, 1671
- Franceschini, A., Vercellone, S., & Fabian, A. C. 1998, *MNRAS*, 297, 817
- Francis, P. J., Hewett, P. C., Foltz, C. B., et al. 1991, *ApJ*, 373, 465
- Galeev, A. A., Rosner, R., & Vaiana, G. S. 1979, *ApJ*, 229, 318
- Gallerani, S., Maiolino, R., Juarez, Y., et al. 2010, *A&A*, 523, A85
- Gaskell, C. M., Goosmann, R. W., Antonucci, R. R. J., & Whysong, D. H. 2004, *ApJ*, 616, 147
- Gaskell, C. M., & Benker, A. J. 2007, *arXiv:0711.1013*
- Gaskell, C. M. 2008, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofísica Conference Series*, 32, 1
- Geha, M., Alcock, C., Allsman, R. A., et al. 2003, *AJ*, 125, 1
- Ghisellini, G., & Celotti, A. 2001, *A&A*, 379, L1
- Giallongo, E., Grazian, A., Fiore, F., et al. 2015, *A&A*, 578, A83
- Giveon, U., Maoz, D., Kaspi, S., Netzer, H., & Smith, P. S. 1999, *MNRAS*, 306, 637
- Gierliński, M., & Done, C. 2004, *MNRAS*, 349, L7
- Giveon, U., Maoz, D., Kaspi, S., Netzer, H., & Smith, P. S. 1999, *MNRAS*, 306, 637
- Glikman, E., Helfand, D. J., & White, R. L. 2006, *ApJ*, 640, 579
- Goodrich, R. W. 1989, *ApJ*, 340, 190
- Gordon, K. D., Clayton, G. C., Misselt, K. A., Landolt, A. U., & Wolff, M. J. 2003, *ApJ*, 594, 279
- Greene, J. E., & Ho, L. C. 2005, *ApJ*, 630, 122
- Gu, M. F., Lee, C.-U., Pak, S., Yim, H. S., & Fletcher, A. B. 2006, *A&A*, 450, 39
- Gu, M.-F., & Ai, Y. L. 2011, *A&A*, 528, A95
- Gu, M. F., & Ai, Y. L. 2011, *A&A*, 534, A59
- Gu, M. F., & Li, S.-L. 2013, *A&A*, 554, A51
- Guo, H., & Gu, M. 2014, *Journal of Astrophysics and Astronomy*, 35, 477
- Guo, H., & Gu, M. 2014, *ApJ*, 792, 33
- Guo, H., & Gu, M. 2016, *arXiv:1603.06876*
- Guo, H., Malkan, M., Gu, M. 2016, *ApJ*, submitted

- Gupta, A. C., & Joshi, U. C. 2005, *A&A*, 440, 855
- Halpern, J. P. 1984, *ApJ*, 281, 90
- Hawkins, M. R. S. 1996, *MNRAS*, 278, 787
- Ho, L. C. 2008, *ARA&A*, 46, 475
- Hönig, S. F., Watson, D., Kishimoto, M., & Hjorth, J. 2014, *Nature*, 515, 528
- Hook, I. M., McMahon, R. G., Boyle, B. J., & Irwin, M. J. 1994, *MNRAS*, 268, 305
- Hopkins, P. F., Strauss, M. A., Hall, P. B., et al. 2004, *AJ*, 128, 1112
- Hopkins, P. F., Hernquist, L., Martini, P., et al. 2005, *ApJL*, 625, L71
- Hopkins, P. F., Hernquist, L., Cox, T. J., et al. 2006, *ApJS*, 163, 1
- Ishibashi, W., & Courvoisier, T. J.-L. 2012, *A&A*, 540, L2
- Jaffe, W., Meisenheimer, K., Röttgering, H. J. A., et al. 2004, *Nature*, 429, 47
- Jiang, P., Zhou, H., Ji, T., et al. 2013, *AJ*, 145, 157
- Jones, A. P., Tielens, A. G. G. M., Hollenbach, D. J., & McKee, C. F. 1994, *ApJ*, 433, 797
- Jones, A. P. 2004, *Astrophysics of Dust*, 309, 347
- Kaspi, S., Smith, P. S., Netzer, H., et al. 2000, *ApJ*, 533, 631
- Kawaguchi, T., Mineshige, S., Umemura, M., & Turner, E. L. 1998, *ApJ*, 504, 671
- Kelly, B. C., Bechtold, J., & Siemiginowska, A. 2009, *ApJ*, 698, 895
- Kerrick, A. D., Akerlof, C. W., Biller, S. D., et al. 1995, *ApJL*, 438, L59
- Kinney, A. L., Bohlin, R. C., Blades, J. C., & York, D. G. 1990, *ESA Special Publication*, 310, 517
- Kokubo, M., Morokuma, T., Minezaki, T., et al. 2014, *ApJ*, 783, 46
- Kokubo, M. 2015, *MNRAS*, 449, 94
- Kondratko, P. T., Greenhill, L. J., & Moran, J. M. 2005, *ApJ*, 618, 618
- Kormendy, J., & Ho, L. C. 2013, *ARA&A*, 51, 511
- Krolik, J. H., & Begelman, M. C. 1988, *ApJ*, 329, 702
- Krolik, J. H., Horne, K., Kallman, T. R., et al. 1991, *ApJ*, 371, 541
- Laing, R. A., & Bridle, A. H. 1987, *MNRAS*, 228, 557
- LaMassa, S. M., Cales, S., Moran, E. C., et al. 2015, *ApJ*, 800, 144
- Lawrence, A. 1991, *MNRAS*, 252, 586
- Lawrence, A., Warren, S. J., Almaini, O., et al. 2007, *MNRAS*, 379, 1599
- Lehto, H. J., & Valtonen, M. J. 1996, *ApJ*, 460, 207
- León-Tavares, J., Valtaoja, E., Tornikoski, M., Lähteenmäki, A., & Nieppola, E. 2011, *A&A*, 532, A146
- Li, S.-L., & Cao, X. 2008, *MNRAS*, 387, L41
- Lira, P., Arévalo, P., Uttley, P., McHardy, I., & Breedt, E. 2010, *Co-Evolution of Central Black Holes and*

- Galaxies, 267, 90
- Liu, B. F., Done, C., & Taam, R. E. 2011, *ApJ*, 726, 10
- Liu, H., Li, S.-L., Gu, M., 2016, *MNRAS*, submitted
- Lyutyj, V. M., Oknyanskij, V. L., & Chuvaev, K. K. 1984, *Soviet Astronomy Letters*, 10, 335
- MacLeod, C. L., Ivezić, Ž., Kochanek, C. S., et al. 2010, *ApJ*, 721, 1014
- Malkan, M. A., & Sargent, W. L. W. 1982, *ApJ*, 254, 22
- Malkan, M. A. 1983, *ApJ*, 268, 582
- Malkan, M., Gorjian, V, Tam, R. 1998, *ApJS*, 117, 25
- Malkan, M. A., & Stecker, F. W. 1998, *ApJ*, 496, 13
- Marchese, E., Braitto, V., Della Ceca, R., Caccianiga, A., & Severgnini, P. 2012, *MNRAS*, 421, 1803
- Margala, D., Kirkby, D., Dawson, K., et al. 2015, arXiv:1506.04790
- Matt, G., Guainazzi, M., & Maiolino, R. 2003, *MNRAS*, 342, 422
- Mattox, J. R., Wagner, S., McGlynn, T. A., Malkan, M., & Schachter, J. F. 1995, , 6181, 1
- Merloni, A., & Fabian, A. C. 2001, *MNRAS*, 328, 958
- Merloni, A., Heinz, S., & di Matteo, T. 2003, *MNRAS*, 345, 1057
- Meusinger, H., Hinze, A., & de Hoon, A. 2011, *A&A*, 525, AA37
- Meusinger, H., & Weiss, V. 2013, *A&A*, 560, A104
- Meusinger, H., Schalldach, P., Mirhosseini, A., & Pertermann, F. 2016, arXiv:1601.00544
- Miller, H. R. 1981, *ApJ*, 244, 426
- Miller, J. S., Goodrich, R. W., & Mathews, W. G. 1991, *ApJ*, 378, 47
- Moorwood, A. F. M., Lutz, D., Oliva, E., et al. 1996, *A&A*, 315, L109
- More, A., Oguri, M., Kayo, I., et al. 2016, *MNRAS*, 456, 1595
- Morrissey, P., Conrow, T., Barlow, T. A., et al. 2007, *ApJS*, 173, 682
- Mortlock, D. J., Warren, S. J., Venemans, B. P., et al. 2011, *Nature*, 474, 616
- Müller, C., Kadler, M., Ojha, R., et al. 2011, *A&A*, 530, L11
- Nenkova, M., Ivezić, Ž., & Elitzur, M. 2002, *ApJL*, 570, L9
- Nenkova, M., Sirocky, M. M., Ivezić, Ž., & Elitzur, M. 2008a, *ApJ*, 685, 147
- Nenkova, M., Sirocky, M. M., Nikutta, R., Ivezić, Ž., & Elitzur, M. 2008b, *ApJ*, 685, 160
- Netzer, H., Laor, A., & Gondhalekar, P. M. 1992, *MNRAS*, 254, 15
- Netzer, H., Lutz, D., Schweitzer, M., et al. 2007, *ApJ*, 666, 806
- Netzer, H., & Trakhtenbrot, B. 2007, *ApJ*, 654, 754
- Oesch, P. A., Brammer, G., van Dokkum, P. G., et al. 2016, *ApJ*, 819, 129
- Osterbrock, D. E. 1977, *ApJ*, 215, 733

- Osterbrock, D. E. 1981, *ApJ*, 249, 462
- Pâris, I., Petitjean, P., Aubourg, É., et al. 2012, *A&A*, 548, A66
- Pâris, I., Petitjean, P., Aubourg, É., et al. 2014, *A&A*, 563, A54
- Pecháček, T., Karas, V., & Czerny, B. 2008, *A&A*, 487, 815
- Pecháček, T., Goosmann, R. W., Karas, V., Czerny, B., & Dovčiak, M. 2013, *A&A*, 556, AA77
- Peng, C. Y., Ho, L. C., Impey, C. D., & Rix, H.-W. 2002, *AJ*, 124, 266
- Pereyra, N. A., Vanden Berk, D. E., Turnshek, D. A., et al. 2006, *ApJ*, 642, 87
- Peterson, B. M. 2011, arXiv:1109.4181
- Pogge, R. W., & Peterson, B. M. 1992, *AJ*, 103, 1084
- Rani, B., Gupta, A. C., Strigachev, A., et al. 2010, *MNRAS*, 404, 1992
- Rees, M. J., Silk, J. I., Werner, M. W., & Wickramasinghe, N. C. 1969, *Nature*, 223, 788
- Rees, M. J. 1984, *ARA&A*, 22, 471
- Reichard, T. A., Richards, G. T., Hall, P. B., et al. 2003, *AJ*, 126, 2594
- Richards, G. T., Fan, X., Newberg, H. J., et al. 2002, *AJ*, 123, 2945
- Risaliti, G., Miniutti, G., Elvis, M., et al. 2009, *ApJ*, 696, 160
- Rosenblatt, E., Malkan, M., Sargent, W., Readhead, A. 1992, *ApJS*, 81, 59
- Ross, N. P., Hamann, F., Zakamska, N. L., et al. 2015, *MNRAS*, 453, 3932
- Ruan, J. J., Anderson, S. F., Dexter, J., & Agol, E. 2014, *ApJ*, 783, 105
- Ruan, J. J., Anderson, S. F., Cales, S. L., et al. 2015, arXiv:1509.03634
- Runnoe, J. C., Cales, S., Ruan, J. J., et al. 2016, *MNRAS*, 455, 1691
- Sakata, Y., Morokuma, T., Minezaki, T., et al. 2011, *ApJ*, 731, 50
- Sanders, D. B., Phinney, E. S., Neugebauer, G., Soifer, B. T., & Matthews, K. 1989, *ApJ*, 347, 29
- Sanmartim, D., Storchi-Bergmann, T., & Brotherton, M. S. 2014, *MNRAS*, 443, 584
- Saxton, R. D., Turner, M. J. L., Williams, O. R., et al. 1993, *MNRAS*, 262, 63
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schmidt, K. B., Marshall, P. J., Rix, H.-W., et al. 2010, *ApJ*, 714, 1194
- Schmidt, K. B., Rix, H.-W., Shields, J. C., et al. 2012, *ApJ*, 744, 147
- Schmitt, H. R., Antonucci, R. R. J., Ulvestad, J. S., et al. 2001, *ApJ*, 555, 663
- Schneider, D. P., Fan, X., Hall, P. B., et al. 2003, *AJ*, 126, 2579
- Schneider, D. P., Richards, G. T., Hall, P. B., et al. 2010, *AJ*, 139, 2360
- Sesar, B., Ivezić, Ž., Lupton, R. H., et al. 2007, *AJ*, 134, 2236
- Shang, Z., Brotherton, M. S., Wills, B. J., et al. 2011, *ApJS*, 196, 2
- Shen, Y., Richards, G. T., Strauss, M. A., et al. 2011, *ApJS*, 194, 45

- Shen, Y. 2013, *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 41, 61
- Simpson, C. 2005, *MNRAS*, 360, 565
- Shields, G. A. 1978, *Nature*, 272, 706
- Shields, J. C. 2007, *The Central Engine of Active Galactic Nuclei*, 373, 355
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, *AJ*, 131, 1163
- Singal, A. K. 1993, *MNRAS*, 262, L27
- Springel, V., Di Matteo, T., & Hernquist, L. 2005, *MNRAS*, 361, 776
- Stoeckel, J. T., Danforth, C. W., & Perlman, E. S. 2011, *ApJ*, 732, 113
- Storchi-Bergmann, T., Baldwin, J. A., & Wilson, A. S. 1993, *ApJL*, 410, L11
- Sun, Y.-H., Wang, J.-X., Chen, X.-Y., & Zheng, Z.-Y. 2014, *ApJ*, 792, 54
- Tadhunter, C. 2008, , 52, 227
- Takalo, L. O. 1994, *Vistas in Astronomy*, 38, 77
- Telfer, R. C., Zheng, W., Kriss, G. A., & Davidsen, A. F. 2002, *ApJ*, 565, 773
- Terlevich, R., Tenorio-Tagle, G., Franco, J., & Melnick, J. 1992, *MNRAS*, 255, 713
- Trèvese, D., Kron, R. G., Majewski, S. R., Bershadsky, M. A., & Koo, D. C. 1994, *ApJ*, 433, 494
- Trèvese, D., Kron, R. G., & Bunone, A. 2001, *ApJ*, 551, 103
- Tohline, J. E., & Osterbrock, D. E. 1976, *ApJL*, 210, L117
- Turner, T. J., Reeves, J. N., Kraemer, S. B., & Miller, L. 2008, *A&A*, 483, 161
- Turner, T. J., & Miller, L. 2009, , 17, 47
- Ulrich, M.-H., Maraschi, L., & Urry, C. M. 1997, *ARA&A*, 35, 445
- Urry, C. M., & Padovani, P. 1995, *PASP*, 107, 803
- Vanden Berk, D. E., Richards, G. T., Bauer, A., et al. 2001, *AJ*, 122, 549
- Vanden Berk, D. E., Wilhite, B. C., Kron, R. G., et al. 2004, *ApJ*, 601, 692
- Véron-Cetty, M.-P., Joly, M., & Véron, P. 2004, *A&A*, 417, 515
- Vestergaard, M., & Wilkes, B. J. 2001, *ApJS*, 134, 1
- Vestergaard, M., & Peterson, B. M. 2006, *ApJ*, 641, 689
- Viero, M. P., Asboth, V., Roseboom, I. G., et al. 2014, *ApJS*, 210, 22
- Villarreal, B., & Korn, A. J. 2014, *Nature Physics*, 10, 417
- Wang, T. G., Dong, X. B., Zhou, H. Y., & Wang, J. X. 2005, *ApJL*, 622, L101
- Wang, J.-G., Zhou, H.-Y., Ge, J., et al. 2012, *ApJ*, 760, 42
- Webb, W., & Malkan, M. 2000, *ApJS*, 130, 165
- White, R. L., Becker, R. H., Gregg, M. D., et al. 2000, *ApJS*, 126, 133
- Wilhite, B. C., Vanden Berk, D. E., Kron, R. G., et al. 2005, *ApJ*, 633, 638

- Wilhite, B. C., Brunner, R. J., Grier, C. J., Schneider, D. P., & vanden Berk, D. E. 2008, *MNRAS*, 383, 1232
- Wills, B. J., Brotherton, M. S., Fang, D., Steidel, C. C., & Sargent, W. L. W. 1993, *ApJ*, 415, 563
- Wold, M., Brotherton, M. S., & Shang, Z. 2007, *MNRAS*, 375, 989
- Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K., et al. 2010, *AJ*, 140, 1868
- Wu, J., Zhou, X., Peng, B., et al. 2005, *MNRAS*, 361, 155
- Wu, J., Vanden Berk, D. E., Brandt, W. N., et al. 2009, *ApJ*, 702, 767
- Wu, X.-B., Wang, R., Kong, M. Z., Liu, F. K., & Han, J. L. 2004, *A&A*, 424, 793
- Yee, H. K. C. 1980, *ApJ*, 241, 894
- York, D. G., Adelman, J., Anderson, J. E., Jr., et al. 2000, *AJ*, 120, 1579
- Yuan, F., & Narayan, R. 2014, *ARA&A*, 52, 529
- Zafar, T., Watson, D., Elíasdóttir, Á., et al. 2012, *ApJ*, 753, 82
- Zafar, T., Møller, P., Watson, D., et al. 2015, arXiv:1510.01708
- Zhang, X.-H., & Bao, G. 1991, *A&A*, 246, 21
- Zhang, B.-K., Zhou, X.-S., Zhao, X.-Y., & Dai, B.-Z. 2015, *Research in Astronomy and Astrophysics*, 15, 1784
- Zhang, K., Wang, T.-G., Yan, L., & Dong, X.-B. 2013, *ApJ*, 768, 22
- Zhang, X.-G. 2013, *MNRAS*, 429, 2274
- Zuo, W., Wu, X.-B., Liu, Y.-Q., & Jiao, C.-L. 2012, *ApJ*, 758, 104

发表文章

- Hengxiao Guo**, & Minfeng Gu: "*The optical variability of SDSS quasars from multi-epoch spectroscopy: I. Results from 60 quasars with \geq six-epoch spectra*", 2014, ApJ, 792, 33
- Hengxiao Guo**, & Minfeng Gu: "*The optical variability of SDSS quasars from multi-epoch spectroscopy. II. Color variation*", 2016, ApJ, 822, 26
- Hengxiao Guo**, Matthew A. Malkan, Minfeng Gu et al.: "*The optical variability of SDSS quasars from multi-epoch spectroscopy: III. A heavily reddened "changing-look" quasar SDSS J2317+0005*", submitted to ApJ
- Hengxiao Guo**, & Minfeng Gu: "*Spectral Variability of Quasar SDSS J030639.57 + 000343.1*", 2014, J. Astrophys. Astron., 35, 477
- Gaur, H., Gupta, A. C., Bachev, R. ... **H. Guo**: "*Nature of intranight optical variability of BL Lacertae*" 2015, MNRAS, 452, 4263

简历

基本情况

郭恒潇，男，1987年12月出生于浙江兰溪市，中国科学院上海天文台博士研究生。

教育状况

2017.6-至今，博士后，伊利诺伊大学厄巴纳-香槟分校 (UIUC)，天文系，天体物理

2016.6-2017.6，助理研究员，中国科学技术大学 (USTC)，天文系，天体物理

2015.9-2016.5，联陪博士，美国加州大学洛杉矶分校 (UCLA)，天文系，天体物理

2012.9-2015.8，博士，中国科学院大学 (UCAS)，上海天文台 (SHAO)，天体物理

2011.9-2012.6，联陪硕士，中国科学技术大学 (USTC)，天文系，天体物理

2006.9-2010.7，学士，云南大学 (YNU)，物理科学技术学院，应用物理

研究兴趣 超大质量双黑洞的研究

时域巡天中的态转变源与极端红化类星体的搜索。

活动星系核多历元多波段光变的研究。

活动星系核结构、辐射性质、中心黑洞的研究。

超大质量黑洞的形成与演化，以及与寄主星系之间的关系的研究。

工作技能

Linux、IDL、Python、IRAF、Galfit、SAS、Xspec、AIPS、difmap、Latex。

获奖荣誉

2015-2016 “院长奖” 奖学金

2015-2016 国家奖学金

2015-2016 国家公派联合培养博士研究生奖学金 (CSC)

2014-2015 学年中国科学院大学 “三好学生” 荣誉称号

2013-2014 学年中国科学院大学 “三好学生” 荣誉称号

联系方式

通讯地址：1205 W Clark St, Urbana, IL 61801。

E-mail: hengxiaoguo@gmail.com