

高 红 移 类 星 体 (II): 类星体空间密度的演化

褚耀泉 朱杏芬

(中国科学技术大学天体物理中心)

提 要

本文总结了在研究类星体空间密度演化(以光度函数形式来表示)方面的成果。近年来发现了一批 $Z > 4$ 的类星体, 这些高红移类星体使人们对早期宇宙中的大尺度结构演化和星系形成的理论模型提出了新的观点。对于 $Z < 2.2$ 的类星体光度函数可以用简单的纯光度演化模型来描述。近年来对于高红移类星体的巡天结果表明, 在高红移范围内, 亮类星体 ($M_B < -26$) 的空间密度有明显的降低。

一、引 言

宇宙的大尺度结构, 通常被认为是起源于宇宙早期的密度扰动, 由于引力的作用而最终形成的。在物理上最感兴趣的是想知道这些扰动的谱型和强度方面的信息。探测高红移天体, 例如类星体, 直接给出了在星系形成年代的信息, 这对于研究大尺度结构和星系形成理论是十分重要的。同时, 高红移类星体光谱中的吸收线还给出了宇宙早期那些不直接发光(或目前我们地面上的观测设备还无法直接探测到它们的辐射)的天体的性质。这些信息对于宇宙演化历史的研究, 其重要性是不言而喻的。

二、高红移类星体与星系形成的年代

近年来寻找高红移类星体的工作取得了很大进展。回顾高红移类星体发现的历史, 我们知道: 早在1973年 Wampler 等人发现了第一个红移高达 3.53 的射电类星体 OH471^[1]。1982年 Jauncey 等人发现红移为 $Z = 3.78$ 的类星体 PKS2000—330^[2], 直到1986年 Harzard 等人发现了红移为 3.80 的类星体^[3]。80年代后期人们对类星体辐射特征有了更深刻的了解, 探测技术也大为提高。一年以后 Warren 等人就找到了 $Z > 4$ 的类星体^[4], 以后几年时间里发现 $Z > 4$ 的类星体数目就超过 20 个。目前最高红移的类星体是 PC1247 + 3404, 其红移为 $Z = 4.897 \pm 0.011$ ^[5]。它是利用 Hale 望远镜和 CCD 探测器, 用多色测光

方法找到的, 其绝对星等 $M_B = -27.2$ (与 3C273 的绝对光度相似)。这说明早在宇宙年龄仅为今日宇宙年龄的 7% 时, 宇宙中就已形成了如此明亮的天体!

在表 1 中我们按红移大小列举了目前已知的 21 个 $Z > 4$ 的类星体资料。近年来高红移类星体的数目增长极快, 而且这种趋势看来并不会很快减缓下来。相反, 由于一些新的类星体巡天工作目前正在世界各地紧张地进行着^[6], 发现高红移类星体的数目预计在今后几年中还会增加。找到 $Z > 5$ 的类星体可能也为期不远了。

高红移类星体的发现, 说明在 $Z = 4-5$ 的时代(当时宇宙的年龄仅为 10^9 年), 有些星系尺度上的天体必定已形成了, 而且其中心已发展成为非常致密的核, 以致能产生类星体活动这样的物理过程。这就向宇宙大尺度结构和星系形成理论提出了一个严峻的问题: 宇宙早期的密度扰动是否具有足够的强度, 演化是否足够快, 以致于能在 10^9 年的时间内形成现今已被观测到的高红移类星体。

表 1 $Z > 4$ 的类星体

| 名 称 | 红 移 | 视 星 等 | 证 认 方 式 | 证 认 时 间 |
|--------------|------|-------|----------------|-----------|
| PC1247+3406 | 4.89 | 20.4 | 颜色, 5 米+CCD | 1991年 4 月 |
| PC1158+4635 | 4.73 | 20.2 | Grism, 5 米+CCD | 1989年 |
| BRI0103+00 | 4.44 | 18.6 | 颜色, UKST+APM | 1990年10月 |
| BRI0952-01 | 4.43 | 18.7 | 颜色, UKST+APM | 1990年 5 月 |
| SGP0051-2758 | 4.43 | 20.0 | 颜色, UKST+APM | 1987年 9 月 |
| BRI1013+00 | 4.40 | 18.8 | 颜色, UKST+APM | 1990年 5 月 |
| Q2203+2915 | 4.40 | 20.8 | 偶然, Lick天文台 | 1987年 9 月 |
| PC0907+0222 | 4.37 | 20.4 | Grism 5 米+CCD | 1989年 |
| BRI0111-28 | 4.30 | 18.7 | 颜色, UKST+APM | 1989年 9 月 |
| BRI1050-00 | 4.30 | 18.6 | 颜色, UKST+APM | 1989年 5 月 |
| PC0751+5623 | 4.28 | 19.9 | Grism 5 米+CCD | 1988年 |
| BRI2235-03 | 4.25 | 18.2 | 颜色, UKST+APM | 1989年 5 月 |
| BRI0151-00 | 4.20 | 18.9 | 颜色, UKST+APM | 1990年10月 |
| PC0104+0215 | 4.16 | 19.7 | Grism, 5 米+CCD | 1989年 |
| BRI0035-25 | 4.15 | 18.9 | 颜色, UKST+APM | 1989年 9 月 |
| Q 0000-2619 | 4.11 | 17.5 | Prism UKST | 1987年 8 月 |
| PC2331+0216 | 4.09 | 20.0 | Grism 5 米+CCD | 1989年 |
| BRI0241-01 | 4.07 | 18.2 | 颜色, UKST+APM | 1990年10月 |
| SGP0101-3025 | 4.07 | 19.5 | 颜色, UKST+APM | 1987年 9 月 |
| PC0910+5625 | 4.04 | 20.8 | Grism 5 米+CCD | 1987年 5 月 |
| SGP0046-2919 | 4.01 | 19.0 | 颜色, UKST+APM | 1986年 8 月 |

经典的绝热“Pancake”模型显然不能满足这一要求。根据这一模型, 首先形成的结构是在星系团尺度上, 随后再分裂成星系尺度的天体, 因此在 $Z > 4$ 时根本没有足够时间来形成像类星体这类极其明亮的星系尺度天体。对于曾被大家认为是最好的理论冷暗物质模型(CDM), Efstathiou 和 Rees^[7]曾计算过形成各种质量的天体的数密度与红移 Z 之间的关系(见图 1)。在 CDM 模型中, 首先形成的是小质量天体, 天体的质量越大, 形成的时间越晚。从图 1 中可以看到, 在 $Z \sim 4$ 时能够大量形成的天体质量仅为 $\sim 10^6 M_\odot$ 。

对于类星体的质量尽管目前还难于直接从观测上加以精确测定, 我们还是可以根据其光

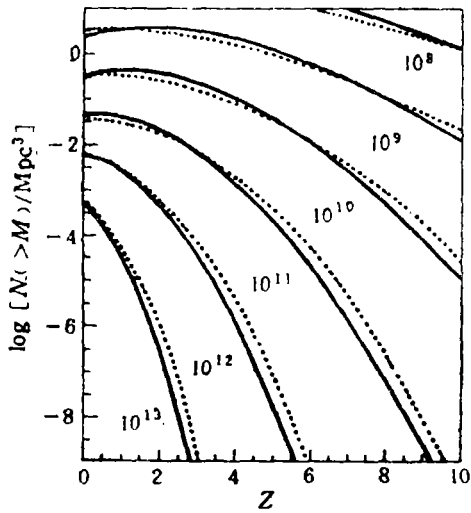


图 1 在 CDM 星系形成模型中, 各种不同质量的天体数目与红移的关系^[7]

度加以估计, 如果我们把类星体的光度以 $L = 10^{47} h_{50}^{-2} \cdot \text{erg} \cdot \text{s}^{-1}$ 为单位, 并假定它的寿命为 t_{Q8} (即以 10^8 年为单位), 则类星体核心部分的质量为

$$M_Q = 2 \times 10^9 L_{47} h_{50}^{-2} \varepsilon_{0.1}^{-1} t_{Q8} \quad (1)$$

其中 $\varepsilon_{0.1}$ 为静止质量转化为辐射能的效率, 这里我们取 0.1 作为单位。只有我们假定类星体是一种短寿命的过程 (与星系的寿命进行比较), CDM 模型也许还能勉强地解释 $Z > 4$ 类星体的存在, 此时还要求宇宙中原初的质量扰动谱必须有一个足够大幅度的“尾巴”, 以便及时形成足够大质量的星系尺度的天体。

上述的讨论还仅仅涉及到形成一个孤立的束缚体系所需的时间。问题的复杂性在于: 如果我们认为 $Z > 4$ 的类星体也和我们附近低红移类星体一样, 是位于星系的核心, 其寄主星

系可能具有不同的结构, 那么, 这些结构的形成更是耗费时间的过程。例如, 寄主星系具有盘状结构, 那么根据最简单的角动量的要求, 该系统必须具有足够大的角动量以平衡引力的吸引。如果星系的角动量是由于星系之间的潮汐力作用而产生的, 那么今天观测到的一个直径约为 10kpc 尺度的盘状星系, 必须由一个直径为 $\sim 100\text{kpc}$ 的天体坍缩而形成。计算表明, 这样的天体在 $Z > 2$ 以前是不可能形成的。

实际上, 今天的观测结果还表明, 尽管目前尚未观测到 $Z > 5$ 的天体, 但它们是必定存在的。Turner^[8]详细地分析了 $Z > 4$ 的类星体后指出, 按照被广泛接受的类星体标准模型, 为了形成 $Z > 4$ 的类星体, 需要有足够长的时间来形成大质量的黑洞, 因此在 $5 < Z < 10$ 范围内, 必须存在着具有足够空间密度的星系尺度的天体。更直接的观测证据来自对 $Z > 4$ 的类星体的光谱观测。观测表明在这些高红移类星体光谱中并没有发现 Gunn-Peterson 效应: 即由于中性氢的吸收而产生的 Ly- α 发射线轮廓的不对称性。这一事实表明在 $Z = 4-5$ 范围内星系间介质早已电离了! 什么样的辐射源可以使星系间介质电离呢? 一种可能性是 $Z > 5$ 时早已存在的 Seyfert 类型活动星系核 (它们本身由于太暗而目前不能直接观测到), 或者是具有强紫外辐射的 O、B 型早型星^[9]。

要把宇宙大尺度结构的形成和演化理论与高红移天体的观测结果进行比较, 仅仅涉及个别现已发现的红移特别高的天体是不够的。严格地说, 应该考虑高红移天体的统计性质, 即其空间平均密度随红移的变化规律。下面我们来仔细讨论类星体光度函数演化的性质。

三、光度函数的一般性质

通常光度函数 (Luminosity Function 简称 LF) 定义为在某个确定的红移值 Z 时在单位

绝对星等间隔范围内某类天体的空间密度, 用 $\phi(M, Z)$ 来表示(在有的文献中采用所谓积分形式的光度函数 $\psi(M, Z)$, 它定义为所有亮于绝对星等 M 的天体的空间密度。相应地, $\phi(M, Z)$ 则称为微分形式的光度函数)。一旦确定了在宇宙不同年代(即不同的 Z 值)的光度函数, 我们就能了解类星体在空间演化的规律。特别是, 如果我们能够从观测上确定类星体的空间密度在超过某个确定的红移值后便显著地减少, 我们就找到了类星体形成的年代。

1. 类星体光度函数的计算方法

要从观测上可靠地确定类星体的光度函数, 首先需要有一个完整的样品。为此必须对观测资料进行各种修正。例如, 要得到一个足够数目的类星体样品, 常常把利用各种不同巡天方法得到的类星体样品组合在一起, 因而对各个子样品的不完整性都需要根据各种巡天方法的特点加以修正。又例如, 由于类星体的数目与视星等的分布关系是非常陡的函数关系($\log N$ 与 B 之间的斜率约为 0.9)。照相误差对亮视星等与暗视星等类星体的影响就完全不一样, 观测到的类星体视星等分布就不再是其真实分布的一个无偏样本(Eddington bias), 也必须进行相应的修正。

假如我们已通过十分仔细的修正, 得到了统计意义上完整的样品, 这时还必须分两种情况分别处理: 一种是对体积限制的样品(volume-limited sample), 即在某个体积 V 中所有的类星体都被观测到了, 这时只要样品足够大, 光度函数就可以直接从类星体的 $M-Z$ 分布图上, 数一数在每个 ΔM 和 ΔZ 间隔中类星体的数目就行了。我们知道, 通常体积限制的样品是很难得到的, 特别是对大范围(即高红移情况)。人为地构造一个体积限制样品, 常常会把许多亮类星体排除在外, 丢失了许多宝贵信息。实际观测得到的是第二种情况, 即视星等限制样品(magnitude-limited sample), 亮于某一极限星等的类星体都被观测到了。此时光度函数的计算可采用

$$\phi(M, Z)dM = \sum_{\substack{Z_j \in (Z, Z+dZ) \\ M_j \in (M, M+dM)}} \frac{1}{V_j^!} \quad (2)$$

其中 $V_j^!$ 称之为 accessible volume(可达体积), 是由 Avni 和 Bahcall 引入的^[10], 它的意义是对于某个绝对星等为 M_j 的类星体, 在样品的限制视星等 m 情况下, $V_j^!$ 为可能被观测到的最大体积, 其计算方法可根据视星等与绝对星等之间的关系

$$M = m - 5 \log A(Z) + 2.5(1 + \alpha) \log(1 + Z) - 5 \log(c/H_0) - 25 \quad (3)$$

其中 $A(Z)$ 为光度距离。 $A(Z)$ 和体积的具体形式由具体的宇宙学模型所确定。

2. 类星体光度函数的演化模型

目前类星体光度函数演化具体有四种基本模型:

(1) 纯密度演化(PDE) 类星体的空间密度仅随红移而变化, 而在不同的绝对星等间隔之间, 光度函数的形式保持不变, 其函数形式为

$$\phi(M, Z) = \phi(M, 0)f(Z) \quad (4)$$

$\phi(M, 0)$ 称为本地光度函数($Z=0$), $f(Z)$ 为演化函数, 常采用指数形式 $f(Z) = (1+Z)^k$ 。PDE 模型由于与类星体深度巡天得到的计数结果不符^[11], 被认为是可以排除这种形式的演

化。

(2) 纯光度演化(PLE) 类星体的空间数密度保持不变,但其光度随红移而变化,即光度函数形状保持不变,但随红移的变化而沿着光度轴移动,其数学表达式为

$$\phi(M, Z) = \phi(M_0 - \Delta M(Z), 0) \quad (5)$$

其中 M_0 为 $Z=0$ 时的绝对星等,光度演化的规律常采用指数型: $M = M_0 - 2.5 k \log(1+Z)$ 或幂律型 $M_0 = M_0 - 1.086 k \tau(Z)$ 。其中 $\tau(Z)$ 称之为光行时间或后视时间,以宇宙年龄为单位,前种形式意味着光度演化正比于 $(1+Z)^k$,后者正比于 $e^{k\tau(Z)}$ 。

从实际观测资料中得到的类星体光度函数看来并不能完全符合上述两种最简单的基本演化模式,因此不断有人提出一些复杂的演化模型。通常则是对上述两种模型的修正和某种组合。复杂的演化模型常常能较好地拟合观测资料,但其代价是引入更多的需待定的参数。下面介绍两种较为重要的形式。

(3) 依赖于光度的密度演化 Schmidt 和 Green^[12]在研究 Palomar 亮类星体巡天(BQS)时提出不同光度的类星体演化速率不一样的假设,他们得到的光度函数演化形式为

$$\phi(M, Z) = \phi(M, 0) e^{k(M_0 - M)\tau(Z)} \quad (6)$$

(4) 混合演化 Heisler 和 Ostriker 为了拟合观测资料,提出了一种既考虑光度演化又考虑密度演化的混合演化模型^[13]

$$\phi(M, Z) = n_0 \frac{\exp[j\tau(Z)(M_* - M)]}{l^{0.7}(1+l)^{3.8}} \quad (7)$$

其中 $M_* = M_0 - 1.086 k \tau$, $M_0 = -22.55$
 $l = L/L_* = 10^{-0.4(M - M_*)}$

n_0, j, k 均为常数,这种模型能较好地解释现有的类星体巡天资料,但是参数也比较多。

四、 $Z < 2.2$ 的类星体的光度函数

这类类星体的光度函数已得到较为充份的研究和取得比较一致的结果。这主要是由于利用 UVX 方法巡天,可以得到较为完整的类星体样品。其中最具有代表性的是 Boyle 等人的工作。Boyle 等人^[14]最近完成了 11.2 平方度,视星等极限为 $m = 20.9$ 的 UVX 巡天,共发现 $Z < 2$ 的类星体 351 个。再结合从文献上找到的类星体资料,构成了总数为 624 个类星体的一个完整样品,在此基础上得到了双幂律形式的纯光度演化的类星体光度函数:

$$\phi(M_B, Z) = \frac{\phi^*}{10^{0.4(M_B - M_B(Z))(\alpha+1)} + 10^{0.4(M_B - M_B(Z))(\beta+1)}} \quad (8)$$

光度演化函数为幂律型 $L = L_0(1+Z)^K$, $K = 3.2 \pm 0.1$ ($q_0 = 0.5$ 模型),其中两个参数为 $\alpha = -3.8 \pm 0.15$, $\beta = -1.4 \pm 0.2$ 。由 Boyle 模型得到,类星体的光度演化是十分激烈的:在 $Z = 2$ 时类星体的绝对光度要比在 $Z \sim 0$ 时约亮 35 倍!

比较一下类星体与其他天体的光度函数是很有意义的。在图 2 中给出了在我们附近 ($Z \sim 0$) 的正常星系、Seyfert 星系以及 $Z = 0.5$ 和 $Z = 2$ 的类星体光度函数。其中正常星系

的数据取自 Efstathiou 等人(1988)的工作^[15]。Seyfert 星系的资料取自 Weedman (1986)^[16], 类星体的光度函数则取自 Boyle 等人的工作^[14]。从图 2 中可以看到: (a) 如果认为类星体与 Seyfert 星系都是同一类的活动星系核而只是本身的光度有所不同, 则活动星系核绝对光度的铺展范围极大, 达 13 个星等; (b) 今天的星系空间密度要比 $Z < 2$ 的类星体的空间密度高出两个数量级; (c) 作为单独一类天体的类星体要比星系明亮得多, $Z \sim 2$ 的类星体要比小红移的类星体更明亮一些。

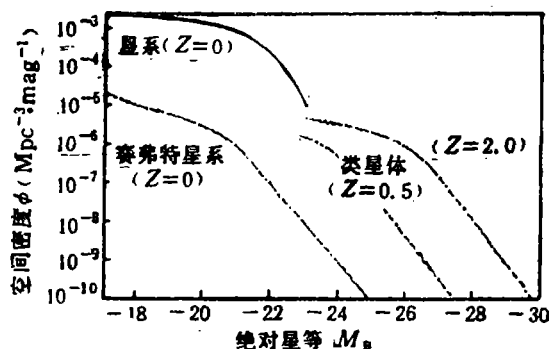


图 2 正常星系($Z=0$), Seyfert 星系($Z=0$)和类星体($Z=0.5$ 和 $Z=2.0$)的光度函数^[33]

五、对光度函数的解释

通过对光度函数的研究, 我们不仅希望得到作为一类天体的类星体随宇宙时间(即红移 Z)的演化, 而且也可以得到类星体个体演化的重要信息。影响类星体光度函数形式的因素有两个: 类星体的产生率和类星体产生能量的机制, 或者说“燃料”供应机制(fuelling mechanism), 这里我们假定类星体的能源来自中心黑洞对周围物质的吸积。目前我们对上述两个方面的了解都非常不够。而且这两方面都依赖于类星体的模型, 且是相互联系相互制约的。例如, 对于最简单的纯光度演化光度函数模型, 也可能存在着两种不同的情况: 一种是类星体是一种长寿命的现象, 所有的类星体同时产生(一次生成假设), 各个类星体的光度以确定的形式、同样的速率随宇宙时间而变化; 另一种可能性是类星体是一种短寿命现象, 要求类星体的产生率随宇宙演化而变化, 使之保持类星体的空间密度不随时间而变化。而且, 明亮的类星体在宇宙早期产生率比较高, 随后逐步下降, 以符合类星体光度演化的要求。这两种情形都可以产生相同形式的光度函数。

对于类星体是长寿命现象的假设, 是指所有的类星体都产生于 $Z > 2$ 的年代, 其寿命在 3×10^9 年, 类星体产生后由于提供燃料机制的变化, 使其光度逐步减弱。按照这种模型, 在今天我们周围的星系中, 仅有一小部分(约占 10%)仍然存在着类似类星体的活动性(也许 Seyfert 星系就是一种表现)。作为类星体的遗迹, 在其中中心部分必然存在着巨大质量的黑洞。这个预言是可以加以检验的, 星系核中心部分的黑洞质量可以通过下述方法加以估计: 它必定包括两部分: 其一是在 $0 < Z < 2$ 时间内所吸积的质量, 根据 Seyfert 星系的光度, $L = 10^{(28.78 - 0.4M_B)}$ (M_B 为核的绝对星等), 它和质量的吸积率 \dot{m} 与光度之间的关系为 $L = \dot{m} C^2 \eta$ (η 为效率, 取值 0.1)。利用 Boyle 等人得到的光度函数演化模型, 我们可以求得通过吸积得到的最小质量为:

$$M_{\text{accr}} = 1.9 \times 10^{10} \times 10^{0.4(-21 - M_B)} M_{\odot} \quad (9)$$

此外, 其第二部分质量应为在 $Z = 2$ 时类星体本身的质量, 根据 Eddington 极限可以给出数量级上的估计:

$$M_{\text{edd}} = 4.8 \times 10^8 \times 10^{0.4(-21 - M_B)} M_{\odot} \quad (10)$$

(其中 M_B 为今天观测到的绝对星等), 在星系核中心, 黑洞的质量至少应该是上述两部分之和:

尽管目前通过观测来测定星系中心部分质量仍是一件十分困难的事, 但近几年来, 对 Seyfert 星系核的质量估计也积累了一些资料。观测表明 Seyfert 星系核很少有超过 $10^8 M_{\odot}$, 与上面估计的黑洞最小质量相差很大, 例如对于目前研究得比较充分的亮 Seyfert 星系 NGC4151, 其质量大约为 $(3-10) \times 10^7 M_{\odot}$ ^[17], 而以它的绝对星等 $M_B = -19$ 代入上面的公式, 估计得到中心黑洞的质量应为 $3 \times 10^9 M_{\odot}$, 相差甚远。因此长寿命类星体假设受到人们的怀疑。

另一种假设认为类星体是一种短寿命的现象, 大部分星系在其演化历史上可能都经历过一个类星体活动阶段, 在今天 ($Z=0$) 的星系中都包含有小质量的黑洞。这种观点近年来受到不少天文学家的偏爱, 因为它得到几方面的支持: 首先, 近年来流行的有关触发类星体活动性的机制, 是由于星系之间相互作用而引起的。星系的相互作用时标约为 10^8 年^[18], 恰好与短寿命类星体时标相符。观测又表明这些相互作用的星系的中心部分质量也恰好在 $\sim 10^7 M_{\odot}$ 范围内^[19], 另外, 存在着一些具有低强度、类似于类星体活动性的旋涡星系^[20], 也是对这种模型的间接支持^[21]。对于不同红移的射电类星体环境研究的结果, 也可以作为解释类星体是短寿命现象的一个证据^[21]。他们发现 $Z > 0.5$ 的类星体位于星系团之中, 而在低红移情况下却没有类似情况, 表明这些类星体可能在今天已经死亡了。

类星体短寿命的假设也有其本身的困难。为了使这种模型符合观测到的光度函数的演化形式, 必须对类星体的密度及个别类星体的光度演化规律人为地加上一些特殊的假设: 例如星系之间的碰撞频率, 类星体“燃料供应机制”随宇宙时间的变化率等等。但是, 作为一种理论模型, 过多的假设就会难以令人置信。

六、在 $Z = 3.5$ 时类星体的截止

类星体的红移是否存在着截止, 显然对于类星体的演化和宇宙学都有非常重要的意义。70年代初期, 类星体的证认方法主要是利用射电源证认, 当时很少发现有 $Z > 2.5$ 的类星体, 于是就有人猜测, 类星体的红移分布在 $Z = 2.5$ 时存在着截止^[22], 其实这种截止现象主要是由于观测技术上的限制而非类星体空间分布上的真实限制。当时由于射电观测的定位精度还不可能与光学观测相比拟, 在射电源的位置误差范围内往往有多个光学天体, 通常也就选择那些比较蓝的天体作为证认的候选者, 因此被证认的类星体红移都比较小。70年代中期, 随着无缝光谱技术等光学巡天方法的逐步完善, 发现了大量红移在 $1.9 < Z < 3.2$ 之间的类星体。

但是在红移为 $Z = 3.53$ 的类星体 OQ172 被发现以后近十年的时间内, 再也没有找到一个红移大于 3.5 的类星体了, 这就又引起人们的猜测, 类星体的空间密度是否在红移 $Z = 3.5$ 处截止呢?

对此, 一个十分重要的进展是 Osmer 在 1982 年完成的南美 CTIO 天文台类星体巡天工

作^[23]。Osmer 利用 red-blazed grism 和 III a-F 底片加上适当的滤色片, 使光谱灵敏的范围为 5700 \AA 到 6900 \AA 。它能探测到红移为 $3.7 < Z < 4.7$ 的 Ly- α 发射线和红移为 $2.7 < Z < 3.5$ 的 C IV 发射线。在他拍摄的 17 张底片中(相当于 5 平方度面积), 找到了 40 个类星体候选者, 经过 4 米望远镜进行光谱观测, 在这些候选者中竟没有发现一个类星体的红移值超过 3.5! Osmer 根据低红移类星体光度函数进行外推, 假定类星体的空间密度在共动体积中保持不变时, 在他进行巡天的工作中, 至少应该发现 9.6 个类星体的红移在 $3.7 < Z < 4.7$ 的范围内, 而实际上却一个也没有发现, 这种情况由随机涨落引起的可能性, 其几率要小于 10^{-4} 。Osmer 的结果强烈地暗示着类星体的空间密度在高红移时急剧下降。Osmer 称之为类星体的红移在 $Z \sim 3.5$ 时的截止。

Osmer 的结果立即引起了广泛的注意和认真的讨论。首先使人想到这种截止可能只是由于观测方法不完善而引起的。正如我们在文(I)中指出的, 无缝光谱巡天技术中的选择效应是非常复杂的, 常常难以定量描述, 特别是对于发射线等值宽度的变化已作过不少讨论。针对这个问题, Osmer 特别比较了 Ly- α 与 C IV 发射线的相对强度, 指出如果类星体的发射线相对强度不随红移系统而变化, 根据他所证认的 C IV 发射线强度, 若确实存在着红移在 $3.7 < Z < 4.7$ 范围内的类星体, 在他的巡天工作中一定能发现它们的 Ly- α 发射线, 而不可能被遗漏掉。Osmer 的工作引发出好些新的类星体巡天, 企图用来证实到底是否存在截止。他们的结果看来是相矛盾的。例如 Koo 等人^[24]的工作表明确实没有更高红移的类星体, 而 Hazard 等人^[25]却在差不多同时发现了一批高红移的类星体。

七、 $Z > 2.2$ 的类星体光度函数

高红移类星体的光度函数的研究工作进展一直比较缓慢, 其主要原因是没有一种能简单而有效地发现高红移类星体的方法。这种巡天方法不仅要能找到几个高红移类星体, 而且要精确地知道有哪些类型(如谱特征、红移范围、光度等)的类星体可以被观测到, 以便定量地确定巡天样品的完备性。另一原因是在低红移情况下测到的光度函数显示出很强的演化效应, 暗示着类星体的空间密度将随红移增大而很快地增大。如果把这一倾向外推到 $Z = 3-4$, 高红移的类星体将是相当普遍的。根据这种估计设计了一批小天区深度巡天, 结果发现观测到的类星体数目是预计数的 0.1—0.01。从而造成这些样品中类星体数目太少, 无法确定类星体光度函数在高红移情况下确切的演化特征。

考虑到单个巡天中类星体样品数目太少, 则可把 $Z > 2.2$ 的数个巡天结果结合起来构成一个大样品, 以求得类星体在高红移时的光度函数。下面介绍 Hartwick 和 Schade^[26]得到的 $Z > 2.2$ 的类星体光度函数。他们把 CFHT^[27](268), Koo 和 Kron^[10](30), APM^[28](192 + 156), Osmer^[22, 23](66 + 15) 和 SSG^[30](10 + 8)(括号中为类星体的数目)组合在一起。图 3(a)中画出了根据这些样品得到的在 $Z > 1.9$ 范围内类星体的光度函数。图中取 $q_0 = 0.5$, 类星体连续谱的谱指数取作 $\alpha = -0.5$, 从图 3(a)中可以看到, 对于亮类星体($M < -26$), 高红移时空间密度要比在 $Z \sim 2$ 时有明显的下降。在图 4 中, 我们画出了 $M < -26$ 的类星体积分空间密度随红移的变化就可以更清楚地看出这一点。图中实线是取 $q_0 = 0.5$ 和 $\alpha =$

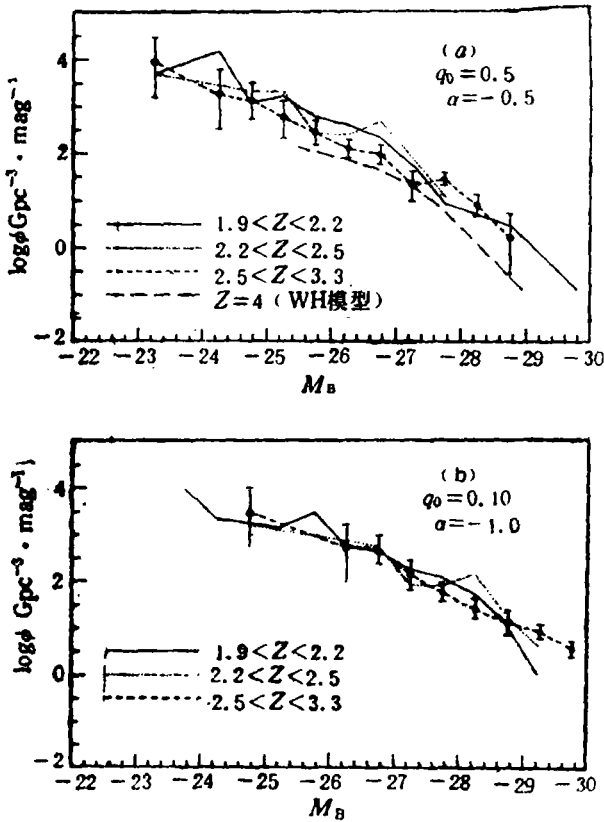


图 3 高红移($1.9 < Z < 4$)类星体光度函数^[26]
 (a) $q_0=0.5$ $\alpha=-0.5$ 模型
 (b) $q_0=0.10$ $\alpha=-1.0$ 模型

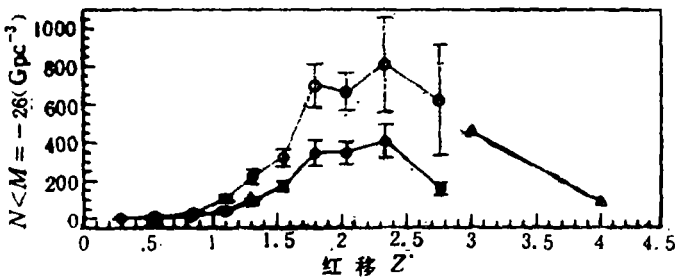


图 4 亮类星体($M_B < -26$)积分空间密度与红移的关系, 实线对应于 $q_0=0.5$, $\alpha=-0.5$ 模型, 虚线为 $q_0=0.10$, $\alpha=-1$ 模型, 箭头表示 Warren 和 Hewitt 的结果^[26]

-0.5 的情况(与图 3 中(a) 相同)。很明显, 在 $Z \sim 3$ 时类星体的空间密度就有明显的下降, 图中的箭头代表 Warren 和 Hewitt^[31] 的结果。

高红移类星体空间密度明显降低还得到其他许多工作的论证。Schmidt 等人^[32] 分析了 $M_B < -25.8$ 的亮类星体, 发现在 $2.2 < Z < 3.3$ 范围内, 类星体的空间密度下降了 7 倍, 空间密度的峰值出现在 $Z = 2-2.5$ 之间。Warren 等人^[33] 发现在绝对星等 $M_B = -26$ 时, 类星体空间密度从 $Z = 2$ 到 $Z = 4$ 下降了将近 10 倍。其他人例如 Green (1989)^[34], Schade (1988)^[35] 都发现亮类星体在高红移时空间密度的下降, 这里就不一一细述了。

上述种种结果虽然都有一致性, 但是我们对高红移类星体的光度函数及其演化性质, 目前的了解还是非常不够的, 还有一些问题需进一步深入研究。对于较暗的类星体 ($M > -25$) 目前还没有覆盖足够面积的大样品, 有征兆表明, 这些暗类星体在 $2 < Z < 3$ 的范围内空间密度没有明显的变化。但有一些巡天工作并没有发现任何红移分布的截止^[36]。就上文中给出的 Hartwick 和 Schade 的结果看来, 若改变一下宇宙学参数 q_0 和类星体的谱指数 α , 在图 3(b) 中取 $q_0 = 0.10$, $\alpha = -1$ 时, 类星体的光度函数显示出, 在高红移时空间密度没有明显的降低。同样, 图 4 中的虚线也表示类似的情况。目前一批高红移类星体的巡天工作即将完成, 届时

我们对于高红移类星体的光度函数的认识将是建立在更大、更可靠的样品基础上, 对它们也将有更加确切的了解。

八、结 论

目前对于 $Z < 2.2$ 的类星体的光度函数已取得比较一致的看法, 但对于光度函数演化模型的理论解释尚存在着争论。从观测上发现了一批 $Z > 4$ 的类星体, 最大红移的记录已接近 5, 这些高红移类星体对宇宙大尺度结构演化和星系形成理论都提出了一些严峻的问题。对于高红移类星体的空间分布, 高亮度类星体在 $Z > 3$ 时空间密度明显下降的倾向越来越被人们所承认。可以预见, 由于一大批采用新方法的类星体巡天样品即将或已经问世, 对类星体的研究将会出现一个新高潮。

参 考 文 献

- [1] Wampler, E. G. et al., *Nature*, 243 (1973), 336.
- [2] Jauncey, D. L., Batty, M. N. et al., *A. J.*, 87 (1982), 763.
- [3] Harzard, C., McMahon, R. G. and Sargent, W. L. W., *Nature*, 322 (1986), 38.
- [4] Warren, S. J., Hewett, P. C., et al., *Nature*, 325 (1987), 131.
- Warren, S. J., Hewett, P. C., et al., *Nature*, 330 (1987), 453.
- [5] Schneider, D. P., Schmidt, M., et al., *A. J.*, 102 (1991), 837.
- [6] Osmer, P. S., Proceedings of Workshop on Optical Survey for Quasars, Utah, Brigham Young Univ, Print Serv., (1988).
- [7] Efstathiou, G. and Rees, M. J., *M. N. R. A. S.*, 230 (1988), 5p.
- [8] Turner, E., *A. J.*, 101 (1991), 5.
- [9] Couchman, H. M. P., and Rees, M., *M. N. R. A. S.*, 221 (1986), 53.
- [10] Avni, Y. and Bahcall, J. N., *Ap. J.*, 235 (1980), 694.
- [11] Koo, D. C. and Kron, R. G., *Ap. J.*, 325 (1988), 92.
- [12] Schmidt, M. and Green, R. F., *Ap. J.*, 269 (1983), 352.
- [13] Heisler, J. and Ostriker, J. P., *Ap. J.*, 332 (1988), 543.
- [14] Boyle, B. J., Shanks, T. et al., *M. N. R. A. S.*, 235 (1988), 935.
- Boyle, B. J., Fong, R. et al., *M. N. R. A. S.*, 243 (1990), 1.
- [15] Efstathiou, G., Ellis, R. S. et al., *M. N. R. A. S.*, 232 (1988), 431.
- [16] Weedman, D. W., in Structure and Evolution of Active Galactic Nuclei, ed. by G. Giuricin et al., p. 215, (1986).
- [17] Clavel, J., Altamore, A. et al., *Ap. J.*, 321 (1987), 251.
- Gaskell, C. M., *Ap. J.*, 325 (1988), 114.
- [18] Hernquist, L., *Anu. New York Acad. Sci.*, 571 (1989), 190.
- [19] Dressler, A. and Richstone, D. O., *Ap. J.*, 324 (1988), 701.
- [20] Filippenko, A. V. and Sargent, W. L. W., *Ap. J.*, Suppl. 57 (1985), 503.
- [21] Yee, H. K. C. and Green, R. F., *Ap. J.*, 319 (1987), 28.
- [22] Sandage, A., *Ap. J.*, 178 (1972), 25.
- [23] Osmer, P. S., *Ap. J.*, 253 (1982), 28.
- [24] Koo, D. C., Kron, R. G., et al., *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 98 (1986), 285, Schmidt, M., Schneider, D. P., et al., *Ap. J.*, 306 (1986), 411.
- [25] Hazard, C., McMahon R. G. et al., *Nature*, 322 (1986), 38.
- [26] Hartwick F. D. A. and Schade D., *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 28 (1990), 437.
- [27] Crampton, D. and Rensing M., *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 94 (1982), 440.
- Crampton, D., Schade, D. J. et al., *A. J.*, 90 (1985), 987.
- Crampton, D., Cowley, A. P. et al., *Ap. J.*, 314 (1987), 129.
- Crampton, D., Cowley, A. P. et al., *Ap. J.*, 345 (1989), 59.
- [28] Osmer, P. S., *Ap. J. Suppl.* 42 (1980), 523.
- [29] Foltz, C. B. et al., *A. J.*, 94 (1987), 1423.
- Foltz, C. B. et al., *A. J.*, 98 (1989), 1959.

- Foltz, C. B. et al., *A. J.*, 101 (1991), 1121.
- [30] Schmidt, M., Schneider, D. P. et al., *Ap. J.*, 306 (1986), 411.
Schmidt, M., Schneider, D. P. et al., *Ap. J.*, 310 (1986), 518.
- [31] Warren S. J. and Hewett, P. C., *Rep. Prog. Phys.*, 53 (1990), 1095.
- [32] Schmidt, M., in Proceedings of Workshop on Optical Survey for Quasar, ed. by P. S. Osmer, et al., p. 87, Utah, Brigham Young Univ. Print Serv., (1988).
- [33] Warren, S. J. in Proceedings of Workshop on Optical Survey for Quasar, ed. by P. S. Osmer, et al., p. 96, Utah, Brigham Young Univ. Print Serv., (1988).
- [34] Green, R. F., in The Epoch of Galaxy Formation, ed. by C. Frenk et al., p. 121, Kluwer Academic Publishers (1989).
- [35] Schade, D., MSc Thesis, Univ. Victoria, Can., (1988).
- [36] Koo D. C. and Kron, R. G., *Ap. J.*, 325 (1988), 95.

(责任编辑 林一梅)

High Redshift Quasars

(II): The Evolution of Quasar Space Density

Chu Yaoquan Zhu Xingfen

(Center for Astrophysics, University of Sci. and Tech. of China)

Abstract

In this review we summarize what has been learned about the evolution of quasar space density (expressed in the form of luminosity function). A number of quasars with redshift $Z > 4$ have been discovered in recent years, which provide important constraints to theoretical models for the large scale structure evolution of the universe and the formation of galaxies at early time. The evolution of luminosity function of quasars for $Z < 2.2$ can be described in rather simple term, i. e. a pure luminosity evolution. The results of recent quasar survey at high redshift clearly demonstrate a marked decline in the space density of quasars brighter than $M_B = -2.6$.