

文章编号: 1000-8349(2006)04-0335-27

星系金属丰度的研究进展 (I) : 定标方法

梁艳春¹, HAMMER Francois², 邓李才¹, 赵 刚¹

(1. 中国科学院 国家天文台, 北京 100012; 2. GEPI, Observatoire de Paris-Meudon, 92195 Meudon, France)

摘要: 金属丰度是表征星系特征的重要参量, 对于理解星系的形成与演化具有重要意义。随着观测设备的不断完善与发展, 已经获得越来越多的星系 (包括近邻星系、中等红移及高红移星系) 金属丰度的观测资料。在光致电离模型方面也取得了很大进展。这些对于理解星系中金属及恒星成分的累积历史有非常重要的作用。有多种方法可以用来估计星系的金属丰度 (主要是星际介质中气相的 O 丰度), 介绍和评述了估计星系的 O 丰度的多种方法, 包括电子温度的方法、 R_{23} 方法以及其他一些“强线”比值的方法, 并给出了相应的解析公式, 同时介绍了电离星云的物理本质及由光致电离模型估计星系金属丰度的方法。还给出了估计星系的 C 和 N 元素丰度的方法。

关键词: 天体物理学; 金属丰度; 综述; 星系; 化学演化

中图分类号: P157 **文献标识码:** A

1 引 言

恒星的金属丰度通常指其铁元素的丰度, 而对星际介质及星系而言, 通常是指 O 元素的丰度。这里讨论星系的金属丰度主要是指正在形成恒星的星系中气相的 O 丰度, 以 O 与 H 数目的比值来表示, 并不涉及椭圆星系中由恒星吸收所表征的金属丰度。星系的演化主要指构成它的恒星成分的演化, 恒星的形成会消耗气体, 恒星会发光和产生能量, 恒星合成了宇宙中除少量的 Li、Be、B 外几乎所有比 He 更重的元素。星系中的恒星及气体成分的化学元素丰度如化石一样记录着恒星形成的历史, 反映出目前的演化状况。

H II 区的光学发射线一直被用来研究星系中气相的化学丰度^[1~10]。Osterbrock (1989)^[8] 详细讨论了测量电离气体化学丰度的标准机制。此外还有其他许多评述 (如 Ferland (2003)^[11]、Stasinska (2002,1996)^[12,13] 等) 也涉及到这一领域。一般而言, 对 H II 区的化学丰度分析要求测量 H 和 He 的复合线的强度, 以及重元素的一个或多个电离态的碰撞激发线的强度, 而 O 就是最普遍采用的示踪元素, 这主要是由于它有较高的丰度及较强的光学发射线。通常可观测到不

收稿日期: 2005-07-12; 修回日期: 2006-04-17

基金项目: 国家自然科学基金资助项目 (10403006、10433010、10573022、10333060、10521001)

同电离态的多条 O 谱线, 不同电离态谱线的强度之比, 如 [O III]4363/[O III]4959, 5007, [O II]7325/[O II]3727 等, 可以用来确定星际介质的电子温度。电子密度一般由 [S II]6717 与 [S II]6731 的比值来确定。

测量星系金属丰度的最直接的方法是通过电子温度 T_e 估算出离子丰度。较高的化学丰度对星云的致冷较强, 导致 H II 区的温度变低。电子温度 T_e 可以通过极光谱线 (auroral line) [O III] 4363 与更低激发态的谱线 (如 [O III]4959, 5007) 的比值来确定。通过 T_e 直接估计星际介质化学丰度的方法称为 T_e 方法^[14]。但只有在极端贫金属环境下 [O III]4363 线才有可能被观测到, 对于富金属星系, 通常采用由强发射线的比值来估计其 H II 区整体的金属丰度的经验方法, 常用的是 R_{23} 方法, 即采用 $([O II]3727+[O III]4959,5007)/H\beta$ 的比值 (发射线流量之比), 根据经验定标关系来估计其 $12 + \lg(O/H)$ 丰度^[10], 很多工作已经研究了这一定标关系。然而在很多情况下, 由于观测的谱线范围不足以涵盖 [O II]3727 到 [O III]5007, 或者某条相关谱线的信噪比过低, 星系的 R_{23} 参数不能被测定, 这时一些其他强发射线的比值, 包括 [N II]/ $H\alpha$ 、[N II]/[O III]、[N II]/[O II]、[N II]/[S II]、[S II]/ $H\alpha$ 、[O III]/ $H\beta$ 、 $([S II]+[S III])/H\beta$ 等, 就非常有用, 它们可以用来估计星系的金属丰度。这也有助于解决 R_{23} 的“双值”问题, 所谓“双值”问题即一个 R_{23} 值会对应于富金属和贫金属分支上的两个金属丰度值, 其转折区在 $12 + \lg(O/H) \approx 8.4 (\lg R_{23} \approx 0.8)$ 附近。另一方面, 尘埃消光对 R_{23} 参数影响也很大, 而上述的某些线比受尘埃消光影响却很小, 这主要是因为 [O II]3727 处于蓝端, 而 [O II] 距离 [O III] 及 $H\beta$ 又较远的缘故。此外, 还可以依据光致电离模型来估计星系的金属丰度, 通过假定一定的电离星云的电离结构、气体密度分布及化学组成, 采用比较可靠的原子数据, 可得到强谱线比随电离参数和金属丰度的关系。

本文的第 2 节将介绍电离星云的物理本质, 包括电离和复合、加热和致冷过程; 第 3、4、5 节分别介绍估计星际介质中 O 丰度的 T_e 方法、 R_{23} 方法和其他一些“强线”比值的方法, 并给出相应的解析定标公式; 第 6 节介绍光致电离模型的基本参量和由此估计星系金属丰度的基本方法; 第 7 节简要介绍估计星系金属丰度大致范围的一个非常粗略的方法, 对星系的星际介质中 C 和 N 元素丰度的研究也非常重要; 在第 8 节介绍估计星系的 C 和 N 元素丰度的方法; 第 9 节给出结论与展望。

2 电离星云的基本物理特征

OB 型星的表面温度很高, 达到 35000~50000 K, 可以辐射出大量的紫外光子。这些紫外光子被星际气体中的原子或离子吸收, 引起光致电离, 形成光致电离区, 同时把超过原子电离能的多余能量转移给被打出的电子, 转化为光电子的动能。光电子彼此之间频繁发生弹性碰撞, 结果是建立了电子气的平衡态分布——麦克斯韦分布, 其温度约为 10^4 K; 光电子也会与离子发生非弹性碰撞, 它的一部分动能被离子所吸收, 使离子内部激发, 产生辐射, 发出强禁线; 最终, 电子丢失掉足够的能量, 被离子俘获, 则会发出自由-束缚光子, 电子一旦被俘获, 会经历一系列的向下级联, 最终返回基态, 由此发射出复合线。星际气体中最丰富的元素是 H 和 He (在一些贫 H 的环境中也可能是 C、N、O 等元素), H 的电离能是 13.6 eV (He 是 24.6 eV), 由炽热恒星发出的超过 H 电离能的光子使其周围的 H 电离, 形成 H 电离区,

即 H II 区。被电离的 H 原子又会与自由电子复合, 最终, 电离和复合之间达到平衡。越靠近光子源, 电离光子的密度越大, 气体的电离程度越高。如果星云物质足够多, 所有的电离光子都会被吸收, 此时的星云为“电离束缚”星云; 否则, 为“密度束缚”星云。在光致电离模型中一般考虑“电离束缚”星云。主导 H II 区中电离平衡的主要物理过程是光致电离、复合(辐射复合及双电子复合)和电荷转移。对电离光子的吸收(特别是通过 H 和 He)会加热星云, 而复合(大部分是 H、He)及碰撞激发谱线的发射(主要是通过 O、N、S 等离子, 以及高温环境中的 H、Ly α)会对星云致冷, 电子温度由加热和致冷之间的平衡所决定。Osterbrock (1989) [8], Stasinska (2002) [12] 和 Ferland (2003) [11] 详细讨论了其中的物理过程, 这里我们只概括给出主要的相关内容。

2.1 电离和复合的平衡

在一个纯粹由 H 组成的电离束缚星云中, 电离和复合过程之间存在的平衡满足:

$$Q(\text{H}^0) + \int n(\text{H}^+)n_e\varepsilon\alpha_1(\text{H}, T_e)dV = \int n(\text{H}^+)n_e\varepsilon\alpha_{\text{tot}}(\text{H}, T_e)dV, \quad (1)$$

其中, $Q(\text{H}^0)$ 是恒星每秒钟发射的能量高于 13.6 eV 的光子的总数, $n(\text{H}^+)$ 是 H 离子的数密度, n_e 是电子密度, ε 是星云气体的体积填充因子, $\alpha_1(\text{H}, T_e)$ 是对 H 基态的复合系数; $\alpha_{\text{tot}}(\text{H}, T_e)$ 是 H 的总复合系数, 这两个复合系数均与电子温度 T_e 反相关。其整体结果需对整个星云的体积进行积分。

对于有常数填充因子和常数密度的球状星云, 电离区的半径 (Strömgren 半径) 为

$$R_S = \left(\frac{3Q(\text{H}^0)}{4\pi\varepsilon n^2\alpha_B(\text{H}, T_e)} \right)^{1/3}, \quad (2)$$

其中, $\alpha_B(\text{H}, T_e)$ 是 Case B 情况下 H 复合到激发态的复合系数 (详见 Osterbrock (1989) [8] 和 Ferland (2003) [11]), n 是气体密度, T_e 代表星云的平均电子温度。

星云的电离参数通常定义为

$$U = \frac{Q(\text{H}^0)}{4\pi R^2 n c}, \quad (3)$$

其中, R 是 Strömgren 半径 R_S 或气体云到恒星电离源的一个典型距离, c 是光速。因而, 对于一个密度为常数的球状结构和 Strömgren 半径 R_S , 有

$$U \propto [Q(\text{H}^0)n\varepsilon^2]^{1/3} \quad (4)$$

或 $U = A [Q(\text{H}^0)n\varepsilon^2]^{1/3}$, Stasinska 和 Leitherer (1996) [15] 给出 $A \approx 2.8 \times 10^{-20} (10^4/T_e)^{2/3}$ 。一般的光致电离模型采用 U 作为电离参数来描述星云的电离结构 (如 McGaugh (1991) [16]、Charlot 和 Longhetti (2001) [17])。Dopita 等人 (2000) [18] 及 Kewley (2001, 2002) [19, 20] 习惯上采用 $q = Uc$ 来描述, 并定义 q 为最靠近电离源处的电离参数。我们在第 6 节介绍由光致电离模型估计星系的星际气体中的金属丰度时将会详细讨论 U 和 q 的实际取值。

2.2 加热和致冷的平衡

在光致电离过程中, 吸收一个光子会产生一个自由电子, 电子通过弹性碰撞很快将其能量转移给气体中的其他电子, 从而将气体加热。当星云中每点都达到电离平衡, 且电离源是温

度为 T_* 的黑体时, 能量的增加大致与中心源恒星的温度 T_* 成正比, 与电子温度 T_e 成反比, 单位体积、单位时间内在星云中的某处接收到的由电离源所发出的总能量为

$$G \propto n(\text{H}^+)n_e T_* T_e^{-1}. \quad (5)$$

星云的热损失发生在复合过程、自由-自由辐射和碰撞激发谱线的发射过程中, 主要过程是重元素离子的碰撞激发, 即等离子体中的自由电子和原子(或离子)碰撞时, 引起原子(或离子)的激发, 产生谱线辐射, 从而消耗自由电子的动能, 是等离子体中的一种重要的致冷过程。其中 O 是最大的贡献者, 其他还有 C、N、Ne、S 等元素。实际上, 这些金属离子的激发能很低, 在星云气体温度条件下, 相当多的电子都有足够的能量来激发这些较低的能级。比如, [O III]4959, 5007 两条禁线的激发能只有约 2.5 eV, 即亚稳态是低受激态, 温度约 10^4 K 的电子气的平均动能 $kT \approx 1$ eV, 而产生允许线跃迁的激发态能量通常比基态高很多, 结果使平均动能仅约为 1 eV 的电子无法实现这种碰撞激发, 例如, 中性 H 和 He 的最初几个激发态的能量已经很高, 约 10~20 eV, 所以只有为数极少的电子能够碰撞激发这些原子。

当气体星云的加热和致冷过程达到平衡时, 星云的电子温度具有以下特征:

- (1) T_e 在整个星云中是均一的, 它的变化主要决定于所吸收的恒星光子的平均能量和主要的致冷离子。只有在非常富金属(如超过太阳金属丰度)的情况下才会有较大的 T_e 梯度;
- (2) 在给定 T_* , 星云中的金属丰度越高, T_e 通常越低;
- (3) 在给定金属丰度, T_* 越低, T_e 通常越低;
- (4) 在给定 T_* 和金属丰度, 在那些密度超过主要致冷离子谱线发生碰撞退激发的临界密度的区域内, T_e 随密度的增加而升高。

有关细节可以参见 Stasinska (2002) [12] 的 1.2 节及 Ferland (2003) [11] 中的图 8。

2.3 谱线强度随温度及金属丰度的变化

复合线的强度之比几乎与电子温度无关, 而光学和紫外的具有不同激发能级的两条碰撞激发线的强度之比与电子温度有很强的相关性。金属相对于 H 的丰度可以由金属的碰撞激发线相对于 H β 的强度之比来确定。现以 O/H 和 [O III]5007/H β 存在的关系为例来理解这些发射线比值对温度和金属丰度的依赖关系:

$$[\text{O III}]5007/\text{H}\beta \propto n(\text{O})/n(\text{H})T_e^{0.5}e^{-28764/T_e}, \quad (6)$$

其中, $T_e^{0.5}$ 项的指数 0.5 是在假定 H β 的谱线发射系数 $j(\text{H}\beta) \propto T_e^{-1}(\text{J} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{cm}^{-3})$ 时得到的, 其值也可能是 0.4 [8] 或 0.34 [21]; e 指数项的指数是对应于发射 [O III]5007 谱线的能量。

在高金属丰度 (O/H $\approx 10^{-3}$ 甚至更高, 或者说高于太阳丰度) 环境下, 致冷非常有效, 电子温度很低, 能量主要由红外的精细结构线 [O III] $\lambda 88 \mu\text{m}$ 及 [O III] $\lambda 52 \mu\text{m}$ 所释放, 这条线的激发电势为 164 K。此时, 星云的致冷率:

$$L = n(\text{O}^{++})n_e T_e^{-0.5}e^{-164/T_e}. \quad (7)$$

考虑到加热与致冷之间的平衡, 即 $G = L$ (G 由方程 (5) 给出), 得到:

$$[\text{O III}]5007/\text{H}\beta \propto T_* e^{-(28764+164)/T_e}. \quad (8)$$

由于 T_e 随 O/H 的降低而增加, [O III]5007/H β 也会随之增加。 T_* 越高此线比越大。

在中等金属丰度 (O/H $\approx 10^{-3} \sim 2 \times 10^{-4}$, 即约为太阳丰度的一半) 时, 电子温度升高, 通过碰撞激发发射 [O III]5007 谱线为主要的致冷过程, 此时的致冷率为

$$L = n(\text{O}^{++})n_e T_e^{-0.5} e^{-28764/T_e}, \quad (9)$$

因而可以得到:

$$[\text{O III}]5007/\text{H}\beta \propto T_*. \quad (10)$$

即此时 [O III]5007/H β 与 T_* 成正比, 与 O/H 无关。

在非常低金属丰度环境下 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 8.0$ 或 7.5), 致冷以 H 的复合过程 (发射 Ly α 线) 和碰撞激发过程为主导, 电子温度与 O/H 无关。由方程 (6) 知道, [O III]5007/H β 与 O/H β 成正比。具体细节参看 Stasinska (2002) [12]。这里的金属丰度只是一个大致的范围。

3 T_e 方法: 直接的 O 丰度估计方法

估计星系 O 丰度的直接方法是测量其电子温度来估计离子丰度。通常假定两个发射区, 一是发射 [O III] 线的高电离区, 电子温度为 $T_e(\text{O III})$, 相应的离子丰度为 O^{++}/H^+ ; 另一个是发射 [O II] 的低电离区, 电子温度为 $T_e(\text{O II})$, 相应的离子丰度为 O^+/H^+ 。将不同能态的离子的丰度相加, 则得到总的 O 丰度, 即估计 O/H 丰度时包含了假设: $\frac{\text{O}}{\text{H}} = \frac{\text{O}^{++}}{\text{H}^+} + \frac{\text{O}^+}{\text{H}^+}$ 。严格来讲, 总的离子丰度还应该包含未看到的电离态, 如 O^{3+} , 可以由采用电离修正因子 (ICF, ionization correction factor) 对能够看到的电离态进行电离修正得到。但对于 O 元素而言, 丰富的 O^+ 和 O^{++} 已经基本上包含了 H II 区光学光谱的绝大部分电离能态, 高阶离子 O^{3+} 引起的修正非常小, 可以忽略不计。

可以通过高激发态的极光谱线 (如 [O III]4363) 与低激发态谱线 [O III]4959,5007 的线比来确定 $T_e(\text{O III})$ 。在贫金属的 H II 区中, 星际介质中的致冷离子 (或原子) 很少, 等离子体的温度较高, 处于 O^{++} 的高能态粒子数较多, 此时光谱中有明显的 [O III] 4363 发射线; 而在较富金属的环境下 (如我们的银河系或大麦哲伦云), 重元素的增加增强了致冷效果, 温度降低, 向高能级的碰撞激发减少, 因而对温度敏感的 [O III] 4363 线很少能被探测到, [O III]4959,5007 等激发电势比较低的谱线则很容易被观测到。本节中将叙述估计等离子体中的电子温度 $T_e(\text{O III})$ 、 $T_e(\text{O II})$ 及离子丰度的一般方法, 并给出 Izotov 等人 (2006) [22]、Pilyugin 等人 (2006) [24] 最近采用的解析计算公式。Izotov 等人 (2006) [22]、Yin 等人 (2006) [25]、Nagao 等人 (2006) [26] 已应用这些公式估计了 SDSS 星系的金属丰度, Izotov 等人 (2004) [23] 也做过类似的工作。另外, Pagel 等人 (1992) [14] 也给出了一些相应的解析公式。这些公式是建立在一定的原子数据基础之上的, 例如, Izotov 等人 (2006) [22] 就采用了 Stasinska (2005) [27] 所列出的原子数据, 一些常用的天体物理原子数据库将在第 6 节中简介。

3.1 测量电子温度 $T_e(\text{O III})$

首先是由 [O III]4363 与 [O III]4959,5007 的流量比值估计电子温度 $T_e(\text{O III})$, 这是一个

迭代程序, 方程两边均包含 $t_3 = 10^{-4}T_e(\text{O III})$:

$$t_3 = \frac{1.432}{\lg[(\lambda 4959 + \lambda 5007)/\lambda 4363] - \lg C_T}, \quad (11)$$

$$C_T = (8.44 - 1.09t_3 + 0.5t_3^2 - 0.08t_3^3) \frac{1 + 0.0004x_3}{1 + 0.044x_3}, \quad (12)$$

其中, $x_3 = 10^{-4}n_e t_3^{-0.5}$, n_e 是电子密度, 单位为 cm^{-3} 。因为电子密度 n_e 总是小于 10^3 cm^{-3} , 包含 x_3 的项并不重要, 可以略去。

此时, 离子丰度 O^{++}/H^+ 为

$$12 + \lg(\text{O}^{++}/\text{H}^+) = \lg \frac{I_{[\text{O III}]4959} + I_{[\text{O III}]5007}}{I_{\text{H}\beta}} + 6.200 + \frac{1.251}{t_3} - 0.55 \lg t_3 - 0.014t_3. \quad (13)$$

同时, 离子丰度 O^+/H^+ 的值为

$$12 + \lg(\text{O}^+/\text{H}^+) = \lg \frac{I_{[\text{O II}]3727}}{I_{\text{H}\beta}} + 5.961 + \frac{1.676}{t_2} - 0.40 \lg t_2 - 0.034t_2 + \lg(1 + 1.35x_2), \quad (14)$$

其中, $x_2 = 10^{-4}n_e t_2^{-0.5}$ 。

当不能观测到 $[\text{O II}]3727$ 时, 还可以用 $[\text{O II}]7325/\text{H}\beta$ 来估计离子丰度 O^+/H^+ (Izotov 等人 (2006) [22]), 不过 $[\text{O II}]7325$ 线一般比较弱, 不容易观测到, 而且靠近近红外波段, 天光背景比较强。

Pérez-Montero 和 Díaz (2005, PMD05) [28] 给出了一个由光致电离模型建立的 $[\text{S III}]$ 温度与 $[\text{O III}]$ 温度之间的经验关系:

$$t(\text{O III}) = t_3 = 0.95t(\text{S III}) + 0.08, \quad (15)$$

$[\text{S III}]$ 温度可以由 $[\text{S III}](\lambda 9069 + \lambda 9532)/\lambda 6312$ 得出。可能是由于所采用的原子资料不同, Garnett (1992) [29] 给出的 $[\text{S III}]$ 温度与 $[\text{O III}]$ 温度之间的经验关系略有不同:

$$t(\text{S III}) = 0.83t(\text{O III}) + 0.17. \quad (16)$$

3.2 估计电子温度 $T_e(\text{O II})$

需要用电子温度 $T_e(\text{O II})$ 来估计离子丰度 O^+/H^+ 。通常是采用由 $T_e(\text{O III})$ 对于 $T_e(\text{O II})$ 的定标关系, 由 $t_3 = 10^{-4}T_e(\text{O III})$ 估计出 $t_2 = 10^{-4}T_e(\text{O II})$ 。

Izotov 等人 (2006) [22] 基于光致电离模型及一些观测资料得到与金属丰度有关的近似关系:

$$t_2 = \begin{cases} -0.577 + t_3 \times (2.065 - 0.489t_3), & \text{low } Z, \\ -0.744 + t_3 \times (2.338 - 0.610t_3), & \text{intermed } Z, \\ 2.967 + t_3 \times (-4.797 + 2.827t_3), & \text{high } Z. \end{cases} \quad (17)$$

针对他们的星系样本, “low Z ”指 $12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 7.2$, “intermed Z ”指 $7.2 < 12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 8.2$, “high Z ”指 $12 + \lg(\text{O}/\text{H}) > 8.2$ 。

Garnett (1992) ^[29] 由光电离模型计算得到:

$$t_2 = 0.7t_3 + 0.3 . \quad (18)$$

实际工作中 (例如 Pilyugin 等人 (2006) ^[24]、Kennicutt 等人 (2003, KBG) ^[30]) 经常采用此公式来估计星系的低电离区的温度。

Pagel 等人 (1992) ^[14] 给出:

$$t_2^{-1} = 0.5(t_3^{-1} + 0.8) . \quad (19)$$

Kobulnicky 等人 (1999, K99) ^[10] 的研究就采用了这一公式。

另外, 可以由 [O II]3727/[O II]7325 的测量值来直接估计 t_2 。但是由于 [O II]7325 的观测资料比较少, 更为普遍的方法是由模型从 t_3 估计出 t_2 。

3.3 测量电子密度 n_e

电子密度 n_e 可以通过观测碰撞退激发的效应来测得, 通过比较相同离子所发射的处于不同能级却有几乎相同激发能的两条谱线的强度可以确定 n_e , 此时两个能级的相对激发率只依赖于碰撞强度之比。如果两个能级有不同的跃迁几率, 或不同的碰撞退激发率, 两个能级的离子的相对数目比则只依赖于电子密度, 发射出的谱线的强度也将同样依赖于电子密度。用来测量电子密度的光学发射线的比值可以是 [O II]3729/[O II]3726 和 [S II]6717/[S II]6731 ^[8]。通常观测的光谱分辨率不足以分辨两条 [O II] 线, 使其表现为 [O II]3727, 所以一般采用两条 [S II] 线之比来估计电子密度。文献 [8] 中的图 5.3 给出两条 [O II] 和两条 [S II] 的强度比与电子密度的关系 (此时, 电子温度为 10^4 K)。实际工作中可以采用 IRAF 软件包中的 TEMDEN 任务 ^[31,32] 来计算得到电子密度 (或电子温度)。仔细阅读 TEMDEN 的帮助文件会看到一些其他可以用来测量电子温度和密度的紫外及光学的线比, 如 [C III]1907/[C III]1909 (参见文献 [8] 中第 137 页), [C III]5517/5537 和 [Ar IV]4711/4740 (参见文献 [33])。实际计算中还需要用到原子数据, 例如, Izotov 等人 (2006) ^[22] 估计电子密度时采用了 Ramsbottom 等人 (1996) ^[34] 给出的碰撞强度。

4 R_{23} 方法

多数情况下, 对温度敏感的谱线 [O III] 4363 不易被探测到, 尤其是在富金属环境下。此时可以由经验的方法来估计星际气体中的 O 丰度, 即强发射线的流量之比, 通常采用的是 R_{23} 方法, 它是由 Pagel 等人 ^[35] 于 1979 年首先提出的。 R_{23} 是发射线流量之比 (从绝对流量定标谱测得), 其定义如下:

$$R_{23} = (I_{[\text{O II}]3727} + I_{[\text{O III}]4959} + I_{[\text{O III}]5007})/I_{\text{H}\beta} , \quad (20)$$

由于 [O III]4959 相对较弱, 且比较难观测到, 或信噪比过低, 实际工作中经常采用 [O III]4959=(1/3)[O III]5007 ^[10] 来确定 R_{23} 。然后再将 R_{23} 按一定的定标关系转化为 O 丰度 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 。

已经有很多工作研究了 R_{23} 对金属丰度 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 的定标关系。基本方法是: 首先由电子温度或其他方法估计出星系的 $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ 丰度, 再将这些 O/H 丰度与 R_{23} 参量之间的

关系拟合得到解析公式 (参见文献 [10] 及文献 [36~44])。也可以由光致电离模型计算出 O/H 丰度与 R_{23} 的关系, 再与观测资料相比较。对于直接拟合观测资料的方法, 定标结果取决于所研究的样本, 4.1~4.3 节中将列出一些定标关系, 并指出他们的工作所选用的样本。而基于光致电离模型的计算 (如 Kewley 和 Dopita (2002, KD02) [20]、McGaugh (1991) [16]) 一定会包含有电离参数, KD02 [20] 采用的公式中就包含有电离参数 q , 因而采用这些定标时, 需要首先估计出其电离参数, 如 K99 [10] 将 McGaugh (1991) [16] 模型中的电离参数用 [O III]/[O II] 来表示, 给出了方便采用的解析表达式; Kobulnicky 和 Kewley (2004) [45] 也依据 K99 [10] 的形式, 修正了 KD02 [20] 的模型结果, 给出包含 q 及 R_{23} 的对 O/H 定标的解析关系式。

R_{23} 方法的一个明显特点是“双值”, 这在一定程度上也是它的“缺点”。如图 1 所示, 一个 R_{23} 值对应于贫金属和富金属分支的两个 O 丰度值。在贫金属丰度分支 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 7.9$, 下分支), 金属丰度随 R_{23} 的增加而增加, 而在富金属丰度分支 (上分支), 是随 R_{23} 的增加而降低。两个区域之间的部分, 被称为转折区 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) \approx 8.4$, 此时 $\lg R_{23} \approx 0.8$ 或 0.7), 原因可以参看本文 2.3 节。所以这一方法的关键问题是首先确定采用哪个分支的定标关系, 比如, 可以首先通过其他强线之比估计其所处的金属丰度分支 (详见本文第 5 节)。一般来说, 对于 M_B 亮于 -18 mag 的较亮的源应该采用上分支定标关系。图 1 中标明的不同 [O III]/[O II] 值的 3 条线实际上代表不同电离参数的结果, 说明 R_{23} 对电离参数比较敏感, 尤其是贫金属分支星系。

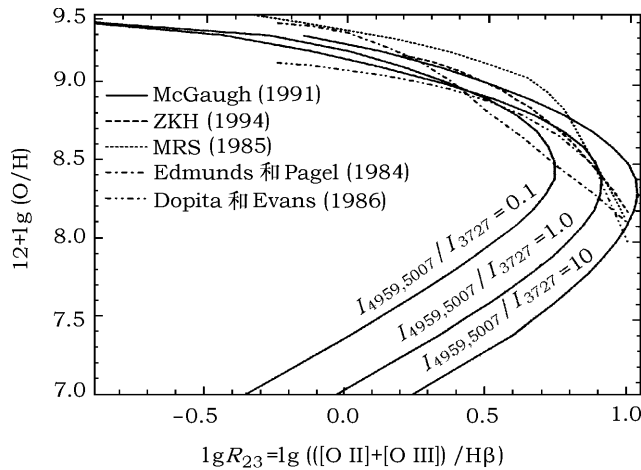


图 1 将 $\lg R_{23}$ 转化为 O 丰度的几种定标关系 [10]

不同的线型代表不同的定标关系: ZKH 指文献 [41], MRS 指文献 [37]。相应于 McGaugh (1991) [16] 的 3 条实线是选取 3 种电离参数的结果。这种方法的典型丰度不确定性是 ± 0.15 dex, 转折区 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) \approx 8.4$, 此时 $\lg R_{23} \approx 0.8$ 或 0.7) 的不确定性约为 ± 0.25 dex。

4.1 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 与 $\lg R_{23}$

Pagel 等人 (1979) [35] 由光致电离模型计算发现 $([\text{O II}]3727 + [\text{O III}]5007) / \text{H}\beta$ 可以对金属丰度为 $0.5 Z_{\odot}$ 以上的星系定标得出其 O/H 丰度, 后来, Skillman (1989) [46] 认为, 当无法观测到可靠的 [O III]4363 线时, 这一方法也可以应用于低金属丰度的星系。随后有很多工作研

究了这一定标关系。下面我们列出一些具体例子。

Edmunds 和 Pagel (1984, EP84) ^[36] 依据河外星系 NGC 2997、NGC 7793、NGC 300 中 H II 区的观测资料, 由电子温度的方法和以前发表的由 [O III]5007/H β 及 R_{23} 定标估计出 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 丰度, 并在附录中给出 O/H 和 R_{23} 的拟合结果。McCall 等人 (1985, MRS) ^[37] 基于光致电离模型及观测得到的大样本河外 H II 区的 O 丰度结果, 研究了 R_{23} 对 O/H 丰度的定标。Dopita 和 Evans (1986, DE86) ^[38] 基于光致电离模型及采用 Baldwin 等人 (1981 BPT) ^[47] 及 McCall 等人 (1985) ^[37] 的大样本河外 H II 区的丰度观测资料, 也讨论了 O/H 对 R_{23} 定标关系。这些结果已在图 1 中给出。随后, Zaritsky 等人 (1994) ^[41] 测量了 39 个星系中 159 个 H II 区的发射线强度及其 R_{23} 值, 然后将由 EP84、MRS、DE86 3 种方法得出的 O/H 丰度值进行平均得到新的 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 对 $\lg R_{23}$ 的关系, 并拟合出一个解析公式:

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H}) = 9.265 - 0.33x - 0.202x^2 - 0.207x^3 - 0.333x^4, \quad (21)$$

其中, $x = \lg R_{23}$ 。由于样本的限制, 这一关系只适用于富金属丰度分支。

McGaugh (1991) ^[16] 的光致电离模型计算给出了 $\lg R_{23}$ 对 O/H 的定标关系, K99 ^[10] 将其解析化, 分别给出了贫金属和富金属分支的解析定标公式, 其中包含了由 [O III]/[O II] 表征的电离参数。富金属分支的定标关系为

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H}) = 12 - 2.939 - 0.2x - 0.237x^2 - 0.305x^3 - 0.0283x^4 - y(0.0047 - 0.0221x - 0.102x^2 - 0.0817x^3 - 0.00717x^4), \quad (22)$$

贫金属分支的定标关系为

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H}) = 12 - 4.944 + 0.767x + 0.602x^2 - y(0.29 + 0.332x - 0.331x^2), \quad (23)$$

其中, $x = \lg R_{23}$, $y = \lg(\text{O}_{23}) = \lg((I_{[\text{O III}]4959} + I_{[\text{O III}]5007})/I_{[\text{O II}]3727})$ 。他们认为这些拟合的解析表达式对 McGaugh (1991) ^[16] 的半经验定标关系偏离很小, $rms \leq 0.05 \text{ dex}$ 。

最近, 基于约 53400 个星系的 Sloan Digital Sky Survey (SDSS) (Data Release 2: DR2) 丰度观测资料, Tremonti 等人 (2004) ^[43] 拟合得到了一个新的 O 丰度定标关系:

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H}) = 9.185 - 0.313x - 0.264x^2 - 0.321x^3, \quad (24)$$

其中, $x = \lg R_{23}$ 。这一公式只适用于富金属环境 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) > 8.5$)。实际上, Tremonti 等人 ^[43] 估计星系 O/H 丰度的方法是采用了 Charlot 等人 ^[48] 的光致电离模型, 同时拟合多条发射线, 并最终采用所得丰度分布中的最可能的丰度值。

Salzer 等人 (2005) ^[44] 依据 KBG ^[30] 的数据对富金属丰度分支得出一个 R_{23} 对 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 的定标公式:

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H}) = 9.31 - 1.38 \lg R_{23}. \quad (25)$$

这一方程的斜率与 EP84 ^[36] 的相同, 但最终估计出的丰度值却比 EP84 低约 0.26 dex。对 EP84 的样本得出的线性拟合定标关系是取自 Pilyugin (2000, P2000) ^[42]:

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H}) = 9.57 - 1.38 \lg R_{23}. \quad (26)$$

这一公式与 P2000^[42] 给出的定标关系非常相似, 只有约 0.08 dex 的差别。这些公式只适用于富金属丰度分支。这些定标关系已在图 2 给出。

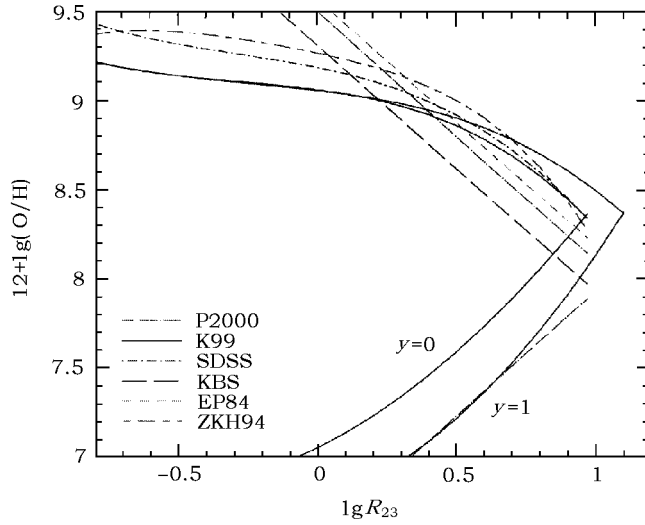


图 2 文章第 4.1 和 4.2 节列出的将 $\lg R_{23}$ 转化为 O 丰度的解析定标关系

各种线型所代表的工作已在图中标明: ZKH94 指文献 [41], EP84 指文献 [36](是文献 [42,44] 中给出的对其资料重新拟合的结果), KBG 指文献 [30], SDSS 指文献 [43], K99 指文献 [10], P2000 指文献 [42]。

4.2 P 方法

基于已发表的银河系、河外旋涡星系及矮星系的 H II 区的 O 丰度观测资料, Pilyugin (2000, 2001)^[42,49,50] 研究出确定金属丰度的 P 方法。同时也给出了 R_{23} 定标关系, 分贫、富金属两个分支。样本星系的 O 丰度是由 T_e 方法得到的。定义 $R_2 = I_{[\text{OII}]3727}/I_{\text{H}\beta}$, $R_3 = (I_{[\text{OIII}]4959} + I_{[\text{OIII}]5007})/I_{\text{H}\beta}$, $P = R_3/R_{23}$, $R_{23} = R_2 + R_3$ 。

对于贫金属分支 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 7.95$), 有

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H})_{\text{P}} = 6.35 + 1.45 \lg R_3 - 3.19 \lg P, \quad (27)$$

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H})_{R_{23}} = 6.53 + 1.40 \lg R_{23}, \quad (28)$$

对于富金属分支 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) > 8.2$), 有

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H})_{\text{P}} = \frac{R_{23} + 54.2 + 59.45P + 7.31P^2}{6.07 + 6.71P + 0.371P^2 + 0.243R_{23}}, \quad (29)$$

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H})_{R_{23}} = 9.50 - 1.40 \lg R_{23}. \quad (30)$$

采用 P 方法的本质特点是在 R_{23} 定标关系中增加了一个 P 参数 ($P = [\text{O III}]/([\text{O II}] + [\text{O III}])$) 来表征电离辐射场的强度, 意味着同时也考虑了电离参数对金属丰度的依赖关系, 从而提高了丰度定标的准确度。不过由于缺乏资料, $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 在 7.95~8.2 之间转折区内的情况并不明晰。Pilyugin (2000)^[42] 中的 P 方法实际上已与这里的 P 方法一致。

4.3 ff 关系

考虑到由 T_e 方法可以最准确地估计出星系的金属丰度, 而 [O III]4363 发射线在富金属环境下通常不能被探测到, Pilyugin 等人 (2005, 2006) ^[51,24] 基于观测资料, 得到在富金属环境下 $\lg R_{23}$ 与 $\lg R (R = I_{[\text{O III}]4363}/I_{\text{H}\beta})$ 的关系式, 可以由 R_{23} 估计出 $\lg R$ 和电子温度。这一 R 与 R_{23} 的关系称为 ff 关系, 即 flux-flux 关系。

Pilyugin (2005) ^[51] 选取了 Izotov 及其合作者发表的一个大样本贫金属蓝致密矮星系 (BCGs) 的金属丰度及线比以及其他一些金属丰度 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 在 8.25~8.6 之间的资料, 总的样本的金属丰度范围是 $7.2 < 12 + \log(\text{O}/\text{H}) < 8.6$ 。他们发现, 对于 $12 + \lg(\text{O}/\text{H}) > 8.25$ 的较富金属星系, 其 $\lg R$ 与 $\lg R_{23}$ 之间存在一定的线性相关:

$$\lg R = (-4.264 \pm 0.038) + (3.087 \pm 0.046) \lg R_{23} . \quad (31)$$

Pilyugin 等人 (2006) ^[24] 增加了一些最近的观测资料, 其富金属的样本为 48 个河外 H II 区 (金属丰度为 $7.2 < 12 + \log(\text{O}/\text{H}) < 8.7$), 修正了上式给出的 ff 关系, 有

$$\lg R = -4.151 - 3.118 \lg P + 2.958 \lg R_3 - 0.680(\lg P)^2 , \quad (32)$$

其中, P 与 4.2 节中的定义相同。

利用 ff 关系, Pilyugin 等人 ^[24] 重新分析了一些富金属旋涡星系的金属丰度, 发现 R_{23} 方法可能过高估计了旋涡星系的中心区的金属丰度, 甚至可能高估了 5 倍。不过, ff 关系存在的一个问题是, ff 关系是由金属丰度在 $8.25 < 12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 8.7$ 之间的样本星系得出的, 而被直接应用于更高金属丰度 (以前未用 ff 关系得到的研究结果) 的 H II 区, 会存在差异。比如, ZKH ^[41] 测得 NGC 3351 核心区的丰度为 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})_c = 9.41$, 而 Pilyugin 等人 ^[24] 应用 ff 关系得到的相应丰度值为 8.75。

4.4 由 T_e 方法与 R_{23} 方法估计的 O 丰度

KBG ^[30] 估计了巨旋涡星系 M101 中 20 个 H II 区的金属丰度, 采用 T_e 方法和 R_{23} 方法分别估计其 O 丰度, 发现由 R_{23} 方法定出的 O 丰度值可能比其真正的丰度约偏高 0.2~0.5dex。有人 (如 Pettini 和 Pagel (2004, PP04) ^[52]) 也认为 R_{23} 方法会过高估计实际的 O 丰度。现在有人努力去测量富金属环境下的电子温度, 通过电子温度的方法估计其金属丰度, 如: Garnett 等人 (2004) ^[53,54]、Bresolin 等人 (2004, 2005) ^[55,56] 等利用 [O II]7325、[N II]5755, [S II]4072 及 [S III]6312 等来测量 t_2 , 并通过由光致电离模型得到的 t_2 对 t_3 的关系估计出 t_3 , 或由 $t(\text{S III})$ 估计出 $t(\text{O III})$ 。

不过, Stasinska (1978, 2002) ^[57,58] 发现, 对富金属环境, T_e 方法可能会过低估计其金属丰度。Stasinska (2005) ^[27] 最近的光致电离模型计算同样支持这一结论。K99 ^[10] 也曾认为利用 [O III] 4363 可能会系统地低估星系整体的丰度。McGaugh (1991) ^[16] 认为, 由 R_{23} 定标估计的 O 丰度与由从电子温度直接估计到的 O 丰度是一致的。

4.1 节给出了 R_{23} 对 O/H 的定标公式, 图 1、图 2 表明了这些定标的结果及异同。这些公式大多只适用于富金属分支, 也有一些同时给出了贫、富两个分支的定标关系。以前应用比较广泛的是 ZHK ^[41], 后来多采用 K99 ^[10] 的定标, 可能是由于他们给出了贫、富两个分支的定标关系, 可以方便采用。Tremonti 等人 (2004) ^[43] 基于 SDSS 的上万个星系的观测数据给

出的定标, 目前应用也比较广。图 2 表明, 由 ZHK^[41] 及 SDSS^[43] 定标得出的 O 丰度非常接近, 只是前者略高一些 (小于 0.1 dex), K99^[10] 定标得出的丰度在富金属端比 SDSS 定标略低, 差别小于 0.2 dex。

实际上, 比较不同样本星系的金属丰度时, 采用何种定标关系并不重要, 重要的是对所比较的样本采用相同的定标方法。直接与太阳丰度相比有时也不十分可靠, 因为不同的研究给出的太阳 O 丰度不尽相同, 如: Anders 和 Grevesse (1989)^[59] 选择采用太阳丰度 $12 + \lg(\text{O}/\text{H}) = 8.93$, Grevesse 和 Sauval (1998)^[60] 选择采用 8.83; Allende Prieto 等人 (2001)^[61] 得出 8.68; Lodders (2003)^[62] 推荐采用 8.69; 最近, Asplund 等人 (2005)^[63] 给出 8.66。这些值的差别最大可达 0.27 dex, 所以直接与太阳的 O 丰度相比会造成一定的误解。

4.5 采用等值宽度来定标 R_{23}

对于计算 R_{23} , 并随之将其定标为 O/H 丰度而言, 可靠的方法是利用 [O II]、[O III] 与 $\text{H}\beta$ 的发射线流量之比。但是在目前的一些大视场巡天工作 (如 DEEP 巡天等) 中, 由于观测条件及仪器效应的限制, 无法实现对目标谱进行流量定标, 而我们仍然希望获得这些大样本巡天资料中的金属丰度信息, 因此人们尝试采用谱线的等值宽度值 (W) 代替流量 (I) 来估计星系或 H II 区的金属丰度。Kobulnicky 和 Phillips^[64] 利用 300 多个近邻星系样本对这一方法进行了检验, 认为这种替代是可行的, 并随后将这一方法应用于 DEEP 巡天和 GOODS 北场中的一些中等红移星系样本 ($0.26 < z < 1$)^[65,45], 随后一些工作 (如 Lamareille 等人 (2004, 2005)^[66,67]、Mouhcine 等人 (2006)^[68]) 也以此为依据, 采用等值宽度的 R_{23} 来估计星系的金属丰度。

实际上, 由等值宽度值估计 R_{23} 的基本出发点为

$$R_{23} = \lg \frac{I_{[\text{O II}]} + I_{[\text{O III}]}}{I_{\text{H}\beta}} \approx \lg \frac{\alpha_{2\beta} W_{[\text{O II}]} + W_{[\text{O III}]}}{W_{\text{H}\beta}}. \quad (33)$$

由于谱线的等值宽度等于发射线的流量与该波长处的连续谱流量之比, 而且假定 [O III] 与 $\text{H}\beta$ 几乎处于相同的连续谱水平, 所以上式中 $\alpha_{2\beta}$ 表征了 [O II] 与 $\text{H}\beta$ (及 [O III]) 波长处的连续谱流量的差别。尽管 Kobulnicky 和 Phillips^[64] 已经由样本星系的典型的星际消光及星族成分推导出 $\alpha_{2\beta} \approx 0.84 \pm 0.3$, 但他们认为 $\alpha_{2\beta} \approx 1$ 可以比较好地表征其样本星系的实际情况。SDSS 项目已经释放了大样本星系的数据资料, Liang 等人 (2006)^[69] 采用 SDSS DR2 约 40000 个近邻恒星形成星系来重新检验等值宽度方法估计金属丰度的可靠性, 发现如果直接将由等值宽度方法得到的 R_{23} (EW R_{23}) 取代由流量方法得到的 R_{23} , 估计出的星系的金属丰度会有一些的误差, 而对整个样本选取 $\alpha_{2\beta} \approx 0.85$ (样本星系的中值, 平均值为 0.86) 来进行常数修正, 整体样本的误差有所减小。不过, 单一常数修正的方法应用于大样本资料时还比较可行, 而当样本中星系数目比较少时, 对于单个源而言, 可能反而会增大其误差。还需指出, 由 EW R_{23} 和 R_{23} 估计的金属丰度的差别主要与星系的星族成分相关, 并可得出与表征星族成分的参量 4000 \AA 跳变 $D_n(4000)$ 的相关关系 (参见文献 [70, 71])。还有, 对于一些星暴星系, 利用 EW R_{23} 的方法会过高估计其 O 丰度, 例如, 对于中等红移的亮红外星系, 利用 EW R_{23} 方法得到的 O 丰度被高估了 0.1~0.2 dex (Liang 等人 (2006)^[72])。

4.6 星际介质尘埃消光的重要影响

采用 R_{23} 方法和其他一些“强线”方法来估计星系的星际气体中的金属丰度时, 尘埃消光的影响非常重要。在谱线上, [O II] 相距 [O III] 与 $H\beta$ 较远, 而且 [O II] 处于蓝端, 受尘埃消光影响更大, 因此必须进行可靠的消光修正才能得到可靠的 R_{23} 。估计尘埃消光的常用方法是 Balmer 线比, 一般采用 $H\alpha/H\beta$ [8]。当由于某些原因无法估计消光系数时, 在一些研究中, 会采用单一消光值 (如 Lilly 等人 (2003) [73] 采用 $A_V = 1$) 或不进行消光修正。这样处理会带来一定问题, 过低的消光修正会导致得到的 [O II] 发射线流量过低, 因而导致 O 丰度被过高估计, 尤其对于一些尘埃消光严重的系统 (如遥远的亮红外星系 $A_V \approx 2.3$), 其 O 丰度会被高估约 0.3 dex [74]。因此, 在没有电子温度 T_e 测量值的情况下, 若要得到可靠的星系金属丰度估计值, 需要对发射线的流量进行可靠的消光修正。

5 其他“强线”方法

当 T_e 和 R_{23} 均无法测得时, 其他一些对金属丰度敏感的强线比值也可以被用来估计星际介质的金属丰度, 如 [N II]6583/ $H\alpha$ 、[O III]5007/[N II]6583、[N II]6583/[O II]3727、[N II]6583/[S II]6717,6731、[S II]6717,6731/ $H\alpha$ 、[O III]4959,5007/ $H\beta$ 和 $([S II]6717,6731 + [S II]9069,9532)/H\beta$ 等。即使有 R_{23} 值, 这些方法还可以首先估计出星系金属丰度的大致范围, 比如对于判断 R_{23} 是处于富金属还是贫金属丰度分支很有用。由这些线比估计金属丰度的原理与 2.3 节所讨论的类似, 在一定条件下, 谱线的强度比与金属丰度和电子温度相关。

得到这些定标公式的基本方法是对大样本观测资料进行拟合, 下面 5.1 至 5.9 节将列出一些相关的观测研究结果, 特别是, 基于 SDSS DR2 的近 40000 个近邻恒星形成星系所获得的最新结果 (Liang 等人 (2006) [75]), 而且由于 SDSS 的样本非常大, 可以定量估计数据的弥散程度。还可以由光致电离模型计算得出这些线比对金属丰度的定标关系, 如 KD02 [20] 采用光致电离模型详细计算了这些定标关系, 他们选取了 7 个电离参数值, 即分别取 $q = 5 \times 10^6, 1 \times 10^7, 2 \times 10^7, 4 \times 10^7, 8 \times 10^7, 1.5 \times 10^8, 3 \times 10^8 \text{ cm} \cdot \text{s}^{-1}$ ($q = Ue$), 并对不同 q 值的情况分别给出四次多项式的解析公式, 由其表 3 给出相应的拟合系数 [20]。由于两个离子的电离电势不尽相同, 所以有些线比对电离参数 q 很敏感, 有些并不敏感。观测数据可以对理论模型的参量给出一定的限制 (如限制 q 的范围等)。此外, 某些线比 (如 [N II]/ $H\alpha$) 对激波激发及 AGN 产生的较硬电离辐射场的存在也非常敏感, 因此, 首先需要排除 AGN 或激波激发的影响, 典型的判断依据是 BPT 图 [47], 随后也有许多工作对此进行了研究 [8,76~78]。

5.1 N2 指数

[N II]/ $H\alpha$ 可以表征星系的星际介质中的金属丰度, 定义 N2 指数为 $N2 = \lg([N II] 6583/H\alpha)$ 。由于 N 元素主要由中、低质量恒星合成 (Henry 等人 (2000) [79]、Liang 等人 (2001) [80]), 随着星系的演化, 金属成分增丰, [N II]/ $H\alpha$ 的比值随着金属丰度的增高而升高, 但当金属丰度超过 $2.0 Z_{\odot}$ 时, 由于电子温度降到很低, [N II] 碰撞激发线会大大减弱, [N II]/ $H\alpha$ 会有所降低。KD02 [20] 的光致电离模型计算及 SDSS 的大样本观测资料均表明, 从贫金属丰度 ($12 + \lg(O/H) = 7.5$) 处开始直到 $12 + \lg(O/H) \approx 9.0$, N2 指数随金属丰度的增加而持续升高; 而在金属丰度更富的区域, N2 指数随金属丰度的增加反而开始降低。

[N II] 与 $H\alpha$ 在谱线上位置相距很近, 因而其比值受尘埃消光影响很小。特别是一些近红外仪器设备可以获得中等红移及高红移星系近红外波段的 [N II] 与 $H\alpha$ 谱线, 对于红移 $z \approx 2.5$ 的星系^[81], 依然可以通过近红外波段在地面观测中获得其 $H\alpha$ 与 [N II] 谱线, 可以由此来估计其金属丰度。因此对由 $N2$ 指数定标估计金属丰度的研究比较多, 早期的代表有 Storchi-Bergmann 等人 (1994)^[82]、Raimann 等人 (2000)^[83], 近期, Denicolo 等人 (2002)^[84]、PP04^[52] 及 Liang 等人 (2006)^[75] 采用更大的样本资料, 重新研究了这一定标关系。

Denicolo 等人 (2002)^[84] 编辑了一个近邻 H II 星系的样本来研究 $N2$ 对 (O/H) 的定标关系, 样本中包括 128 个富金属星系和 108 个贫金属星系。他们由整个样本得到的定标关系为

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H}) = 9.12 + 0.73 \times N2, \quad (34)$$

其中, 贫金属样本星系的金属丰度是由电子温度方法得到, 富金属样本星系的金属丰度是采用 K99 的定标关系由 R_{23} 估计得到的。

随后, PP04^[52] 从 Denicolo 等人 (2002)^[84] 的数据资料中选取了 137 个源, 选出只包含通过 T_e 和光致电离模型得到 O/H 丰度的数据点, 并采用最新发表的丰度结果 (KBG^[30]) 对个别源的资料进行了修正, 来重新确定 $N2$ 对 (O/H) 的定标关系。PP04^[52] 的整个样本中只有 6 个样本星系的金属丰度是通过光致电离模型得到的 (包括 4 个富金属星系和 2 个贫金属星系), 其他均由 T_e 方法得到。他们对数据资料进行线性拟合得出的关系为

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H}) = 8.90 + 0.57 \times N2. \quad (35)$$

在给定的 $N2$ 值, 这一关系给出的金属丰度比 Denicolo 等人 (2002)^[84] 给出的低。他们还得到一个三次多项式的拟合关系, 结果没有很大不同:

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H}) = 9.37 + 2.03 \times N2 + 1.26 \times N2^2 + 0.32 \times N2^3. \quad (36)$$

PP04^[52] 认为, 用 $N2$ 指数估计的 O 丰度的精度可以与 R_{23} 方法相比拟。

我们由大样本富金属的 SDSS 星系 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) > 8.4$) 的 $N2$ 对 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 的关系拟合得出一个三次多项式 (见文献 [75] 及其中的图 3), 由于在 $12 + \lg(\text{O}/\text{H}) > 9.0$ 之后 [N II]/ $H\alpha$ 随金属丰度增加反而减少, 这里我们只对 $8.4 < 12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 9.0$ 的样本星系 ($-1.2 < N2 < -0.3$) 进行了拟合, 更多细节可参看文献 [75]。这一由 SDSS 大样本资料得出的拟合结果为

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H}) = 10.305 + 4.786 \times N2 + 5.079 \times N2^2 + 2.191 \times N2^3, \quad (37)$$

观测资料对拟合结果的标准偏差为 0.063 dex。样本星系的 O/H 丰度依据 Tremonti 等人 (2004)^[43] 的定标关系由 R_{23} 得出。图 3 给出相应结果, 并与 Denicolo 等人 (2002)^[84] 和 PP04^[52] 的结果进行了比较, 表明, 在给定的 $N2$ 指数, 由 SDSS 得出的定标关系与 PP04 和 Denicolo 等人 (2002)^[84] 相比会给出较高的 O 丰度, 这可能与是否包括由 T_e 方法获得金属丰度的贫金属星系样本有关^[75], 也可能是由于 SDSS 观测的大多是近邻星系的核心区,

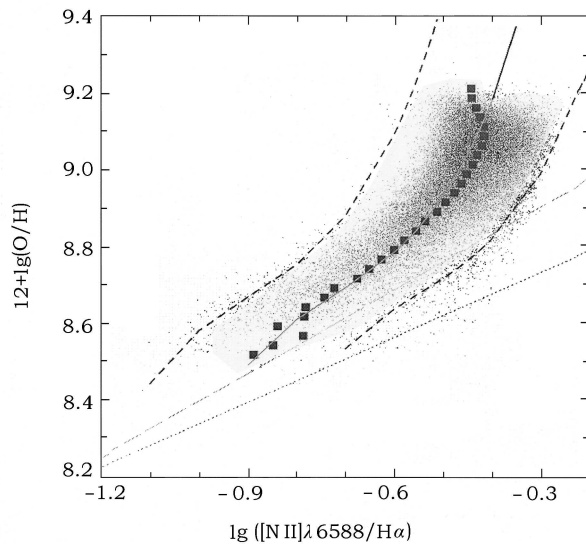


图 3 由 SDSS DR2 数据 (小点) 得出的 $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ 对 O 丰度的定标关系
 方块代表 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 以 0.025 dex 为单位而分成的小格内的中值点, 其三次多项式拟合的结果由实线给出^[75],
 虚线标明 0.17 dex 的范围, 点线和长虚线分别代表 PP04^[52] 和 Denicolo 等人 (2002)^[84] 的拟合结果。

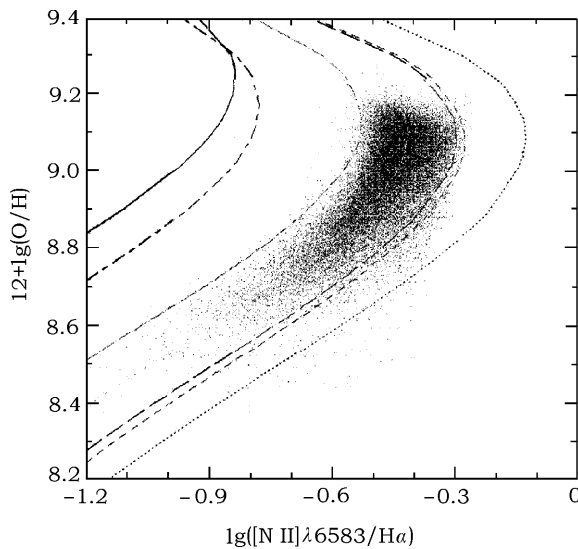


图 4 由 SDSS DR2 数据 (小点) 得出的 $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ 对 O 丰度的关系与 KD02^[20] 的光致电离模型相比较
 7 条曲线标明选取的 7 个电离参数的结果, 由右到左依次升高。

因而比星系的整体丰度略高。Liang 等人 (2006)^[75] 还采用由其他定标关系 (如 K99^[10] 的公式等) 得到的 O/H 丰度以及由 Tremonti 等人^[75] 给出的拟合多条发射线得到的金属丰度来重新确定 N_2 对 O/H 的定标关系。对于更低金属丰度的 SDSS 星系 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 8.5$), Yin

等人 (2006) [25] 及 Nagao 等人 (2006) [26] 也研究了与其相应的 $N2$ 对 O/H 丰度的定标关系。

这些大样本 SDSS 星系的观测结果与 KD02 [20] 的光致电离模型包括在 $12 + \lg(O/H) \approx 9.0$ 附近的转折趋势都符合得很好 (见图 4)。 $[N II]$ 线是在低激发区产生的, 因而 $[N II]/H\alpha$ 对电离参数也很敏感。

5.2 $O3N2$ 指数

Allain 等人 (1979) [85] 最早引入了 $O3N2$ 参量:

$$O3N2 = \lg([O III]5007/H\beta)/([N II]6583/H\alpha),$$

实际上, 在该文的原始定义中, $[O III]$ 发射线还包含了 $[O III]4959$ 。由 5.1 及 2.3 节的讨论可知, 在富金属区 ($12 + \lg(O/H) > 8.5$), $O3N2$ 与 O/H 丰度有明显的相关关系; 而在贫金属区 ($7.5 < 12 + \lg(O/H) < 8.5$), 由于 $[O III]/H\beta$ 与金属丰度的相关性很弱, $O3N2$ 对金属丰度的相关性会减弱, 但仍存在一定的相关。

PP04 [52] 研究了 137 个河外 H II 区的 $O3N2$ 随 (O/H) 的变化关系 (样本的选取在 5.1 节已有所描述)。结果表明, 当 $O3N2 \geq 1.9$ 时数据点过于弥散, 这一方法不再适用; 但在 $O3N2 < 1.9$ 的区域, 其 65 个样本星系表明 $O3N2$ 与 $\lg(O/H)$ 之间存在比较明显的线性关系:

$$12 + \lg(O/H) = 8.73 - 0.32 \times O3N2, \quad (-1 < O3N2 < 1.9). \quad (38)$$

由 SDSS 富金属 ($8.4 < 12 + \lg(O/H) < 9.3$, $-0.7 < O3N2 < 1.6$) 的样本星系得到的线性和三次多项式拟合的定标关系可以分别表示为 [46]

$$12 + \lg(O/H) = 9.010 - 0.373 \times O3N2, \quad (39)$$

$$12 + \lg(O/H) = 9.013 - 0.395 \times O3N2 - 0.072 \times O3N2^2 + 0.106 \times O3N2^3. \quad (40)$$

标准偏差分别为 0.059、0.058。对于给定的 $O3N2$ 值, 我们得到的金属丰度值比 PP04 [52] 的结果高约 0.2~0.3 dex, 原因可能与 5.1 节中对 $N2$ 指数的分析相同。对于贫金属丰度的星系 ($7.5 < 12 + \lg(O/H) < 8.5$), Yin 等人 (2006) [25] 和 Nagao 等人 (2006) [26] 也基于 SDSS 星系得到一定的相关关系。

KD02 [20] 由光致电离模型计算得到 $[N II]/[O III]$ 随 O/H 的关系, 发现 SDSS 的大样本观测资料与其符合得很好。在富金属区 ($12 + \lg(O/H) > 8.5$), $[N II]/[O III]$ 比值随金属丰度的增加而增加, 而在贫金属区 ($7.5 < 12 + \lg(O/H) < 8.5$), 相关关系减弱, 随 O/H 的增加, $[N II]/[O III]$ 的增加不是十分明显。由于两个离子的电离电势差别很大, $[N II]/[O III]$ 的比值强烈地依赖于电离参数, 因而需要首先估计电离参数。这两条谱线不受恒星吸收影响。当采用 $O3N2$ 参数时, 也已经将尘埃消光的影响基本消除。相关谱线都是光学波段的强线, 容易被观测到。

5.3 $[N II]/[O II]$

$[N II]/[O II]$ 比值也可以用来估计星系星际介质中的 O 丰度。由 SDSS 样本星系 ($8.4 < 12 + \lg(O/H) < 9.3$, $-1.2 < \lg([N II]/[O II]) < 0.7$) 得到了线性和三次多项式拟合的定标关系 [75], 令 $N2O2 = \lg([N II]/[O II])$, 线性定标关系如下:

$$12 + \lg(O/H) = 9.125 + 0.490 \times N2O2, \quad (41)$$

标准偏差为 0.039。三次多项式的拟合结果略微不同, 具体方程可参看原文^[75]。

KD02^[20] 的光致电离模型也计算给出了此线比对金属丰度的定标关系。观测资料和模型均表明, 在富金属环境 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) > 8.5$) 下, $[\text{N II}]/[\text{O II}]$ 随金属丰度的增加而明显增加; 而在贫金属区环境下 ($7.5 < 12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 8.5$), 相关性大大减弱, $[\text{N II}]/[\text{O II}]$ 几乎与金属丰度无关。由于 $[\text{O II}]$ 3727 和 $[\text{N II}]$ 6583 谱线相距甚远, 其比值受红化影响非常明显, 所以必须进行可靠的消光修正^[46]。由于 N^+ 和 O^+ 有相似的电离电势, $[\text{N II}]/[\text{O II}]$ 几乎与电离参数无关。使用此线比的好处还在于不受恒星吸收的影响, 且谱线相对很强, 在较低信噪比时也能观测到。

5.4 $[\text{N II}]/[\text{S II}]$

$[\text{N II}]/[\text{S II}]$ 比值也可用来粗略估计星际介质的金属丰度, 在富金属环境 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) > 8.5$) 时, $[\text{N II}]/[\text{S II}]$ 随金属丰度的增加而升高。令 $N2S2 = \lg([\text{N II}]/[\text{S II}])$, 由 SDSS 样本星系 ($8.4 < 12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 9.3$, $-0.5 < \lg([\text{N II}]/[\text{S II}]) < 0.8$) 得到的线性定标关系为^[75]

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H}) = 8.944 + 0.669 \times N2S2, \quad (42)$$

标准偏差为 0.075。三次多项式的拟合结果略微不同, 具体方程可参看原文^[75]。

KD02^[20] 的光致电离模型给出了一个四次多项式拟合结果, 系数由文献[20]中的表 3 给出。不过, 在给定线比, 模型定标给出的 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 的丰度比 SDSS 星系的观测结果偏低约 0.2 dex。KD02^[20] 已经指出模型中存在的这一问题。

在高金属丰度 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) > 8.5$), $[\text{N II}]/[\text{S II}]$ 随金属丰度的增加而升高, 原因是此时 N 主要是“次级”(secondary)成分, 而 S 是一个“初级”(primary)过程元素; 在低金属丰度 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 8.5$), 两种元素都是“初级”过程元素, 两者的比值对金属丰度并不敏感。这一定标方法的好处是对红化不敏感。不过, $[\text{N II}]/[\text{S II}]$ 比值明显依赖于电离参数^[20]。

5.5 $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$

$[\text{S II}]/\text{H}\alpha$ 可以由 $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ 和 $[\text{N II}]/[\text{S II}]$ 计算得到。将 SDSS 大样本观测资料的结果与 KD02^[20] 的光致电离模型相比较可见, 这些 SDSS 星系的 $[\text{N II}]/[\text{S II}]$ 对应于“双值”的 O/H 丰度, 转折点在 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 约为 8.9~9.0 处。此时 $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$ 不是一个有用的金属丰度定标参量, 而对于贫金属 SDSS 星系而言, 两者显示出一定的相关关系, 即 $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$ 随金属丰度的增加而升高。而且, $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$ 对电离参数也非常敏感。一般情况下, 如果能测得 $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$, 则已经可以测得 $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$, 此时更为可行的是应用 $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ 来定标金属丰度。

5.6 R_3 方法

依据 2.3 节的讨论, $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ 也可以用来估计星系的 O 丰度。定义: $R_3 = 1.35 \times (I_{[\text{O III}]5007}/I_{\text{H}\beta})$, 故称该定标方法为 R_3 方法 (EP84^[36])。Vacca 和 Conti (1992)^[86] 给出了由 R_3 估计 O/H 的经验定标关系 (可参考文献[87]):

$$\lg(\text{O}/\text{H}) = -0.69 \times \lg R_3 - 3.24 \quad (-0.6 \leq \lg R_3 \leq 1.0). \quad (43)$$

一般认为这种方法估计的金属丰度误差较大, 可能达到 0.5 dex。

由大样本富金属 SDSS 星系 ($8.4 < 12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 9.3$, $-0.9 < \lg R_3 < 0.6$) 得到的 [O

III] 4959, 5007/H β 对 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 的线性拟合关系为

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H}) = 8.846 - 0.497 \times \lg R_3, \quad (44)$$

标准偏差为 0.062。三次多项式的拟合结果略微不同, 具体方程可参看文献 [75]。

观测资料与 KD02 [20] 的光致电离模型符合得很好。对于富金属星系 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) > 8.5$), [O III]/H β 随金属丰度的增加而降低, 在贫金属丰度 ($7.6 < 12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 8.5$), [O III]/H β 几乎与金属丰度无关, 而在极贫金属环境下 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 7.6$), [O III]/H β 随金属丰度的增加而增加 (Yin 等人 (2006) [25]), 这与 2.3 节的讨论相一致。

5.7 S_{23} 指数

([S II]6717,6731 + [S III]9069,9532)/H β 也可用来估计星际介质的金属丰度, 称为 S_{23} 参数, 是由 Vílckezhe 和 Esteban (1996) [88] 最早定义的。Christensen 等人 (1997) [89] 将其作为 S 丰度的示踪参量, Díaz 和 Pérez-Montero (2000) [90] 又将其定义为 O 元素丰度的示踪参量, 原因是 S_{23} 与 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 之间存在一定的相关关系 (如文献 [28] 中的图 11 所示)。对于 SDSS 的数据, 很难测得 S_{23} 指数。PMD05 [28] 收集到 300 多个 H II 源的观测资料, 其金属丰度范围为 $7.0 < 12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 9.0$, 得到解析关系:

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H}) = 8.15 + 1.85 \lg S_{23} + 0.85(\lg S_{23})^2. \quad (45)$$

KD02 [20] 同样基于光致电离模型拟合给出一个四次多项式方程, 系数由文献 [20] 中的表 3 给出。结果表明, 与其他禁线与复合线的比值一样, S_{23} 也在某一金属丰度 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) \approx 8.8$) 处有一个最大值, 除此之外, S_{23} 都是对应于“双值”的金属丰度。 S_{23} 在所有金属丰度下对电离参数的依赖都非常明显, 因而首先需用其他方法 (如 [S III]/[S II] 比值) 来对电离参数进行判定。S 线比 O 线更弱, 且位于红区甚至近红外波段, 受天光影响较大。而且对于红移 $z \geq 1.5$ 的源, 地面的光学及近红外望远镜都无法观测到这些 S 线了。

5.8 S_{234} 指数

Oey 和 Shields (2000) [91] 定义了一个新的参数 S_{234} 来定标给出星系的金属丰度:

$$S_{234} = \frac{I(\lambda 6725) + I(\lambda 9069) + I(\lambda 9532) + I(10.5 \mu\text{m})}{I(\text{H}\beta)}.$$

PMD05 [28] 由光致电离模型计算给出了不同电离参数、不同中心星温度时的 S_{234} 指数对 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 的定标关系。可以用来与之比较的观测资料很少。

5.9 S_{23}/R_{23} 参数

S_{23}/R_{23} 也可以估计星系的金属丰度, PMD05 [28] 由观测资料 ($7.0 < 12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 9.0$) 得出了一个定标关系:

$$12 + \lg(\text{O}/\text{H}) = 9.09 + 1.03 \lg \left(\frac{S_{23}}{R_{23}} \right) - 0.23 \left[\lg \left(\frac{S_{23}}{R_{23}} \right) \right]^2. \quad (46)$$

5.10 各种“强线”线比对金属丰度的定标方法的比较

5.1~5.9 节给出可以估计星系金属丰度的 9 个强线线比, 可以由大样本的观测资料来定标, 或者由光致电离模型计算得出。结果表明, 对于富金属丰度星系 ($12 + \lg(\text{O}/\text{H}) > 8.5$),

$[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ 、 $[\text{N II}]/[\text{O III}]$ (或 $O3N2$)、 $[\text{N II}]/[\text{O II}]$ 、 $[\text{N II}]/[\text{S II}]$ 及 $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ 都可以比较好地定标得出星系的金属丰度, 一般的趋势是随着金属丰度的增加, $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ 、 $[\text{N II}]/[\text{O III}]$ 、 $[\text{N II}]/[\text{O II}]$ 和 $[\text{N II}]/[\text{S II}]$ 也增加, 而 $O3N2$ 及 $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ 是逐渐减小的趋势。在低金属丰度 ($7.5 < 12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 8.5$), $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ 、 $[\text{N II}]/[\text{O III}]$ (或 $O3N2$) 及 $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$ 仍然可以作为金属丰度的定标, 其他线比与金属丰度的相关性并不明显。禁线与 Balmer 允许线的比值 $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ 、 $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$ 、 R_{23} 、 S_{23} 等在某 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 丰度时对应于一个峰值, 这主要是由于在非常富金属环境中, 电子温度很低, 高能电子数目减少, 碰撞激发线变弱的缘故。不过这几个参量的峰值所对应的金属丰度值略有不同。

$[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ 在 $12 + \lg(\text{O}/\text{H}) < 9.0$ 的区域可以比较好地定标金属丰度, 随金属丰度的增加而持续升高, 且受消光影响很小, 不过电离参数对其有一定的影响。 $[\text{N II}]/[\text{O II}]$ 与电离参数无关, 是估计富金属环境下的金属丰度很好的参量, 不过, 应用这一比值时, 首先应正确考虑星际消光。

6 光致电离模型拟合

第 5 节中已经表明光致电离模型可以估算星系的金属丰度, 并将 SDSS 的大样本观测资料与 KD02^[20] 的光致电离模型的结果作了比较。当无法测得星际气体的电子温度时, 考虑到由不同观测资料得出的经验定标关系不尽相同, 可以由光致电离模型来估计星系的金属丰度。理论上讲, 如果观测限制足够多 (不只是发射线比率, 还包括恒星成分及星云气体的分布等), 且模型拟合足够好 (即光致电离程序能够准确处理所有有关物理过程, 并采用足够精确的原子资料), 则模型会给出最准确的丰度信息。然而, 这些前提不可能完全满足。

光致电离模型的程序中应考虑到所有产生星云电离和温度结构的主要物理过程, 除了光致电离、复合、自由-自由辐射、碰撞激发等, 还要考虑碰撞电离, 电荷交换反应。对星云研究多是采用静态的光致电离程序, 即气体处于电离和热平衡。关于光致电离的模型很多, 常用的有 CLOUDY (Ferland (1998)^[92], 参看 <http://www.nublado.org>)、MAPPINGS III (<http://www.ifa.hawaii.edu/~kewley/Mappings/>、Dopita 等人 (2002)^[18] 及 Kewley 等人 (2001, 2002)^[19,20]) 及 PHOTO (Stasinska (1990)^[93]) 等。比较不同的光致电离模型并不容易, 原因之一是采用的原子资料可能不尽相同, 曾有一些工作对这些模型做过比较 (如 Lexington Workshop 研讨会, 参见 Ferland 等人 (1996)^[94])。

H II 区光致电离模型主要包含 3 个参量: 电离光谱的形状 (T_*)、星云的几何结构 (U)、气体的化学丰度 (Z)。同时还需要考虑尘埃物理及颗粒物质对金属成分的损耗等。定量描述电离和温度结构的原子物理资料为另一主要参量。

电离光谱由一团 OB 型星产生, 关于星云物理和恒星光谱综合的研究最近都取得了很大进展, 特别是可以采用星族合成程序通过改变星团年龄、金属丰度、质量损失和恒星大气等来自洽地产生紫外 (UV) 辐射场, 如 PEGASE 2 (Fioc 和 Rocca-Volmerange (1997)^[95])、STARBURST 99 (Leitherer 等人 (1999)^[96])、BC03 (Bruzual 和 Charlot (2003)^[97]) 等。对于星云几何结构, 第 2 节已经讲到, 在光致电离模型中气体一般被描述为围绕中心电离源 (假定为点源) 的球形层结构, 电离参数为 U , 对于密度为常数的情况, 定义体积内平均的电离参数

为 $\bar{U} = 3Q/4\pi^2nc$ 。例如, McGaugh (1991) [16] 选取模型参数为 $\bar{U} = 0.0001, 0.001, 0.01, 0.1$, 即 $\lg \bar{U} = -4, -3, -2, -1$ 。Dopita 等人 (2000) [18] 及其后的文章 [19,20] 中所采用的电离参数为 $q = Uc$ (c 为光速), q ($\text{cm} \cdot \text{s}^{-1}$) 被定义为最靠近电离源处的电离参数, 他们在计算中选取 $q = 5 \times 10^6, 1 \times 10^7, 2 \times 10^7, 4 \times 10^7, 8 \times 10^7, 1.5 \times 10^8, 3 \times 10^8 \text{ cm} \cdot \text{s}^{-1}$ 共 7 个格点, 相当于 $\lg U = -3.78, -3.48, -3.18, -2.88, -2.57, -2.30, -2.0$ 。除 H、He 及少量的 ${}^7\text{Li}$ 之外, 气体中更重的元素均是由恒星内部核合成产生, 并随着恒星的演化过程抛入星际空间, 不同质量的恒星产生的元素不尽相同。

光致电离模型还依赖于用来描述光子与气体构成成分之间微相互作用的原子数据。气体内部的碰撞依赖于微观的细节。电离程度由电离与复合过程之间的平衡决定。重要的电离过程包括光致电离、碰撞电离、宇宙线触发电离、电荷转移等; 复合过程包括辐射复合、双电子复合、三体复合及电荷转移复合过程。发射线依赖于激发和退激发程度及跃迁几率。描述这些过程需要很多截面数据。由于时间和条件的限制, 实验不可能提供如此多的截面数据, 天体物理中实际依赖于理论计算来提供所需的数据, 并将一些实验室的测量作为判断基准。有一些计算出的原子数据库已在网上公开, 如关于天体物理原子资料的 <http://www.pa.uky.edu/~verner/atom.html>, 及描述原子和等离子体物理的 <http://plasma-gate.weizmann.ac.il/DBfAPP.html>。“NIST 原子光谱数据资料”网站也提供了许多原子数据: <http://physics.nist.gov/cgi-bin/AtData/main-asd/>。Ferland (2003) [11]、Stasinska (2002, 1996) [12,13] 详细评论了有关光致电离的各种物理过程以及原子数据的研究现状, 这里不一一重复, 感兴趣的读者请参看他们的文章及引文。

光致电离模型的数值计算中还存在很多不确定性, 需要付出更多的努力, 如: (1) 原子数据的计算和实验测量等; (2) 恒星电离辐射场, 恒星大气; (3) 孔径修正、星云几何、密度非均匀性; (4) 空间温度变化: 温度梯度、小尺度温度变化; (5) 星际尘埃: 电离区内存在尘埃的证据、重元素的损耗、尘埃对电离结构的影响、尘埃遮蔽对发射线谱的影响等。

由光致电离模型可以计算出强发射线的比率, 得到在不同电离参数、不同金属丰度的格点。如 KD02 [20] 运行 MAPPINGS III 光致电离模型程序, 计算了相关强发射线比率对金属丰度的定标关系。他们采用 $q = 5 \times 10^6 \text{ cm} \cdot \text{s}^{-1}$ 到 $q = 3 \times 10^8 \text{ cm} \cdot \text{s}^{-1}$ 之间的 7 个参数, 这相当于 $\lg U = -3.78 \sim -2.0$ 。将 SDSS 的大样本观测资料与 KD02 [20] 的光致电离模型的结果比较表明, 两者的基本趋势符合得很好。同时, 观测资料还限制了模型电离参数的范围, 即这些近邻恒星形成星系的星际气体中的电离参数 q 与模型相比范围要小, 为 $q = 1 \times 10^7 \sim 8 \times 10^7 \text{ cm} \cdot \text{s}^{-1}$, 即 $\lg U = -3.5 \sim -2.5$ (Liang 等人 (2006) [75])。

7 与已知金属丰度的星系的丰度范围的比较

在 $[\text{O II}]/\text{H}\beta$ - $[\text{O III}]/\text{H}\beta$ 图上, 可以将新得到的星系的线比与其他已知金属丰度的近邻星系比较, 来粗略估计其金属丰度范围 (以 Z/Z_{\odot} 为标度)。具体图示可以参见文献 [98] 的图 12 和文献 [99] 的图 8。大致趋势为: 随 $([\text{O III}](4959+5007)/\text{H}\beta)$ 及 $([\text{O II}]3727/\text{H}\beta)$ 比值的增加, 金属丰度趋于降低, 达到一定值时, 此趋势停止, 这与理论模型 (文献 [37]) 的结果很相似。

8 C 和 N 丰度

除了 O 元素, 人们也期望测得星系的 C 和 N 元素的丰度。C 和 N 也是宇宙中比较丰富的元素, 产生这两种元素的核合成过程已为人们基本理解, 但主要的核合成场所并不十分清楚^[80]。对星系的 C、N 元素丰度的研究有助于理解其主要来源。

产生 C 的核合成过程主要是 He 的 3α 反应, N 是在 H 燃烧的 CNO 循环中通过 C 和 O 转化而来的。对 C 元素而言, 长久以来的一个问题是哪种核合成场所对于它的产生更为重要, 比如, 星际空间中的 C 元素到底主要是来自大质量恒星通过 II 型超新星爆发, 还是大质量恒星在 Wolf-Rayet 阶段通过星风抛射或者是中小质量恒星在 AGB 阶段通过星风而产生的质量损失? N 元素主要是在寿命更长的中等质量 ($4\sim 8 M_{\odot}$) 恒星中合成的^[100]。O 元素主要由大质量恒星的 II 型超新星爆发抛入星际空间, C/O 和 N/O 丰度比率是研究星系中 C、N 丰度的主要参量。

8.1 C 元素

估计星际介质的 C/O 丰度比率需要紫外的 C 的多重态谱线 (如 [C III] 1907, 1909 和 [C II] 2326) 及 O 的光学禁线 (如 [O II]3727、[O III]5007)。

Kobulnicky 和 Skillman (1998)^[101] 利用 HST/FOS 的 UV 观测, 测得 3 个贫金属星系的 C/O (也有 N/O) 丰度比值, 这里需要假定 $C/O = C^+/O^+$ 及 $C/O = C^{++}/O^{++}$ 。他们的具体做法如下: 采用双温、双区近似, 包含一个内部的高电离区 (O^{++}) 和一个外部的低电离区 (O^+), 其中的电子温度 $T_e(O^{++})$ 和 $T_e(O^+)$ 采用第 2 节所述的方法来估计, 然后, C/O 比值可以由 [C III] 1907, 1909 的紫外多重态谱线与 [O III]5007 光学发射线的强度比值计算得出。采用的方程是:

$$\frac{X(C)}{X(O)} = \frac{X(C^{++})}{X(O^{++})} \times ICF = \frac{I_{1909} \varepsilon_{5007}}{I_{5007} \varepsilon_{1909}} \times ICF \approx ICF \times \frac{I_{1909}}{I_{5007}} 0.059 e^{4.659/t_4}, \quad (47)$$

其中 ICF 是电离修正因子, 且 $ICF = 1.0$ 。 t_4 是以 10^4 K 为单位的电子温度。 ε 是给定跃迁的体发射率。常数 0.059 和一个与温度相关的碰撞强度比率有关, 是内插得到的结果 (Dufton 等人 (1978)^[102] 由 Pradhan 和 Peng (1996)^[103] 以表格给出), 实际上, 这一常数的数值在温度为 12000~14000 K 的范围内从 0.062 到 0.057 之间变化。关于 $X(C)/X(O) = X(C^{++})/X(O^{++})$ 的关系已经由光致电离模型所证实^[104]。

另外, [C II] 2326 紫外多重态谱线和 [O II] 3727 光学线的比值也可以作为一个有用的参量来估计 H II 区的 C/O 丰度比率, 具体方法为

$$\frac{X(C)}{X(O)} = \frac{X(C^+)}{X(O^+)} \times ICF = \frac{I_{2326} \varepsilon_{3727}}{I_{3727} \varepsilon_{2326}} \times ICF \approx ICF \times \frac{I_{2326}}{I_{3727}} 0.49 e^{2.32/t_4}, \quad (48)$$

同样, ε 是给定跃迁的体发射率, 常数 0.49 和一个与温度相关的碰撞强度比率有关, 是内插的结果 (Blum 和 Pradhan (1992)^[105], 由 Pradhan 和 Peng (1996)^[103] 以表格给出), 其数值在温度为 11000~14000 K 的范围内从 0.51 到 0.48 之间变化。 C^+/O^+ 比率可以作为一个比较可靠的 C/O 丰度指示参量^[101], 但还是有一定的缺点: 尽管与 I_{1909}/I_{5007} 相对红化和温度

不确定性的依赖程度较小, 但 [C II] 2326 一般都比较弱, 而且, 如果光谱分辨率不够高, 会与 [O III] 2321, 2331 线相混合; 电离修正的不确定性也可以造成丰度测量的附加误差。其实, 一般来说, 如果可以观测到的话, 高电离诊断方法 [C III] 1909/[O III] 1666 是用来估计 C/O 丰度的最好的方法, 受温度和红化的影响都比较小^[101]。

Henry 等人 (2000)^[79] 采用星系化学演化模型研究了星系的 $\lg(\text{C}/\text{O})$ 随 $\lg(\text{O}/\text{H})$ 的变化, 结果如图 5 所示。河外 H II 区的观测资料取自文献 [101, 104, 106~108], 均是基于 HST 的 FOS 仪器获得紫外光谱并依据上述方法获得 $\lg(\text{C}/\text{O})$ 丰度的。图 5 表明, C 元素的产率随金属丰度的升高而增大, 且中、低质量恒星对 C 元素有重要的贡献^[109], 不过, 目前的星系化学演化模型仍然不能明确区分 C 元素的主要来源^[59]。

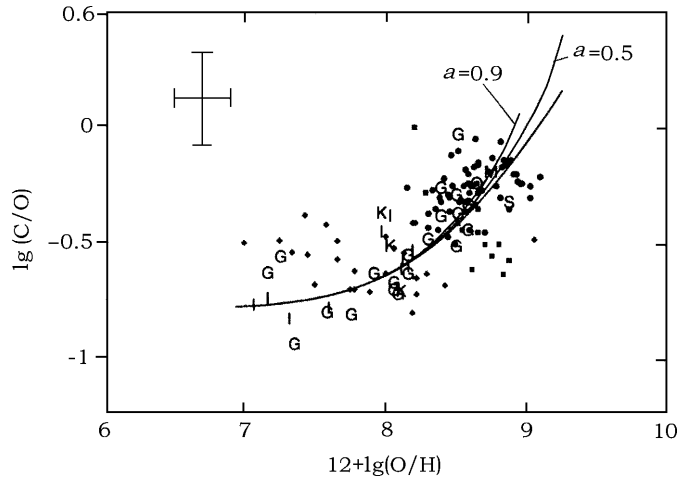


图 5 河外 H II 区和恒星的 $\lg(\text{C}/\text{O})$ 与 $12 + \lg(\text{O}/\text{H})$ 的关系^[79]

河外 H II 区的数据取自文献 [101, 104, 106~108], 由 G、I、K 标明。符号 M 和 S 是银河系内 H II 区 M8 及太阳的位置。小点代表恒星资料, 3 条曲线是解析化学演化模型的结果。

8.2 N 元素

测量星系的 N/O 丰度, 可以通过将 [N II]6583 联合 [O II]3727 以及 [N II] 发射区的温度来实现。具体可以采用 Thurston 等人 (1996)^[110] 及 Pagel 等人 (1992)^[14] 的方法。

首先, 由 R_{23} 估计出 [N II] 发射区的温度:

$$T_{[\text{N II}]} = 6050 + 1600x + 1878x^2 + 2803x^3, \quad (49)$$

其中, $x = \lg R_{23}$, $T_{[\text{N II}]}$ 即 [N II] 发射区的温度 (以 K 为单位)。然后, 将 [N II] 发射区的温度结合观测到的 [N II]6548, 6583 与 [O II]3727, 3729 发射线的强度比来确定 N^+/O^+ 比值的离子丰度:

$$\lg \left(\frac{\text{N}^+}{\text{O}^+} \right) = \lg \left(\frac{[\text{N II}]6548, 6583}{[\text{O II}]3727, 3729} \right) + 0.307 - 0.02 \lg t_{\text{II}} - \frac{0.726}{t_{\text{II}}}, \quad (50)$$

其中, $t_{\text{II}} = 10^{-4} T_{[\text{N II}]}$, 再假定 $\text{N}/\text{O} = \text{N}^+/\text{O}^+$, 则可以估计得到星际介质中的 $\lg(\text{N}/\text{O})$ 丰度。Vila-Costas 和 Edmunds (1993)^[111] 认为, 这种方法实际上在低金属环境更为合理, 而

在接近于太阳金属丰度时, 这一近似可能过低估计真正的 N/O 比率; 由于两条碰撞激发线的激发能区别不是很大, 则 N/O 比率也并不强烈依赖于采用的电子温度。但 Thurston 等人 (1996)^[110] 指出, 这种方法的适用并没有金属丰度范围的限制。

N 元素是 CNO 循环过程的产物, 它有“初级”和“次级”两种成分。对贫金属星系, N 元素的产生与合成它的恒星的初始化学组成无关, 为“主要”成分, 而 N 元素的“次级”成分是指通过 CNO 循环产生的 N 元素与恒星初始的 C、O 元素成比例。一般认为, “初级”成分的 N 元素与金属丰度无关, 而“次级”成分的 N 元素表现为与金属丰度的线性相关^[111]。图 6 给出了星系的 $\lg(N/O)$ 相对于 $12 + \lg(O/H)$ 的关系。水平线表示 N 的“初级”成分, 长虚线是 N 的“次级”成分机制, 实线是两者的联合作用 (取自文献 [111])。贫金属星系 ($12 + \lg(O/H) < 8.4$) 的 N 元素为“主要”成分, 而富金属星系的 N 元素往往表现为“初级”和“次级”两种成分的共同作用, 而且以“次级”成分为主, 这也被大样本 SDSS 星系的 $\lg(N/O)$ 丰度所证实^[75]。

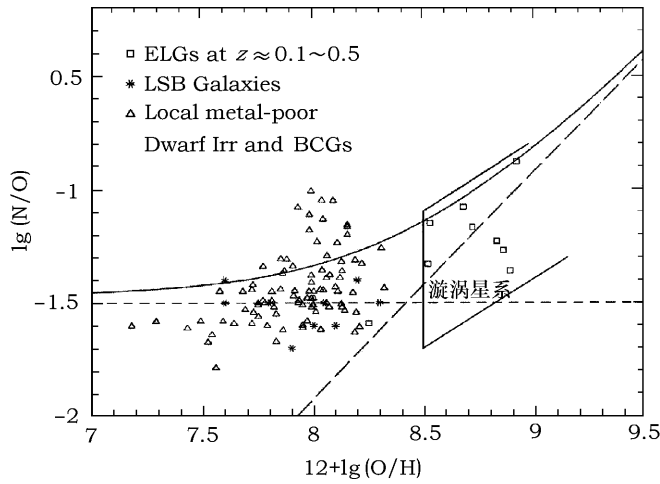


图 6 星系的 $\lg(N/O)$ 与 $12 + \lg(O/H)$ 的关系^[99]

水平线表明了 N 的“初级”成分, 长虚线是 N 的“次级”成分机制, 实线是两者的联合作用 (取自文献 [111])。实线方框标明漩涡星系的范围 (取自文献 [10])。

9 结论与展望

本文评述了测量星系金属丰度的方法及研究进展, 主要是有恒星形成活动的星系其星际介质中气相的 O 丰度, 列出了多种方法, 即 T_e 方法、 R_{23} 方法, 其他一些“强线”比值的方法, 包括 $[N II]/H\alpha$ 、 $[O III]/[N II]$ 、 $[N II]/[O II]$ 、 $[N II]/[S II]$ 、 $[O III]/H\beta$ 和 $([S II] + [S III])/H\beta$ 等, 以及光致电离模型计算的方法。这许多方法中, 由 T_e 方法估计出的 O 丰度最为准确, 但只有在极端贫金属星系中才有可能探测到测量 T_e 所需的 $[O III]4363$ 线, 因而对于富金属星系, 通常采用 R_{23} 方法, 已经有很多工作研究了 R_{23} 对 O/H 的定标关系。在很多情况下, R_{23} 也不能被确定, 此时上述的强发射线比值对于估计星系的金属丰度就非常有用, 而且还可以避开 R_{23} 导致“双值”金属丰度的缺点, 有些还避免了尘埃消光的影响。在这些

强线比值中, $[\text{N II}]/\text{H}\alpha$ 应用比较广, 也可以经常被用来定标中等红移和高红移星系的金属丰度, 不过, 电离参数对其有一定的影响; $[\text{N II}]/[\text{O II}]$ 受电离参数影响最小, 对富金属星系是一个非常好的定标参量, 缺点是非常依赖于对尘埃消光的修正。利用光致电离模型可以计算出这些线比对金属丰度的定标, 不过, 模型计算依赖于对电离光谱的形状、星云的几何结构和气体化学丰度的描述, 同时还需要原子物理资料, 这些都有不确定性。光致电离模型的计算通常是给出在一定电离参数范围内的结果, 需要用其他方法确定准确的电离参数, 这造成了一定的不便。在具体工作中, 当我们需要比较两个或多个样本星系的金属丰度分布时, 合理的方法是对各个样本采用相同的定标关系, 这对于比较不同红移处星系的光度 - 金属丰度关系的研究尤为重要, 这有助于正确理解星系的光度 - 金属丰度关系随宇宙学时标的演化。本文还评述了估计星系的 C 和 N 元素丰度的方法。由于对 C 元素丰度的估计需要紫外的多重态线, 实际测得 C 元素丰度的星系样本并不很多。相比之下, 对 N 元素丰度的测量要容易得多, 只需要 R_{23} 和由相关光学发射线估计的 $[\text{N II}]$ 发射区的电子温度, 并假定 $\text{N}/\text{O}=\text{N}^+/\text{O}^+$ 。总之, 随着观测设备的不断改进, 对星系金属丰度的研究已呈现出越来越蓬勃的发展, 很多研究论文及数据资料正以很快的速度发表和释放, 同时也提出很多新的问题, 这是一个值得我们为之一努力的广阔研究领域。

致谢 衷心感谢审稿人提出的许多有价值的建议, 使我们的文章结构更为合理, 内容更加丰富, 对某些部分的描述更为准确。非常感谢邹振隆老师、施建荣及新宇的仔细阅读及宝贵意见和建议。

参考文献:

- [1] Aller L H. ApJ, 1942, 95: 52
- [2] Searle L. ApJ, 1971, 168: 327
- [3] Peimbert M. ARA&A, 1975, 13: 113
- [4] Pagel B E J. PASP, 1986, 98: 1009
- [5] Shields G A. ARA&A, 1990, 28: 525
- [6] Aller L H. PASP, 1990, 102: 1097
- [7] Peimbert M, Rayo J F, Torres-Peimbert S. RMxAA, 1975, 1: 289
- [8] Osterbrock D E. Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei. Mill Valley, California: University Science Books, 1989
- [9] de Robertis M M. ApJ, 1987, 316: 597
- [10] Kobulnicky H A, Kennicutt R C Jr, Pizagno J L. ApJ, 1999, 514: 544 (K99)
- [11] Ferland G J. ARA&A, 2003, 41: 517
- [12] Stasinska G. astro-ph/0207500, lectures to be published in the proceedings of the XIII Canary Islands Winter School of Astrophysics, In: Esteban C, Garcia Lopez R J, Herrero A F *et al.* eds. Cosmochemistry, The melting pot of the elements, Cambridge: Cambridge University Press, 2004: 115
- [13] Stasinska G. ASP Conf. Ser., 1996, 98: 232
- [14] Pagel B E J, Simonson E A, Terlevich R J *et al.* MNRAS, 1992, 255: 325
- [15] Stasinska G, Leitherer C. ApJS, 1996, 107: 661
- [16] McGaugh S S. ApJ, 1991, 380: 140
- [17] Charlot S, Longhetti M. MNRAS, 2001, 323: 887
- [18] Dopita M A, Kewley L J, Heisler C A *et al.* ApJ, 2000, 542: 224

- [19] Kewley L J, Dopita M A, Sutherland R S *et al.* ApJ, 2001, 556: 121
- [20] Kewley L J, Dopita M A. ApJS, 2002, 142: 35 (KD02)
- [21] 尤峻汉. 天体物理中的辐射机制, 北京: 科学出版社, 1998
- [22] Izotov Y I, Stasinska G, Meynet G *et al.* A&A, 2006, 448: 955
- [23] Izotov Y I, Stasinska G, Guseva N G *et al.* A&A, 2004, 415: 87
- [24] Pilyugin L S, Thuan T X, Vilchez J M. MNRAS, 2006, 367: 1139
- [25] Yin S Y, Liang Y C, Hammer F *et al.* 2006, preprint, astro-ph/06100681
- [26] Nagao T, Maiolino R, Marconi A. 2006, preprint, astro-ph/0603580
- [27] Stasinska G. A&A, 2005, 434: 507
- [28] Pérez-Montero E, Díaz A I. MNRAS, 2005, 361: 1063 (PMD05)
- [29] Garnett D R. AJ, 1992, 103: 1330
- [30] Kennicutt R C Jr, Bresolin F, Garnett D R. ApJ, 2003, 591: 801 (KBG)
- [31] De Robertis M M, Dufour R J, Hunt R W. JRASC, 1987, 81: 195
- [32] Shaw R A, Dufour R J. PASP, 1995, 107: 896
- [33] Wang W, Liu X W, Zhang Y *et al.* A&A, 2004, 427: 873
- [34] Ramsbottom C A, Bell K L, Stafford R P. ADNDT, 1996, 63: 57
- [35] Pagel B E J, Edmunds M G, Blackwell D E *et al.* MNRAS, 1979, 189: 95
- [36] Edmunds M G, Pagel B E J. MNRAS, 1984, 211: 507 (EP84)
- [37] McCall M L, Rybski P M, Shields G A. ApJS, 1985, 57: 1 (MRS)
- [38] Dopita M A, Evans I N. ApJ, 1986, 307: 431
- [39] Torres-Peimbert S, Peimbert M, Fierro J. ApJ, 1989, 345: 186
- [40] Skillman E D, Kennicutt R C Jr, Hodge P W. ApJ, 1989, 347: 875
- [41] Zaritsky D, Kennicutt R C, Huchra J P. ApJ, 1994, 420: 87 (ZKH)
- [42] Pilyugin L S. A&A, 2000, 362: 325 (P2000)
- [43] Tremonti C A, Heckman T M, Kauffmann G *et al.* ApJ, 2004, 613: 898 (SDSS)
- [44] Salzer J J, Lee J C, Melbourne J *et al.* ApJ, 2005, 624: 661 (KISS)
- [45] Kobulnicky H A, Kewley L J. ApJ, 2004, 129: 239
- [46] Skillman E D. ApJ, 1989, 347: 883
- [47] Baldwin J A, Phillips M M, Terlevich R. PASP, 1981, 93: 5 (BPT)
- [48] Charlot S, Gabuzda D C, Sol H *et al.* 2006 (in preparation)
- [49] Pilyugin L S. A&A, 2001, 369: 594
- [50] Pilyugin L S. A&A, 2001, 412: 420
- [51] Pilyugin L S. A&A, 2005, 436: L1
- [52] Pettini M, Pagel B E J. MNRAS, 2004, 348: L59 (PP04)
- [53] Garnett D R, Jr Kennicutt R C, Bresolin F. ApJ, 2004, 607: L21
- [54] Garnett D R, Edmunds M G, Henry R B C *et al.* AJ, 2004, 128: 2772
- [55] Bresolin F, Schaerer D, Gonzalez D R M *et al.* A&A, 2005, 441: 981
- [56] Bresolin F, Garnett D R, Kennicutt R C Jr., ApJ, 2004, 615: 228
- [57] Stasinska G. A&A, 1978, 66: 257
- [58] Stasinska G. Rev. Mex. Astron. Astrofis, Serie de Conferencias, 2002, 12: 62
- [59] Anders E, Grevesse N. GeCoA, 1989, 53: 197
- [60] Grevesse N, Sauval A J. Space Sci. Rev., 1998, 85: 161
- [61] Allende P C, Lambert D L, Asplund M. ApJ, 2001, 556: L63
- [62] Lodders K. ApJ, 2003, 591: 1220
- [63] Asplund M, Grevesse N, Sauval A J. ASP conference Series, 2005, astro-ph/0410214
- [64] Kobulnicky H A, Phillips A. ApJ, 2003, 599: 1031
- [65] Kobulnicky H A, Willmer C N A, Phillips A C *et al.* ApJ, 2003, 599: 1006
- [66] Lamareille F, Mouhcine M, Contini T *et al.* MNRAS, 2004, 350: 396

- [67] Lamareille F, Contini T, Brinchmann J *et al.* A&A, 2006, 448: 907
- [68] Mouhcine M, Bamford S P, Aragon-Salamanca A *et al.* MNRAS, 2006, 369: 891
- [69] Liang Y C, Yin S Y, Hammer F *et al.* 2006, preprint
- [70] Kauffmann G, Heckman T M, White S D M *et al.* MNRAS, 2003, 341: 33
- [71] Marcillac D, Elbaz D, Charlot S *et al.* 2006, preprint, astro-ph/0605642
- [72] Liang Y C, Hammer F, Flores H. A&A, 2006, 447: 113
- [73] Lilly S J, Carollo C M, Stockton A N. ApJ, 2003, 597: 730
- [74] Liang Y C, Hammer F, Flores H *et al.* A&A, 2004, 423: 867
- [75] Liang Y C, Yin S Y, Hammer F *et al.* ApJS, 2006, preprint, astro-ph/0607074
- [76] Veilleux S, Osterbrock D E. ApJS, 1987, 63: 295
- [77] Kewley L J, Heisler C A, Dopita M A *et al.* ApJS, 2001, 132: 37
- [78] Kauffmann G, Heckman T M, White S D M. MNRAS, 2003, 341: 54
- [79] Henry R B C, Edmunds M G, Köppen J. ApJ, 2000, 541: 660
- [80] Liang Y C, Zhao G, Shi J R. A&A, 2001, 374: 936
- [81] Steidel C C, Shapley A E, Pettini M *et al.* ApJ, 2004, 604: 534
- [82] Storch-Bergmann T, Calzetti D, Kinney A L. ApJ, 1994, 429: 572
- [83] Raimann D, Storch-Bergmann T, Bica E *et al.* MNRAS, 2000, 316: 559
- [84] Denicolo G, Terlevich R, Terlevich E. MNRAS, 2002, 330: 69
- [85] Alloin D, Collin-Souffrin S, Joly M *et al.* A&A, 1979, 78: 200
- [86] Vacca W D, Conti P S. ApJ, 1992, 401: 543
- [87] Coziol R, Doyon R, Demers S. MNRAS, 2001, 325: 1081
- [88] Vilckez J M, Esteban C. MNRAS, 1996, 280: 720
- [89] Christensen T, Petersen L, Gammelgaard P. A&A, 1997, 322: 41
- [90] Díaz A I, Pérez-Montero E. MNRAS, 2000, 312: 130
- [91] Oey M S, Shields J C. ApJ, 2000, 539: 687
- [92] Ferland G J, Korista K T, Verner D A *et al.* PASP, 1998, 110: 761
- [93] Stasinska G. A&AS, 1990, 83: 501
- [94] Ferland G J, Binette L, Contini M *et al.* In: Williams R E, Livio M eds. The Analysis of Emission Lines, Cambridge: Cambridge Univ. Press, 1996: 83
- [95] Fioc M, Rocca-Volmerange B. 1997, preprint, astro-ph/9707017
- [96] Leitherer C, Schaerer D, Goldader J D *et al.* ApJS, 1999, 123: 3
- [97] Bruzual G, Charlot S. MNRAS, 2003, 344: 1000
- [98] Hammer F, Le Fevre O, Lilly S J *et al.* ApJ, 1997, 481: 49
- [99] Liang Y C, Hammer F, Flores H *et al.* A&A, 2004, 417: 905
- [100] Renzini A, Voli M. A&A, 1981, 94: 175
- [101] Kobulnicky H A, Skillman E D. ApJ, 1998, 497: 601
- [102] Dufton P L, Berrington K A, Burke P G *et al.* A&A, 1978, 62: 111
- [103] Pradhan A K, Peng J. In: Williams R E, Livio M eds. The Analysis of Emission Lines, Cambridge: Cambridge Univ. Press, 1996
- [104] Garnett D R, Skillman E D, Dufour R J *et al.* ApJ, 1995, 443: 64
- [105] Blum D B, Pradhan A K. ApJS, 1992, 80: 425
- [106] Garnett D R, Skillman E D, Dufour R J *et al.* ApJ, 1997, 481: 174
- [107] Garnett D R, Shields G A, Peimbert M *et al.* ApJ, 1999, 513: 168
- [108] Izotov Y I, Thuan T X. ApJ, 1999, 511: 639
- [109] Liang Y C, Zhao G. Progress in Natural Science, 2002, 12: 10
- [110] Thurston T R, Edmunds M G, Henry R B C. MNRAS, 1996, 283: 990
- [111] Vila-Costas M B, Edmunds M G. MNRAS, 1993, 265: 119

The Methods and Study Progress About Estimating Metallicities of Galaxies(I): Calibration Methods

LIANG Yan-chun¹, HAMMER Francois², DENG Li-cai¹, ZHAO Gang¹

(1. National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012, China; 2. GEPI, Observatoire de Paris-Meudon, 92195 Meudon, France)

Abstract: Metallicity is a fundamental parameter to trace the formation and evolution of galaxies. With the developed observational ability and facilities, the metallicities of more and more galaxies were obtained, from the local dwarfs and spirals to the star-forming galaxies in the intermediate redshift Universe, and even to the high redshift Lyman Break Galaxies (LBGs). Moreover, the corresponding photoionization models have been developed a lot. These can help well to understand the assembly history of stellar masses and metals of galaxies. We review the many methods used to estimate the gas-phase oxygen abundances of the interstellar medium of galaxies in this paper, including the T_e -method, the R_{23} method, and other “strong-line-ratio” methods, and then give the related analytic fitting formulas. We also introduce the physical properties of ionized nebulae, and the methods using photoionization models to estimate metallicities of galaxies. Finally, we review the methods to estimate C and N abundances of galaxies.

Key words: astrophysics; metallicities; review; galaxies; chemical evolution