

星族合成方法及发射线星系 核区中的恒星组分

孔 旭¹ 薛随建^{1,2} 程福臻^{1,2}

(1. 中国科学技术大学天体物理中心 合肥 230026)

(2. 中国科学院陕西天文台 临潼 710600)

摘 要

论述星族合成方法对研究复合恒星体系的重要意义, 综述了星族合成的三种基本方法, 着重介绍了以星团光谱为样本的星族合成方法 (CSPS) 及其应用。最后, 作为一个例子, 我们利用 CSPS 方法给出发射线星系 Mrk499 谱的合成结果。

关键词 星系: 恒星组成 — 恒星: 演化 — 星系: 演化

1 引 言

在天体物理学中, 我们对各类天体的性质、结构和演化的了解, 几乎完全依靠由其辐射带来的信息。在天体辐射的研究中, 对光谱的研究尤为重要。可以通过对连续谱的研究, 了解天体的辐射机制、内部红化、尘埃分布等; 对谱线强度和线比、发射线和连续谱变化的相关性、谱线轮廓及变化等方面的研究, 可以了解天体内部的物理条件、发射谱线区尺度及气体分布和运动状态, 这些信息为构造理论模型提供了有力的证据和制约^[1]。

我们在对星系进行光谱观测和研究时, 因为在星系的中心区域存在着各种年龄和金属丰度不相同的复合恒星体系(星族)^[2], 所以必须扣除星族成分对星系发射线、连续谱的影响。星族就是年龄、化学组分和运动学特性相似的恒星集合体^[3-4]。星族合成方法是通过比较星系等复合恒星体系与各种年龄(T)和金属丰度(Z)的恒星、星团的光谱或光度特征, 并在一些假设的前提下, 给出复合体系中星族组分定量信息的一种方法^[5]。它可以用来确定每个复合恒星体系中各种谱型、光度的恒星所占比例, 进而导出不同复合体系的颜色、线强与绝对星等的关系, 结果给出复合体系的年龄、平均金属丰度、其内部最近恒星形成发生的时间和其质光比^[6]。另外, 对大红移星系研究时, 可以给出不同年龄和金属丰度的恒星代的演化关系^[7]。

Whipple 于 1935 年首次引入星族合成方法用于分析星系中恒星成分的定量信息^[8]。他

测量了附近星系中恒星的颜色和光谱吸收线等值宽度, 建立恒星样本, 并测量特定星系中这些特征量, 最后利用这些光度和谱型不同的恒星样本谱拟合星系谱。在 30 年代, 因为缺少有效的恒星样本谱, 所以没有给出很多有用信息^[9]。

近几十年中, 由于观测技术的长足发展和合成算法的不断改进, 星族合成方法也日趋完善, 发展了从实验到理论演化的多种合成方法, 给出了很多极有价值的成果。实验方法仅利用那些其形成、演化等特性已被比较全面了解的恒星谱作为样本, 对星系谱进行拟合, 给出其中与恒星有关的信息; 理论演化方法则假定我们对恒星的形成、演化等已有全面的了解, 对年龄、金属丰度、恒星形成率不同的星系, 由演化方法直接给出其中的各种恒星组分。实验方法根据样本谱不同又分为以恒星谱和星团谱为样本两种。下面按照几种方法发展的先后次序对它们分别作较为详细的介绍。

2 星族合成的基本方法

2.1 恒星样本谱的星族合成 (SSPS)

SSPS 是一种以恒星光谱或恒星光谱和少数几个球状星团谱的组合为样本, 拟合星系中恒星成分的实验方法。根据光度、有效温度和金属丰度将恒星样本分成不同类, 再将它们按照各种百分比组合, 以期找到能对特定星系的光度或光谱特性作最佳拟合的组合, 并认为这种最佳拟合的组合真实反映了星系中各种恒星组分。除复杂程度不断增加外, 该方法的基本思想直接源于 Whipple(1935)^[8], Stebbins 和 Whitford(1948)^[10] 等早期工作。van den Bergh、McClure、Spinrad、Taylor、Alloin、Faber、Joly、Andrillat、Williams、O'connell、Turnrose、Pritchett、Pickles 等人对这种方法的发展都作过重要贡献^[11-21]。这些研究工作的不同之处主要在于: 选择不同的观测特性作比较, 如谱能量分布 (SED)、特征谱线的等值宽度 (W)、谱线强度比等; 恒星样本的不同; 寻找最佳组合的算法的变化, 如引入约束条件的不同; 为了拟合巨椭圆星系的金属丰度, 在样本谱中加入球状星团谱等。

因为恒星根据光度可分为巨星、亚巨星、主序星、矮星和水平分支星等几类; 根据光谱又可将它们分为 O、B、A、F、G、K、M 几类, 从而使得恒星光谱种类极其多样。由于金属丰度的原因, 还需引入球状星团谱, 故对星系谱合成之前, 必须构造一数目极大的样本谱; 根据光度和谱型特征将这些谱分为若干子类, 分别测量各子类谱的光谱能量分布; 同时测量待合成星系谱的光谱能量分布; 用 G_i 、 S_i 分别表示波长 i 处一特定星系的观测和星族合成的流量, 并定义估价函数 M 为 G_i 与 S_i 之间的偏差^[6]。

$$M = \left(\frac{1}{n} \sum_{i=1}^n R_i^2 \right)^{1/2}$$

其中: $R_i = W_i \left(1 - \frac{S_i}{G_i} \right)$, $S_i = \sum_{j=1}^g X_j F_{j,i}$

n 为所选的波段数, W_i 为波长 i 处的权重因子, g 为样本总数, X_j 为第 j 个恒星谱对合成整个星系 SED 时的贡献百分比, $F_{j,i}$ 是第 j 个恒星谱波长 i 处的流量值。

计算过程实际是求 M 极小时的 X_j 值。每次循环时, 最优化算法根据 M 对 X_j 的偏导数确定 X_j 的变化量, 循环过程本质是多维极小化问题。当 M 极小时, 认为这时的 X_j 就是星系中各类恒星所占组分。理想情况下, M 极小在全空间为一个点; 事实上, 因观测误差存在

和样本的不完整性, 所以 M 一般有多个局域极小值。为求得 M 真正的极小值, 常常引入一些约束条件, 如谱权重因子、初始 X_j 的设置以及每个 X_j 的允许值的范围等, 从而得到 M 的约束最优优化极小值 [7]。

由以上分析可知, SSPS 方法首先需大量的恒星样本谱, 观测和计算都比较困难; 另外, 合成结果在很大程度上依赖于约束条件的选择, 人为因素较大 [22]。所以这种方法限制因素较多, 有待于发展和完善。

2.2 演化的星族合成方法 (ESPS)

ESPS 方法是在假定初始质量函数和恒星形成率前提下, 计算星系中不同时刻形成的各种质量和金属丰度的恒星数 [23]。因为在星系中形成的各种恒星将沿它们在 H-R 图中的演化轨迹演化, 所以可根据恒星演化理论得出的完全的恒星演化轨迹, 计算出这些恒星在 H-R 图上的分布。尽管星系的光度分布特征变化极为复杂, 星系的积分颜色与其谱型相关性却很好; 另外, 积分颜色对星系中年龄、质量、化学丰度不同的恒星的构成敏感, 所以我们可以利用 ESPS 方法, 计算星系中恒星在 H-R 图上的分布, 再由恒星的有效温度和颜色经验关系计算星系的积分颜色; 然后再讨论星系的光度演化 [24]。目前, ESPS 方法已成为研究星系光度演化及 SED 演化的标准方法 [25-30]。

ESPS 方法的发展过程中, Tinsley 和 Gunn(1972)、Rocca-Volmerange(1981)、Bruzual(1983)、Arimoto 和 Yoshii(1986)、Barbaro 和 Olivi(1986)、Bruzual 和 Charlot(1993) 等人的工作曾起过极为重要的作用 [28,31-35]。这些工作对恒星性质、演化的理解越来越全面, 它们主要的区别是恒星形成率和初始质量函数选取的不同。另外早期工作都假定不同时形成的恒星金属丰度一样, 较新的发展都考虑了不同时形成的恒星的金属丰度随星系演化而变化。

为了构造星系的化学演化模型, 假定星系是闭合体系, 其中气体充分混和且分布均匀, 并假定初始质量函数 (IMF) $\Phi(m)$ 不随时间变化:

$$\Phi(m) = \frac{(\mu - 1)m_1^{\mu-1}m^{-\mu}}{(1 - m_1/m_u)^{\mu-1}}$$

其中 μ 是 IMF 的幂指数, m_1 、 m_u 分别代表星系中形成的恒星质量下、上限。恒星形成率 (SFR) $C(t)$ 定义为单位时间内演化为恒星的气体质量:

$$C(t) = \nu \times f_g$$

其中 $f_g = M_g/M_G$ 是星系中气体质量和星系总质量之比, ν 是 SFR 常数。

$$\frac{df_g}{dt} = -C(t) + F(t)$$

$$\frac{dZ_g}{dt} = [F_Z(t) + R_Z(t) - F(t)Z_g(t)]/f_g$$

式中 F 、 F_Z 、 R_Z 的定义及表达式见文献 [28], F 代表正在死亡的恒星抛出气体的速率, F_Z 代表恒星诞生和死亡过程中合成金属丰度为 Z 的气体被抛出速率, R_Z 代表恒星诞生和死亡过程中金属丰度没有变化的气体被抛出速率。由以上各式, 可以计算气体质量 M_g 和化学丰度 Z_g 随时间的变化。令 $N(t_i, m_j)$ 表示在 $(t_i, t_i + \Delta t)$ 时间间隔内形成的质量为 m_j 、金

属丰度为 $Z_g(t_i)$ 的恒星数:

$$N(t_i, m_j) = M_G C(t_i) \Delta t \int_{\sqrt{m_{j-1}m_j}}^{\sqrt{m_j m_{j+1}}} \frac{\Phi(m)}{m} dm$$

对给定 ν 、 μ , 取积分步长为 $\Delta t = 10^7 \text{ yr}$, 对以上方程求积分, 可以得出达到 $t_i = i \times \Delta t$ 时的 $f_g(t_i)$ 、 $Z_g(t_i)$, 且能计算 Δt 时间间隔内产生的恒星数 $N(t_i, m_j)$ [36], 这些刚形成的恒星最初始分布在零主序上。对年龄为 T_G 的星系, t_i 时形成的恒星在 H-R 图中将沿 $T_G - t_i$ 等时线演化 [37], 利用有效温度与颜色关系 [30], 将 H-R 图中恒星分布转化为 C-M(颜色—星等)图中的恒星分布, 对 $(0 - T_G)$ 区间每个 $T_G - t_i$ 求和, 得到复合星族在 C-M 图中的分布结果, 进而可得出星系光度特性。

ESPS 方法的优点是在假定输入参数正确的条件下, 它是一种较精确的理论方法, 能给出大量有用信息。ESPS 方法的缺点也较明显: 该方法是在假定对恒星演化有全面了解的前提下进行的, 其给出结果的好坏, 取决于由目前恒星结构和演化理论计算出的一定年龄和金属丰度的恒星在 H-R 图上的演化轨迹, 而目前尚无一个很全面的恒星演化轨迹图, 现在所用的轨迹多为几个不同工作(输入参量不同)的结果的简单组合 [38]; 另外, 星系中的恒星形成过程也不确定, 持续的恒星形成模型、复合星暴模型、多次星暴模型给出的结果都与观测在某些方面不符, 故合理普适的 SFR 有待于发展 [39]。

2.3 星团谱样本的星族合成方法 (CSPS)

前面介绍了 SSPS 和 ESPS 方法, SSPS 需一个很大的恒星谱样本, ESPS 需假定 IMF 和 SFR。目前, 现有的恒星谱样本很不全面, 主要集中在太阳金属丰度附近; 另对恒星演化的理解也不全面, 特别是对演化极快的阶段; 所以两种方法都有各自的局限性。为此, Bica 等人提出了一种以星团谱为样本的星族合成方法 (CSPS) [40]。星团基本上由年龄和化学组分相同的恒星组成。通过对星团的研究可以了解其本底星系的形成条件和演化次序, 所以星团是分析星系中星族的有力工具 [41]。

因为金属谱线的等值宽度与天体的年龄和金属丰度都有关系, 所以 CSPS 方法利用谱线中较强的吸收线等值宽度作为判据。具体方法是: 建立一个年龄和金属丰度范围分布较广的星团谱样本; 测量样本谱中确定的一些强吸收线的等值宽度; 测量星系谱相应吸收线的等值宽度 $W_{\text{obs}}(i)$; 将星团谱以一定的百分比组合, 得到吸收线的合成等值宽度 $W_{\text{syn}}(i)$, 比较 $W_{\text{obs}}(i)$ 、 $W_{\text{syn}}(i)$, 当它们在一定的误差范围内相等时, 则认为按这种百分比组合的星团为星系中一种可能的恒星分布 [40-42]。所以 CSPS 方法可以给出星系在被观测时刻的星团成分; 因为每个星团是同时形成的恒星集合, 所以 CSPS 也给出了不同代恒星对星系光度的贡献, 反映了星系中恒星形成的历史 [43-44]。

与传统方法相比, CSPS 的最大优点是减少了变量数, 仅需年龄和金属丰度两个参量; 另外所需的星团谱种类远少于 SSPS 所需的恒星谱样本数; 同时星团谱是质量和金属丰度不同的恒星按其星团中所占比例的自然表现, 所以也不需假定 IMF 和恒星演化的细节, 它们都内含于星团综合谱中 [45-47]。

2.3.1 星团样本

CSPS 方法极重要的步骤是建立一个完整的星团样本谱, 只有较全面的样本谱才能给各种星系谱都有很好的拟合。从这种意义上说, 星团样本谱分布范围越大越好, 数目越多越佳, 可是当星团的金属丰度和年龄范围一设定, 极大的样本不仅不能带来新的有用的信息, 还会

使计算极为费时, 所以样本谱数一般取得不很大, 但须能给各种星系谱作较好拟合。据此, Bica 等人选取了 63 个年龄、金属丰度、红化已知的星团谱作为样本: 3 个位于小麦哲仑云 (SMC) 中, 12 个位于大麦哲仑云 (LMC) 中, 41 个银河系球状星团 (GGC), 3 个银河系疏散星团 (GOC) 和 4 个 HII 区; 年龄范围为: $10^6 \text{yr} \leq t \leq 1.65 \times 10^{10} \text{yr}$; 金属丰度范围为: $-2.1 \leq [Z/Z_{\odot}] \leq 0.1$, $[Z/Z_{\odot}]$ 表示星系金属丰度与太阳金属丰度比值的对数; 波长范围是: $3780 \text{\AA} \leq \lambda \leq 7690 \text{\AA}$; 银河系中较年轻的星团多集中于银盘上, 由于消光作用而不能被有效观测, 所以选取了 SMC、LMC 中的一些星团; HII 区的作用是提供一个无特征连续谱, 与金属丰度无关 [47-49]。

对样本的处理包括: 根据已知红化, 对星团谱作红化校正; 其次, 选取一些在星团和星系谱中都普遍存在的强而且容易鉴别的特征吸收线, 测量它们的等值宽度; 挑选出一些无发射线、吸收线污染连续谱区域, 测量它们相对于 5870\AA 处的流量比; 因为已知星团的年龄、金属丰度, 可以分析测得等值宽度和连续谱流量与年龄和金属丰度的关系, 再通过插值和外推方法得出一定年龄和金属丰度星团的特征, 建立 $\text{age} \propto [Z/Z_{\odot}]$ 表, 见文献 [50] 中表 2, 表中共有 35 个组元, 分别代表了给定金属丰度的星族的一个演化阶段, 每个组元相应应有 6 条金属特征线和 3 条巴尔末线。将这些特征值形成数据文件以供合成时调用。

2.3.2 CSPS 方法的合成算法

CSPS 方法就是根据特征谱线的等值宽度将各星团以一定比例组合拟合星系谱, 求得各星团组元对星系 5870\AA 处的流量的相对贡献。算法的本质就是要求特征谱线等值宽度的测量值与合成值 χ^2 在何种星团的组合下取得最小值:

$$F(X) = \sum_{i=1}^9 [W_{\text{obs}}(i) - W_{\text{syn}}(i)]^2$$

$$W_{\text{syn}}(i) = \sum_{j=1}^{35} X(j)W(i,j)f(i,j) / \sum_{k=1}^{35} X(k)f(i,k)$$

$$\sum_{j=1}^{35} X(j) = 1$$

$$0 \leq X(j) \leq 1 \quad (1 \leq j \leq 35)$$

其中 $W_{\text{obs}}(i)$ 、 $W_{\text{syn}}(i)$ 分别代表第 i 个特征线等值宽度的观测值和合成值, $W(i,j)$ 和 $f(i,j)$ 分别代表星团样本中第 j 个组元中第 i 条谱线的等值宽度和该谱线处连续谱流量与 5870\AA 处连续谱的比值, $X(j)$ 是第 j 个星团谱在合成时所占的百分比。

最早算法由 Bica(1988) 给出, 称作直接合并方法 (DCP)[40]。DCP 算法先需引入几个假定: 星系核的体积相当小, 可以假定其中任何时候气体是化学均匀的; 年轻星团的金属丰度不会下降。这样就可以在 $\text{age} \propto [Z/Z_{\odot}]$ 表中直接挑出一定的星团对星系核区谱作拟合: 年轻星团, 设其金属丰度不变, 年龄变化; 老龄星团, 设其年龄一样, 变化的仅是金属丰度。用 DCP 算法分析位于 Abell 370 团中的远距离星系时, 发现其太粗糙 [44]。1989 年, Schmidt 等人发展了一种多重最小算法 (MMP)。其特点是考虑到观测误差的存在, 不可能得到唯一的一个最佳拟合解, 结果应该是在误差范围内具有同等有效的一系列解, 再利用统计方法得到最佳替代解; 另外, MMP 算法对星系合成时, 不是在假定的前提下仅挑选一定的星团对

星系拟合, 所以, 避免了因假定而引入的错误。但该算法的不足之处在于对较蓝星系核合成时, 所有贡献组元分布很凌乱, 无明显的演化趋势, 物理图像不清楚^[50]。算法的最新发展是主要组元法 (PCA)^[51], 它是算法 DCP 和 MMP 的有机组合: 首先由 MMP 找出主要的贡献组元, 然后根据主要贡献组元确定演化路径, 挑选一定的星团; 再对这些挑选出的星团运用 DCP 算法给出统计结果。

2.3.3 检验、发展和应用

为检验 CSPS 方法的有效性, Alloin 等人用其分析了 164 个吸收线强的星系核区谱, 它们是 154 个正常星系, 8 个 Seyfert 星系和 2 个 HII 区; 星等范围为: $-23.3\text{mag} \leq M_B \leq -16.6\text{mag}$; 形态范围是: E—Sc。测量它们的特征线等值宽度和连续谱窗口流量, 然后对它们分别用 CSPS 方法作星族合成, 发现当 $[Z/Z_\odot]$ 外推到 0.6 时, 合成谱对观测谱吸收成分给予了极好的拟合, 同时给出的恒星组分与观测结果完全一致^[22,40,52]。

另一种检验是与 ESPS 方法给出的结果相比较。利用这两种不同方法分别计算随时间演化的单个恒星体系的质光比, 由于体系较简单, ESPS 给出的结果是可信的, 两种方法给出的结果一致, 这也就说明了 CSPS 方法给出的结果可信^[45]。

综上所述, CSPS 方法不但物理图像清晰, 方法简单, 而且结果可信, 是一种对各种类型星系普遍适用的实验方法。

CSPS 方法的发展包括计算算法的发展和星团样本的完善。算法的发展不再赘述。对星团样本的完善主要在于有用波长的延展: 近红外波段 (6300—9700Å)^[53], 近紫外波段 (3100—4200Å)^[7] 和由 IUE 数据得到的紫外谱 (1200—3200Å)^[54]。因为对被观测到有恒星形成的星系研究, 主要是观测其较短波长范围, 所以波段的延展对增加 CSPS 方法普适性极有价值。最后形成了波长范围为 (1200—9700Å) 的紫外、近紫外、可见和近红外的较宽波段的恒星样本谱。

目前, 该方法越来越广泛地应用于: 区分复合恒星体系中年龄和金属丰度的效应、早期星系中的金属丰度与光度的关系、确定含有恒星的复合体系的发射线真正强度、研究各种星系核区中的恒星形成历史和化学演化过程、研究爆发的恒星形成对星系光谱演化的影响、对各种星系中的恒星成分的分析等方面。并且给出了大量有用的信息, 推动了我们对恒星、星系乃至宇宙演化的理解^[55-60]。

3 IUE 发射线星系核区中的恒星成分

3.1 IUE 发射线星系的定义

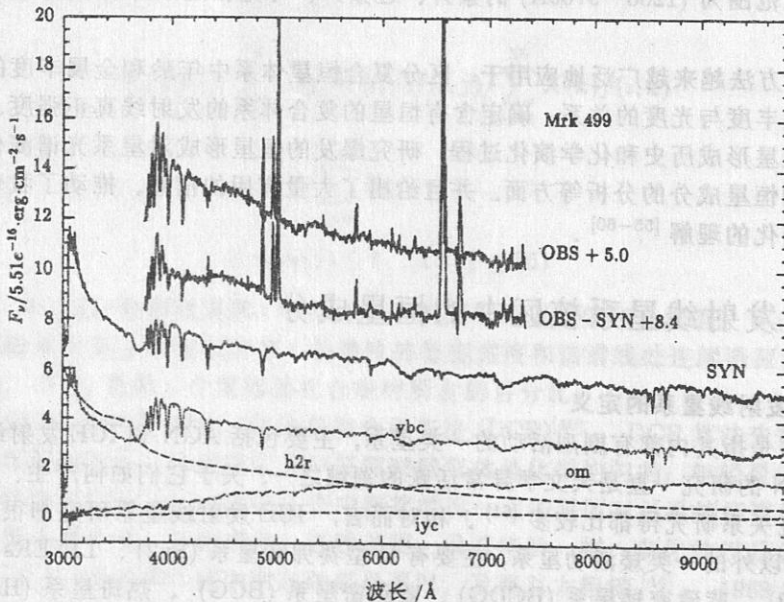
活动星系是指其内部有剧烈活动的一类星系, 主要包括 AGN 和 IUE 发射线星系。近 20 年中, 对 AGN 的研究一直是天文学异常活跃的领域之一, 关于它们如何产生、中心能源产生机理以及相互关系研究得都比较多^[61]。相对而言, IUE 发射线星系研究却很少, 它们是指除经典 AGN 以外的一类矮活动星系, 主要有 II 型赛弗特星系 (Sy2)、LINERs、HII 星系、星暴星系 (SB)、蓝致密矮星系 (BCDG)、蓝致密星系 (BCG)、热斑星系 (Hs)。关于它们的观测特征, 许多文献中都有较为详细的描述^[62-64]; 对其中的物理机制的研究刚刚开始, 且日趋活跃, 对于其中的加热机制、这些星系间的关系、内部恒星形成和演化等的研究都是很有趣且极有意义的工作。与 AGN 相比, IUE 发射线星系的核区活动性较弱, 恒星对其光

谱的影响更为明显；为了解核区的本质，需扣除恒星成分的影响。作为 CSPA 方法的实际应用，我们处理了 IUE 发射线星系中的 Mrk499 的核区光谱，并给出了其核区中的恒星成分。

3.2 Mrk499 核区谱的星族合成

Mrk499 是 BCG 类星系，其绝对星等 $M_B = -21.12\text{mag}$ ，银河系消光的红化值为零，现在该星系的形态尚无定论^[65]。Mrk499 光学谱是我们用北京天文台 2.16m 望远镜观测得到的，观测日期为 1996 年 3 月 17 日，曝光时间为 4200s，使用的光栅分辨率为 $195\text{\AA}/\text{mm}$ ，狭缝宽度为 $5''$ ，相应的谱分辨率为 $5\text{\AA}/\text{pix}$ ，光谱用 IRAF 软件包处理并抽取，抽谱使用的窗口尺寸为 $5'' \times 13''$ ，再用 CSPA 方法对其作星族合成。为简单起见，利用了 DCP 合成算法。需输入的参数为：挑选一定的组元，典型吸收线的等值宽度，连续谱区间流量比，红化值范围和步长。

Mrk499 星系的星族合成初步结果显示：该星系中老龄星团的金属丰度 $[Z/Z_\odot]$ 最大值为 0.3，中等年龄和年轻恒星组分有太阳金属丰度；不同年龄星族对星系谱 5870 处流量贡献：年轻星族 ($10^7 - 5 \times 10^8\text{yr}$) 占主要组分，约为 53%；中等年龄 (1—5Gyr) 恒星组分占 4%；老龄星族占有比为 22%；其中年龄为 10^7yr 的恒星组分最大，说明其时星系中有较大的恒星形成爆发；另外，HII 区贡献较大，为 21%，这与 BCG 星系中有大量 HII 区的观测事实相吻合。各种恒星组分对光谱的贡献见图 1。横坐标为波长，单位是 \AA 。纵坐标为便于观看，各实线间有相对平移；其中 OBS+5 代表观测到的光谱，+5 表示纵坐标向上平移 5 个单位；SYN 为星族合成结果；OBS-SYN+8.4 代表扣除星族影响星系核区谱，纵轴向上平移 8.4 个单位；ybc、yc、om、h2r 分别代表 Mrk499 星系核区年轻、中等年龄、老龄星族和 HII 区对星系光谱的影响，SYN 为它们的和。我们的目的是，利用扣除了恒星成分谱影响的星系核区本征谱 (OBS-SYN)，研究发射线星系的谱线激发机制，进一步的工作正在进行中。



Mrk499 星族合成光谱图

参 考 文 献

- [1] Netezer H. In: Blandford R D *et al* eds. Active galactic nuclei. Berlin: Springer, 1990. 57
- [2] Alloin D, Bica E, Schmidt A A. In: Fabbiano G *et al* eds. Windows on galaxies. Netherlands: Kluwer, 1990. 333
- [3] Mould J R. Annu. Rev. Astron. Astrophys., 1982, 20: 91
- [4] Kleczek J. In: McCormac B M ed. The universe. Holland: Reidel, 1976. 184
- [5] Bowers R L, Deeming T. Interstellar matter and galaxies. Boston: Partola Valley, 1984, 504
- [6] Pickles A J. Ap. J, 1985, 296: 340
- [7] Bica E, Alloin D, Schmitt H R. Astron. Astrophys., 1994, 283: 805
- [8] Whipple F L. Havard Obs. Circ., 1935, N404, 1
- [9] Sandage A R, Kristian J. Galaxies and the universe. London: The University of Chicago Press. 1975. 38
- [10] Stebbins J, Whitford A. Ap. J, 1948, 108: 403
- [11] van den Bergh S. Annu. Rev. Astron. Astrophys., 1975, 13: 217
- [12] McClure R D. A. J., 1969, 74: 50
- [13] Spinrad H, Taylor B. Ap. J. Suppl., 1971, 22: 445
- [14] Alloin D, Andrillat Y, Souffrin S. Astron. Astrophys., 1971, 10: 401
- [15] Faber S M. Astron. Astrophys., 1972, 20: 361
- [16] Joly M, Andrillat Y. Astron. Astrophys., 1973, 26: 95
- [17] Williams T B. Ap. J., 1976, 209: 716
- [18] O'connell R W. Ap. J., 1976, 206: 370
- [19] Turnrose B. Ap. J., 1976, 210: 33
- [20] Pritchett C. Ap. J. Suppl., 1977, 35: 397
- [21] Pickles A J. In: Beckman J E, Pagel B E J eds. Evolutionary phenomena in galaxies. Cambridge: Cambridge Univ. Press, 1989. 398
- [22] Alloin D *et al*. In: Beckman J E, Pagel B E J eds. Evolutionary phenomena in galaxies. Cambridge: Cambridge Univ. Press, 1989. 409
- [23] Tinsley B M. Ap. J., 1968, 151: 547
- [24] Tinsley B M. Ap. J., 1980, 241: 41
- [25] Yoshii Y, Arimoto N. Astron. Astrophys., 1987, 188: 13
- [26] Guiderdoni B, Rocca-Volmerange B. Astron. Astrophys., 1987, 186: 1
- [27] Charlot S, Bruzual A G. Ap. J., 1991, 367: 126
- [28] Arimoto N, Yoshii Y. Astron. Astrophys., 1986, 164: 260
- [29] Charlot S, Worthxy G, Breoan A. Ap. J., 1996, 457: 625
- [30] 徐 璽、陈建生、俞允强. 天文学进展, 1997, 15: 263
- [31] Tinsley B M, Gunn J. Ap. J., 1976, 203: 52
- [32] Rocca-Volmerange B, Mauchent-Joubert L. Astron. Astrophys., 1981, 104: 177
- [33] Bruzual A G. Ap. J., 1983, 273: 105
- [34] Barbaro G, Olivi F. In: Chiosi A, Renzini R eds. Spectral evolution of galaxies. Dordrecht: Reidel. 1986. 283
- [35] Bruzual A G, Charlot S. Ap. J., 1993, 405: 538
- [36] Arimoto N, Yoshii Y. Astron. Astrophys., 1987, 173: 23
- [37] Bruzual A G. In: Shull J M, Thronso H A eds. The environment and evolution of galaxies. Netherlands: Kluwer. 1992, 91
- [38] 徐 璽. 博士论文, 北京: 北京大学, 1995, 62
- [39] Arimoto N. In: Beckman J E, Pagel B E J eds. Evolutionary phenomena in galaxies. Cambridge: Cambridge Univ. Press, 1989, 323
- [40] Bica E. Astron. Astrophys., 1988, 195: 76

- [41] Jablonka P *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1996, 307: 385
 [42] Schmitt H R, Bica E, Pastoriza M G. *M.N.R.A.S.*, 1996, 278: 965
 [43] Jablonka P, Alloin D. *Astron. Astrophys.*, 1995, 298: 361
 [44] Jablonka P, Alloin D, Bica E. *Astron. Astrophys.*, 1990, 235: 22
 [45] Bica E, Arimoto N, Alloin D. *Astron. Astrophys.*, 1988, 202: 8
 [46] Schmidt A A, Bica E, Alloin D. *M.N.R.A.S.*, 1990, 243: 620
 [47] Bica E, Alloin D. *Astron. Astrophys.*, 1986, 162: 21
 [48] Bica E, Alloin D. *Astron. Astrophys. Suppl.*, 1986, 66: 171
 [49] Bica E, Alloin D. *Astron. Astrophys.*, 1987, 186: 49
 [50] Schmidt A A, Bica E, Dottori H. *M.N.R.A.S.*, 1989, 238: 925
 [51] Schmidt A A, Copetti M V F, Alloin D *et al.* *M.N.R.A.S.*, 1991, 249: 766
 [52] Bica E, Alloin D. *Astron. Astrophys. Suppl.*, 1987, 70: 281
 [53] Bica E, Alloin D. *Astron. Astrophys.*, 1987, 186: 49
 [54] Bonatta C, Bica E, Alloin D. *Astron. Astrophys. Suppl.*, 1995, 112: 71
 [55] Bica E, Alloin D, Schmidt A A. *M.N.R.A.S.*, 1990, 242: 241
 [56] Bica E, Alloin D, Schmidt A A. *Astron. Astrophys.*, 1990, 228: 23
 [57] Schmidt A A, Alloin D, Bica E. *M.N.R.A.S.*, 1995, 273: 945
 [58] Bica E, Alloin D, Santos Jr J F C. *Astron. Astrophys.*, 1990, 235, 103
 [59] Bergmann T S, Bica E, Pastoriza M G. *M.N.R.A.S.*, 1990, 245: 749
 [60] Jablonka P, Alloin D, Bica E. *Astron. Astrophys.*, 1992, 260: 97
 [61] Huchra J, Burga R. *Ap. J.*, 1992, 393: 90
 [62] Vacca W D, Conti P S. *Ap. J.*, 1992, 401: 543
 [63] Telesco M C, Dressel L L, Wolstencroft R D. *Ap. J.*, 1992, 414: 120
 [64] Storchi-Bergmann T, Kinney A L, Challis P. *Ap. J. Suppl.*, 1995, 98: 103
 [65] Kinney A L *et al.* *Ap. J. Suppl.*, 1993, 86: 5

(责任编辑 刘金铭 郭盛炽)

Stellar Population Synthesis and the Stellar Populations in Nuclear Region of Emission-line Galaxy

Kong Xu¹ Xue Suijian^{1,2} Cheng Fuzhen^{1,2}

(1. Center for Astrophysics, University of Science and Technology of China, Hefei 230026)

(2. Shanxi Astronomical Observatory, The Chinese Academy of Sciences, Lintong 710600)

Abstract

In this paper, We emphasis the importance of stellar population synthesis (SPS) method for studying composite of stellar systems, and summarize three kinds of SPS methods. We especially introduce the SPS method based on star cluster integrated spectra (CSPS) and its application. As a example, we apply the CSPS method to the emission -line galaxy Mrk499 spectrum and give the CSPS results at last.

Key words galaxies: Stellar content—Stars: evolution—galaxies: evolution