

文章编号: 1000-8349(2012)04-467-20

CCD 恒星光度测量方法研究进展

杨光普^{1,2,3}, 邬文骏^{1,2}

(1. 中国科学院 国家天文台/云南天文台, 昆明 650011; 2. 中国科学院 天体结构与演化重点实验室; 3. 中国科学院 研究生院, 北京 100049)

摘要: 天体的光度测量是测定接收到的天体的电磁辐射流量, 天体物理学中也称之为测光。测光是天体物理研究中最基本的研究方法之一, 由恒星的测光值可以得出其他重要的天体物理参量, 如恒星的视星等 (亮度)、色指数 (颜色)、温度以及变星的光变曲线; 结合恒星距离的测定, 也可以得到其光度等物理特性。电荷耦合器件 (CCD) 作为新一代探测器得到广泛使用, 针对探测器的数字化方式出现了各种不同的测光方法。首先简单介绍 CCD 探测器; 然后重点介绍孔径测光以及它的适用范围; 接着介绍点扩散函数测光和它的适用对象, 包括在点扩散函数测光中用的两种比较新的点扩散函数模型——数字点扩散函数 (digital PSF) 和有效点扩散函数 (ePSF); 进一步介绍孔径测光和点扩散函数测光的对比, 并引出一种把这两种方法结合起来的测光方法; 作为测光方法近期的一项重要应用, 介绍在密集场中变星光变的精确测定方法; 最后总结这几种测光方法并对未来的方法改进提几点看法。

关 键 词: 恒星; CCD; 图像处理; 光度测量

中图分类号: P145.2 **文献标识码:** A

1 引 言

电荷耦合器件 (Charge-Coupled Device, 简称 CCD) 是一种新型的半导体器件, 最早由 Boyle 和 Smith^[1] 于 1969 年提出, 作为探测器用于天体物理研究始于 20 世纪 70 年代后期。由于 CCD 的量子效率高, 有很宽的动态范围, 很宽的延伸至近红外的波长响应特征, 空间分辨率高以及光电响应高度线性化 (比如安装在云南天文台 1m 望远镜上的 CCD, 其偏离线性度小于 0.001%) 等优点, 其已经在现代天体物理研究中得到广泛的应用。另一方面, CCD 在天体光度测量上也有很多优点: 1) CCD 的视场可同时包括目标天体、比较星、校验星以及背景光, 便于测光分析和校准; 2) CCD 是二维探测器, 可以获取天体的点扩散函数 (Point Spread Function, 以下简称 PSF); 3) CCD 的波长响应范围宽, 能够在多色测光系统中应

收稿日期: 2012-04-17; 修回日期: 2012-05-25

资助项目: 中国科学院 2009 年度百人计划资助项目

用; 4) CCD 最突出的一个优势就是得到的图像是直接数字化的, 可以方便地运用计算机技术处理, 得到有用的信息。

测光是测量接收到的天体的电磁辐射流量, 是获取探测器接收到的天体的视星等以及位置坐标数据的过程。通过不同滤光片的 CCD 观测可以得到不同波段的视星等, 由此可直接得到色指数、色温度或频谱能量分布等参量。与其他观测手段和 (或) 理论结合, 可以用于几乎所有的天体物理课题的研究。因此, 光度测量是天体物理观测中使用最早、应用最广泛的方法, 也是最基本、最重要的研究手段之一。

由于仪器衍射、散射和在地面观测中大气扰动和大气散射的缘故, 遥远的恒星呈现在探测器上已经不再是一个点, 而形成具有一定流强分布的星像, 即 PSF。当一颗恒星处在疏散星场中, 在图像中显得完全与其他天体分离时 (如疏散星团中的恒星), 用孔径测光就能够准确测量这个恒星的视星等以及位置。如果一颗恒星处在密集星场中, 如球状星团中或星系的悬臂上时, 由于周围恒星 (或寄主星系) 对这颗星亮度分布的影响, 孔径测光方法就不再有效; 此时, 应该用另一种测光方法——点扩散函数 (PSF) 拟合来获取恒星的精确视星等以及位置。对于变星, 图像相减法 (Image Subtraction Method, 简称 ISM) 则可一般地给出较准确的测光值和光变曲线; 即使对于处在超密集星场中的变星, (如位于大麦哲伦星云的核球棒上的变星 EROS-1044) 这种方法也是有效的。针对这些算法出现了多种测光软件包: IRAF (天文图像分析处理软件包, 包含多个归算包) 下面的 PHOT 和 APPHOT^[2] 可进行点源的孔径测光, DAOPHOT^[3] 可以进行点源孔径测光也可进行点源 PSF 拟合测光; 另外有几个重要的独立于 IRAF 以外的软件包, 如 XVISTA (<http://astronomy.nmsu.edu/holtz/xvista/help/man/index.html>) 软件包可以进行点源孔径测光也可进行点源 PSF 拟合测光, DoPHOT^[4] 软件包对点源或展源进行亮度轮廓拟合 (包括 PSF 拟合测光), SExtractor^[5] 软件包可对点源或展源用类似亮度轮廓拟合的方法进行测光, MOMF^[6] 软件包结合孔径测光法和 PSF 拟合测光法使测光更加准确, ISIS (Image Subtraction Software, <http://www2.iap.fr/users/alard/package.html>) 软件包可检测超密集场中变星等。

考虑到以上方法的广泛应用, 本文结合近期进展对它们作系统的介绍和评述, 作为实际使用时有意义的参考。第 2 章介绍孔径测光方法; 第 3 章讨论亮度轮廓拟合测光方法, 包括数字点扩散函数 (digital PSF) 和有效点扩散函数 (ePSF) 拟合测光; 第 4 章简要比较孔径测光和轮廓拟合测光方法, 并介绍一种把这两种方法结合起来的恒星测光方法; 第 5 章介绍较新的图像相减法 (ISM) 及其应用; 最后一章总结这几种方法并提出了我们对未来研究方向的想法。

2 孔径测光

当星场中的一颗恒星与其他星在图像中显得完全分离时, 如疏散星团 NGC 3293 中的 5 号星 (见图 1), 我们就能够用孔径测光法来获取恒星的测光值。对一幅经过预处理的 CCD 图

像 (去除了宇宙射线、扣除了暗流和本底、进行过平场改正) 孔径测光的基本流程是:

- 1) 找星;
- 2) 在给定的孔径内 N_a 个像素中确定星像的中心, 即星像定心;
- 3) 确定孔径附近的天光背景强度值 B ;
- 4) 把落入孔径中所有的像素值相加得总强度值 F_a ;
- 5) 确定星体的仪器星等 $m' = -2.5 \log[F_a - N_a \times B]$;
- 6) 进行孔径改正 $\Delta m'$;
- 7) 最后得到的仪器星等 $m = m' + \Delta m'$ 。

由仪器星等转化为标准星等系统的过程不在本文中涉及, 标准星等系统介绍和转化方法可参考文献 [8-10]。

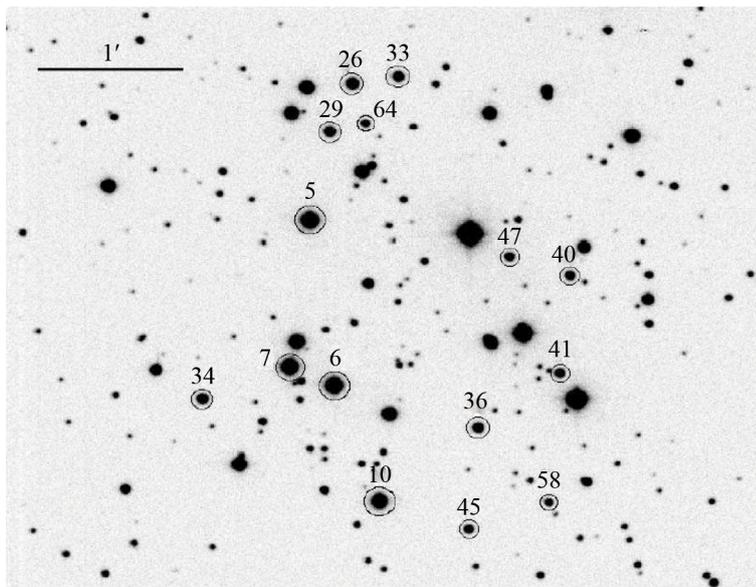


图 1 疏散星团 NGC3293 部分星像图^[7]

图像中的 5 号、33 号、34 号等恒星都是完全孤立的。图向上指向北方向, 向左指向东方向。

2.1 找星

通常一幅 CCD 图像包括目标源、天光背景以及噪声, 目标的检测是考虑到噪声的统计分布, 检测到统计上仅有极小可能是由噪声引起的高出背景值的 (即显著的) 那些像素值。为有效地检测目标, 经常采用滤波法以减弱噪声的相对影响, 而同时基本保留来自目标的物理信号。CCD 图像中恒星的流强大部分集中在图像傅里叶变换谱的低频和中频区段, 噪声则在较高频段主导; 因此, 一个能降低高频成分幅度的滤波掩模 (滤波器) 就能减弱噪声对恒星检测的影响。在图像处理中, 这样抑制噪声影响一般用低通滤波器与 CCD 图像卷积来实现。以下是几种常用的检测方法。

- (1) 匹配滤波掩模, 这是检测信号常用的滤波掩模^[11, 12]。对天文图像, 用接近实际天体

的亮度轮廓函数 (比如恒星的 PSF, 或星系的轮廓) 作为匹配滤波器与 CCD 图像卷积, 然后在卷积图像中找出局域最大点; 若局域最大值减去背景估计值大于设定的阈值, 就认为它是一个正信号源。在图像噪声为白噪声时这种方法是最佳的滤波掩模^[11, 12]。

(2) Stetson 滤波掩模^[3], 这种掩模采用高斯截断模型 (Truncated Gaussian)。DAOPHOT 和 XVISTA 采用这个模型。这个模型是在高斯函数中减去一常数, 使函数的总和为 0:

$$W(x, y) = \frac{G(x, y) - \sum G(x_i, y_i)/m}{\sum G^2(x_i, y_i) - (\sum G(x_i, y_i))^2/m}, \quad (1)$$

其中

$$G(x, y) = \exp\{-[(x - x_0)^2 + (y - y_0)^2]/2\sigma^2\}. \quad (2)$$

这里 $\sum W \equiv 0$, m 是孔径所占的像素总和; σ 是标准误差, 通常设定等于图像中恒星的典型 PSF 的弥散。这种掩模的特点是向中央 (x_0, y_0) 趋于正的极大, 而外缘为负值; 用其卷积时, 图像中明显大于其展宽的变化与中央和边缘的乘积造成的影响大小相近, 符号相反, 而趋于相消; 对尺度小于或可比于其展宽的信号, 则主要由中央部分贡献卷积结果而被保留甚至加强。同时在卷积时对目标轮廓的外缘部分赋予了较大的负权重, 这样中央区域较强的泊松噪声可被外缘的噪声有效抵消。因此, 这种滤波掩模与图像卷积有以下几个方面的优势: 1) 抑制暗弱星系和其他的展源; 2) 能够区分开看似是展源但实际是几个恒星混合在一起的情况; 3) 检测目标源时无需考虑背景估计; 4) 抑制大于 PSF 尺度的天光背景的变化。

(3) 低通滤波器, 对于常用 CCD 图像半峰全宽 (Full Wide at Half Maximum, 简称 FWHM) 近一个像素, Irwin 提出当这样的 CCD 图像扣除背景后, 用低阶矩阵形式的低通滤波器来检测信号源也是一种很有效的方法^[13]。据此 Mighell 提出低通差异滤波器 (Low-Pass Difference, 简称 LPD):

$$LPD_{3 \times 3}(F) = LP_{3 \times 3}(F) - MEDIAN_{5 \times 5}[LP_{3 \times 3}(F)]. \quad (3)$$

其中 $LP_{3 \times 3}$ 是一个具有平滑性能的数值接近二维高斯分布的 3×3 常数矩阵 (低通滤波器)。 $MEDIAN_{5 \times 5}$ 是 5×5 中值滤波生成的背景图像。这种滤波器在哈勃空间望远镜 WF/PC 和 WFPC2 获取的图像中可有效地检测恒星和其他点源^[14]。

2.2 确定星像的中心

星像中心的精确测定在测光和天体测量中是最基本、最重要的一项工作, 多种孔径测光程序要求使用者提供 CCD 图像中恒星的中心。经典的定心算法有: 高斯拟合法、修正矩方法、中值法和寻导法等。Stone^[15] 总结了这几种常用的定心方法; 李展等人^[16] 用实测的 CCD 图像对前三种定心方法进行了比较, 得出高斯拟合算法是一种精度相对较高的定心算法 (即用二维高斯函数拟合星像的像素值分布) 的结论。由于定心是天体测量学的研究内容, 我们不再详细介绍。除此以外, 有效点扩散函数 (ePSF) 拟合也能够精确地确定星像中心, 这将在文章后面部分提到。

2.3 天光背景的测定

CCD 图像中的天光背景是由多种成分构成的^[3, 9]: 1) 弥散源, 例如大气散射, 黄道光等; 2) 观测仪器的散射和 CCD 本身的暗流; 3) 其他星体或星系的光。在孔径测光中, 背景

的测定通常是通过分析环绕星像中心的圆环内的强度分布获得。为了避免星体本身对天光背景估算的影响, 圆环应该远离星像; 通常取背景圆环的内半径为 PSF 的 FWHM 的几倍, 圆环的宽度一般也应当比较大, 能够包括几百个像素, 使背景估算有较小的统计误差。

在取样圆环中真实的天光背景像素值形成一个以背景值为中心的正态分布。在实测图像中由于星像中的散射光、其他暗弱星体或者是弥散源以及宇宙线的影响, 圆环内像素值分布 (以直方图表示) 呈现正向偏多的分布。图 2 是一典型例子, 体现出其平均值与中值、众数值

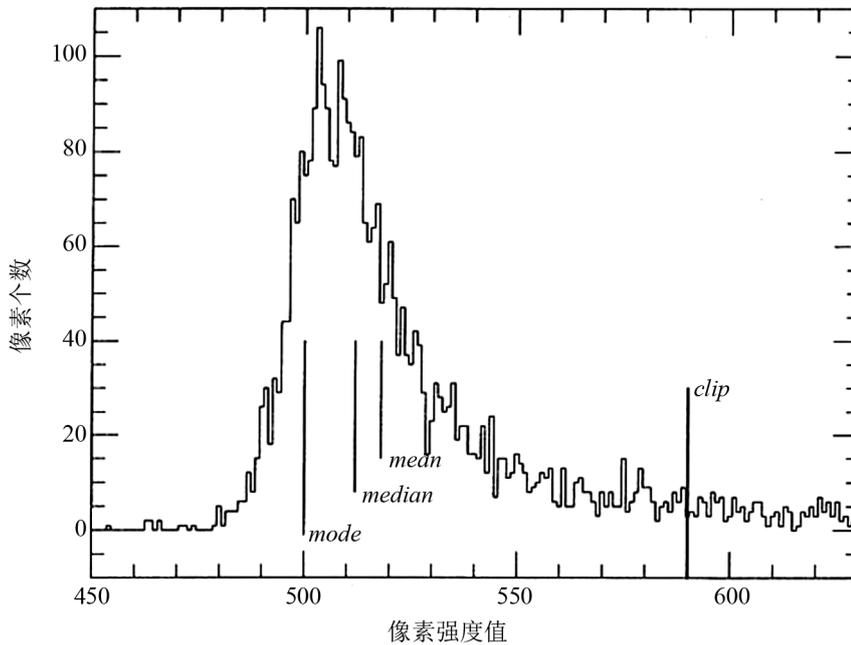


图 2 典型的天光背景直方图^[17]

mode 是分布的众数值, *median* 是分布的中值, *mean* 是分布的平均值; *clip* 是截取值。

不相等。通常分布的平均值受到的影响最大, 众数值受到的影响最小, 中值则处于两者之间。因此, 众数值是天光背景的最佳近似值。据此, 可通过取样圆环内的像素值直方图的众数值 (*mode*) 来估计天光背景值。对于中值小于平均值的情况, 通常用

$$mode = 3 \times median - 2 \times mean \quad (median < mean) \quad (4)$$

来近似^[18]。Bertin 和 Arnouts 通过模拟表明, 式 (5) 的直方图众数值估计值比式 (4) 更加精确, 且不易受目标密集的影响, 但会产生更大的噪声^[5]:

$$mode = 2.5 \times median - 1.5 \times mean \quad (median < mean) . \quad (5)$$

如直方图的中值大于平均值, 说明其他源对背景的影响很小, 这时就用直方图的平均值来近似天光背景值。然而, 这类背景近似值往往会估计过大^[19]。更精确的估计是采用 K- σ Clipping 法^[9], 以迭代过程接连多次进行: 1) 去除偏离背景中值非常大的那些像素 (一般大

于 2.5 ~ 3 倍背景标准误差); 2) 计算去除大偏离的像素之后的背景及其标准差, 最终得到稳定的众数值作为背景估计值。DAOPHOT 和 SExtractor 都用这种方法。

由于天光背景强度分布接近高斯型, 且分布的中心区域受其他辐射源或坏像素的影响微弱, 故还可以用高斯或抛物线模型来拟合取样环内像素值直方图, 得到其峰点的近似背景值^[20]。Wise 天文台的 SKYALL^[20] 和 Lick 天文台的 XVISTA 软件包都用这种方法来测定背景值。在拟合时, 拟合范围设在直方图的中心附近区域 (大约几个标准差), 以避免直方图两翼对拟合结果的影响。

另外, 天光背景值并不是一固定值。在密集星场或是有大弥散源的星场, 天光背景强度在整幅 CCD 图像中的分布有一定的梯度, 对这些情况现有软件采用 $Background = B_0 + B_x x + B_y y$ 这样的简单平面模型或二阶曲面模型, 用最小二乘法拟合图像的背景区域来估计背景^[20]。除此之外, 还可以把背景值作为拟合参数, 在后面提到的轮廓拟合测光中拟合出来 (如 DoPHOT^[4])。

2.4 孔径内星像光流强相加得到仪器星等

CCD 孔径测光最基本的任务就是精确测量所有落在孔径内的光子计数, 见图 3^[21]。一般地, 星体的仪器星等

$$m = -2.5 \lg\left(\frac{F_a}{1e^-}\right) = -2.5 \lg\left(\frac{F_a - S_a \times B}{1e^-}\right), \quad (6)$$

其中 F_a 是探测到的孔径内的总光子计数 (或总强度), F_* 是落入孔径内的来自恒星的光子计数, S_a 是孔径的面积 (以像素为单位), B 是单位像素里天光背景值。因此, 准确的星体仪器星等值的前提是获取准确的 F_a 、 S_a 和 B , 其中背景 B 见 2.3 节, S_a 的计算则见后; 这里

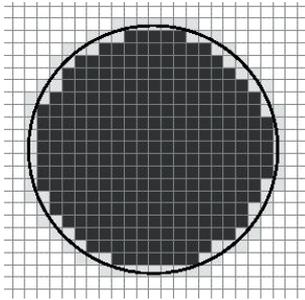


图 3 一个位于 CCD 阵列上的圆孔径^[21]

完整像素 (黑色) 整个位于孔径内。孔径边缘上的像素部分位于孔径内, 称为部分像素 (灰色)。

$$F_a = \sum_{i=1}^A a_i I_i, \quad (7)$$

a_i 和 I_i 分别是孔径内第 i 个像素 (可完全或部分地在孔径内, 见图 3) 的面积和强度值, A 是孔径里的像素总数。如第 i 个像素为完整像素, 则 $a_i = 1$; 否则, $0 < a_i < 1$ 。在 DAOPHOT 和 APPHOT 中^[2, 3], 设 r_i 是第 i 个像素中心到星像中心的距离, R 是孔径的半径, 则当 $r_i < R - 0.5$ 、 $r_i > R + 0.5$ 和 $R - 0.5 < r_i < R + 0.5$ 时, a_i 分别为 1、0 和 $[(R + 0.5) - r_i]$ 。

以上这种方法是把边缘像素的孔径内面积随与星像中心距离的变化近似为线性关系, 孔径半径增加 Δr ($\Delta r \leq 1$) 时, 孔径内边缘像素增加的面积大致正比于 $(\Delta r)^2 + 2r\Delta r$ 。在 r 较大时线性近似较有效 (因 $2r\Delta r \gg \Delta r^2$ 为主导项)。反之, 所用孔径比较小时 (即 $r \approx 1$ 与 Δr 最大值可比), 用这样线性近似的方法就会出现很大的误差, 实际例子见于对哈勃望远镜 WFPC2 得到的 CCD 星像进行孔径测光, 孔径半径只有 2 ~ 3 个像素。

更精确的 CCD 孔径测光需更精确计算像素的面积。Mighell 和 Rich 为此提出 QUADPX 法^[14], 把位于孔径边缘的每个像素等分为 4 个子像素, 孔径边缘的 a_i 是中心位于孔径内的

子像素面积和。数值试验表明 QUADPX 可将欠采样的星像测光误差改进近 6 倍。例如: 孔径半径为 2.0 个像素的测光误差用线性近似时为 0.068 mag, 而用 QUADPX 近似时误差为 0.011 mag^[21]。IDL 天文程序包 (Astronomy Library; <http://idlastro.gsfc.nasa.gov/contents.html>) 中 APER 子程序把包含在孔径内的边缘像素用多边形近似, 这种方法精度更高, 但计算速度较慢。

2.5 最佳孔径选取

理想的孔径测光应该是选择足够大的孔径 (不小于 4 ~ 5 倍的 FWHM) 以包括星像所有的流强。但孔径过大时, 过多的天光背景噪声或读取噪声会留在孔径里, 从而影响测量精度, 尤其对于暗弱星体; 孔径过小, 则会出现因严重遗漏星体的流强而导致的误差。因此, 选取合理孔径是孔径测光中很重要的一个环节。在实际操作中, 通常选取测光信噪比最大时的孔径作为测量的最佳孔径。

通常用较小的孔径可得最大信噪比。在地面观测中, 星像轮廓可被近似为二维高斯函数^[22]。按此模型, 当孔径半径约为 1.6σ 时, 测光的信噪比最大, 这个孔径内的流强约占星像总流强的 72%^[21, 23]。在实际处理中最佳孔径经常接近 FWHM。Kjeldsen 等人^[6] 在视宁度为 3.4 个像素的观测条件下研究孔径大小对较弱源测光精度的影响, 发现采用约 4.5 个像素的孔径时精度最高。哈勃望远镜拍摄到的 PSF 的 FWHM 近 1 个像素, 对哈勃望远镜数据暗源常用 3 个像素大小的孔径进行测光^[24]。

2.6 孔径改正

孔径测光时由于孔径有限, 星像 PSF 通常有部分延展至孔径之外, 而会遗漏部分流强, 因此作为补偿要对所得星体的仪器星等值进行孔径改正。由于通常的星像 PSF 的稳定性, 并考虑到测量亮星有较小的相对误差, 我们可以通过同一仪器系统得到的一颗孤立亮星的两个不同孔径的仪器星等来对暗弱星像进行孔径改正。设亮星的小孔径 (与暗星测光孔径一致) 和大孔径 (通常取小孔径的数倍, 包括了几乎全部的星像流强) 的仪器星等分别为 m_S 和 m_B , 孔径改正定义为, $\Delta m' = m_B - m_S$ (见孔径测光的基本流程)。一种更精确的孔径改正为“生长曲线”法, 即从实测的未经改正的星等随孔径的变化趋势外推出足够大孔径时的孔径测光改正, 详见 Howell^[25] 和 Stetson^[26] 的研究, 相对于亮星方法其精度可提高近 10 倍 (见 Howell^[25] 文中图 3 (c) 和图 5 (b) 的对比)。

孔径测光作为经典的测光方法, 虽然改进空间不大, 但在最近的天体物理研究中依然被广泛地应用, 并取得很多科研成果。南极是一个极佳的天文观测场所, 由于地处高纬度, 减少了由地球大气湍流引起的闪烁对测光的影响, 特别是处于极夜期时可进行长时间、连续的测光观测。Zhou 等人利用 DAOPHOT 软件包中的孔径测光获得了在南极最高点冰穹 A (Dome A) 观测到的源 CCD 测光列表, 测光精度的典型误差约为 0.022 星等, 这样的测光列表可以用来研究源的光变或发现瞬变天体^[27]。恒星形成是研究星系和宇宙演化的最基本过程之一, 年轻大质量恒星的形成过程比较复杂, 为了研究其形成过程和环境, 许多天体物理学家开展了年轻大质量恒星的样本统计研究工作。Gruendl 和 Chu 于 2009 年用 IRAF 提供的孔径测光包 PHOT, 对大麦哲伦星云中的年轻大质量恒星进行近红外测光 (用 SPITZER

红外探测器, 图像与 CCD 一样是数字化的) 得到测光列表, 以便对其中恒星进行统计研究^[28]。为了更全面地了解银河系的形成和演化, Minniti 等人开展了对银河系核球和邻近盘区的近红外变星 SPITZER 巡天计划, Saito 等人用孔径测光法于 2012 年公布了第一批变星的测光列表^[29]。

3 CCD 点扩散函数 (PSF) 拟合测光

在球状星团中, 较密集的星体可能会使图像中星像重叠, 有时星场中也有其他弥散源 (如处在漩涡星系旋臂中的恒星); 这时, 由于待测星像受其他星像的影响或周围的背景变化梯度很大, 选取背景区域比较困难。另一方面, 进行孔径测光时星像的最优孔径经常是较小的孔径, 但孔径过小会严重遗漏星体的流强, 星像中心在像素内的变化导致遗漏的 PSF 和流强都随之变化, 这样的变化很难用孔径测光改正 (改正中假定星像中心固定), 实际上其表现为较明显的额外随机误差; 孔径过大则会引入较大的图像噪声引起的随机误差。这些情况下孔径测光法会有很大的误差甚至会失败, 而点扩散函数拟合是一个可避免这些缺点的方法。PSF 拟合测光要求合适的拟合方法和准确的 PSF 模型, 以下我们对这两方面分别介绍。

3.1 PSF 测光的拟合方法

当两个或多个星像相互重叠, 但仍可被明确分辨并且背景变化也较简单时, 用合适的星像 PSF 模型拟合观测数据, 可得到其准确的测光值。这适用于大多数实际 CCD 恒星观测数据。按照一般的统计拟合理论 χ^2 拟合是一种有效合理的 PSF 拟合方法:

$$\chi^2 \equiv \sum_{i=1}^N \frac{1}{\sigma_i^2} [F_i - \mathbf{model}(x, y; a_1, a_2, \dots, a_M)]^2, \quad (8)$$

其中 F_i 是观测到的 (x, y) 处的强度值, σ_i 是这像素的观测标准差,

$$\mathbf{model}(x, y; a_1, a_2, \dots, a_M) \equiv B(x, y) + \sum_{k=1}^K I_k \Psi_k(x - X_k, y - Y_k) \quad (9)$$

是用 PSF 模型和背景模型得到的 K 个恒星在图像坐标 (x, y) 处的理论像素值, $B(x, y)$ 是背景模型, 现有测光软件中 $B(x, y)$ 为简单模型 (DoPHOT 中选用简单平面模型或哈勃盘模型), I_k 、 (X_k, Y_k) 、 Ψ_k 分别是第 k 个恒星的中心强度、中心位置、点扩散函数模型, 有关背景和星像的参数一般记为 a_1, a_2, \dots, a_M , N 为拟合区域的总像素数。知道 PSF 模型 Ψ_k (具体见 3.2 节) 则由统计拟合可知恒星流强 I 、位置 (X, Y) 和背景参数的最优估计值对应 χ^2 的最小值。

由于星像的 PSF 模型是位置等参数的非线性函数, χ^2 拟合是一个非线性拟合问题。求解这类问题传统上有牛顿迭代法和最速下降法 (或梯度法)。Mighell^[30] 提出用 Levenberg-Marquardt^[31, 32] 算法来作为替代。牛顿迭代法取 PSF 模型的泰勒级数展开的一阶近似, 把求 χ^2 最小点转化为线性方程组; 最速下降法在参数空间利用 χ^2 函数的负梯度方向作为极值搜

索方向, 寻找局部最小值; Levenberg-Marquardt 算法与牛顿迭代法类似, 但根据迭代中 χ^2 变化趋势调整参数变化步长以实现最小点的较优化搜索。Levenberg-Marquardt 算法兼有牛顿迭代法的快速收敛和最速下降法对初始估计要求较低的优点, 能够更有效地找到 $\chi^2(\mathbf{a})$ 的最小值, 获取测光有关参数准确的最佳估计值。这种寻找最优解的算法已经应用到较密集场中的 CCD 恒星测光, 如在 PAWSPHOT 软件中^[33]。

3.2 PSF 模型

有效的 PSF 拟合的关键是 PSF 模型能否准确描述星像。目前常用的 PSF 模型主要有解析函数模型、经验模型和混合模型。两种比较新近的 PSF 模型是数字化点扩散函数和有效点扩散函数。

3.2.1 解析函数模型

这一类是解析函数形式的 PSF 模型。King^[22] 提出, 由于大气散射、折射以及仪器的散射和衍射, 地面观测到的 PSF 近似二维高斯函数:

$$G(x, y) = \frac{I}{2\pi\sigma^2} \exp\left\{-\frac{(x-x_0)^2 + (y-y_0)^2}{2\sigma^2}\right\}, \quad (10)$$

其中 I 、 (x_0, y_0) 和 σ 分别是星像的中心强度、中心坐标和弥散。常用的测光软件包 DoPHOT^[4] 就是采用式 (10)。Moffat^[34] 则提出 Moffat 模型描述地面观测的 PSF:

$$M(x, y) = \frac{I}{\{1 + [(x-x_0)^2 + (y-y_0)^2]/R^2\}^\beta}, \quad (11)$$

其中 I 、 (x_0, y_0) 和 σ 分别是星像的中心强度、中心坐标和弥散, R 和 β 是描述星像形状的参数 (取决于视宁度)。另外还有用几个解析函数和的形式来作为 PSF 的模型, 比如 STARMAN^[35] 软件包用洛伦兹函数与高斯函数和的形式来描述星像的 PSF, 其中高斯函数用于描述星像外围的晕。

解析模型最大的优点是: 它可以对星像轮廓中的每个像素所占区域进行积分, 获取较准确的理论值; 同时, 在程序编写中解析模型比较容易操作。它的缺点是: 星体的二维亮度分布并不是标准对称的, 要想准确描述需要在模型中加入很多参数, 例如前述 STARMAN 软件; 这类情况下就会同时涉及多个参数 (形状参数多达 8 个) 参与拟合, 但它们有时互有简并, 使得拟合十分耗时甚至失败。

3.2.2 经验模型

经验点扩散函数是用实际观测到的星像包含的像素强度值来定义 PSF。其通常取一个矩阵形式, 每个矩阵元代表星像中每个像素相对星像中心亮度的比值。由于每个星像的中心一般不在像素中心位置, 用多个亮星像来构建经验 PSF 时, 需要通过数值插值把亮星像的中心移到同一个位置, 形成大小相同的图像, 把这些图像叠加起来得到较高信噪比的 PSF。在拟合中用生成的经验 PSF 图像来匹配待测星像中心, 然后用匹配好的 PSF 进一步拟合各待测星像来得到它们的参数值。RICHFLD^[36] 和 WOLF^[37] 测光软件包使用这种方法。

经验 PSF 模型最大优点是: 它不依赖任何假设而用直接观测到的强度值来描述 PSF。它最显著的缺点是不适合欠采样的 PSF。在进行插值时对真实的点扩散函数和样本的数据点做

了简单的假设。比如, RICHFLD 采用三次样条插值假设, PSF 的四阶或高于四阶的偏导数可以忽略; WOLF 采用 sinc 插值假设, 无空间频率高于 Nyquist 频率的真实的 PSF 空间变化。当点扩散函数的半峰全宽小于 2 个或 3 个像素时, PSF 在两个相邻像素间变化很大, 可以达一个数量级^[3]。在这些欠采样情况下, 有关插值的假设不适用, 任何插值都不能保证高精度。除此之外, 经验 PSF 可引起误差累积; 因为需叠加多幅亮星图像来获取信噪比较高的 PSF, 每幅图像的噪声会在最终的 PSF 图像中累积起来。

3.2.3 混合模型

一种更有效的 PSF 模型利用了解析模型和经验模型的各自优点, 被称为混合模型。混合 PSF 模型对星像内每一个像素得到其高斯函数拟合值作为真实 PSF 的一级近似, 用 $\Delta_{i,j}$ 表示像素 (i, j) 处真实值和最佳高斯拟合值的归一化残差, 并存储在矩阵里。将残差矩阵用双变量三次方插值到更细的像素网格, 可更精确地代表残差。

具体使用时, 将高斯模型与所得的残差插值匹配到所考虑的星像中心, 再重新迭加作为 PSF 模型。实际上, 先用解析函数作为一阶近似, 然后进行经验改正, 其目的是为了在随后的插值中有较高的精度。星像像素值减去高斯函数拟合值后残差值较小, 再进行插值时误差就比较小。因此混合模型比经验 PSF 模型中对整个函数值进行插值的误差要小很多^[17]。

混合 PSF 模型对于 $\text{FWHM} \approx 3$ 个像素的星像可以得到精确的光度测量值; 然而, 由于三次方插值误差正比于星像 FWHM 的负四次方 ($\text{error} \propto \text{FWHM}^{-4}$), 当 FWHM 从约 3 个像素减小到约 1.5 个像素时, 拟合误差从约 1% 增加到约 15%^[30]。这样大的误差使得用混合模型的方法 (如 DAOPHOT) 不适用于 $\text{FWHM} < 1.5$ 个像素的星像。

DAOPHOT 和 DoPHOT 是采用以上传统 PSF 模型进行测光的两个最常用软件包, 它们在最近的天体物理学研究中仍然起相当重要的作用, 尤其是在球状星团中获取恒星的测光信息来揭示星系的形成和演化。Minniti 等人于 2011 年利用 DoPHOT 处理银河系核球区域的近红外测光数据, 寻找到一个新的低质量球状星团候选体 (VVV CL001)^[38], 为更全面地揭示银河系的演化史提供了资料。Grocholski 等人于 2012 年用 DAOPHOT 处理距离我们最近、最强的星暴星系之一——NGC 1569 中恒星的哈勃望远镜 ACS 照相机 CCD 测光数据, 以研究其中的年老星族^[39]。对这些年老星族的研究可以确定星暴的持续时间, 有助于揭示其触发机制, 进而了解它在哈勃时间尺度上的演化。大麦哲伦云球状星团中的变星研究是一个系列研究工作, 其主要目标是揭示奥斯特霍夫 I/II 系统和奥斯特霍夫中间系统中天琴 RR 型变星的性质, 进而研究星系的演化过程。Kuehn 等人在大麦哲伦云球状星团 NGC 1466 中用 PSF 拟合测光法得到天琴 RR 型星的光变曲线, 并获取此类变星的物理参量, 从而证明 NGC 1466 是奥斯特霍夫中间体^[40]。

3.2.4 数字化点扩散函数模型

空间天文观测中大气因素 (视宁度) 是不存在的, 恒星亮度轮廓主要受到望远镜衍射和光学像差的影响。这种情况下 PSF 可用电磁辐射理论和仪器特性直接计算得到, 比如利用 TINY TIM 软件包^[41], 而不必通过星像来确定。这时 PSF 是固定的, 可以用一个数字表格 (比如矩阵或 FITS 图像) 来表示, 可称之为数字化点扩散函数 (Digital PSF)。

在用 PSF 拟合测光时, 某些拟合方法 (如牛顿迭代法) 需计算 PSF 对恒星流强和位置参量的偏微分。一般的 PSF 对流强 I 的偏微分很容易求出, 对位置参量的偏微分计算比较困难。而数字化点扩散函数对位置的偏微分, 可以容易地通过标准数值微分方法求出。在数值分析中, 对于列表函数 (tabulated function) $f(x_i)$ 的一阶、二阶、三阶等导数可以用多点公式 (multi-point formulae) 来近似。例如, Abramowitz 和 Stegun^[42] 给出了 18 multi-point formulae 来近似列表函数 $f(x_i)$ 的一阶偏导数。数值试验显示, 5 点数值微分公式

$$f'(x_i) \approx \frac{1}{12} [f(x_{(i-2)}) - 8f(x_{(i-1)}) + 8f(x_{(i+1)}) - f(x_{(i+2)})], \quad (12)$$

在用于点扩散函数对位置的偏微分时已经可以近似得很好^[43]。

这种测光方法已经用模拟的下一代空间望远镜 (JWST) 获取的数据进行了测试, 显示测光精度可到达千分之一星等量级^[43, 44]。同时这种方法已被应用到斯皮策空间望远镜 (Spitzer Space Telescope) 的红外星像测光。利用事先得到的 Digital PSF 对 16 幅 K0 型恒星的红外像进行拟合测光与孔径测光对比, 显示拟合法的流强结果随像素内星像中心位置的变化是孔径方法的 $1/1.9$ ^[45]; 这说明在处理空间望远镜的测光数据时用 Digital PSF 拟合测光比孔径测光精度更高、更稳定。

相对于传统的解析函数 PSF 拟合测光, 数字点扩散函数的提出是一个概念上的创新。在理论上它可做到十分精确, 由于无需插值步骤, 对欠采样的星像较为有效, 相比于传统的解析模型, 偏微分计算中的处理更简便。同时这类 PSF 模型也存在一些问题: 它们只适用于空间望远镜; 要得到精确结果, 需对仪器的性质大量测量 (如镜面各处的精确形状), 这实际上难度很大; 仍无法包括空间望远镜的随机定向误差造成的影响。

3.2.5 有效点扩散函数模型

哈勃空间望远镜得到的星像的 FWHM 约为 1 个像素, 对于每块 CCD 都会存在欠采样的问题, 这样在确定星像中心位置时会出现明显误差。为了解决这个问题, Anderson 和 King^[46] 提出采用有效点扩散函数 (ePSF) 的处理方法。星像中的每个像素值包括像素内 PSF 与仪器灵敏度的联合影响, 对应直接在该像素所观测到的星像的光子计数, 而真实 PSF 实际上是不能够直接观测到的。对像素 (i, j) , 它的中心坐标是 $x = i, y = j$, 如这个像素附近有一个中心在 (x_*, y_*) 的源, 那么这个像素的灰度值为:

$$P_{ij} = f_* \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} R(x - i, y - j) \times \Psi_I(x - x_*, y - y_*) dx dy + B_*,$$

其中 f_* 是星的流量, R 是像素的二维灵敏度分布, 即探测器量子效应在像素空间上的分布 (包括 CCD 电荷扩散的影响), Ψ_I 为真实的仪器 PSF, B_* 是这个像素上的背景值。通过积分中坐标平移和反演变换, 得到:

$$P_{ij} = f_* \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} R(-x, -y) \times \Psi_I(\Delta x - x, \Delta y - y) dx dy + B_*,$$

这里 $\Delta x = i - x_*, \Delta y = j - y_*$ 。定义有效点扩散函数 (ePSF):

$$\Psi_E(\Delta x, \Delta y) = \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} R(-x, -y) \Psi_I(\Delta x - x, \Delta y - y) dx dy,$$

则得到

$$P_{ij} = f_* \Psi_E(i - x_*, j - y_*) + B_* . \quad (13)$$

ePSF 可以从星像 P_{ij} 和背景值 B_* 得到 (f_* 在 Ψ_E 归一化时可被抵消而无需测量)。一个 ePSF 直接给出了一个星像内相对于该星像中心位置偏离为 $(\Delta x, \Delta y)$ 的像素中占接收到的星像总流强的百分比。可以看出它是像素的灵敏度分布 R 和仪器点扩散函数 Ψ_I 卷积的结果, 因此在计算像素内流强时不用计算积分就可以直接处理星像的有效点扩散函数; 同时可看到, 卷积有效点扩散函数比仪器点扩散函数更平滑。

实际 ePSF 函数的构建过程^[46, 47] 考虑到星像中心在像素内的变化, 先用插值方法把多个采样的 (位置接近的) 星像插值到尺度小于像素尺度的精细图像坐标网格中, 对采样星像平均得到 ePSF 的最初估计; 然后用 ePSF 拟合所采样的星像, 得到它们改进的星像中心位置, 重新用插值和平均的方法得到改进的 ePSF; 再次用新的 ePSF 拟合星像中心, 如此迭代几次得到最终的 ePSF 模型。用有效点扩散函数拟合得出的天体位置和测光结果更加精确、更有应用价值, 因为 ePSF 函数已经包括了仪器点扩散函数和像素的二维灵敏度分布的影响而无需对它们进行测量。当星像欠采样时, 如哈勃望远镜得到的 CCD 像, 用这种直接观测到的函数得到的结果比用传统方法更加精确。

ePSF 目前已经被许多天体测量和测光工作所采纳。ePSF 方法最主要的应用是在高精度天体测量方面, 例如, 此方法提高了哈勃望远镜的恒星定位精度 (以前约为 0.07 个像素, 改进后达到约 0.02 个像素)^[48]。同时这种方法也应用在测光方面, 并取得很好的测量结果。白矮星是小质量恒星演化的最常见终点, 所以它们在星系中的分布体现了一个星系的结构和演化史 (包括其年龄)。NGC 6397 是距离太阳系第二近的球状星团, 是一个很好的研究白矮星特性的星团。Hansen 等人利用哈勃望远镜对其观测得到的数据, 通过 ePSF 方法得到了这个星团中的白矮星冷却序列, 获取了它的年龄、初始质量函数和距离信息^[49]。Strickler 等人用 ePSF 方法对 NGC 6397 的恒星进行了测光研究, 得到了 24 个氦核白矮星 (He WDs) 候选体, 有助于我们了解星团中的双星星族^[50], 这类星族在星团动力学中扮演着重要角色^[51]。王娴等人利用 ePSF 拟合方法对国家天文台兴隆观测站 1 m 望远镜观测星团 NGC 2168 的 CCD 图像进行实际测光, 结果表明亮星的内部测量平均精度为 0.015 mag, 最高精度可达 0.0015 mag, 而暗星平均精度则达到 0.043 mag; 与高斯模型 PSF 拟合测光相比, 平均精度提高了 3 倍多, 显示 ePSF 法是一种更有效的测光方法^[52]。

4 MOMF 方法

进行 PSF 拟合测光时会引入系统误差, 主要是所用 PSF 模型与真实值偏离引起的误差, 这样的误差在亮源的 PSF 拟合测光中是主导误差。但 PSF 拟合测光兼顾了星像各处的流强, 特别是星体总流强是拟合参数, 这样即使用较小的拟合区域实际上也能较好地修正流强的遗漏。对暗弱源用 PSF 拟合法测光, 通常主要误差来源于星像的随机噪声; 而用孔径测光则会引入星体流强遗漏造成的误差 (见本文第 3 章)。对暗源, 为了尽量避免较小孔径造成的遗漏

误差和较大孔径引入的图像随机误差, 需要精调孔径大小以得到与 PSF 法相似的误差, 这实际上很难操作。

两种测光方法各有利弊, 孔径测光对于亮的孤立星能够得出精确结果, PSF 拟合测光对于暗星和重叠星像能够给出较精确结果。Kjeldsen 等人为了充分利用孔径测光和 PSF 法的各自优势, 提出了一种结合两者的测光方法 MOMF (Multiobject Multiframe Photometry), 这种方法能够减弱噪声对测光的影响, 从而给出更高精度的测光值^[6]。MOMF 操作方法如下: 首先得到源的 PSF 拟合测光值; 然后在原始图像中扣除拟合得到的星像模型, 用较小的孔径对星像中心区域残差图像进行孔径测光, 并用这个值作为拟合测光值的改正。MOMF 测光法一方面用 PSF 拟合测光法较好地避免了星体的流强遗漏; 另一方面针对 PSF 模型偏离真实值造成的系统误差, 通过将残差图像进行孔径测光加以修正, 这样避免了显著的测光误差。在星像中心区域流强较大, PSF 拟合模型与真实值即使只有小的相对偏离, 其造成的绝对误差也十分明显 (见图 4), 后续的孔径测光正好对应这个中心区域, 能修正大部分的流强误差。

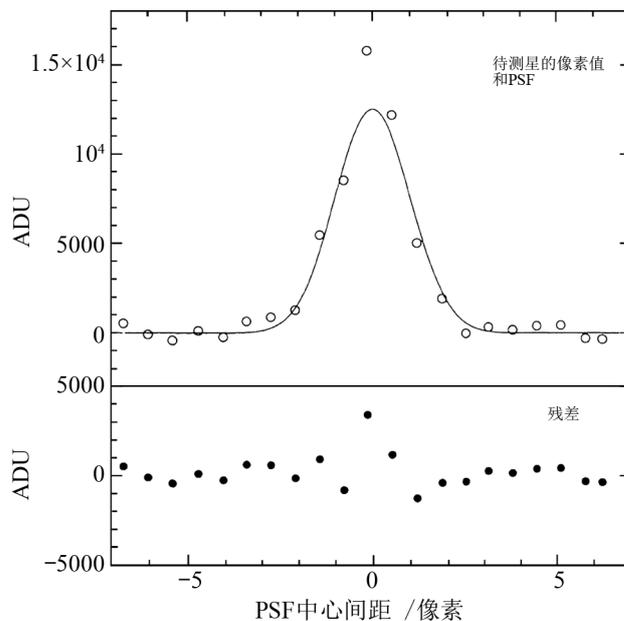


图 4 上半部分是待测星的像素值和拟合得到的高斯模型 PSF; 下半部分是 PSF 拟合的残差, 残差在 PSF 的中心最大^[53]。

星震学研究需要获取变星的高精度时间分辨测光 (time-resolved photometry) 来探测变星的震动模式, 对脉动变星震动模式的研究可以更直接地了解星体的内部结构和它们的演化。MOMF 被广泛应用于高精度时间分辨测光研究, 比如, 用于脉动白矮星和短周期变星 (β 造父变星, 盾牌 δ 型星, 剑鱼 γ 型等星) 的测光。在疏散星团中用 MOMF 方法能有效地得到短周期变星 β 造父变星的高精度光变曲线^[54-56]。Handler 用 MOMF 和其他的 CCD 测光方

法对脉动白矮星的测光数据进行比较,发现用 MOMF 得到的脉动白矮星的光变曲线比仅用 PSF 拟合测光得到的光变曲线在弥散度上小 10% ~ 20%,比仅用孔径测光得到的光变曲线在弥散度上至少小 3%^[53]。脉动亚矮星和脉动白矮星的高精度光变曲线也可通过 MOMF 方法获取,这样就能够保证通过星震学的方法来研究它们的内部结构^[57-59]。

5 图像相减法

球状星团是宇宙中最古老的天体之一,其年龄、化学组成、演化和动力学等的研究在恒星物理、星系动力学、星系形成和演化以及宇宙学等众多天体物理学领域有着重要的影响^[60]。在球状星团中寻找变星(如 RR Lyrae),并测量光变曲线及其傅里叶分量,能够得到它们的物理参量,例如质量、绝对星等、金属丰度等。这样就为确定球状星团的距离、金属丰度、年龄等特征提供了条件,进而能够了解球状星团所处的演化阶段;对星系中多处球状星团的性质和演化阶段的研究可了解星系的恒星形成历史,从而帮助揭示星系的形成和演化。因此,在球状星团中寻找变星是一项很重要的研究课题,同时也是比较流行的研究项目。但由于球状星团太过密集,如 M5(见图 5),很多星像是重叠的,要想在这种情况下用 PSF 拟

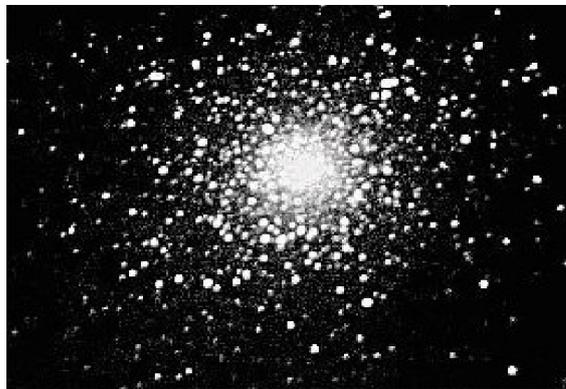


图 5 M5 的 CCD 图像

来自于 Michael Purcell (http://messier.seds.org/more/m005_m2.html), 拍摄于 1993 年 7 月 12 日 22:28:54

合方法进行绝对测光,就需要得到高度准确的 PSF 以及对目标源周围背景值的高度准确估计。由于这些条件的限制,DoPHOT^[4]和 DAOPHOT 的 PSF 拟合方法在这些情况下通常得不到准确的测光结果。这样的问题也会出现在有弥散源的星场中,由于这些弥散源的存在,背景在小尺度范围内变化会很大,要得到准确的背景值也是困难的。但是,要在这两种情况下得到变星的光变曲线,图像相减法^[61]是一种很有效的解决办法。

图像相减法基本思想是:如果在多幅同一天区的图像中,有一些星体是有光变的,那么相应星像的变化就会体现在相减后的图像中。用一幅参考图像去减同一天区中一个时间系列的 CCD 图像,在这个时间段中星体在亮度上的变化就会在相减后的图像中体现,而占压倒

多数的无光变恒星星像可在相减图像中近乎消失, 这使得稀疏的变星星像突显于相减图像中而易于被检测。但是, 对于地面观测, 这些时间系列的 CCD 图像中视宁度是会发生变化的。由于视宁度的变化, 在不同的图像中同一个星体的 PSF 会发生变化, 这样两幅图像相减就得到形状不同于常规 PSF 的星像亮度轮廓 (见图 6)。如直接进行图像相减, 众多的无光变恒星与少量变星同样会在相减图像中留下大量这样的星像轮廓, 使得变星难以被识别检测。



图 6 同一个恒星由于视宁度不同而产生不同的 PSF, 以及相减后的图像示意图

因此, 在对一个时间系列的图像进行相减时, 必须人为匹配参考图像和目标图像的视宁度 (或 PSF 形状)。PSF 的影响在数学上可以用卷积来描述。在同一个天区拍摄到的 CCD 图像中找到视宁度最好的一图像作为参考图像, 用一个比较合适的卷积核对参考图像卷积后变换到差视宁度的情况下, 这样就把参考图像和其他图像转化到相近视宁度下, 然后相减得到合适的星像变化。在一幅给定的图像中各处 PSF 差异较小, 同时考虑到两幅图像背景的差异, 这样我们就能用 $Ref(x, y) \otimes Kernel(u, v)$ 模型来表示参考图像的视宁度变差, 进而拟合真实的较差视宁度图像以及相应背景变化 $I(x, y) + bkg(x, y)$, 从而得到需要的卷积核, 其中, Ref 是参考图像, I 是一其他图像, bkg 代表两幅图像背景的差异 (用多项式近似), 符号 \otimes 代表卷积。这种拟合非常耗时, Alard 和 Lupton^[61] 提出卷积核 $Kernel(u, v)$ 用几个已知的基本函数之和的形式表示:

$$Kernel(u, v) = \sum_n \sum_{d_n x} \sum_{d_n y} a_k e^{-(u^2+v^2)/2\sigma_n^2} u^{d_n x} v^{d_n y} . \quad (14)$$

这个模型考虑了地面观测到的 PSF 近似高斯函数, 两幅图像中 PSF 的差异用高斯函数形式 (式 (14) 中的 $e^{-(u^2+v^2)/2\sigma_n^2}$) 的卷积核作为一阶近似, 再乘一多项式 (其中每项为式 (14) 中的 $u^{d_n x} v^{d_n y}$ 项) 作为进一步修正。这样卷积核 $Kernel(u, v)$ 的拟合就转化为用线性回归法得到式 (14) 中的系数 a_k 。这种卷积核是固定的, 只适用于整幅图像的 PSF 变化不大的情况。此后, Alard 将固定不变的卷积核改进为空间可变的卷积核, 从而在处理大范围图像时也能得到准确的检测结果^[62]。Bramich 提出了一种新的方法, 即用像素矩阵表示卷积核 $Kernel(u, v)$ ^[63], 并采用与 Alard 相似的拟合方法, 但像素矩阵元本身成为线性拟合参数。这样的处理不用事先选取基本函数, 避免了基本函数相对实际偏离造成的误差。针对球状星团 NGC 1904 的图像, Bramich 用基本函数和像素矩阵表示卷积核的方法进行处理并比较, 结果表明后者更灵活、相减图像质量更高 (见文献 [63] 中的图 1)。

用卷积核与参考图像卷积后去减待测图像, 这样相减后的图像中基本上只剩下待测图像中变星的信息。图像相减法一般遵守以下步骤: 1) 图像配准, 把在观测中取向不同的图像旋转, 转换成统一取向; 2) 选取参考图像; 3) 获取合适的卷积核 (此方法的核心), 再卷积参考

图像将其转换为与其他图像有相近的视宁度，然后相减；4) 在相减后的图像中，用常规测光方法得到变星的光度测量值。

图像相减法的测光精度依赖于常规测光法的精度 (见图像相减步骤 4)。只是在密集星场这一相同条件下，与常规测光方法相比，图像相减方法很好地提高了测光精度。Alard 用图像相减方法重新处理 OGLE (Optical Gravitational Lensing Experiment) 微引力透镜候选体的光变曲线，与用 DoPHOT 直接测光得到的光变曲线比较，发现测光精度平均提高了 1 倍^[64]。M5 是一个富球状星团，由于它距离比较近以及银河系消光比较小，成为一个很好的研究星团中变星的目标。Olech 等人^[65] 用图像相减方法处理 M5 中的变星，得到的测光数据的相对误差是 Kaluzny 等人^[66] 用 DoPHOT 直接得到的测光数据的相对误差的 $\frac{1}{4} \sim \frac{1}{2}$ ，最好的是其 $\frac{1}{20}$ (见图 7)，同时用图像相减法又找到了 4 颗新的变星。M3 和 M62 可能是银河

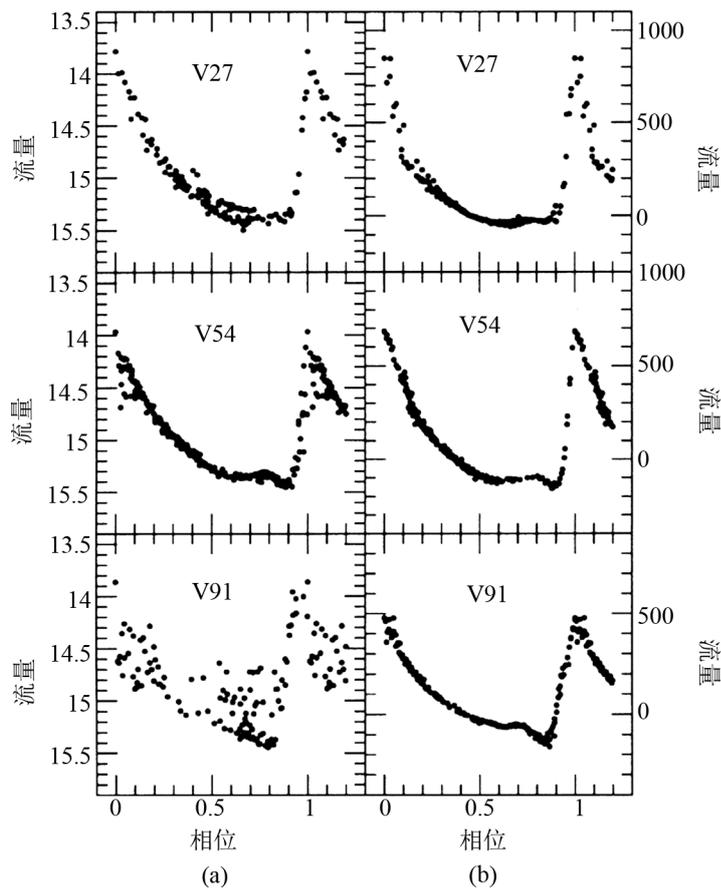


图 7 三个变星 V27、V54、V91 的光变曲线^[65]

(a) Kaluzny 等人^[66] 用 DoPHOT 直接测光得到；(b) Olech 等人用图像相减得到的。

系中最富有变星的球状星团，这一特性激发了许多天体物理学家的研究兴趣，Clementini 等

人^[67]和 Contreras 等人^[68]用图像相减法分别在这两个球状星团中寻找变星,并取得了很好的研究成果。NGC 5286 的颜色星等图显示它没有较红的水平分支成分^[69],这个异常特征预示它处在一个特殊的演化阶段。为了进一步揭示它的内部特性,Zorotovic 等人用图像相减法检测其中的变星,以了解星团的一些物理特性^[70]。总之,与传统的测光方法相比,这种方法能够更有效地找到球状星团中的变星,提供更高精度的相对测光值,在不久的将来可能会带来更多的新发现,从而推动恒星演化的研究。

6 总结与展望

为了方便研究使用,我们对上述几种恒星测光方法做了综合对比,列出它们各自的适用范围(见表 1)。

表 1 恒星测光方法比较

测光方法	适用范围	优点	缺点
孔径测光	星场中孤立、较亮的星像	亮星精度高	暗星精度低
PSF 拟合测光	较密集星场中星像有相互重叠(仍可被清晰分辨)或是星场中有其他弥散源,或比较暗的星像	暗星精度高	亮星精度低,精度依赖所用 PSF 模型
ePSF 拟合测光	包含于 PSF 测光,适用于 PSF 测光的情况	比其它 PSF 拟合精度高	需采样较多星像以得 ePSF
结合孔径测光和 PSF 拟合测光法	包括前面两种测光方法适用的情况,但通常用于有更高的精度要求的研究(比如脉动变星的测光)	亮、暗源都有 甚高精度	操作复杂
图像相减法	检测变星并确定变星光变曲线,可以是孤立的,也可以是密集星场中的(包括星像重叠的情况)或者受其他弥散源影响的变星。亮、暗变星都适用,对高密度的星场中的变星尤为适用,精度甚高	密集场中检测 变星精度高	只针对变星

光度测量作为最基本的天体物理研究课题之一,在 CCD 成为新一代天文探测器后的几十年中得到了大量的研究和发展。综合这些测光方法,可以看到背景对测光精度的影响很重要,尤其是对于暗弱天体。但在这些方法中,天光背景要么被近似为一个常数,要么被近似为简单模型(允许背景分布有较小的变化)。这样的近似在有弥散源或是星云中的星场中会导

致较大的误差,那里的背景在小尺度上的变化就可能比较剧烈。因此,在测光中如何考虑这些小尺度剧烈变化的背景是高精度测光研究的一个方向。

随着巡天项目的不断增加,望远镜同时可获取海量的天文图像。这种情况下,人工干预的方法已经不太可能实现海量数据的处理,如何更高效、更自动化地对大批量恒星进行测光,也是未来研究的一项重要课题。

致谢

感谢审稿老师的认真审阅以及提出的宝贵意见,感谢对本文提出宝贵意见的其他各位老师。

参考文献:

- [1] Boyle W S, Smith G E. *The Bell System Technical Journal*, 1970, 49: 587
- [2] Davis L. *Specifications for the Aperture Photometry Package*, National Optical Astronomy Observatories, 1987
- [3] Stetson P B. *PASP*, 1987, 99: 191
- [4] Schechter P L, Mateo M, Saha A. *PASP*, 1993, 105: 1342
- [5] Bertin E, Arnouts S. *A&AS*, 1996, 117: 393
- [6] Kjellden H, Frandsen S. *PASP*, 1992, 104: 413
- [7] Tuvikene T, Sterken C. *Astrophysics of Variable Stars*, ASP Conference Series, 2006, 349: 359
- [8] Bessell M S. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 2005, 43: 293
- [9] Da Costa G S. *ASP Conference Series*. 1992, 23: 90
- [10] Stetson P B. *PASP*, 2005, 117: 563
- [11] Whalen A D. *Detection of Signals in Noise*, Academic: San Diego, 1971: 173
- [12] 朱志刚, 林学闫, 石定机等译. *数字图像处理*, 北京: 电子工业出版社, 2006: 190
- [13] Irwin M J. *MNRAS*, 1985, 214: 575
- [14] Mighell K J, Rich R M. *AJ*, 1995, 110: 1649
- [15] Stone R C. *AJ*, 1989, 97: 1227
- [16] 李展, 彭青玉, 韩国强. *天文学报*, 2009, 50: 340
- [17] Stetson P B. *The techniques of least squares and stellar photometry with CCDs*, Brazil: V Escola Avancada de Astrofisica, 1989
- [18] Kendall M, Stuart K. *The Advanced Theory of Statistics, Vol.1, Distribution Theory*, 4th edition, California: Griffin, 1977: 40
- [19] Newberry M V. *PASP*, 1991, 103: 122
- [20] Almozino E, Loinger F, Brosch N. *MNRAS*, 1993, 265: 641
- [21] Mighell K J. *ASP Conference Series*. 1999, 172: 317
- [22] King I R. *PASP*, 1971, 93: 199
- [23] 曾开华, 彭青玉. *天文研究与技术*, 2010, 7(2): 124
- [24] Tanvir N, Robinson D, Hippel von T. 1995, preprint (astro-ph/arXiv:9503038)
- [25] Howell S B. *PASP*, 1989, 101: 616
- [26] Stetson P B. *PASP*, 1990, 102: 932
- [27] Zhou X, Zhou F, Jiang Z J, et al. *PASP*, 2010, 122: 347
- [28] Gruendl R A, Chu Y H. *ApJS*, 2009, 184: 172
- [29] Saito R K, Hempel M, Minniti D, et al. *A&A*, 2012, 537: 107

- [30] Mighell K J. MNRAS, 1989, 238: 807
- [31] Levenberg K. Quarterly of Applied Mathematics, 1944, 2: 164
- [32] Marquardt D W. SIAM Journal of applied Mathematics, 1963, 11: 431
- [33] Mighell K J. A&AS, 1990, 82: 1
- [34] Moffat A F J. A&A, 1969, 3: 455
- [35] Penny A J, Dickens R J. MNRAS, 1986, 220: 845
- [36] Tody D. RICHFLD Photometry Program Users Guide, Tucson: Kitt Peak National Observatory, 1981
- [37] Lupton R H, Gunn J E. AJ, 1986, 91: 317
- [38] Minniti D, Hempel M, Toledo I, et al. A&A, 2011, 527: 81
- [39] Grocholski A J, van der Marel R P, Aloisi A, et al. astro-ph/arXiv:1204.0989v1, 2012
- [40] Kuehn C A, Smith H A, Catelan M, et al. ApJ, 2011, 142: 107
- [41] Krist J E, Hook R N, Stehr F, et al. Proceedings of SPIE, 2011, 8127: 81270J
- [42] Abramowitz M, Stegun I. in Abramowitz M, Stegun I, eds, Applied Mathematics Series 55, Handbook of Mathematical Functions with Formulas, Graphs, and Mathematical Tables, Washington: NBS, 1964
- [43] Mighell K J. Proceedings of SPIE, 2002, 4847: 207
- [44] Mighell K J. MNRAS, 2005, 361: 861
- [45] Mighell K J, Glaccum W, Hoffmann W. Proceedings of SPIE, 2008, 7010, 70102W
- [46] Anderson J, King I R. PASP, 2000, 112: 1360
- [47] 朱丽莎, 孟小华, 张庆丰. 微型机与应用, 2011, 30(12): 36
- [48] 陈鼎, 王家骥, 陈力. 天文学进展, 2004, 22(3): 209
- [49] Hansen Brad M S, Anderson J, Brewer J, et al. AJ, 2007, 671: 380
- [50] Strickler R R, Cool A M, Anderson J, et al. ApJ, 2009, 699: 40
- [51] Hut P, McMillan S, Goodman J, et al. PASP, 1992, 104: 981
- [52] 王娴, 苏成悦, 王婷婷. 天文研究与技术, 2011, 8(1): 58
- [53] Handler G. Baltic Astronomy, 2003, 12: 243
- [54] Arentoft T, Sterken C, Knudsen M R, et al. A&A, 2001, 380: 599
- [55] Sterken C, Knudsen M R, Duerbeck H W, et al. ASP Conference Series, 2002, 256: 183
- [56] Handler G, Meingast S. A&A, 2011, 533(A70): 1
- [57] Reed M D, Kilkenny D, O'Toole S, et al. MNRAS, 2012, 421: 181
- [58] Handler G, Romero-Colmenero E, Provencal J L, et al. MNRAS, 2008, 388: 1444
- [59] Zhou A Y, Reed M D, Harms S, et al. MNRAS, 2006, 367: 179
- [60] Harris W E. Invited Reivew for the 10th Anniverary Symposium of HST, Baltimore: BASA, 2000
- [61] Alard C, Lupton R H. ApJ, 1998, 503: 325
- [62] Alard C. A&AS, 2000, 144: 363
- [63] Bramich D M. MNRAS, 2008, 386: L77
- [64] Alard C. A&A, 1999, 343: 10
- [65] Olech A, Woźniak P R, Alard C, et al. MNRAS, 1999, 310: 759
- [66] Kaluzny J, Olech A, Thompson I, et al. A&AS, 2000, 143: 215
- [67] Clementini G, Corwin T M, Carney B W, et al. AJ, 2004, 127: 938
- [68] Contreras R, Catelan M, Smith H A, et al. AJ, 2010, 140: 1766
- [69] Zorotovic M, Catelan M, Zoccali M, et al. AJ, 2009, 137: 257
- [70] Zorotovic M, Catelan M, Smith H A, et al. AJ, 2010, 139: 357

Progress in the Stellar CCD Photometric Methods

YANG Guang-pu^{1,2,3}, WU Wen-tao^{1,2}

(1. National Astronomical Observatories/Yunnan Observatory, Chinese Academy of Sciences, Kunming 650011, China; 2. Key Laboratory for the Structure and Evolution of Celestial Objects, Chinese Academy of Sciences; 3. Graduate School of the Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China)

Abstract: In astrophysics, the most fundamental measurable quantities of celestial objects are their radiative fluxes. The photometry is thus essential to stellar astrophysics, as it can lead to many important parameters, e.g. stellar luminosities, color indices, temperatures, and light curves of variable stars. Many new photometric methods are proposed to serve observations with Charge-Coupled Devices (CCDs) which have become the new generation of detectors. For isolated and bright stars in a CCD image aperture photometry works very well. The PSF-fitting photometry works better for apparently faint or crowded stars. Particularly, by using ePSF, a convolution of the PSF of the optical system with the spatial sensitivity functions of individual CCD pixels, the PSF fitting can yield accurate photometry under cases of undersampled PSF. The combined method of PSF fitting and aperture photometry can largely avoid the problems of the two previous methods and yield accurate photometry for both bright and faint stars. This method is suitable for the time-resolved photometry of pulsating variable stars. In a dense crowded field of stars, such as the central region of a globular cluster, the Image Subtraction Method (ISM) can be used to identify variable stars and obtain their accurate light curves which are difficult to be measured with the conventional softwares (e.g. DAOPHOT or DoPHOT).

This paper first gives a brief review of a CCD detector, the importance of photometry in astrophysics, and some astrophysical parameters relevant to stellar photometry. The paper then describes the aperture photometry and the PSF-fitting photometry in detail, including the new digital-PSF and ePSF modeling methods. By pointing out limits of these methods, this paper describes some more recent important approaches, i.e. the combined method of PSF fitting and aperture photometry and the ISM. Some directions of future development are finally discussed.

Key words: star; CCD; image processing; photometry