

恒星半径的测量^{*}

谭徽松 潘开科 汪洵浩

(中国科学院云南天文台 昆明 650011)

摘 要

恒星半径自身是一个基本物理量, 而且与许多其他基本物理量有关。本文综述了恒星半径测量的几种重要方法: 测量恒星角径而得出其半径的月掩星、光斑干涉、干涉仪方法; 直接测出恒星半径的食双星法; 通过物理关系测出其他物理量来求出恒星半径的表面亮度法、绝对流量法和热流量法, 以及专用于脉动变星的 Baade-Wesselink 方法等。并对恒星半径的测量精度及其产生误差的原因进行了讨论。

1 引 言

恒星是由炽热气体组成的, 并没有严格的边缘, 由于我们所观测到的辐射主要来自光球层, 所以恒星的半径是指光球的半径。尽管恒星的光球有一定厚度 (10^3km 量级), 但这个厚度远小于从恒星中心到光球的距离。

半径 R 不仅是恒星的最基本参数之一, 而且与许多其他基本物理量直接或间接相关。比如, 恒星在频率 ν 的总辐射等于 $4\pi R^2 F_\nu$, F_ν 为恒星表面发出的辐射流量; 恒星的绝对热星等 $M_b = 42.36 - 10 \log T_{\text{eff}} - 5 \log(R/R_\odot)$, 其中 T_{eff} 为有效温度, 质光关系也是质量与半径和温度的关系; 至于光谱光度型的分类, 恒星表面重力和撕裂速度的计算都与 R 有关。在食双星研究中, 已知相对半径和 R , 便可以求出两子星之间的距离; 已知 R 、周期和轨道倾角 i , 便可求得同步自转速度; 在双星的各种同步自转理论中, R 都是计算轨道圆形化和自转同步时标的重要参数。从 Zhan^[1] 的粘滞效应理论得出: 达到同步自转的时标等于粘滞时间时标 $t_\nu \times (d/R)^6$, 其中 d 为两子星之间的距离; Zhan^[2] 的动力潮汐理论给出同步自转时标与 $(d/R)^{8.5}$ 成比例; Tassoul^[3] 新提出了纯流体动力学机制, 给出同步自转时标依赖于 $(d/R)^{4.125}$ 。可见, 恒星半径 R 本身的测量精度将对许多基本物理量产生重大的影响, 尤其对 these 与 R 的高次方成比例的量, 影响将更大。

2 测量恒星半径的基本方法

如果把太阳置于 3 光年的距离上, 其角直径只有 $0''.01$, 即使没有大气视宁度的影

^{*} 国家自然科学基金资助课题

1993 年 4 月 20 日收到

响, 地面上 5 米望远镜的衍射分辨极限 (按 $\lambda=5000\text{\AA}$) 为 $0''.02$, 仍然是无法分辨。Hubble 空间望远镜配上精确的导星探头 (FGS) 之后能达到的最好角分辨为 $0''.003^{[4]}$ 。

对遥远恒星半径的测量, 已发展了多种方法, 综合起来可归为三类: (1) 测定恒星的角直径, 在由其他方法得知恒星离观测者的距离时, 便可求出被测星的半径; (2) 对食双星系统, 由测光轨道解和分光轨道解, 便可直接得出半径; (3) 是间接方法, 通过测定恒星的表面亮度、绝对流量和热流量, 由相应的统计性质和物理关系得出半径。对这些方法简要地分述如下。

2. 1 测定恒星的角直径

这里主要介绍三种测定恒星角直径的方法。

2. 1. 1 月掩星

虽然月掩星的现象在古代就有很多观测和记录, 但用这一自然现象去测定恒星大小则是本世纪的事。由月掩星时产生的衍射现象来测定恒星角直径的思想, 首先是由 Eddington^[5] 提出的; 30 年后, Williams^[6] 首先提出由在掩食时所得的光变曲线中解出恒星角径的具体方法, 而首先真正成功地得出结果, 并在以后又在这方面作出过极为突出贡献的是 Evans^[7,8,9]。1972 年, Toombs 等人^[10] 在月掩星时应用红外波段观测了 IRC+10°216 的直径, 为以后的观测开辟了新的波段。由于使用的波段和颜色不同, 测出的直径会不同^[11]。后来, 提出和发展了二维探测阵列技术, 提高了空间和时间分辨率。苏联 Kapkov 等人^[12] 测出了 SAO076532 和 076585 的角直径。当然, 月掩星在获取双星的角直径方面也得到许多结果, 但已超出本评述的范围。上海天文台钱伯辰在这方面也做了很好的工作^[13,14,15]。

因为受月球轨道所扫过的区域的限制, 并对被掩星的亮度和角直径的下限有一定的要求, 所以实际被测的对象不会超过 200 颗, 得出角直径的远小于这个值。与月掩星相同的原理, 大行星和小行星乃至彗星掩星也可用于测定恒星半径, 因精度高的资料很少, 这里不再赘述。

2. 1. 2 光斑干涉

由于大气的视宁度在好天气条件下为 1 角秒左右, 使得对同一恒星在不同时刻接收到视图样的强度和位置不同, 积分时间一长便使这些图像叠加和平均, 形成了模糊的圆面。如果每个像的积分时间足够短, 以“冻结”大气, 然后把数百上千幅这样的瞬时像叠加, 利用傅里叶变换, 便可“恢复”望远镜的分辨极限, 测量出恒星的角直径。Gezari 等人^[16] 首先在 5 米望远镜上用光斑干涉仪获得了 αSco , βPeg , αTau , αBoo , αHer , αOri , OCet 7 颗星的角直径, 所得结果与前人用迈克耳逊等方法得出的结果非常一致, 最小值达到 $0''.016$ 。其方法是, 用观测轮廓的中间部分与均匀盘的理论轮廓进行拟合, 如果用半功率宽度 w 作为拟合参数, 则一个均匀恒星盘的角直径为

$$\alpha = 1.02\lambda_0 f' / wf$$

其中 λ_0 为进行傅里叶变换时照明光学系统的激光波长, f' 和 f 分别为傅里叶变换装置和望远镜的等值焦距。

1988年在德国举行的“干涉仪的高分辨成像”会议上,展示了用光斑干涉测量恒星角直径的一些新进展。从波段上扩展到红外, Nisenson 等人^[18]使用两维照相机在 450nm, 533nm, 656nm 和 775nm 4个波段在不同时间对超新星 1987A 进行的测量表明,角直径随时间和波长而变化,并同时得出 α Cet 和 HR1008 的角直径分别为 $9\pm 4\text{mas}$ 和 $17\pm 3\text{mas}$, 与前人的结果一致。Julian 等^[19]不仅再次测出 α Ori 的光球角直径,而且得到其色球包层和 $H\alpha$ 包层的范围。

尽管光斑干涉在测定恒星角直径上作出了贡献,但它的分辨率最高只能达到所用望远镜的理论分辨率,即使使用了目前世界上最大的 5 米、6 米望远镜,真正能测出其角直径的星也只是几十颗的量级。

2.1.3 干涉仪

根据干涉的原理,如果地面上有相距 x 的两架望远镜,在满足

$$x = 1.22\lambda/\beta$$

时,干涉条纹消失,这里的 β 为恒星视圆面的角直径。实际上,此时的 β 也就相当于一个直径为 x 的单口径望远镜的理论分辨率。Michelson 干涉仪在本世纪 30 年代就应用于恒星角直径的测量,但数量很少。最近 Di Benedetto 等^[20]用 Michelson 干涉仪测出了 M0 巨星 β And 附近的小尺度结构。

现有的唯一一架强度干涉仪的 $x=188\text{m}$,能测得的最小角直径为 $0''.00042$ 。1974 年 Hanbury 等^[21]用该仪器测得 30 多颗恒星的角直径,平均误差为 6%。

Hutter 等^[22]用 Mark III 型光学干涉仪,使用 12.0m 和 8.3m 的基线,测出 24 个巨星和超巨星的角直径,由 4mas 至 18mas,误差为 0.5mas。

显然,为了提高极限星等,干涉网中每个单元的口径就要较大;为了提高分辨率,基线就要长,这些都给技术增加了困难。美国海军研究实验室和海军天文台,正在建造一架高分辨率的相位跟踪干涉仪^[23]。

除光学波段外,红外、射电波段的干涉技术发展很快,已有 VLBI 美国网、欧洲网投入正常运行, Mutel 等人^[24]用 VLBI 测出了非常活动的 RS CVn 型星 UX Ari 的 G5 V 子星的晕和 Ko III 子星的核相距 1.8mas,美国的 VLBA^[25]使用 VLBI 技术,东起 St. Croix,西至 Hawaii,基线长达 8000km,使用 10 面 25m 天线阵,工作在最短波长 (43GHz—7mm) 时,其分辨率可达 $0''.0002$,在完全投入运行后,也将对恒星角直径的测量发挥作用。

以上这些测角直径的方法,都是以干涉衍射为基本原理,观测对象都是邻近的亮星,在用其他方法知道这些星离我们的距离 r 后,便可求出它的半径。

尽管所有这些方法测得的星并不多,但为其他方法的对比和定标提供了基础。

2.2 食双星法

对一个能够观测的食双星系统,由测光轨道解可以得出相对半径 $r_i = R_i/A$ (A 为两子星间的平均距离);两子星的质量比 $q = m_2/m_1$ 、轨道倾角 i 和一些其他参量。而由分光轨道解,即使对单谱双星,也可得到轨道偏心率 e 、视向速度的半振幅 k_1 、质量函

数 $f_1(m)$ 和 $a_1 \sin i$ (a_1 为子星的轨道半长径)。两组解联立, 可以直接得到两子星的半径 R_1 和 R_2 :

$$M_1(m_\odot) = f_1(m)(1+q)^2/(q^3 \sin^3 i) \quad (1)$$

$$R_1(R_\odot) = [74.55M_1(1+q)P^2]^{1/3}r_1 \quad (2)$$

$$R_2(R_\odot) = R_1r_2/r_1 \quad (3)$$

其中 P 为以日为单位的双星的轨道周期。或者:

$$A(R_\odot) = a_1 + a_2 = 1.9763 \times 10^{-2}(1-e^2)^{1/2}k_1(1+\frac{1}{q})P \quad (4)$$

$$R_1 = Ar_1 \quad \text{和} \quad R_2 = Ar_2 \quad (5)$$

这样可不需要知道双星离我们的距离, 便可直接得出恒星的大小。

具体解轨的方法有很多, Russell, Merrill, Kopal, Lucy 等人都作出过重要贡献。目前最为流行的是用 Wilson-Davinyey^[26] 方法和改进的程序。如果相对半径较大, 潮汐作用和质量交换将很重要, 而且恒星的形状偏离球状较远, 从重心到各方向的恒星边缘的距离不一样, 所谓“半径”是指的 $R = (3V/4\pi)^{1/3}$, 这里 V 代表恒星的体积。

用这种方法获得了大量双星的半径, 在 1990 年出版的“食变星的近似测光和绝对要素星表”^[27] 中, 列出了 3781 个系统的两子星的半径。其中大约一半是用测光和分光轨道解的方法得到的。很明显, 这种方法只能适用于含双星系统。

2. 3 间接方法

测定其他物理量, 通过相应的统计关系或物理关系, 推出恒星的半径。主要有三种:

2. 3. 1 表面亮度法

这一方法是由 Wesselink^[28] 首先提出, 并由 Wesselink 等^[29] 实现的, 简称 S-方法。

如果用 m 表示视星等, d 表示角直径 (以角秒为单位), S 表示表面亮度 (以星等为单位) 则

$$m - S + 5 \log d = 0 \quad (6)$$

S 的零点由 $d=1$ 确定。如果用线半径表示,

$$M - S + 5 \log R = 15.15 \quad (7)$$

M 为绝对星等。问题的关键是如何得到 S , 而且 S , m , 和 M 都与颜色 (波长) 有关, 对于颜色 V , 由 (6) 可得

$$S_V = V_0 + 5 \log d \quad (8)$$

由观测得到 S_V 是 $(B-V)_0$ 的单值函数, 因此, 只要有 $(B-V)_0$ 的值, 便可得到黄色表面亮度, 从而得出:

$$\log d = 0.2(S_V - V_0) \quad (9)$$

$$\log R = 0.2(S_V - M_V) + 3.03 \quad (10)$$

Wesselink 等 (1972) 用这种方法计算出了 2392 颗星的角直径和半径。由对其他有关量的测量误差的估计, 推出 d 的标准误差为 8%—12%, 再加上视差或绝对星等的误差, R 的误差达 60%。

2.3.2 绝对流量法

设离我们为 r 的恒星表面发出的辐射流量为 F_ν , 在地面上测得的流量为 f_ν , 则

$$4\pi r^2 f_\nu = 4\pi R^2 F_\nu \quad (11)$$

若 R 以 R_\odot 、 r 以秒差距为单位

$$R = 4.43 \times 10^7 r \left(\frac{f_\nu}{F_\nu} \right)^{1/2} \quad (12)$$

由光度测量得到 f_ν , 根据能量分布来选择最能代表被测恒星的光球模型, 使之与观测到的能量分布完全拟合, 从而知道 F_ν , 这时 f_ν/F_ν 与频率无关, 便由 (12) 式可以得到 R 。Gray^[30,31] 在这方面作了开创性的工作。并推出对主序星有如下便于应用的关系式^[32]

$$\log R = 0.333 - 0.528(B - V) \quad (13)$$

其可几误差为 8%。

2.3.3 热流量法

如将 (11) 式对所有频率积分得:

$$\int_0^\infty f_\nu d\nu = \left(\frac{R}{r} \right)^2 \int_0^\infty F_\nu d\nu \quad (14)$$

$$\begin{aligned} R &= r \left[\frac{\int_0^\infty f_\nu d\nu}{\int_0^\infty F_\nu d\nu} \right]^{1/2} \\ &= r \left[\frac{\int_0^\infty f_\nu d\nu}{\sigma T_{\text{eff}}^4} \right]^{1/2} \end{aligned} \quad (15)$$

σ 是 Stefan-Boltzmann 常数。 T_{eff} 是有效温度。

Heintze^[33] 通过用太阳和其他方法确定热改正和有效温度, 从而得出恒星的半径。

2.3.4 脉动变星的平均半径的测量

这一方法的基本原理与表面亮度法相同, 也是由 Wesselink^[34,28] 提出并不断发展的。由于脉动变星的半径在不同位相时半径和光度不同, 所以可以多次应用公式:

$$L = 4\pi\sigma R^2 T_e^4 \quad (16)$$

因为有效温度 T_e 是色指数 (B-V) 的单值函数, 在脉动变星的光变曲线上, 选取 (B-V) 相等的两个不同位相的观测, 对 (16) 取对数, 并用视星等表示, 则有

$$V_2 - V_1 = 5 \lg(R_0 + r_1) - 5 \lg(R_0 + r_2) \quad (17)$$

式中 R_0 为平均半径, r_1 、 r_2 分别为观测时刻 t_1 、 t_2 (两个位相 φ_1 、 φ_2) 变星半径相对于平均半径的变化。当 $R_0 \gg r_i$ 时,

$$(V_2 - V_1) = \frac{R_0}{5 \lg e} (r_1 - r_2) \quad \text{或} \quad (r_1 - r_2) = 0.461 R_0 (V_2 - V_1) \quad (18)$$

如果能同时对该变星进行光度曲线和视向速度曲线的测量, 则由光度测量可以得出 $(V_2 - V_1)$, 由视向速度在恒星径向方向的分量对位相积分推导出 $(r_1 - r_2)$, 从而可由 (18) 式得出平均半径 R_0 。为了提高精度, 可采用多组解进行平均或用最小二乘法来求解, 限于篇幅, 这里不再详述。

3 恒星半径的测量精度

尽管在上述各方法中, 有不少给出了恒星半径的测量精度。Popper^[35] 对双星的半径测量精度也作了讨论, 他所采用的分离双星系统的精度优于 15%。但只能说这些统计的结果对大多数星来说是对的, 但也许对某些星相差甚远。

在由测定恒星的角直径求半径时, 不仅角直径的测量有误差, 而且与所用波段有关。在计算线半径时, 又要引入视差测量的误差, 按照 Popper^[35] 对目视双星的估计, 视差的精度在 7%。

在食双星方法中, r 的误差在 1%—10%^[35], 视向速度半振幅 (A) 的误差在 10%。

间接测半径方法的精度不仅取决于所有统计关系和所有公式的可靠性, 同时取决于这些有关量的测量精度。

以上这些只是引起误差的一般原因, 至于对每个具体的星, 由于几何参数和物理性质本身的问题, 比如有盘、环或者包层, 有强的色球活动、星风等影响, 可能产生更大的不确定性。表 1 列出我们观测过的部分相差较大的双星的子星半径, 其值是不同研究者或不同星表给出的。由表 1 可以看出, 有时子星的半径相差一倍以上, V367 Cyg 的主星半径甚至相差 3 倍, 次星相差达 6 倍。引起如此大差别的重要原因就是它们特殊的物理性质和复杂的结构。比如, UW CMa^[36], AH Cep^[37], Y Cyg^[38], V418 Cyg^[39] 都有很强的星风和物质损失; DV And^[40] 是 δ Sct 型星, 具有气壳, V1182 Aq1 是反常 Algol 型星^[41]; V1010 Oph 是 Shaw 等^[42] 定义的周期短、相互作用强、演化迅速、光变曲线和周期都在变化的一种新变星的原型。V367 Cyg 属于 Plavec^[43] 所定义的 W Ser 型双星的成员, 处于高速质量交换、周期变化快的阶段, 有吸积盘。李元峰^[44] 等人认为它是 W Ser 型中的唯一相接系统。Schneider 等人^[45] 认为, 其次子星由一个半径为 $25R_\odot$ 的冷盘围绕, 而整个系统又被一个半径为 $500R_\odot$ 的气壳所包围。如果这一模型被确认, 文献 [44], [46] 和 [47] 给出的次星半径就很可能是次子星冷盘的半径, 而不是次子星本身的半径。由此可见, 有些“热门星”, 正是因为物理性质上的特殊才吸引着很多研究者, 也正因为某些特殊的性质和结构又使得包括半径在内的一些基本参量相差甚远, 从而需要更加深入地研究。

作者感谢仇朴章、苏步美的有益讨论和帮助。

表 1 不同文献给出的恒星半径比较

恒 星	R_1/R_2	文 献	恒 星	R_1/R_2	文 献
AN And	3.79/3.79	[45]	EI Cep	2.99/2.31	[46]
	2.8/1.6	[27]		2.2/2.0	[27]
				2.80/2.54	[35]
DV And	2.16/1.73	[45]	NY Cep	24.95/24.15	[46]
	3.0/2.0	[27]		9.0/5.8	[27]
V337 Aql	6.89/6.22	[45]	Y Cyg	6.8/5.4	[53]
	9.7/8.9	[27]		5.17/5.17	[46]
V1182 Aql	7.45/5.45	[45]	V367 Cyg	7.5/7.5	[27]
	9.3/5.9	[27]		6.0/6.0	[35]
	9.16/4.53	[47]		32.78/24.56	[46]
	8.8/5.9	[48]		39/31	[44]
UW CMa	13.16/10.34	[45]	V448 Cyg	50/7	[45]
	17.7/16.0	[27]		22/17	[47]
	20.4/17.8	[49]		17.8/5.0	[54]
AH Cep	4.58/4.58	[45]	V1010 Oph	7.52/17.02	[46]
	7.9/7.2	[27]		14.0/17.0	[27]
	6.7/6.2	[36]		8.5/18.1	[55]
	6.4/5.9	[50]		1.10/0.85	[46]
CW Cep	5.37/4.03	[45]	DR Vul	2.1/1.2	[27]
	6.7/6.35	[27]		2.1/1.5	[56]
	5.86/4.28	[47]		3.27/3.11	[46]
	5.40/5.00	[34]		6.7/6.2	[27]
	5.6/5.1	[51]		4.8/4.4	[57]

参 考 文 献

- [1] Zhan J P. Annales D' Astrophysique, 1966, 29: 489
- [2] Zhan J P. Astron. Astrophys., 1977, 57: 383
- [3] Tassoul J -L. Ap. J., 1987, 322: 856
- [4] Chaisson E J, Villard R. Vistas in Astronomy, 1990, 33: 105
- [5] Eddington A E. M. N. R. A. S., 1909, 69: 178
- [6] Williams J D. Ap. J., 1939, 89: 467
- [7] Evans D S. M. N. R. A. S., 1951, 111: 64
- [8] Evans D E. A. J., 1955, 60: 432
- [9] Evans D E. A. J., 1971, 76: 1107
- [10] Toombs R I, Beck in E E, Frogel J A *et al.* Ap. J., 1972, 173: L71

- [11] White N M. *Bull. Am. Astron. Soc.*, 1986, 18: 961
- [12] Kapkov V B, Sulejmanov V F, Shajmukhametov R R. *Sov. Astron. Lett.*, 1990, 16: 69
- [13] 钱伯辰, 上海天文台年刊, 1986, 8: 65
- [14] 钱伯辰, 朱国良, 范庆元, 上海天文台年刊, 1988, 9: 83
- [15] 钱伯辰, 范庆元, 王 奕, 上海天文台年刊, 1992, 13: 81
- [16] Gezari D Y, Labeyrie A, Stachnik R V. *Ap. J.*, 1972, 173: L1
- [17] Perrier C. In: Merkle F ed. *NOAO-ESO Conference on high-resolution imaging by interferometry, Pro.*, part 1, Garching bei Munchen, F. R. G: ESO, 1989: 113
- [18] Nisenson P Karovska M *et al.* In: Merkle F ed. *NOAO-ESO Conference on high-resolution Imaging by interferometry, Pro.* part 1, Garching bei Munchen, F. R. G: ESO, 1989: 491
- [19] Julian C, Christon E *et al.* In: Merkle F ed. *NOAO-ESO Conference on high-resolution imaging by interferometry, Pro.* part 1, Garching bei munchen, F. R. G: ESO, 1989: 527
- [20] Di Benedetto G P, Bonneau D. *Ap. J.* 1990, 358: 617
- [21] Hanbury Brown, Davis J, Allen L R. *M. N. R. A. S.*, 1974, 167: 121
- [22] Hutter D J, Johnston K J, Mozurkewich D *et al.* *Ap. J.*, 1989, 340: 1103
- [23] Richard S Simon, In: Robertson J G, Tango W J eds. *Very high angular resolution imaging, Proc. of IAU symp. No.158, Sydney, 1993, Dordrecht: Kluwer, 1993:8*
- [24] Mutel R L, Lestrade J F, Preston R A. *Ap. J.*, 1985, 259: 262
- [25] Napier P. In: Robertson J G, Tango W J eds. *Very high angular resolution imaging, Proc. of IAU symp. No.158, Sydney, 1993, Dordrecht: Kluwer, 1993: 7*
- [26] Wilson R E, Davinney E J. *Ap. J.*, 1971, 166: 604
- [27] Cvechnikov N A, Kuznetsova E F. *Catalogue of Approximate photometric and absolute elements of eclipsing variable stars. Sverdovsk: Ural State University Press, 1990*
- [28] Wesselink A J. *M. N. R. A. S.*, 1969, 144: 297
- [29] Wesselink A J, Paranya K, DeVorkin K A. *Suppl.*, 1972, 7: 257
- [30] Gray D F. *Ap. J.* 1967, 149: 317
- [31] Gray D F. *A. J.*, 1968, 73: 769
- [32] Gray D F. *The observation and analysis of stellar photopheres. New York: John Wiley, 1976. 375.* 黄 磷等译. 北京: 科学出版社, 1981. 391
- [33] Heintze J R W. In: Hauck B, Westerlund B E eds. *Proc. IAU Symp. No.54, Geneva, 1972 Dordrecht: Kluwer, 1973: 231*
- [34] Wesselink A J. *Bull. Astr. Insts.* 1947, 10: 256
- [35] Popper D M. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1980, 18: 115
- [36] Stickland D J. *Observatory*, 1989, 109: 74
- [37] Bell S A, Hilditch R W, Adamson A J., *M. N. R. A. S.*, 1986, 223: 513
- [38] Koch R H, Pfeerfer R J. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1989, 101: 279
- [39] Volkova G V. *Inf. Bull. Variable Stars, No.3588, 1990: 1*
- [40] Okazaki A, Yamasaki A, Nurwendaya C *et al.* *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1985, 97: 62
- [41] Giuricin G, Mardi F. *Astron. Astrophys. Suppl.*, 1981, 45: 499
- [42] Shaw J S, Guinnan E M. *Bull. Am. Astron. Soc.*, 1983, 15: 926

- [43] Plaver M J. In: Palvec M J *et al* eds. Close binary, Proc. of IAU symp. No.88, Torondo, 1979, Dordrecht: Kluwer, 1990: 251
- [44] Yan-Feng Li, Kam-Ching Leung, Ap. J., 1987, 313: 801
- [45] Schneider H, Parlovski K, Akan M C. Space. Sci. Rev., 1989, 50: 364
- [46] Brancewize H K, Dworak T Z. Acta Astronomica, 1980, 31; 501
- [47] Menchenkova E V. Sov. Astron., 1990, 34: 325
- [48] Terrell D. M. N. R. A. S., 1991, 250: 209
- [49] Bell S A, Hilditch R W, Adamson A J. M. N. R. A. S., 1987, 225: 961
- [50] Leung K-C, Schneider H. Ap. J., 1978, 222: 917
- [51] Holmgren D E, Hill G, Fisher W. Astron. Astrophys. 1990, 236: 409
- [52] Popper D M, Hill G. A. J., 1991, 101: 600
- [53] Holmgren D E, Hill G, Fisher W *et al*. Astron. Astrophys., 1990, 231; 89
- [54] Pavloski K, Schneider H, Akan M C. Astron. Astrophys., 1992, 258: 329
- [55] Giuricin G, Mardirossian F. Ap. J. Suppl., 1983, 52: 35
- [56] Worek T F, Zizka F R, King M W *et al*. Publ. Astron. Soc. Pac., 1988, 100: 371
- [57] Khalliullian A I, Khaliulltin Kh F. A. Ж., 1988, 65: 108

(责任编辑 林一梅)

Measurement for Stellar Radius

Tan Huisong Pan Kaike Wang Xunhao

(Yunnan Observatory, The Chinese Academy of Sciences, Kunming 650011)

Abstract

The methods for determining the stellar radius which is one of the most important parameters of the stars is reviewed. The stellar angular diameter may be obtained by means of the lunar occuttation, the interferometry, the speckle interferometry. And the radius of the components of binary can be calculated directly from spectroscopic orbital elements and photometric solution. In addition, from the observational surface brightness, or the absolute flow, or the bolometric flow and their corresponding relations with the stellar radius, its value may be estimated.

Then, the accuracy of the measurement of the stellar radius is discussed. For some kinds of stars, their physical characters, such as the disc, the ring, the envelope, the star wind, may effect the accuracy very much.