

选址中的大气视宁度测量

谭 徽 松

(中国科学院云南天文台)

提 要

本文对测量视宁度的几种主要方法:包括测量衍射像好坏的目视衍射环方法,测量星像运动的北极星拖影、光电刀口宁静度监视、双光束视宁度拖影和双光束视宁度监视方法,直接测量大气温度结构参数(用微热传感器或声雷达)或相干直径(用干涉仪)的方法进行了综述和评价。

一、 引 言

昂贵的大型光学望远镜要想充分发挥作用,必须要安放在好的台址上,台址的选择至少同望远镜的光学质量一样重要^[1]。显然,一个好的台址要有足够多的晴夜、小的夜温差、风速不大等适宜的气象条件,这些资料可以从气象部门得到,以确定一些可供选择的区域。必须由天文学家得到资料的是大气宁静度、天光背景、消光系数等参数,它们对天文台址的最后定点往往起着决定作用。其中,难度最大、研究最多的首推大气视宁度的测量。

在理想大气条件下,通过望远镜看到的应该是由中心亮斑和围绕它的衍射环组成的稳定的星像。实际大气不可能是理想的,由于湍流的存在,大气密度和温度的变化,引起波前的改变,这种改变了的波前如果聚焦的话,则星像在密度、形状和位置上发生变化^[2],分别表现为:星像闪烁;衍射环破坏,并且中心亮斑变得大而模糊;整个星像不规则地迅速运动。天文学家把这些作用的综合结果叫做视宁度,显然它是影响星像质量的重要指标。然而,视宁度的测量是件很困难的工作,它要求有高水平的测量技术,对视宁度的变化必须要有足够的灵敏,得出的结果才可靠;仪器必须适合野外观测,并且仪器本身没有破坏被测点的视宁度;必须能把用小的简单的仪器测量到的结果推算出大望远镜上的星像直径。

天文学家为此作了很多努力,特别是60年代以来,随着一批世界上新建天文台的选址和监测,随着即将问世的8米、15米级新一代望远镜的选址,各种视宁度测量方法得到发展。这些方法可以从不同角度进行分类和归纳,比如,可以分为直接得出星像好坏和星像运动的直接测量,以及测量大气参数再推算出宁静度的间接测量;也可按接收器分类为目视、照相、光电、无线电等;下面我们从测量的物理量来分,包括测量星像的破坏,星像的运动和测量大气参数三类。

二、观测星像的破坏

Danjon 的衍射环方法^[8]是用目视的方法来观测星像的破坏程度。由于视宁度的影响,通过一台小口径(一般 15—25cm)望远镜所成的星像并非是一个中心亮斑和一圈完整的衍射环,而是受到了不同程度的破坏。Danjon 方法把破坏的程度分为五级,并由此推算出所谓大气湍流角 t 作为视宁度好坏的量度。在欧南台(ESO)选址初期^[4],即 50 年代末,用 Danjon 方法和其他方法对视宁度进行了观测。经过仔细的研究和对比,发现这一方法有明显的问题,正如 Stock^[6]指出的,用衍射环方法“得出如此小的值——对坏的视宁度也仅为零点几秒,这些值与用其他方法得出的星像直径是无法比拟的。”这一矛盾的原因是, Danjon 方法忽略了星像的运动,而把视宁度的全部影响归为星像的破坏。实际上,视宁度在大望远镜上的影响主要表现在星像直径变大,而在小望远镜上的影响主要表现为星像运动, Danjon 方法恰恰丢掉了这一主要表现。再加上星像的破坏程度随着望远镜的口径不同而不同,目视分级显然存在人差等原因,使这一研究了将近 40 年的方法,在 60 年代以后很少有人把它当主要方法使用。但由于种种条件的限制,云南天文台的主台址选址也曾使用过这一方法^[6]。

这里顺便指出的是, Danjon 方法不是唯一的目视方法。在加拿大科伯(Kobau)山选址初期^[7],用 8 英寸的反射镜或 3.5 英寸的 Quester 连续不断地观察密近的目视双星,观测大行星和月亮的尽可能小的细节。北京天文台在选址的早期也使用过这种方法。Rodier^[8]最近的研究指出,目视方法对视宁度的测量是不合适的,因为眼睛的时间常数比大气“冻结”的时间尺度要长得多,又比积分视宁度的时间尺度要短得多。尽管如此,但在初选阶段,由有经验的观测者对不同地点的对比观测,对确定定点观测的具体地点仍是有意义的。

三、测量星像的运动

60 年代,光学望远镜的选址十分活跃,目前世界上几个优秀的新台址,如莫纳克亚(Mauna Kea),基特峰(Kitt Peak),欧南台(ESO),卡拉尔图(Calar Alto)等都是这一时期选定的。正是在这一百花争艳的时期,有关视宁度观测的理论、方法及仪器都在不断地得到了更新和改进。80 年代,随着 8m、15m 级的新一代望远镜的即将问世,又进一步推动了这一研究,一些新的探测器和新技术也同样用在视宁度的测量上。

拖影方法是测量星像运动最简单、使用最普遍的方法。这种方法以前用来研究微地震、望远镜架的振动、传动误差等; King^[9]第一个提出用拖影来估计星像视宁度。观测时,如果望远镜不跟踪,由于周日运动,星像在底片上留下“拖影”,测量拖影的抖动,即是测量星像的运动。Harlan 等^[10]提出专供选址用的拖影望远镜,口径 6.5 英寸(16.5cm),焦距 75.75 英寸(192cm)的折射镜。为了避免因机架引起的振动,将望远镜安装在一个坚固的固定机架上,在北半球专门观测北极星,所以又常称“北极星拖影仪”。用这种仪器在美国亚利桑那州的基特峰,佛拉格斯达夫(Flagstaff);加州的圣佩德罗马堤(San Pedro Martir),下加利福尼亚的柏伽(Baja),智利的塞洛托洛洛山(Cerro Tololo)^[11]等地进行过观测;在卡那利(Canary)

群岛的几个地址也使用过^[12]。云南天文台在宾川进行定点观测时也采用了这一方法^[13]。用稍微不同的望远镜(焦距 1.5 米的 Questar-Maksutov 望远镜)和完全相同的方法,在希腊、西班牙、西南非洲和智利等地也观测过^[14]。上海天文台在 60 年代末分别用口径 40cm, 焦距 690cm 的赤道仪在佘山和用口径 35cm, 焦距 358cm 的赤道仪,在青岛进行了照相拖影观测^[15], 得出了这两地的大气抖动均方振幅。

与拖影方法在原理上类似、但接收器不同的是光电视宁度监视器^[12], 它是在威尔逊山天文台和帕洛马天文台发展起来的, 其心脏部件是自动线路控制其运动的、置于望远镜焦面上的“刀口”, 刀口前和刀口后各有一个光电倍增管, 由刀口把星光分为两部分, 分别进入这两个倍增管内, 刀口随着由宁静度引起的星像的不规则运动而运动, 以保持进入这两个倍增管的光量相等。驱动刀口运动的传感器的信号被记录下来, 经过处理, 得到振动的均方值, 这个值就是星像运动的量度。

在智利等地, 用光电视宁度监视器和用焦距 1.5 米的 Questar 拖影同时观测相同的星, 以研究两种仪器结果的相关性, 其平均相关系数为 $K = 0.75$, 还算是比较好的。因为两架仪器总不可能同时放在同一位置, 因而总是会有差别的。

这类方法也存在一定的缺点, 从而需要不断地改进。首先, 尽管人们已采取措施, 使机架非常牢固, 但由于风等引起的机械振动却难于完全避免。为此, 用一个带有两个孔的光栏, 且在其中之一后面加个小的顶角光劈, 把单口径望远镜变为一个类双光束望远镜^[4]。由于两个光束来自安装在同一机架上的同一光学系统, 风或其他机械原因不能引起这两个像的相对运动, 因此, 两个星像之间距离的变化完全是由于宁静度的影响引起的。

极星拖影的第二个缺点是, 极星高度随着被选地点的纬度不同而不同, 因而, 纬度相差悬殊的台址质量难于比较。尽管有些经验公式, 比如, 用 $\sigma_z = \sigma_0 + K \operatorname{tg} z$ 或 $\sigma_z = \sigma_0 \sec^m z$ 的经验公式把不同天顶距测出的大气抖动 σ_z 归算到天顶的 σ_0 ^[16], 但是待定常数 K , m 随不同地点和不同时间而变化, 从而很难归化。而且, 很可能极星的方向并非天文学家感兴趣的方向。

极星拖影的第三个缺点是在使用中望远镜离地面太低, 文献[9]中物镜离地面 2.1 米, Cerro Tololo 选址时物镜离地面 2.4 米, 这样, 视宁度受近地面的微热活动的影响很大, 也与今后大望远镜的安装高度相差很大, 不能反映出实际条件。

在 80 年代的选址中, 这些缺点都已被克服了, 典型的设计是为美国 15 米国家新技术望远镜(NNTT)进行选址的视宁度监视器^[16, 17]。主镜口径为 30cm, 焦比 $f/15$ 的卡塞格林式望远镜, 镜筒前放置有两个孔的盖子, 每个孔的直径为 10cm, 两孔的中心距离为 20cm。为了使单星在通过两个孔后所形成的星像分开, 在一个孔的光路上置有一角度为 $5''$ 的光劈。为了加大底片比例尺, 在卡塞格林焦点前放置一变焦镜, 使光束成为 $f/45$ 。为了减少振动和减少近地面微热活动的影响, 把望远镜安装在一个防振、防风的十米高的塔上。观测对象是天顶附近的星。探测器是 CID(Charge Injection Device)照相机, 在 CID 的片子上, 每个像素(40μ)相当于 $0''.6$ 。观测时望远镜跟踪, 每 $1/30$ 秒取一幅图, 连续 47 秒钟, 总共一次观测 1407 幅图, 经过数据处理, 算出两个星像相对运动的均方根值。显然, 用 CID 代替底片, 不仅资料处理快, 而且能给出更精确的位置结果。这种双光束视宁度监视器还有一个优点, 因为

它是测量两星像的相对运动，所以仪器的调整和调焦有误差时，对结果的影响不大。

在 ESO 的 VLT (Very Large Telescope) 的选址中^[18]，用来测量视宁度的仪器叫做“较差 Hartmann 视宁度监视仪”，它是按照 Stock^[19] 等的原理，通过带有两个光栏的口径为 35cm 的望远镜，测量同一恒星两个像的相对运动。探测器是涂有 P₂₀ 荧光物质的 ICCD，每个像素 25μ，曝光时间最短为 2ms，最大像的重复频率为 7Hz，利用亮星作为监视目标。每次曝光后用计算机算出两个光斑中心的相对位置。一般用 100 秒时间内取得的一系列曝光，算出两个光斑在横向和纵向的相对运动的均方值。

在加拿大自治领天体物理台(DAO)发展的用于沙特阿拉伯光学选址的用计算机控制的视宁度监视系统是一个很好的仪器^[20]。望远镜是口径为 15cm， $f/27$ 的卡塞格林-折轴式反射镜，加一个在 DAO 研制的光电视宁度监视器和带计算机的信号处理机。视宁度监视器最重要的部件是位置参考源和带有高分辨力码盘的电机驱动的调制盘，穿过调制盘的星光产生的脉冲由光电倍增管接收。通过对这些脉冲和数据的分析，可以得到各种与视宁度有关的参数。比如，极大脉冲和极小脉冲的差是恒星瞬时亮度变化的量度，并由此可以对闪耀的各种统计进行研究；由恒星脉冲的上升时间可以算出星像的大小；由脉冲出现的位置可以得到星像的运动，在一定的假定条件下，还可得到大气传递函数和像的轮廓。他们得到并处理了 1982—1985 年在沙特阿拉伯选址的上述各种数据。

四、直接测量大气的参数

视宁度是由不同高度大气影响的总结果，一般地分为 30m 以下的地面层，30—1000m 高度的自由大气，1000m 以上的自由大气。对每个不同高度范围，都有最合适的研究方法。地面附近可用安装在高塔上的微热传感器进行取样观测，1000m 以下的大气层，可用声雷达观测；用球载声雷达或者用 SCIDAR (SCIntillation Detection And Ranging) 可测到 20km 高度的湍流层。这类方法完全摆脱了恒星成像的天文方法，直接从测量大气这个“源”入手，再由理论公式或者实际对比定标得出的经验公式，得出视宁度的值。

一种是测量温度结构参数 C_t ，这种方法在夏威夷的选址中使用过^[21]，其基本原理如下：长曝光得出星像的大小，即半极大值的全宽 θ ，是由大气湍流参数 C_n^2 决定的，

$$\theta = 6.86\lambda^{-1/5} \left[\int_z C_n^2(z) dz \right]^{3/5} \quad (1)$$

式中 λ 为波长， z 为离地面的高度，而 C_n^2 又与温度结构参数 C_t^2 有关，

$$C_n^2 = \left[\frac{7.9 \times 10^{-5} P}{T^2} \right]^2 C_t^2 \quad (2)$$

P 为气压，以毫巴为单位， T 是绝对温度。而

$$C_t^2 = \overline{[T(X) - T(X+r)]^2} / r^{2/3} \quad (3)$$

这里 X 和 r 是位置矢量，上面的横线表示对时间的平均。只要在位置 X_i 处和 X_i+r 处（通常取 $r=1$ 米）放上若干高频响应的温度传感器（微热传感器），测出不同时刻的温度，便可算出 C_t^2 ，从而算出 C_n^2 和 θ 。在莫纳克亚三个候选点的每个点上，竖一个 30 米高的气象观测塔，

分别在离地面高 27.5 米, 11.6 米, 6.6 米处, 各放一对相距大约一米的微热传感器。

声雷达也是直接测量 C_n 的仪器^[18,22]。实际上, 在天文台上空, 光所通过的所有路径上的大气都会对视宁度有影响, 而最主要的是离地面近的那几百米, 声雷达正是测量这层大气总影响的合适仪器。它有一个发送器, 按一定的频率和强度垂直向上发送声波脉冲, 由于脉冲有一定的长度, 所以在离放置仪器点 17m 的高度以下的湍流无法测出, 是个无法测出的“盲”高度。垂直向上发送的声波脉冲, 被不同高度的大气反射回来, 由接收机收到的回波强度, 平均来说是与大气的温度结构参数 C_t 成正比的, 其比例系数可以用微热传感器进行定标得出。与上述原理相同, 有了 C_t 便可求出 θ 。ESO 为 VLT 选址用的声雷达的发送频率, 常为 1600Hz, 测 20 个高度范围, 每个范围 20 至 50m, 总计可测 800m 高度的大气影响。NNTT 的选址使用的声雷达是美国德克萨斯 Radian 公司的商品, 它每 10 秒钟向天顶发送一次频率为 2000Hz 的信号, 可测到 300m 的高度, 由每小时回波信号的平均值得出有关大气状况的参数。自 1984 年春开始, 德克萨斯大学为了它们计划中的 300 英寸望远镜, 在德州西部的戴维斯山也用声雷达进行了选址^[22]。70 年代末, 为了在云南宾川地区选址的需要, 云南天文台当时曾进口了该公司的声雷达, 但因到货太迟而未能用上。

澳大利亚的 Davis^[23]报告了悉尼(Sydney)大学天文系发展起来的干涉视宁度监视仪, 直接测量大气的相干直径 r_0 。具体方法是: 一架 folded-shearing 干涉仪装在口径 35cm 的望远镜上, 用三级像增强器加致冷的 50×50 Reticon 作接收器, 光瞳像所包含的对时间平均的干涉条纹相应于大气长曝光的 MTF, 在每次曝光几秒钟后, Reticon 的输出经过处理, 得到 r_0 的值。当然, 还需要进一步得到 r_0 与气象参数和大气宁静度之间的关系。

自 Chris Coulman^[24]比较系统地阐述了视宁度的理论以来, Fried 参量或者横向相干长度 r_0 现已被普遍认为是大气宁静度的量度。 r_0 与 C_N^2 的关系可表示为

$$r_0 = \left[0.42(2\pi/\lambda)^2 \sec\omega \int_{z_t}^{z_m} C_N^2(z) dz \right]^{-3/5} \quad (4)$$

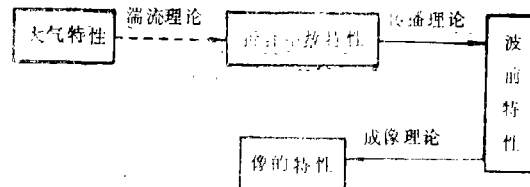
对长曝光, 像的角直径 ϕ 可以写成:

$$\phi = 1.27(\lambda/r_0) \quad (5)$$

若用半极大的全宽 θ_0 表示^[25], 则为

$$\theta_0 = 0.995(\lambda/r_0) \quad (6)$$

所以, 只要测出 r_0 , 就能得到星像直径的大小。Roddier^[8]进一步把 Coulman 的理论划成方框图:



视宁度最终体现在像的特性里。

这一理论不仅解释了视宁度的本质, 把大气特性与像的好坏联系起来, 而且反过来指导选址。例如, 为了反映出频率低到 0.1Hz 的低频变化, 要求积分时间至少在 10s 以上; 为了

可靠地获得视宁度的大小, 要求选址用的望远镜口径至少是 $3r_0$, 对一个口径固定的选址望远镜, 视宁度越好, 即 r_0 越大, 口径可能越满足不了 $\geq 3r_0$ 的条件, 从而得出的视宁度值精度越低, 且受导星、聚焦误差和望远镜的像差的影响越严重。

以上评述了视宁度测量的一些主要方法, 除了个别有明显缺点的方法外, 其他各种方法各有优点, 所以那些有条件的天文台, 常常采用多种方法, 比如在 ESO 的 VLT 选址中^[18], 与视宁度有关的仪器就有声雷达, 微热传感器和光学宁静度监视仪, 同时, 还用 1.52m 望远镜记录星像和用 2.2m 望远镜的光斑干涉仪记录干涉图样。就一般而言, 光学天文的选址是在荒无人烟、交通不便、没有电源的山头, 因此, 测量视宁度的仪器必须轻便易搬、简单坚固、操作方便、极少耗电。

我国现有的五个天文台, 总部基本都在城市, 几个工作(观测)站也并非光学天文的理想站址, 我们一定要从长远目标出发, 选择出自己的好台址来。

在本文写作过程中, 得到叶彬浔、岑学奋同志的帮助, 并和他们作过有益的讨论, 致以谢意。

参 考 文 献

- [1] Kitchin, C. R., in *Astrophysical Technics*, p. 51, Adam Hilger Ltd., Bristol, (1984).
- [2] Blaauw, A. B., *ESO Messenger*, (1989), No. 55, 15.
- [3] Danjon, A., *Vistas in Astronomy*, 1(1955), 377.
- [4] Blaauw, A., *ESO Messenger*, (1989), No. 55, 14.
- [5] Stock, J., in *IAU Symposium*, No. 19, p. 24, (1963).
- [6] 赵昭旺, 鲍梦贤, 云南天文台台刊, (1978), No. 3, 65.
- [7] Brosterhus, E., Pfannenschmidt, E and Younger, F., 66, *J. R. Astron. Soc. Can.*, 66 (1972), 1.
- [8] Francois Roddier, in *Identification, Optimization, and Protection of Optical Telescop*, ed. by R. L. Millis, O. G. Frang, H. D. Ables and C. C. Dahn, p. 2, (1987).
- [9] King, E. B., in *A Manual of Celestial Photography*, p. 37, Boston Eastern Science Supply Co., (1931).
- [10] Harlan, E. A. and Walker M. F., *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 77 (1965), 246.
- [11] Walker, M. F., *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 83(1971), 401.
- [12] McInnes, B. and Walker. M. F., *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 86 (1974), 529.
- [13] 恒星物理研究室, 云南天文台台刊, (1981), No. 10, 1.
- [14] Birkle, K., Elsasser, H., Neckel, Th., Schnur G. and Schwarze, B., *Astron. Astrophysics.*, 46(1976), 397.
- [15] 上海天文台第二研究室, 天文学报, 16 (1975), 180.
- [16] Forbes, F. F., Morse, D. A., and Poczulp, G., in *Advanced Technology Optical Telescopes III*, ed. by D. Barr., Proc. SPIE, p. 118, (1986).
- [17] Merrill, K. M., Favot, G., Forbes, F., Morse, D., and Poczulp, G., in *Advanced Technology Optical Telescopes III*, ed. by L. D. Barr., Proc. SPIE, p. 125, (1986).
- [18] Sarazin, M. S., in *Advanced Technology Optical Telescope III*, ed. by L. D. Barr., Proc. SPIE, p. 138, (1986).
- [19] Stock, J., and Keller, G., in *Stars and Stellar Systems*, Vol. 1, ed. by G. P. Kuiper B. M. Middlehurst, p. 138, (1960).
- [20] Elmar B. F. Brosterhus, in *Identification, Optimization, and Protection of Optical Telescopes Sites*, ed. by R. L. Millis, O. G. Frang, H. D. Ables and C. C. Dahn, p. 40, (1987).
- [21] Erasmus, D. A., and Thompson, L. A., in *Advanced Technology Optical Telescopes III* ed. by L. D. Barr., Proc. SPIE, p. 148, (1986).
- [22] Barker. E. S., in *Identification, Optimixation, and Protection of Optical Telescope Sites*, ed. by R. L. Millis, O. G. Frang, H. D. Ables and C. C. Dahn, p. 49, (1987).
- [23] Davis, J., in *Transactions of IAU Vol. XIXB*, p. 333, (1986).

- [24] Coulman, C. E., in *Identification, Optimization, and Protection of Optical Telescope Sites*, ed. by R. L. Millis, O. G. Frang, H. D. Ables, and C. C. Dahn, p. 2, (1987).
[25] Bobby, L. Ulich, in *Identification, Optimization, and Protection of Optical Telescope Sites*, ed. by R. L. Millis, O. G. Frang, H. D. Ables and C. C. Dahn, p. 82, (1987).

(责任编辑 林一梅)

Seeing Measurements for the Site Testing

Tan Huisong

(*Yunnan Observatory, Academy Sinica*)

Abstract

The site testing is one of the most important work for a new powerful ground-based telescope. Seeing, or the quality of a star image, is vital to make finally decision of a site. Techniques of its measurement are more complicate than those of other parameters, such as sky transparency and night sky brightness.

Methods of seeing measurements are reviewed. (i) The Danjon's method. What is to be determined is, by means of a high-power eyepiece, the appearance of a stellar diffraction image at the focus of a small telescope. Since the diffraction ring is not seriously hampered by the image motion, the value of seeing obtained with this way is much smaller than that got with other methods. (ii) The polar star trail method.

The stellar trails of Polaris are photographed with a small telescope, which is situated about 2 to 3 meters above the ground. This way is mainly used to measure the image motion. There are several instruments which are of similar principle. One is called the photoelectric knife-edge seeing monitor, a knife-edge in the focal plane being movable in right ascension to mask a half of the stellar image. Movements of the edge are recorded and used to calculate the RMS value σ of its variations. For eliminating the effects of wind and/or tracking errors, a simulating double-beam telescope has been built by using a mask. Differential motions of the images formed by the two beams are measured. The typical one is the seeing monitor used for the NNTT 15-meter telescope site testing. (iii) Since the seeing quality depends on the atmospheric character, we can determine the atmospheric parameters instead of seeing measurement. The microthermal sensors and an acoustic sounder are used to obtain the refractive index structure parameter C_n^2 . A folded-shearing interferometer is used to measure the atmospheric coherence diameter, r_0 .

According to the physics of seeing described by C. E. Coulman (1987) and B. L. Ulich(1987), the angular diameter ϕ of a long exposure image can be shown as follows,

$$\phi = 1.27(\lambda/r_0),$$

or, the full-width-at half-maximum of the intensity profile of a long-exposure image is given by

$$\theta_0 = 0.995(\lambda/r_0)$$

where λ is the wavelength.