

# 恒星光学干涉测量

王正明 徐家岩  
(中国科学院陕西天文台)

## 提 要

本文根据国际上恒星光学干涉测量的发展情况,简述了这种技术的发展历史和简单原理,对不同类型的光干涉测量技术作了评论。并介绍了国际上这方面进展的最新成就。最后简要讨论了在我国发展这项技术的必要性和可靠性。

## 一、前 言

最大限度地提高望远镜的角分辨率,以便更好地区分天体形状的细节和结构,这是天文学家们长期以来梦寐以求的。恒星光学干涉测量方法的成功使这种幻想得以成为现实。

在射电波长范围内,多天线干涉系统获得了巨大的成功,甚至可以洲际布网。在光学波段,最初的干涉仪并没有得到广泛应用,原因是其操作以及在星等方面的限制存在着很多难题。近年来这方面已取得引人注目的进展。主要的成就包括在研究大气效应方面从理论和实测上均取得了可喜的成果;利用伺服控制的光学延迟线来补偿由于大气等原因产生的条纹移动和可见度降低;特别是用激光干涉仪来监测光程的变化和望远镜的指向等技术取得了卓有成效的结果,解决了相位相干的天体测量干涉仪的主要技术难关。近年来越来越多的天文学家提出了摆脱地面大气的限制,发展空间光学干涉仪的方案,以求达到微角秒级的分辨率。恒星光学干涉测量方法起始于十九世纪六十年代,到目前为止已在天文学研究领域中独树一帜,显示出其高分辨率的巨大威力。

## 二、光学干涉测量的发展历史<sup>[1]</sup>

从 Willam Herschel 时期起,人们就认识到星象清晰度所受的影响是由于大气的限制而绝非望远镜光学系统本身。1868年 Fizeau 提出了关于双光孔恒星干涉仪的设想,大约在 1890年 美国物理学家 Michelson 在加州里克天文台的 12 英寸折射望远镜上装一对干涉孔,成功地测得木星的四颗伽利略卫星的角直径。J. A. Anderson 等在 Wilson 山 100 英寸反射望远镜投入使用后用 Michelson 设计的干涉仪将五车二作为双星作了分辨。但是当观测参宿四时, Michelson 和 Pease 注意到,即使把两孔间距加大到望远镜可用口径的最大限度,条纹仍清晰如故。为了克服两孔间距上的限制, Michelson 于 1920 年制造了测星干涉仪,将一对集光反射镜装在与望远镜相连的长度为 6.1 米的横梁上。在观测参宿四时,两个可动

反射镜的间距增大到 3 米时条纹消失, 从而测得该星角径为  $0''.047$ 。人们便第一次测定了除太阳以外的恒星角直径。

在二十世纪三十年代后的一段时期内, 恒星光学干涉领域的研究没有取得多大进展。直到 1956 年, 英国雷达技术的先驱者 R.H. Brown 和 R. Q. Twiss, 根据射电天文把两个天线上的讯号分开探测, 从测量两讯号强度涨落的相关随天线间隔的变化来求得射电源角径的原理, 推广到光学波段, 发展了强度干涉仪。他们于 1963 年 8 月—1972 年 2 月在 Narrabri 天文台用两个口径为 6 米的集光器、基线长度为 188 米的强度干涉仪, 以非常高的精度测定了南天 32 颗最亮的光谱型为 O5—F8 的恒星, 把这些结果与绝对光通量的测量值结合起来, 给出了比太阳温度高的恒星有效温度的经验关系。

基于上述成就, A. Labeyrie 等提出了充分发挥常规望远镜分辨本领的方法。他根据图像的斑点结构性质, 采用短时间露光的照相办法, 成功地研制了斑点干涉仪。这种技术可以检测到在衍射极限范围内的信息。1971 年他们在帕洛玛山的 200 英寸望远镜上, 以  $0''.015$  的分辨率检测到恒星结构细节, 发现并分辨了大量的双星, 包括光谱型双星。我国云南天文台于八十年代初在 1 米望远镜上成功地作了光斑干涉技术试验。

恒星光学干涉测量技术经历了上述三个历史发展阶段, 从七十年代以来, 随着光学检测工艺的不断改善和新技术的发展以及计算机全自动化伺服控制的应用, 光学干涉仪在天文学的研究领域中得到了更加广泛的应用。

### 三、恒星光学干涉仪的分类

恒星光学干涉仪尽管具有相似的光学原理, 但仍然能分成两类: 一类是作为辅助设备, 临时安装在传统的望远镜上的, 另一类含有自己独立的光学系统及机械结构。早期的 Michelson 测星干涉仪介于两者之间。

**1. 普通望远镜上的干涉仪** 这一类干涉仪的分辨率受到传统的大型光学望远镜口径的限制, 但是较大的集光面积可以观测较暗极限星等的暗星。而且相对来讲, 这一类干涉仪的操作比较简单。由于主镜本身是一个整体, 其稳定的结构保证了光线的时相相关性。这一类干涉仪主要有光斑干涉仪和幅度干涉仪两种。

**光斑干涉仪** A. Labeyrie<sup>[1],[2]</sup>在几篇文章中阐述了光斑干涉仪的原理。当望远镜口径很大时, 它们能覆盖几千个大气湍流宁静单元。在这样的口径范围内, 星光波前的相位由于大气扰动而呈现随机分布, Airy 圆面图形完全被扰乱。在好的宁静度条件下, 大气宁静单元约为 12cm, 相当于投影在天球上的像点的大小为 1 角秒。在此星像范围内的每一点, 事实上收到了来自孔径表面上许多相位单元的相干光, 每个像点上的实际振幅是许多具有随机相位的振动(单个振动振幅为  $a$ )之合成的振幅, 其模的平方可以是零和  $|\sum a|^2$  之间的任何值。因此在任意瞬间, 由于各个像点的实际亮度是随机的, 整个图像就呈斑点结构。根据信息光学理论, 在像  $I(\alpha, \beta)$  当中我们可以看到物函数  $O(\alpha, \beta)$  和点源斑点像的卷积, 斑点就是受扰动的望远镜孔径  $P(x, y)$  的傅里叶变换  $p(\alpha, \beta)$ , 则有:

$$I(\alpha, \beta) = O(\alpha, \beta) \otimes |p(\alpha, \beta)|^2 \quad (1)$$

记录到的  $I(\alpha, \beta)$  的傅里叶变换为  $i(x, y)$ , 则

$$i(x, y) = O(x, y) \cdot A[P(x, y)] \quad (2)$$

且

$$|i(x, y)|^2 = |O(x, y)|^2 \cdot |A[P(x, y)]|^2 \quad (3)$$

$A$  是  $P(x, y)$  的自相关函数, 它的平方的模是受扰动仪器的调制传递函数, 该函数在每一瞬间是不知道的, 但是它的时间平均值在给定的宁静度条件下是可以很好测定的。因此把许多次(一般采用 200—6,000 次)短时间曝光(5—20ms)记录到的强度的傅里叶变换叠加起来, 孔径的自相关函数的时间平均强度已知, 就可以得到天体强度分布的傅里叶变换:

$$|O(x, y)|^2 = \Sigma |i(x, y)|^2 / \Sigma |A[P(x, y)]|^2 \quad (4)$$

从而获得天体形状和结构的细节。

**幅度干涉仪**<sup>[3]</sup> 美国马里兰大学的 D. Currie 于 1967 年提出了幅度干涉仪技术。这种仪器和早期的 Michelson 干涉仪类似, 利用一个大望远镜主镜上的两个有限大小的孔径(一般为 4cm)。不同的是在于用了现代的光电检测设备。七十年代初 Currie 在帕洛玛 200 英寸望远镜和威尔逊山的 100 英寸望远镜上使用了幅度干涉仪, 可观测到 6 等星, 分辨率达  $0''.015$ , 测量的重复性达  $0''.002$ 。

**2. 双望远镜干涉仪(长基线干涉仪)** 双望远镜干涉测量方法是当前发展各种恒星光学干涉仪的基础, 也是人们愈来愈感兴趣的光学综合孔径的基础。从不同的接收和检测方式可以把此类干涉仪分为强度干涉仪和 Michelson 干涉仪两种。

**Michelson 干涉仪(M. I.)** R. H. Brown (1960)<sup>[4]</sup> 描述了在时间和空间上都分开的两个点的场之间的互相关问题。(5)和(6)式分别表示相对时延为  $\tau$  的两个点之间的互相关函数和复相干度:

$$\Gamma_{12}(\tau) = \langle v_1(t + \tau) v_2^*(t) \rangle \quad (5)$$

$$\gamma_{12}(\tau) = \Gamma_{12}(\tau) / \sqrt{I_1} \cdot \sqrt{I_2} \quad (6)$$

条纹可见度为:

$$V = \frac{(1 + |\gamma_{12}(\tau)|) - (1 - |\gamma_{12}(\tau)|)}{(1 + |\gamma_{12}(\tau)|) + (1 - |\gamma_{12}(\tau)|)} = |\gamma_{12}(\tau)| \quad (7)$$

Zernike-Van Cittert 定理给出了由一个准单色非相干的延伸源照亮的光场中两个点之间复相干度的一般结果。对于我们所讨论的简单情况, 即光源的线度以及两个点之间的距离都比光源到这两个点的距离小得多, 则复相干度等于光源强度分布函数的归一化傅里叶变换的绝对值, 可表示为

$$\gamma_{12}(\tau) = \exp(-2\pi i v_0 \tau) \frac{\iint_{\sigma} I(u, v) \exp\left\{\frac{-2\pi i}{\lambda_0} [(x_1 - x_2)u + (y_1 - y_2)v]\right\} du dv}{\iint_{\sigma} I(u, v) du dv} \quad (8)$$

假定  $\Delta v/v_0$  很小, 且  $\tau \ll 1/\Delta v$ , 在恒星为均匀圆形光源的情况下, 设其角直径为  $\theta$ , 则有

$$|\gamma_{12}| = 2J_1(\pi\theta d/\lambda_0) / (\pi\theta d/\lambda_0) \quad (9)$$

其中  $d$  表示基线长度, 并假定仪器调整到使得  $\tau = 0$ , 当  $d$  逐渐增大, 使  $|\gamma_{12}|$  第一次出现零时, 可以得到  $\theta = 1.22\lambda_0/d$ 。

M.I. 采取的是直接干涉测量法。要获得好的条纹可见度, 必须解决两个关键问题。其一

是要保持星光经过两臂的光程相等。在两路光的谱分布  $G(\nu)$  一致而且谱密度在带宽为  $\Delta\nu$  范围内是均匀的情况下, 当  $\Delta\nu/\nu_0 \ll 1$  时, 条纹可见度受到因子

$$\gamma_{12}(\tau)/\gamma_{12}(0) = \sin \pi \Delta\nu \tau / \pi \Delta\nu \tau \quad (10)$$

的调制。一般说来, 当光程差达波长的几倍时就会使  $\gamma_{12}$  降低到零。另一个关键问题是要能够在大气闪烁的情况下解决高精度的条纹可见度的测定, 因为大气闪烁会使到达两个镜面的光的振幅、相位以及波前的倾角均产生随机变化, 从而降低条纹可见度。

**强度干涉仪(I.I.)** 强度干涉仪并非使两路光直接干涉, 而是由两个光电倍增管接收各个镜面会聚的光线, 其输出电流的波动是入射星光强度的波动和电流本身的随机统计波动之叠加。根据波动的情况, 由两个选择好滤波频带而且带宽相同的滤波器, 把光电倍增管的输出电流滤波后送到电子相关器中, 使两个波动电压相乘, 并且给出在适当时间间隔中相乘的积的平均, 该乘积是两个集光镜面相隔距离的函数。因此强度干涉仪的基本概念是: 如果到达两个分开的点的光线之间有相关性, 那么这两个点上光强度的波动也是相关的。因为 I.I. 涉及的是光强度的波动, 因此两个电流强度波动的归一化相干性和条纹可见度的平方成正比。所以 I.I. 可测恒星直径, 但不可能得到傅里叶变换的相位。

I.I. 和 M.I. 相比主要的优点是可以利用很长的基线而无需考虑机械的精度和大气扰动的影响。和(10)式相类似, I.I. 的相关性受到因子

$$c(d, \tau)/c(d, 0) = \sin \pi \Delta f \tau / \pi \Delta f \tau \quad (11)$$

的调制。把(11)和(10)式作比较,  $\Delta\nu$  和  $\Delta f$  分别是 M.I. 中的光学频宽和 I.I. 中的电讯号频宽。由于  $\Delta\nu$  约为  $\Delta f$  的  $10^6$  倍, 故引起条纹可见度有同样程度降低的两个光程差之比  $\tau_I/\tau_M$  亦为  $10^6$  倍。因此 I.I. 的基线可长达几公里, 而且由于不是光线的直接干涉, 就不存在由于大气扰动引起的条纹畸变问题, 因而集光镜的口径可以做得很大。

但是 I.I. 又存在两个主要缺点, 第一是灵敏度低, 需要很大的集光口径。第二是不适合观测温度低于 4,000K 的冷星。所以它的研制和应用受到很大的限制。

现代的 M.I.<sup>[6]</sup> 和相位相干的天体测量干涉仪<sup>[6]、[7]</sup> 基本理论告诉我们, 当干涉仪两臂间的光程差大于  $c\Delta\nu^{-1}$  时, 就不能观测到相关或者条纹。造成光程差微小变化的因素是很多的, 其中包括机械的和固体潮等引起两个定天镜相对位置的不同变化, 也包括恒星位置不准确和大气扰动所产生的外部因素。早期的 M.I. 无法解决这些问题, 因而操作非常困难。现代的 M.I., 用限制光学频宽  $\Delta\nu$  (在技术上可以做到  $\Delta\nu = 2 \text{ \AA}$ ) 和采用可变的光学延迟线对未知光程差作改正这两种手段, 使条纹能见度的损失尽可能小于百分之一。

从测定恒星角直径和研究天体结构细节的目的出发, 我们要求的观测量是随基线长度而变化的条纹可见度。但是从测定天体相对于基线矢量的位置这个目的出发, 我们要求的观测量是从同一个源来的光到达两个相隔一定距离的定天镜的光程差。这就需要采用宽频带得到白光条纹; 光学延迟线对光程差的补偿量需要用激光干涉仪来精确测定; 要求用伺服控制的条纹跟踪系统来保证相位相关, 获得最佳的条纹可见度以便测定条纹相位; 为了把条纹相位转换成光程, 还必须测定星光的波长。因此相位相关的天体测量干涉仪必需满足更高的技术要求。

#### 四、国际上光学干涉仪的发展近况

本世纪八十年代以来,天文学家和工程技术人员已把光干涉技术的发展推向了一个新的阶段。在解决两束光的光程平衡问题中,在测定复相干度的相位以求得高质量的星像复原问题中,在测定大气宁静度以便在大口径望远镜干涉仪中获得稳定的干涉条纹等等问题中,提出了一系列的新方法和新技术,并且逐渐从实验室的试验发展到实际应用中来。我们在这里把包括这些新技术的当前国际上最新的光干涉发展成果作一些简单介绍。

**Mark III 天体测量干涉仪<sup>[7]</sup>** 由美国 SAO、MIT、USNO 和 NRL 联合研制的天体测量干涉仪在 I、II 型实验的基础上,1984 年开始建造 III 型并已于 1986 年下半年安装在威尔逊山上。Mark III 是相位相干的长基线 Michelson 干涉仪,基线最长可达 20 米,口径为 25cm,有四种可能的基线方向。中央站里安装有光束合成系统和有温度控制的 20 米光学延迟线。光学频宽为 0.4—0.9 微米,分辨率可达 2.5 毫角秒。干涉仪主要由五个部分组成:定天镜指向系统、高速恒星跟踪器、光学延迟线、恒星条纹检测器和激光计量系统。光学延迟线的步长为  $50 \text{ \AA}$ ,精度为  $100 \text{ \AA}$ ,最小的滑动速度是 60 厘米/秒。对于地球自转和大气扰动产生的光程差,延迟线的监测和补偿精度可达  $\lambda/20$ 。激光干涉仪用于监测光学延迟线的位置以及仪器的齿轮误差和热漂移,同时还用于监测定天镜的指向,以便确保两相干光束的平行度好于 0.2 角秒,条纹可见度损失小于 1%。Mark III 除了主要用于天体测量外,还将考虑安装连续可变的南北基线,构成综合口径,外加使用低光谱分辨率的条纹检测计,以便测定恒星直径。

**红外干涉仪** 美国加州大学物理系和空间科学实验室的 C. H. Townes 等人,1982<sup>[9]</sup> 年用基特峰天文台的一对 81cm Mc Math Coude 焦点式辅助太阳望远镜作了红外干涉测量恒星位置的试验。基线东西方向,长 5.5 米,工作波长  $11.106 \mu\text{m}$ 。尽管仪器并没有考虑天体测量所要求的公差,较差位置测定的精度对一夜来说达到了  $0''.08$ ,好于 USNO 的 PZT ( $0''.13$ )。在此实验的基础上,C. H. Townes 等人设计了一个具有极高望远镜指向精度的长基线红外外差式干涉仪<sup>[9]</sup>。望远镜置于一种拖车上,可由一个地方搬到另一个地方。望远镜是 Pfund 型的,由一面 65 英寸的固定抛物面镜和一面可在高度和方位上绕轴转动的平面镜组成。星光由平面镜反射到抛物面镜上,由抛物面镜将光线通过平面镜的中央孔会聚在其后的光学工作台上。安装在抛物面镜背后的氦氖激光干涉仪,一方面用来监测通过望远镜的光程,另一方面可测定平面镜相对于抛物面镜的方向<sup>[10]</sup>。从理论上可以证明用这种激光干涉仪监控可使望远镜的指向精度达  $0''.004$ ,比所要求的  $0''.16$  好得多。两个望远镜各自有 CO<sub>2</sub> 激光本振,天体的 10 微米辐射经外差检测后被放大并送到一起干涉。干涉仪的基线希望最长能够达到 1 公里,分辨率达  $0''.001$ 。这套干涉仪望远镜的设计已完成,目前正在加工中。预计可以用于精密的天体测量工作。这个干涉仪未来的发展趋势,一是采用直接干涉方法以提高灵敏度,二是用多架望远镜做综合口径工作,而且采用相位闭合技术来消除相位起伏问题。

**澳大利亚甚高角分辨率干涉仪** 澳大利亚悉尼大学的 J. Davis 和 W. J. Tango 等人,

设计安装了一台南北基线为 11.4 米, 口径为 100 毫米的 M.I. 样机<sup>[11]</sup>, 采用 4 米延迟线, 在单一的一个窄频带内测量条纹可见度, 工作波长可在 430—500nm 范围内变更。激光干涉测量系统测定光程变化的精度可达 15nm, 条纹能见度的测量精度好于 2%。该样机已于 1986 年底前安装完毕。

在 11.4 米样机实验的基础上, J. Davis 等设计了一个新型的具有  $5 \times 10^{-5}$  角秒分辨率的恒星干涉仪<sup>[12]</sup>, 极限星等为 +7.5—+8.5。共有 11 面按南北方向排列的定天镜, 基线长度从 5 米到最长的 640 米按几何级数增加。工作波长为 400—600nm, 望远镜口径为 20cm。共有两套光程补偿器, 总的光程补偿可达  $\pm 420$  米, 光程补偿器滑架的位置和移动由计算机用一个激光干涉仪系统来监控。该干涉仪许多实验已经在实验室中完成, 目前整个仪器已投入加工。将来有可能继续加长它的南北基线, 同时增加东西基线, 以便得到更好的以及两维的 U-V 覆盖。

**OVLA 计划** 在法国 CERGA 以一对 1.5 米口径望远镜组成的光干涉仪 GI2T 成功地投入观测以后, A. Labeyrie 等人组织了欧洲 ALOHA\*, 提出了一个 OVLA 计划 (Optical Very Large Array)。其目的在于获得能够和 VLA 这样的射电综合孔径相比拟的星像复原能力, 能以小于 0.3 毫角秒的分辨率获得“快速”综合口径星像。

由于大气扰动, 从点源来的波前的相位, 一般来说在单一的孔径表面上(当孔径尺寸大于大气湍流宁静单元时)以及各个孔径之间都不是同相的。大气相位的扰动使得我们难以直接测定复相干度的相位。当存在有迅速变化的大气相位误差时, 连续测量的误差是不同的。为了减少这种情况下独立相位误差的个数, 可以采取在同一时刻测定多个条纹可见度的方法。办法之一是目前广泛应用在射电综合孔径中的相位闭合方法。OVLA 将采用相位闭合和振幅闭合法来获得高分辨率的星像复原能力。

迄今为止, 由于现有的光学干涉仪望远镜个数太少, 相位和振幅的闭合技术尚未得到发展。OVLA 是一个雄心勃勃的计划, 目前打算用 15 面 1.5—2 米口径的望远镜构成光学干涉阵, 初步打算阵的大小为 300 米, 将来准备扩大到 600 米。OVLA 可能采用准圆形阵, 在观测过程中, 望远镜可在辐射状的轨道上缓慢移动来平衡光程, 这样可以避免延迟线, 而且可以采用简单的 Coude 望远镜系统。OVLA 用于综合孔径观测时, 极限星等可达  $m_V = 15-19$ 。望远镜装置将采用和 GI2T 类似的球形望远镜, 望远镜的数目可望达到 27 面。阵的总集光能力相当于一个 6—8 米口径的巨型望远镜, 但是造价要低得多, OVLA 预计在五年内完成。

**VLT 和 NNTT 的光学干涉测量计划** ESO 正在建造的 Very Large Telescope (VLT) 将以四个 8 米口径的独立望远镜组成一个等效于 16 米口径集光能力的巨型望远镜。建成后它将以四种方式工作, 其中之一是望远镜对之间的干涉测量<sup>[14]</sup>。目前打算把四个独立的 8 米望远镜排成一条直线, 这样可以在红外和光学波段上形成长基线干涉测量的基础。正在考虑的望远镜阵的布置可能有以下几种: 望远镜间隔相等(基线为 100 米), 望远镜间隔按 1:3:2 安置(基线为 150 米)。其中有一个望远镜可以在与阵的直线方向上平行或垂直

\* ALOHA 是 Association of Laboratories for Optical High-resolution Astronomy 的缩写。

地移动,另外加两个小口径望远镜(2—3米)可以在平行和垂直于阵的直线方向上移动。

美国国立光学天文台(NOAO)正在计划建造的 National New Technology Telescope (NNTT), 将由四面直径为 7.5 米的望远镜组成等效口径为 15 米的大望远镜。四面望远镜的中心构成一个边长为 9.5 米的正方形<sup>[18]</sup>。NNTT 的观测方式之一是进行包括光学、近红外和热红外的斑点干涉测量,在这种模式下望远镜的分辨口径达到 21 米。

对于 VLT 和 NNTT 这样的大口径望远镜,由于大气扰动不可避免地使到达孔径表面的波前有很大的畸变,因此,这种规模的望远镜不仅要采用“主动光学系统”来控制主镜的形状和主副镜的调节,还要采用“适配光学系统”(adaptive optics)<sup>[19]</sup>根据大气相位畸变的探测对波前作快速而实时的改正。适配光学系统已经广泛地用于军事侦察和高能激光光学系统像差的控制,在天文上目前已在小口径望远镜上做了试验。VLT 和 NNTT 都将采用适配光学副镜系统,用波前传感器来测定参考星波前的畸变,实时调节适配副镜以达到改正波前畸变的目的。

**空间光学干涉仪的设想** 和地面干涉仪比较起来,空间干涉仪的工作将具有更明显的优点。在空间除了可见光、红外和紫外波段都可以接收外,最大的优点是不受大气扰动的影响,而且可以大大提高望远镜的灵敏度。美国和欧洲的天文学家提出了种种空间干涉仪的设想,其中包括三重干涉仪<sup>[17]</sup>、POINTS<sup>[18]</sup>、SPI<sup>[19]</sup>和 TRIO<sup>[20]</sup>等。

三重干涉仪是一个小型的天体测量干涉仪,它由两套口径为 10cm 的干涉仪和一套口径为 30cm 的干涉仪组成,基线为 3.5 米。前两套用作导星系统,极限星等为 8 等,后者为主观测干涉仪,极限星等为 20 等,用一套激光计量系统把三个干涉仪连在一起。这套三重干涉仪期待可以做优于亚毫秒级精度的天体测量观测,亦可用作综合口径工作。

POINTS (Precision Optical IN Terferometry in Space)原来是为进行光线偏转二阶效应实验而提出的一种构思。设想的仪器有两套干涉仪,每套有两个相隔 10 米、口径为 1 米的望远镜,测量一对相隔约 90° 角的恒星的相对角位置,精度可达微角秒级。在 10 分钟的积分时间内可测定一对 10 等的恒星。POINTS 有一个小型化方案,基线为 2 米、口径为 25cm,适合于装在类似于 Multimission Modular 的宇宙飞船舱内三分之一的空间里,观测 15 分钟可获得 5 微角秒精度的角距离。

SPI 是置于空间平台上基线最长可达 50 米的 Michelson 干涉仪的一种设想。将一对口径为 25cm 的可移动的望远镜装在一根 50 米长的刚性横梁上,刚性横梁可以绕中心站旋转,由此提供尽可能好的 U-V 覆盖。极限星等可达 15 等。

TRIO 是 ESA 正在研究中的空间干涉仪,它将由 3 个卫星组成,其中两个装有焦外望远镜,第三个在其他两个正中间,把两个望远镜接收到的焦外光束结合起来形成一个星像。干涉仪的基线可以从几米到一公里。由装在卫星上的太阳帆为空间阵提供精确的指向和空间稳定性。在黄光波段该干涉仪可提供  $10^{-4}$  角秒的分辨率,在赖曼- $\alpha$  波段可达  $2 \times 10^{-6}$  角秒。用较差观测技术可使某些天体的测角精度达  $10^{-7}$  角秒。

所有这些空间干涉仪的设想一旦成功,都将会为广泛的天文学研究课题作出很大的贡献。

## 五、讨 论

本世纪八十年代以来, 天文学家和工程技术人员正致力于发展新一代的光学/红外望远镜, 这些新型的望远镜在规模上和操作上都是前所未有的。天文学家们在过去一、二十年内的幻想有些已结出丰硕的果实。恒星光学干涉仪的最新进展证明, 它已经成为天体物理和天体测量领域中获得高分辨率、得到高精度观测资料的一种必不可少的手段。我国的天文学家开始重视这种技术的发展趋势, 决心涉足于这个领域。但是根据我国的具体条件, 在我国应该从哪一种光学干涉仪入手才是切实可行的, 这是我们急需解决的问题。从我国现有的光学技术和天文仪器制造能力来看, 我们认为本世纪末我们的目标应该是建成如上所述的 Mark III 天体测量干涉仪或类似于澳大利亚的甚高角分辨率干涉仪阵, 我们可以在一条基线试验成功的基础上, 发展成一个小型的干涉仪阵, 可以同时满足天体物理的图像复原所需的U-V覆盖, 又可开展高精度的天体测量工作的需要。下一个阶段可以考虑小型的空间干涉仪, 装载在空间站上, 以它小型而耗资少、灵敏度高、稳定性好的优点来开展空间天文学研究。当然也可以考虑在空间站上相距 50 米左右安置一对 1 米左右口径的多波段(紫外、可见光、红外)望远镜, 以单望远镜和干涉仪观测两种模式工作。这些想法还有待于深入研究。我们希望在不久的将来, 我国的天文学家能在恒星光学干涉仪的发展方面, 为天文学研究作出较大的贡献。

### 参 考 文 献

- [1] Labeyrie, A. and Wolf, E., *Progress in Optics XIV*, North-Holland, 49, 1976.
- [2] Labeyrie, A., *Astron. Astrophys.* 6 (1970), 85.
- [3] Currie, D. G. et al., *the Astrophysical Journal*, 187 (1974), 131.
- [4] Brown, R. H., *Ann. Rev. of Astrn. Astrophys.*, 6 (1960), 13.
- [5] Brown, R. H., 王正明, 刘裕正译, 天文与时频, 中国科学院陕西天文台出版, (1986), No. 1, 40.
- [6] Shao, M. et al., Present Status and Future Plans for the Two Color Astrometric Interferometer Project, IAU Symposium, No. 109, (1984).
- [7] Shao, M. et al., *Proc. SPIE.*, 628 (1986), 250.
- [8] Sutton, E. C., Subramanian, S. and Townes, C. H., *Astron. Astrophys.*, 110 (1982), 324.
- [9] Townes, C. H. et al., *Proc. SPIE.*, 628 (1986), 281.
- [10] Danchi, W. C. et al., *Proc. SPIE.*, 628 (1986), 422.
- [11] Davis, J. and Tango, W. J., *Proc. ASA*, 6 (1985) 34.
- [12] Davis, J. and Tango, W. J., *Proc. ASA*, 6 (1985) 38.
- [13] Labeyrie, A. et al., *Proc. SPIE.*, 628 (1986), 323.
- [14] Merkle, F. et al., *Proc. SPIE.*, 628 (1986), 261.
- [15] Shu, K. L. et al., *Proc. SPIE.*, 628 (1986), 66.
- [16] Beckers, J. M. et al., *Proc. SPIE.*, 628 (1986), 290.
- [17] Shao, M. et al., *Bulletin of American Astronomical Society*, Workshop on Optical Interferometer in Space, p.750, (1984).
- [18] Reasenberg, R. D. et al., *Ib.*, p.758, (1984).
- [19] Faucherre, M. et al., *Ib.*, p.793, (1984).
- [20] Labeyrie, A. et al., *Ib.*, p.828, (1984).

(责任编辑 林一梅)



## A Review of Stellar Optical Interferometry

Wang Zhengming Xu Jiayan

*(Shaanxi Astronomical Observatory, Academia Sinica)*

### Abstract

In this paper, the historical development and current progress of stellar optical interferometry are reviewed. The possible prospect for developing the technique of optical interferometry in Chinese astronomy is discussed as well.