

长基线光干涉与天体测量

王 正 明

(中国科学院陕西天文台)

提 要

过去的十年中,长基线恒星光干涉测量技术在国际上已得到相当的发展,它和所有的新技术一样,对天文学的发展将起到举足轻重的作用。本文介绍了恒星光干涉测量在基本天体测量学方面的科学意义、应用前景、仪器的基本结构、美国的 MARK III 天体测量干涉仪所取得的初步观测结果,并且展望了 90 年代在天体测量学发展中应用光学干涉仪的广阔前景。

随着仪器制造和新技术的迅猛发展,在我们面前展示了从射电波段到光学波段整个电磁波波长范围内对各类天体作高分辨率观测的广阔前景。红外和光学天文学家们比他们的射电同行在高分辨率成像方面和天体干涉测量方面落后了一大步,但是在恒星光学干涉测量领域内美、澳、法、英等国已开始了工作,以便把射电技术向波长较短的红外和可见光范围推进。美国的 Mark III 干涉仪和红外干涉仪已试制成功,初步的观测显出了光干涉技术在天体测量学应用中的威力。

一、光干涉用于天体测量的科学意义

无论是在射电波段,还是红外、可见光波段范围内,干涉测量技术在天体测量学中应用的基本原理都是一样的。但是由于在光学波段和射电波段上观测的对象不同,观测方法也不尽相同,因此光干涉和射电干涉在天体测量学中的意义也大不相同。

天体测量的干涉方法与经典方法主要的不同在于,经典方法的观测量是天体的方向角。由于大气折射直接影响星光的传播方向,因此地面的经典方法不可避免地直接受到反常大气折射产生的误差影响,精度难以提高。干涉方法的观测量是星光到达两个定天镜的光程差。对于一个平面平行大气,如果是没有小气候的平坦地球,大气产生的星光的延迟在两个定天镜处是相同的,不产生系统的影响。如果沿着基线方向有气压梯度,就会产生大气折射率梯度,对于两个定天镜的延迟改正就会不同,但这种影响是小到可以忽略不计的,而且利用双色观测方法还可以检测出这种影响。因此干涉方法摆脱了经典方法受大气影响而造成的主要误差来源。另外,干涉方法测定星位的能力,直接可以通过延长基线来提高。如果我们测定光程长度的精度达半个光波长,即 $\frac{\lambda}{2}$, 基线长度为 B , 那么测角的分辨能力 $\Delta\theta = \lambda/2B$ 。对于一个 10m 基线的干涉仪, $\Delta\theta \approx 5 \times 10^{-3}$ 角秒。照相天体测量拍摄一张底片通常的精度为 0.05—

0.1 角秒, 光干涉的精度至少提高了一个数量级。光干涉天体测量的第三个优点是它可以在较短的时间内以较高的精度来测定天体位置。在传统的天体测量工作中, 例如照相方法, 要想达到 10^{-3} 角秒的准确度, 必须要求望远镜在几年的时间内保持其不稳定性引起的误差小于 10^{-3} 角秒数量级, 这是不可能的, 因此也就不可能对照相天体测量中达 10^{-3} 角秒的误差作改正。光干涉测量有可能在几个小时内对一颗恒星的观测精度达 10^{-3} 角秒, 仪器在此短时间内的稳定性也完全可以保持在同一数量级上^[1], 因此仪器的系统误差可以作为一个参数与恒星位置及基线等参数同时求解出来。这就避免了传统天体测量中由于对资料作数年的平均而造成的仪器误差传递问题。综上所述, 干涉技术的发展是光学天体测量学中的一项革命性进展, 干涉方法在光学天体测量学中的应用也比传统的天体测量方法更进了一步。

1. 建立高精度的天球参考系

根据天空中亮于 +6^m 恒星角直径的统计, 大部分亮星的角直径都很小, 对于一个 10—20m 基线的恒星干涉仪来说, 它们是不可分辨的源, 条纹可见度为一, 这正是天体干涉测量所要求的。而且它们之中的大多数的角直径小于 10^{-3} 角秒, 用干涉仪来测定这些恒星的位置, 并对大量的独立测量取平均, 有可能以 10^{-4} 角秒的精度来建立高精度的天球参考系。

由于光干涉改进了天体测量精度, 提高了 1—2 数量级, 如果按目前的精度来建立恒星的自行系统, 那么用干涉测量可以在几年内获得用经典方法 100 年才能得到的恒星自行。

2. 以新的精度来测定恒星视差

3. 搜索太阳系以外的行星系统

若测角精度达 10^{-4} 角秒, 可以检测出距离为 10pc 的行星系统。若测角精度可达 10^{-5} 角秒, 就可发现距离为 100pc 的行星系统。

4. 研究光线的引力偏转

如果能在白天观测亮星, 就可以 0.1% 的精度测出太阳附近的光线的引力偏转。而且可以在木星掩亮星的过程中观测, 以 1% 的精度测定木星对附近光线产生的引力偏转。

5. 地球自转和地球物理研究

如果通过激光干涉仪把光干涉仪的基线和基岩或者地球引力场联系起来, 就可以通过观测的方程式解算出基线矢量的变化, 用以研究地球自转的速度和方向的变化, 岁差, 章动和潮汐效应等等。

二、用于天体测量的光干涉法对仪器的要求^[2]

一个现代的 Michelson 恒星干涉仪的基本结构包括一对接收星光的望远镜和处于中央观测室内的光程补偿器、光束合成器、恒星跟踪器、条纹检测器和测量光程长度变化的激光干涉仪。用于天体测量的干涉仪, 为了得到高条纹反差, 必须满足三个条件: 恒星的直径必须小于干涉仪的分辨率; 在条纹接收器的有效面积内两束光的波前接近于平行; 通过干涉仪两臂的光束在到达光束合成器时程差必须小于一个波长。满足第一个条件与仪器本身无关, 只要选取合适的观测对象。第二个条件的满足是通过闭环的恒星跟踪器和波前倾斜改正镜的伺

服控制来实现的。长基线干涉仪的程差变化与仪器的机械振动及热漂移、地球自转和大气扰动均有关系。地球自转引起的程差变化是可以计算出来的，振动和热漂移的影响是缓慢的，可以通过激光干涉仪监测，因此上述两者引起的程长变化可以用光程补偿器加以补偿。大气引起的程差变化是随机的，为了满足第三个条件，必须用条纹跟踪伺服系统来保持两束光的短暂相干。为了满足天体测量的精度要求，干涉仪必须具备解决下列问题的能力。

1. 跟踪白光条纹，以使用此信息来调整干涉仪一臂中的光学延迟线以保持短暂相干，即改变延迟线的位置来扫描白光条纹，当白光条纹可见度达极大时，则认为找到了白光条纹的零级极大，延迟线通过伺服系统锁在白光零级条纹上，实现白光条纹的跟踪。

2. 测量条纹相位。在大气扰动“冻结”的短暂时间内，对干涉仪一臂中的程长进行调制。一种调制方法是三角波调制，即把程长周期性地作改变，其峰至峰振幅为一个波长。在一个周期内把时间分成4个均匀的间隔，分别记录这四个时间段内接收器上所得到的光子数，记为A、B、C、D。用此方法可得出条纹的相位为：

$$\phi = \text{tg}^{-1}\left(\frac{B-D}{C-A}\right) - \frac{\pi}{4} \quad (1)$$

3. 测量光程补偿量。应该用激光干涉仪精密测定光学延迟线的移动量，从而测出光程补偿量 Δp 。一般来说激光干涉仪的测量精度应该好于0.02微米，即 $\lambda/20$ 。

由2和3得到的结果之和就是天体测量的观测量，即光程差 Δl 。 Δl 除了含有天体位置的信息和基线矢量的信息外，还包含有仪器内部光程差和大气光程延迟的信息。为了把基线不稳定性、仪器不稳定性 and 大气光程延迟误差从 Δl 中分离出来，天体测量干涉仪还必须具备以下两种能力。

4. 基线变化的监视。在每一个望远镜的基墩上装数个激光干涉仪，以监视望远镜的枢轴点(基线矢量以此为基准点)相对于基墩位置的变化，同时还要监视两个基墩之间相对位置的变化。

5. 双色观测改正大气扰动引起的光程延迟误差^[3]。

星光经过不同的大气路径到达干涉仪的两个定天镜时，由于大气扰动的影响，气压、气温和大气中水蒸汽的不均匀在不同路径中引起了折射率的不均匀性。设 p_0 是在大气均匀情况下所测得的条纹位置， p_1 是波长为 λ_1 的光所对应的条纹位置，则

$$p_1 = p_0 + \Delta n_1 l \quad (2)$$

l 是星光在大气中的几何路径，对于干涉仪两臂来说是几乎相等的， Δn_1 是波长为 λ_1 的光在两条大气路径中平均折射率之差， $\Delta n_1 l$ 就是由于两条路径中折射率不同而产生的大气光程差。如果采用双色观测，我们可以得到

$$p_0 = p_1 - \frac{\Delta n_1}{\Delta n_1 - \Delta n_2} (p_1 - p_2) \quad (3)$$

p_1 和 p_2 分别是在观测两种波长 λ_1 和 λ_2 的光时得到的条纹位置，虽然在整个大气路径上各处的 Δn_1 、 Δn_2 与地面上的 Δn_1 和 Δn_2 不同，但由于基线仅20米左右， Δn_1 和 Δn_2 可以近似地根据两个定天镜上的气温 T 、气压 P 和水汽密度 θ 之差 ΔT 、 ΔP 和 $\Delta \theta$ 计算出来：

$$\Delta n_\lambda = -a(\lambda)\Delta T + b(\lambda)\Delta P - c(\lambda)\Delta \theta \quad (4)$$

式中 $a(\lambda)$ 、 $b(\lambda)$ 和 $c(\lambda)$ 是和两地的平均气温、气压和水汽密度有关的系数。因此通过双色观测可以在观测精度所要求的范围内消除大气不均匀性产生的天体测量误差。

三、Mark III 天体测量干涉仪的初步结果^[4]

位于美国加州 Mt. Wilson 天文台的 Mark III 恒星干涉仪始建于 1984 年。1986 年 9 月首次用这个仪器对恒星条纹进行了观测和跟踪。到 11 月, 该仪器就运行得很好, 可以在整个晚上连续自动观测恒星。Mark III 干涉仪在 1986 年 11 月和 1987 年 7 月初到 11 月中作了两次试观测。1986 年 11 月的观测仅用了一条 12.005 米的南北基线, 在大时角覆盖范围内以频宽为 3000 \AA , 中心波长为 7000 \AA 共观测了 22 颗星。一颗恒星的一次观测是指在中央条纹位置被找到之后再跟踪这个条纹达 100 秒钟。在视宁度好的情况下, 条纹跟踪器能在几秒钟内就找到条纹并成功地跟踪条纹, 视宁度差或天顶距大时, 条纹跟踪器偶尔会丢失条纹, 经过几秒钟后才重新跟上它。一个晚上最多可进行 160 次观测。这次试观测总共观测了 7 个夜晚。把所有 7 个晚上的资料综合起来, 经过观测方程式的拟合后, 残余延迟的标准偏离为 $\pm 6.5 \mu\text{m}$ 。恒星相对位置的估计精度随着时角覆盖的增大而提高。有 10 颗星观测的时角覆盖在 90° 以上, 赤经符合达 5 毫时秒, 赤纬的不确定性为 22 毫角秒。从这次试观测也明显看出, 由于只有一根南北基线, 赤经测定的不确定性比赤纬的不确定性大。

Mark III 第二次天体测量试观测用了两根基线, 除原来的 12 米南北基线外还用了一根 8.3 米、方位为 38° 的东北—西南向基线。南边的定天镜是两条基线公用的。从一条基线换到另一条基线只需 10 秒钟。每颗星的一次观测是在中央条纹被跟踪以后观测 30—200 秒钟。一个好的晴夜约观测 200 次。一般来说在一个晚上观测 10—30 颗星, 每颗星在不同的基线上(在不同的时角上)观测几次。恒星的赤纬覆盖为 $+15^\circ$ — $+55^\circ$, 时角为 ± 3.5 小时。

取这次试观测期间一个情况比较一般的夜晚的观测结果为例, 来说明一个晚上观测的情况。1987 年 8 月 21 日晚共观测 181 次, 32 颗星, 基线每一小时换一次, 每颗星分别在两根基线上各观测几次, 每次观测为 30—100 秒钟。观测程差的残差代表观测量减去计算量。残差的标准偏离在两条基线上都是 $\pm 5 \mu\text{m}$, 在天空中相应于 0.1 角秒。

为了检验观测的灵敏度和恒星位置误差资料的归算方法, 取三颗星在 12 个晚上的观测。一颗星每晚的观测得到一个误差椭圆, 共 21 个误差椭圆。每个误差椭圆代表一个晚上的资料确定的恒星位置。资料归算之前在这三个恒星的 FK5 位置上先在赤纬上加 200 毫角秒, 在赤经上加 13.3 毫时秒(相当于赤道上 200 毫角秒)。把这些误差椭圆画在一个图上可以看出, 人为的误差很好地再现了。所有这些恒星位置的质心位于赤纬 -210 ± 9 毫角秒, 赤经 -14.7 ± 1.2 毫时秒。每一颗恒星位置夜与夜的弥散度在赤纬上是 ± 40 毫角秒, 赤经上大约为 6 毫时秒, 这和一个晚上的内部符合是一致的。

把 6 个晚上的所有观测资料结合在一起, 每一颗星位置的内部符合一般来说赤经为 ± 2 — 4 毫时秒, 赤纬为 ± 15 — 20 毫角秒。这比 1986 年 9 月 7 个晚上观测的时角覆盖 90° 的十个恒星结果略好一点。

四、90年代光干涉天体测量的展望

Mark III 干涉仪的初步结果已经说明光干涉天体测量的精度好于经典方法的观测结果。但是这初步结果中尚未采用该仪器已经建立的两项技术——基线变化的监视和双色观测——对观测值作改正。Mark III 的精度还可以通过三方面的改进来提高；第一是采用双色技术；第二是用激光计量系统来监测定天镜枢轴点的移动；第三是用激光计量系统来监测由于地面和基墩在夜间冷却过程中产生的基线变化。Colavita 曾对采用双色技术的效果作了估计，精度能提高 5—10 倍，把双色技术实际用于恒星位置的初步测量，实际精度提高了 5 倍。把上述三点改进可能提高的精度估计综合起来，表 1 给出了 1986—1987 年初步观测的实际精度和加了改正以后可能达到的精度。

表 1 天体测量误差估计
(在 100 秒的观测中误差源的量级估计) 微米(毫角秒)

	目 前 (1986—1987资料)	系统改进后的预计
大 气	3—4(60—80)	0.5—1(10—20)
定天镜枢轴点误差	2—4(40—80)	1(20)
基线变化	2—4(40—80)	1(20)
总 计	4—7(80—140)	1—2(20—40)

Mark III 在进一步发展中将扩建一条包括 12 个基墩，长度可变的基线，这样可在 18 米以下长度的基线上观测 $-23^\circ < \delta < +90^\circ$ 的星，在 32 米基线上观测 $+16^\circ < \delta < 52^\circ$ 的星。在相位跟踪条件下观测的极限星等为 $+6^m.5$ 。在“群延迟”跟踪条件下极限星等达 8^m-9^m 。这样布局的干涉仪部分基线用于恒星角直径测量，部分基线用于天体测量。

在 Mark III 的基础上，将有两个新的干涉仪计划于 1989 年开始设计制造。一个是天体测量干涉仪，作为 USNO 干涉仪系列的第一个，用以代替子午环作基本天体测量工作。它的基本要求是极高的热稳定性和激光计量系统的扩大使用，望远镜集光口径为 1 米，可观测暗至 15 等的星。这将是一个四元干涉仪，实际上是两个独立的干涉仪，各有一套延迟线路，南北两条基线可以同时观测。基线长度不会超过 20 米。由于口径大大超过大气相干长度，因此在一米的大口径上将划分成许多大小为 10cm 的子口径，独立地对两个望远镜的每个相应子口径对形成的干涉条纹进行检测。该仪器的目的在于独立地建立一个包括亮于 15 等星的高精度恒星参考系。因为极限星等是 15 等，就有可能观测亮的类星体(北天约有亮于 15^m 的类星体 50 颗)和小行星，从而把恒星参考系和河外及动力学参考系联系起来。

澳大利亚悉尼大学的恒星干涉仪(SUSI)计划于 1990 年底开始作试观测，它的目的主要是测定恒星角直径和研究双星。它的基线由排列在南北方向的 12 个定天镜组成，基线长度由不同的定天镜相结合构成 14 个不同的值。为了将来天体测量的要求和天体物理成图的 U-V 覆盖的需要，该干涉仪现已建立第一个东边的定天镜，由它和南北基线上的不同定天镜结合，可构成方位不同的基线，从天体测量工作考虑，将建立一个 10 米长的在真空中的

光程补偿器, 这套系统的建立将为南天亮于 +8^m 的恒星位置提供高精度的观测。

美国加州大学空间科学实验室和物理系于1981年用在基特峰天文台的一对81cm McMath Conde 焦点式辅助太阳望远镜构成东西方向相隔 5.5 米的基线, 在 11.106 μm 波长上作外差式干涉测量试观测^[5]。仪器并非专为天体测量设计, 因此对天体测量而言有许多大的系统误差, 其中主要包括基线的热稳定性。根据分析, 由于基线的方向变化对观测猎户座 α 星和鲸鱼座 σ 星在赤经方面会产生 0''.03 的不确定性, 由于基线长度的不稳定性会在观测这两个源的位置中带进 0''.06 的误差。把这两种基线变化的影响加在一起, 对总的位置误差的影响将是 0''.07, 实际的试观测 10 天平均的标准偏离为 0''.08。这种不确定性应是两方面因素造成的, 一是仪器的机械不稳定性造成的系统误差, 另一方面是大气的扰动因素, 一般认为后一种因素的影响大约为 0''.01。如果在红外天体测量干涉仪设计制造中精心考虑这两方面因素, 天体测量误差就会大大下降。在此实验的基础上, 一个新的红外外差式干涉仪从 1983 年 10 月开始建造, 1988 年 1 月完成后搬到了 Mt. Wilson^[6] 天文台。这个干涉仪用于天体测量工作后将把光学天体测量扩展到红外波段。

目前在基本参考系工作方面, 光学参考系比用 VLBI 观测致密射电源位置所得到的射电参考系的精度, 从全局上来说要差一个数量级。随着地面光干涉天体测量的发展, 相信在 20 世纪末到 21 世纪初, 用光干涉做基本天体测量观测, 可将光学参考系的精度提高 1—2 个数量级, 与射电参考系相联结后, 就为高精度的惯性参考系的建立做出重大贡献。

参 考 文 献

- [1] Shao, M. and Staelin, D. H., *J. Opt. Soc. Am.*, 67 (1977), No. 1, 81.
- [2] Shao, M. et al., *Astron. Astrophys.*, 193 (1988), p. 357.
- [3] Shao, M. and Staelin, D. H., *Appl. Opt.* 19 (1988), 4113.
- [4] G. H. Kaplan et al., ESO Conference and Workshop Proceedings, No. 29, High Resolution Imaging by Interferometry, p. 841, (1988).
- [5] Sutton, E. C., Subramanian, S. and Townes, C. H., *Astron. Astrophys.*, 110 (1986), p. 324.
- [6] Danchi, W. C., Bester, M. and Townes, C. H., ESO Conference and Workshop Proceedings, No. 29, High Resolution Imaging by Interferometry, p. 867, (1988).

(责任编辑 刘金铭)

Long Baseline Optical Interferometry and Astrometry

Wang Zhengming

(Shaanxi Astronomical Observatory, Academia Sinica)

During the last decade, the long baseline optical interferometry was considerably developed and a number of measurements with high resolutions on astrometry and astrophysics were obtained. It is very similar to all kinds of new techniques that stellar interferometry would be a highly contributing means in the development of astronomy. This paper describes, at the point of view of astrometry, the scientific significance of optical interferometry, its applications, the basic structure of instruments, the preliminary results of MARK III interferometer of U. S., and the prospect of optical interferometry in the development of astrometry in next decade 1990s.