

望远镜几何扭曲实测方法仿真研究*

李 凡^{1,2†} 任树林^{1‡}

(1 中国科学院紫金山天文台 南京 210008)

(2 中国科学院大学 北京 100049)

摘要 精确求解望远镜几何扭曲效应, 有利于提高望远镜的天体测量定位精度, 这对天文学的诸多学科具有十分重要的意义. 为此, 前人发展了一种针对密集星场抖动观测并针对观测底片迭代求解几何扭曲的自校准方法, 取得了较好的效果. 但是, 先前的工作并未对星场的密集程度或抖动方式做进一步要求, 而是经验地选择较为密集的星场和较多的抖动次数进行观测. 这些经验的观测方式固然能够较好地给出几何扭曲, 但有时会占用较多的望远镜观测时间导致效率较低. 首先介绍了上述求解望远镜几何扭曲的一般方法; 通过仿真模拟, 对上述方法的有效性做评估, 同时对该方法要求的星场密度和抖动次数等条件做进一步优化; 最后, 针对实际应用中几何扭曲改正后的定位精度与视场参考星数量的关系也做了进一步的仿真和分析.

关键词 天体测量, 技术: 图像处理, 方法: 数值模拟

中图分类号: P123; **文献标识码:** A

1 引言

研究表明, 不管是在太空还是地面, 望远镜几何扭曲都严重影响了天体测量定位精度^[1-2]. 因此, 精确求解望远镜的几何扭曲效应, 提高天体测量定位精度, 促进了包括星团, 太阳系天然卫星、小行星及彗星等天体运动学研究的开展^[1-7]. 所谓几何扭曲即望远镜探测器实测的天区图像相对真实的图像发生了线性变换无法解释的变形, 故又称光学畸变. 它是由于望远镜的光学系统及后端探测器的设计和加工缺陷所导致的^[1].

早在1995年, Holtzman等在处理哈勃空间望远镜(Hubble Space Telescope, 简称HST)的观测数据时就发现了几何扭曲, 针对其广角行星相机(WFPC2), 偏差最大可达0.17 arcsec^[8]. 这严重阻碍了后续相关研究的开展. 为此他们利用自校准方法(Self-calibration Method)对星团NGC 5139的多历元抖动(Dithering)观测(滤光片为F555W)做处理, 导出了关于底片坐标(x, y)的3次完全多项式用于描述几何扭曲. 改正后定位精度接近10 mas. 随后Gilmozzi、Trauger和Casertano等人分别改进

2015-04-10收到原稿, 2015-04-23收到修改稿

*国家自然科学基金项目(11273066, 11178006)资助

[†]lifan@pmo.ac.cn

[‡]rensl@pmo.ac.cn

了Holtzman等人的做法,如改进几何扭曲表达方式、引入平场透射系数消除观测波长对几何扭曲的影响以及针对更密集的星场进行观测等,进一步把几何扭曲改正精度提高到0.05 pixel(行星相机)和0.02 pixel(广角相机)^[9-11]. 2003年,Anderson和King继续针对上述几何扭曲进行改进.通过引入有效点扩散函数提高星像定位精度、去除相机边缘效应、进一步扩充观测次数和观测密度以及对观测方向进行旋转观测从而导出几何扭曲的线性斜交项等办法,进一步把改正精度提高到0.02 pixel(行星相机)和0.01 pixel(广角相机)^[12]. 2009年HST成功装配了新的相机即大视场相机(WFC3). Bellini和Bedin同样针对密集星场的多历元抖动观测,获得了新相机的几何扭曲,其改正精度接近0.008 pixel即0.3 mas^[13-14].

与空间不同的是,地面观测的劣势是不仅望远镜具有重力弯沉效应,而且受到大气的影响,从而导致定位精度低;而优势是由于地面观测没有数据采集的带宽限制,因此可以通过过采样来提高星像定位精度,且地面望远镜通常具备较大的视场从而具备更高的观测效率及较低的观测成本.故而,地面望远镜一直是天体测量观测的主干设备.这些地面望远镜同样具有几何扭曲效应.为此,2006年,Anderson、Bedin和Bellini等人把上述求解几何扭曲的做法引入到地面望远镜上,同样提高了地面望远镜的天体测量定位精度.如:欧洲南方天文台(ESO)2.2 m望远镜几何扭曲改正后精度可达7 mas,大双筒望远镜(LBT)改正后精度可达15 mas^[15-16].

2012年,彭青玉等人针对上述方法做了进一步改进.他们详细考虑了一些天体测量因素,如大气折射和心射投影效应的影响,并进一步梳理了地面望远镜开展实测几何扭曲的方法和具体步骤^[2,7].利用该改进方法,他们给出云南天文台1 m和2.4 m望远镜的几何扭曲效应,改正精度分别达到了10 mas与6 mas.

总体而言,上述系列通过实测求望远镜几何扭曲的自校准方法共同之处是通过抖动观测同一密集星场,使得同一星体可在探测器上的不同位置成像,这些成像位置在一个统一坐标框架下的差别即反映了几何扭曲效应,再通过求平均和迭代等方法给出自洽的几何扭曲解.之所以用自校准方法而不是直接测量几何扭曲,是因为目前还不具备较多的高位置精度的密集的天体测量平坦天区(Astrometric Flat Field)^[7].与之对应,正是由于观测的、密集星场天体的位置精度通常远低于几何扭曲改正精度,自校准方法的评价指标也只能选择几何扭曲改正后的同一天体在探测器不同位置成像的弥散度,而不是扭曲改正后的位置与密集星场天体的真实位置之差^[17].

考虑到仿真可以提供真实数据,从而为方法的有效性测试及精度估计提供帮助.因此有必要针对上述自校准方法开展相应的仿真,研究其有效性并对星场的密集程度和观测的抖动次数做进一步优化;考虑到几何扭曲的实际应用,我们还拟对实际应用中几何扭曲改正后的定位精度与视场参考星的关系做进一步的仿真和分析,以期对后续应用观测和数据处理做指导.

2 自校准方法的有效性仿真

如前所述,自校准方法通常分为两步,首先是利用待测望远镜及其终端针对密集星场进行抖动观测;其次是针对所得的观测数据进行处理.因此,我们首先仿真模拟观测过程及观测数据,然后结合模拟的观测数据展开数据处理过程的具体描述,并利用数据

处理结果对该自校准方法进行有效性检验.

2.1 观测过程及观测数据仿真

要模拟观测过程及观测数据, 首先必须模拟望远镜与观测终端CCD的各项参数. 考虑到曾利用丽江2.4 m望远镜开展天体测量观测, 我们选择该望远镜及探测器的各项参数作为我们的模拟参数, 见表1.

表 1 仿真所用的望远镜与探测器技术参数
Table 1 The technical parameters of the telescope and detector in the simulation

Parameter	Value
Focal length	1900 cm
Diameter of primary mirror	240 cm
Size of CCD array	2200×2048
CCD field of view	10×10 arcmin ²
Angular extent	0.286 arcsec/pixel

仿真的密集星场选择星团NGC 1664所在星场, 星场的恒星取自UCAC4星表(The Fourth United States Naval Observatory CCD Astrograph Catalog)^[18], 并把星表位置作为恒星的真实位置. 观测指向的抖动方式参考Anderson等人针对地面望远镜常使用的十字抖动法^[19], 考虑到模拟观测视场为10×10 arcmin², 因此抖动幅度取为1 arcmin. 具体观测模式仿真如下: 从密集星场的中心开始, 沿赤经、赤纬增加和减小方向各等间隔1 arcmin抖动10次, 中心观测4次, 这样共观测44次. 观测中心指向移动方式和视场范围如图1所示.

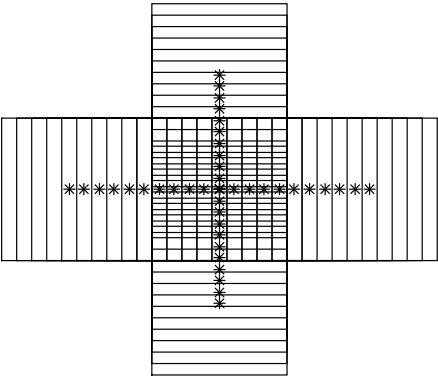


图 1 仿真中观测中心指向移动方式和视场范围示意图
Fig. 1 The motion model of the center direction and the field of view in the simulation

对于每次观测, 我们均仿真其得到的图像, 具体过程如下: 首先把观测视场中所有

恒星的天球坐标即其在UCAC4星表中的位置 (α, δ) 通过标准心射投影公式^[20]

$$\begin{aligned}\xi &= \frac{\cos \delta \sin (\alpha - \alpha_0)}{\sin \delta_0 \sin \delta + \cos \delta_0 \cos \delta \cos (\alpha - \alpha_0)} \\ \eta &= \frac{\cos \delta_0 \sin \delta - \sin \delta_0 \cos \delta \cos (\alpha - \alpha_0)}{\sin \delta_0 \sin \delta + \cos \delta_0 \cos \delta \cos (\alpha - \alpha_0)}\end{aligned}\quad (1)$$

转化为底片理想坐标 (ξ, η) . 其中, (α_0, δ_0) 为中心指向. 针对一般观测而言, 理想坐标 (ξ, η) 和底片测量坐标 (x, y) 之间存在平移、旋转和尺度变换. 如果赤经增加方向定为 x 增加方向, 则底片测量坐标 (x, y) 通过变换

$$\begin{aligned}x &= f \times \xi + x_0 \\ y &= f \times \eta + y_0\end{aligned}\quad (2)$$

得到, 其单位为pixel. 其中, f 为可由底片比例尺换算得到的尺度因子. (x_0, y_0) 取(1024, 1024). 这样, 我们得到了一幅无扭曲的、无观测误差的“干净”的观测图像. 几何扭曲通常由偏心扭曲和径向扭曲组成, 其表达式如下:

$$\begin{aligned}\hat{x} - x &= (K_1 r^2 + K_2 r^4 + \cdots) + (P_2(r^2 + 2x^2) + 2P_1 xy)(1 + P_3 r^2 + P_4 r^4 \cdots), \\ \hat{y} - y &= (K_1 r^2 + K_2 r^4 + \cdots) + (P_1(r^2 + 2x^2) + 2P_2 xy)(1 + P_3 r^2 + P_4 r^4 \cdots).\end{aligned}\quad (3)$$

式中 r 表示点到原点的距离, $K_1, K_2, \cdots$ 属于偏心扭曲的参数, $P_1, P_2, \cdots$ 属于径向扭曲的参数. 考虑到当前观测条件与应用要求, 如前人所述通常使用一组关于底片测量坐标 (x, y) 的3次多项式表示:

$$\begin{aligned}\hat{x} - x &= c_0 + c_1 x + c_2 y + c_3 x^2 + c_4 xy + c_5 y^2 + c_6 x^3 + c_7 x^2 y + c_8 xy^2 + c_9 y^3, \\ \hat{y} - y &= d_0 + d_1 x + d_2 y + d_3 x^2 + d_4 xy + d_5 y^2 + d_6 x^3 + d_7 x^2 y + d_8 xy^2 + d_9 y^3.\end{aligned}\quad (4)$$

其中, $(\hat{x}, \hat{y})$ 为带扭曲的底片测量坐标, 参数 $(c_0, d_0, \dots, c_9, d_9)$ 表示扭曲模型参数. 这里, 在观测图像上添加的几何扭曲的模型参数参照Bellini等^[5]关于大双筒望远镜的参数. 具体添加的扭曲示意图可见图2.

随后, 我们进一步添加服从高斯分布的观测随机误差, 方差取为0.04 pixel, 对应观测误差约10 mas. 在此情况下, 图像中某一颗星的底片测量坐标用 (x', y') 表示.

通过上述一系列过程, 我们最终得到了一组仿真的底片观测图像, 共计44帧.

2.2 求解几何扭曲

针对上述仿真的44帧观测图像, 我们通过自校准方法回推几何扭曲, 具体过程如下:

(1) 首先, 借助心射投影公式(1)把参考星表中天球坐标转化到理想坐标. 然后通过图形匹配法, 构建该理想坐标与底片测量坐标 (x', y') 之间的底片常数模型. 这里底片常数模型为六常数模型. 鉴于UCAC4星表的位置已被认为是真实位置, 参考星表的位置则通过对前面所述的、被认为是真实位置的UCAC4星表位置添加服从高斯分布的随机误差给出, 其赤经、赤纬方差均假设为50 mas.

(2) 由于抖动观测效应, 密集星场中的每一颗星可在多个仿真的观测底片中成像. 这些星可在不同的观测中落于底片的不同位置, 如第 i 次观测的位置为 (x'_i, y'_i) . 这些位置经

过六常数模型及心射投影逆公式转换为统一的天球坐标系中的天球位置 (α, δ) . 这些天球位置的弥散度则反映了几何扭曲效应. 将这一系列天球位置求平均得到平均位置 $(\bar{\alpha}, \bar{\delta})$. 由于整个视场中几何扭曲平均值较小, 我们认为该平均位置更接近真实位置.

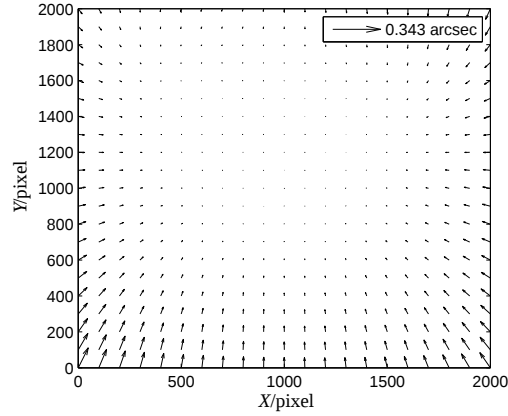


图 2 原始几何扭曲在底片上的分布示意图

Fig. 2 Original geometric distortion in the plane

(3) 随后, 将该平均位置通过各自的心射投影公式和六常数模型转换为各自的观测底片测量坐标 $(\bar{x}'_i, \bar{y}'_i)$. 再通过公式

$$\begin{aligned}\Delta x &= x'_i - \bar{x}'_i \\ \Delta y &= y'_i - \bar{y}'_i\end{aligned}\quad (5)$$

计算 $(\Delta x, \Delta y)$. 该组值可近似认为带有一定观测随机误差的 (x'_i, y'_i) 的几何扭曲.

(4) 把所有底片叠加, 同时把叠加后的整块底片分割为 $100 \text{ pixel} \times 100 \text{ pixel}$ 大小的区域. 对于每个区域, 把所有落在其中的 (x'_i, y'_i) 及对应的 $(\Delta x, \Delta y)$ 求平均, 得到该区域的平均位置 $(\bar{x}', \bar{y}')$ 及平均几何扭曲 $(\bar{\Delta x}, \bar{\Delta y})$.

(5) 利用(4)式对上述平均位置和平均几何扭曲值进行拟合, 则得到了初始的几何扭曲解.

(6) 针对初始的底片测量坐标进行几何扭曲改正, 得到新的 (x', y') . 然后重复上述过程, 直至几何扭曲的改正值小于 0.001 pixel .

(7) 最后把前面得到的、所有的几何扭曲叠加则是最终求得的几何扭曲解.

2.3 结果分析

如前所述, 利用自校准方法给出的几何扭曲的评价指标, 通常用同一天体在探测器不同区域成像的位置经几何扭曲改正并转化到统一坐标系下的位置的弥散度表示. 对应到本次仿真, 密集星场所有恒星相应的位置弥散度具体可见图3的右图. 为了便于比较, 我们同样给出了几何扭曲改正前的弥散情况, 见图3的左图. 从两幅图我们可以看出弥散度通过几何扭曲改正有了很大改进. 其标准偏差 $(\sigma_{\text{POS}} = \sqrt{(\Delta\alpha \cos \delta)^2 + \Delta\delta^2})$ 从 60 mas 减少到 20 mas . 这与研究者在实际测量中得到的几何扭曲改正精度是相当的. 需要

提及的是, 这些位置的弥散效应中不仅包含了几何扭曲模型误差, 而且包含了观测随机误差(仿真假设的10 mas)和底片测量坐标与理想坐标之间的六常数转换模型的误差. 换言之, 几何扭曲模型的实际误差应比上述标准偏差要小.

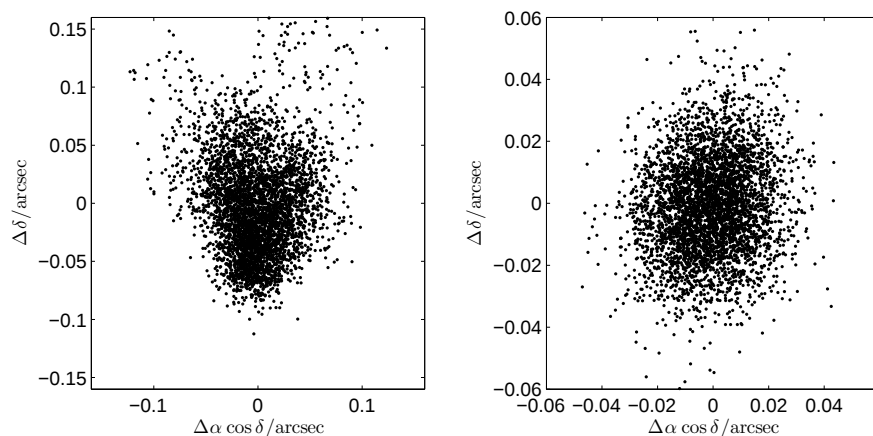


图 3 密集星场所有恒星在天球坐标系中的位置弥散图, 左图为改正前, 右图为改正后.

Fig. 3 The dispersion of positions under the celestial coordinate of all the stars in the dense star field. The left and right panels indicate the dispersions before and after geometric distortion correction, respectively.

为了合理评估仿真给出的几何扭曲的精度, 我们需要构建新的评价指标. 一种直接的做法是直接比较输入和输出的几何扭曲. 为此我们给出了本次仿真输出的几何扭曲, 可见图4的左图. 同时, 输入与输出几何扭曲之差可见图4的右图. 从图4可见, 输入与输出的几何扭曲之间显然存在较大差别. 通过进一步分析发现, 几何扭曲之差与底片测量坐标的两个坐标之间线性相关, 如图5所示. 因此, 这一方法并不适合评估仿真给出的几何扭曲的精度.

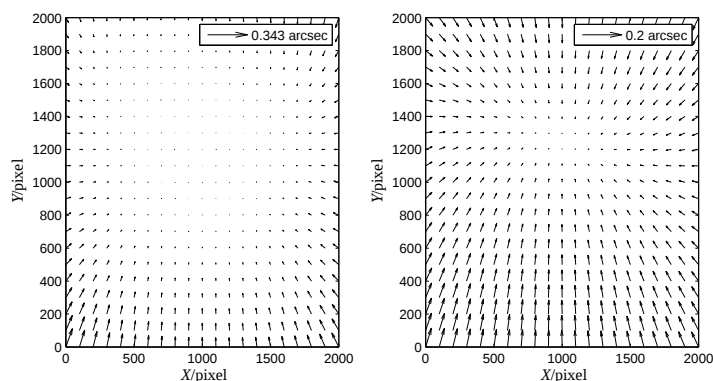


图 4 左图为仿真输出的几何扭曲示意图; 右图为输入和输出的几何扭曲之差的示意图.

Fig. 4 The left panel shows the geometric distortion outputted by the simulation, and the right panel shows the difference between the output and input geometric distortions.

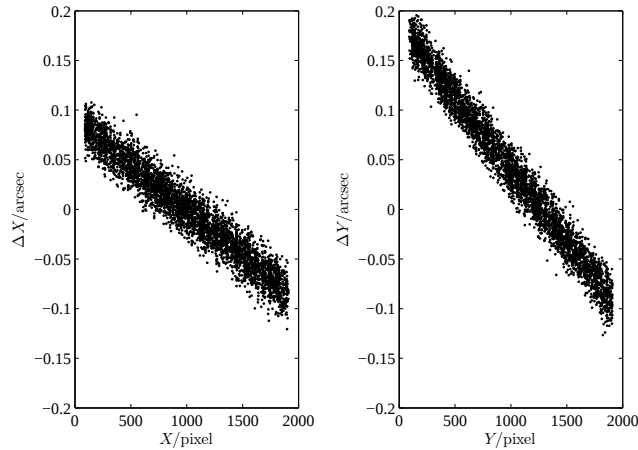


图 5 输入和输出的几何扭曲差与底片测量坐标的相关性, 左右图分别代表 x 方向与 y 方向.

Fig. 5 The correlations between the coordinates (x, y) of the plane and the difference of geometric distortion. The left panel and right panel represent x direction and y direction, respectively.

与实际观测相比, 仿真的优势在于我们不仅已知输入的几何扭曲模型而且已知密集星场中所有天体的真实位置. 因此, 我们对几何扭曲结果的评估还可通过直接比较经过几何扭曲改正后天体位置与真实的天体位置而实现. 在此情况下, 为了去除测量误差效应和底片测量坐标与理想坐标的转换误差效应, 在比较前我们去除了上述仿真过程添加的观测随机误差和星表随机误差. 同时, 为避免因分布不均仍有底片坐标转换效应, 我们通过类似上述仿真观测数据的过程进一步充分加密星场. 然后通过比较充分密集星场中天体几何扭曲改正后位置与真实位置评估几何扭曲的实际效果. 两种位置差在赤经和赤纬方向的统计图见图6, 其各自的标准偏差(σ_ξ 和 σ_η)分别为1.7 mas和1.6 mas.

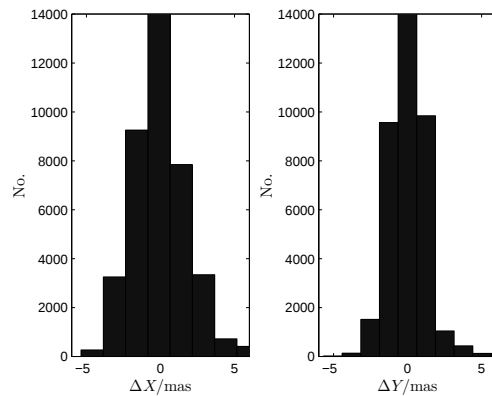


图 6 几何扭曲改正后天球坐标残差统计图

Fig. 6 The histogram of celestial coordinate residuals after correcting geometric distortion

通过上述分析可知, 本次仿真给出的几何扭曲改正效果即天球坐标残差标准偏

差($\sigma_{\text{POS}} = \sqrt{\sigma_{\xi}^2 + \sigma_{\eta}^2}$)最佳可达2 mas. 但是给出的几何扭曲模型并不是望远镜的本征几何扭曲, 其与底片转换模型发生了耦合. 究其原因: 一方面, 如(3)式所示, 几何扭曲表达式中包含了关于底片测量坐标的线性项; 另一方面, 在构建底片测量坐标和理想坐标时所用的转换模型也是线性的. 自校准方法无法有效区分这两类线性项. 故而, 几何扭曲中的线性项部分被六常数模型吸收, 从而导致了输入和输出的几何扭曲之差与底片测量坐标线性相关. 因此几何扭曲改正需要和底片线性转换模型联合使用, 才能得到较好的改正效果.

3 几何扭曲条件参数优化仿真

通过上节的仿真, 我们不仅证明了自校准方法的有效性, 同时给出了用于评估几何扭曲最佳效果的评价指标. 在此基础上, 本节拟对自校准方法的输入条件如星场密度和抖动次数做优化仿真.

在应用自校准方法求解望远镜几何扭曲时, 需要选择合适的星场进行抖动观测. 可以预见的是, 星场密度越大, 给出的几何扭曲的效果就越好. 但是, 针对某个具体星场密度或抖动次数, 有必要了解所得的几何扭曲的最佳效果; 反之, 针对某个具体几何扭曲的精度指标, 也有必要了解对星场密度和抖动次数的需求, 从而指导观测.

首先针对星场密度仿真, 我们类似于上节的过程并固定上节的抖动次数方式, 分别针对星场密度从0.1颗/平方角分至10颗/平方角分(对应到每个观测底片的天体数目平均从9颗至900颗)进行仿真. 为进一步削弱随机因素的影响, 每个密度我们均重复100次. 这样我们可以给出 σ_{POS} 的均值和方差, 具体可见图7的圆点及其误差棒, 图中实线为幂函数拟合曲线.

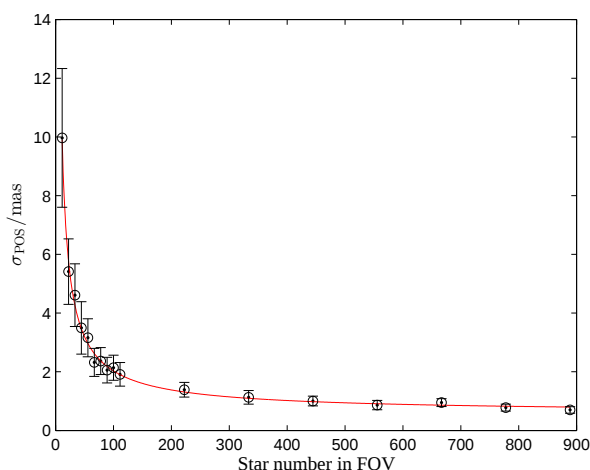


图 7 几何扭曲改正效果与星场密度关系图

Fig. 7 The correlation between the accuracy of geometric distortion and the star number in one stellar field

从图7可知, 当星场密度为0.1颗/平方角分时, 几何扭曲的最佳改正效果约10 mas;

只要星场密度好于1颗/平方角分, 几何扭曲的最佳改正效果均好于2 mas.

其次针对抖动次数仿真, 我们固定上节的星场密度即1颗/平方角分, 分别针对抖动次数从2次到20次(抖动方式仍为十字抖动法)进行仿真, 同样针对每个抖动次数均重复100次. 仿真结果可见图8. 图8圆点及误差棒为实验数据, 而实线为分段线性拟合结果.

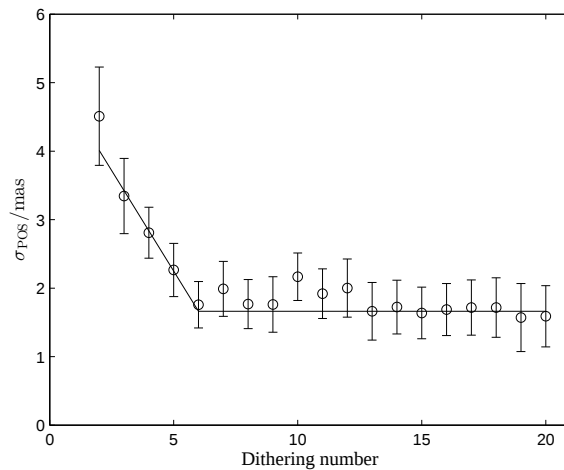


图 8 几何扭曲改正效果与抖动次数关系图

Fig. 8 The correlation between the accuracy of geometric distortion and the dithering number

从图8可知, 当星场密度较充分时, 只要抖动次数大于6, 改正最佳效果均可好于2 mas. 这是因为当前考虑的几何扭曲模型均为3次多项式模型, 抖动次数大于6(每个方向采样超过13次), 均可对该3次多项式充分采样.

4 几何扭曲改正效果仿真

在实际观测时, 待测天体不可能都落在密集星场里, 且不可能每次都进行抖动观测以给出几何扭曲解. 故而, 研究者针对实际观测的几何扭曲改正通常是用先前已经得到的几何扭曲解, 然后再通过底片坐标转换模型和投影公式给出待测天体的位置. 因此, 该位置的误差不仅包含了几何扭曲改正的误差, 而且包含了底片转换模型的误差. 而底片转换模型的误差来源通常有观测随机误差和参考星位置误差, 并受参考星数的影响. 考虑到在测光夜望远镜的观测随机误差基本固定, 位置归算所用参考星表通常为固定星表, 位置误差只与参考星数相关. 为此我们对位置误差与参考星数的相关性进行仿真.

具体仿真过程与第2节一致, 考察参考星数从6颗至100颗构建底片六常数转换模型用于位置归算对最终位置误差的影响, 具体可见图9.

在图9中, 纵坐标表示归算位置与真实位置残差的标准差. “*”表示该仿真结果. 同时, 在图9中我们还列出了不改正几何扭曲而只用六常数模型和二十常数模型进行位置归算的结果, 分别用“o”和“+”表示. 从图9可知, 若不进行几何扭曲改正, 六常数模型和二十常数模型在参考星充分时, 精度分别为60 mas和30 mas左右; 而当参考星数较少时,

六常数模型仅能达到100 mas的精度,而二十常数模型则因星数太少而不能用.若进行几何扭曲改正,参考星数充分时精度约20 mas;星数较少时(譬如10颗),精度约50 mas.因此,仿真结果表明无论参考星数多少,改正几何扭曲均可有效提高天体测量位置归算精度.

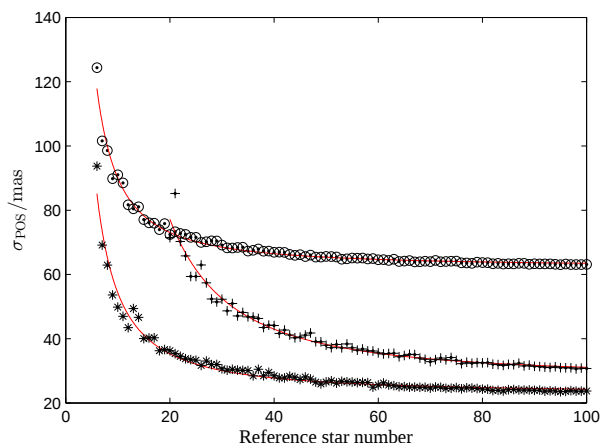


图 9 参考星数对归算位置误差的影响

Fig. 9 The correlation between the number of reference stars and the standard error of position

5 结论与展望

利用仿真方法,我们对求解几何扭曲的自校准方法的原理进行了进一步阐述,并证实了该方法的有效性.同时,我们对该方法所需的星场密度和抖动次数进行了进一步的优化,结果显示只要观测的星场密度大于1颗/平方角分且抖动次数大于6次(十字抖动法),几何扭曲的最佳改正效果即可达到2 mas.

我们知道,自校准方法所给几何扭曲的最佳改正效果不仅与上述讨论的星场密度和抖动次数相关,还与星表位置误差及观测误差呈弱相关态势;同时,随着精度要求的提高,几何扭曲模型的更高次项也将不可忽略.为此,在未来工作中还有必要对这些因素作进一步分析.

此外,当前空间天体测量望远镜Gaia正在运行中,其观测深度可达20 mag,定位精度最高可达0.01 mas量级^[21-22],这将有利于构建更多的、更高精度的天体测量平坦天区.在此新形势下,后期也有必要对望远镜几何扭曲的实测方法做进一步研究.

致谢 感谢暨南大学彭青玉教授和紫金山天文台傅燕宁研究员对本文工作的指导和帮助.感谢丽江天文观测站2.4 m望远镜管理和观测团组对方法测试给予的支持.感谢审稿人对本文提出的宝贵意见.

参考文献

- [1] Yelda S, Lu J R, Ghez A M, et al. ApJ, 2010, 725: 331

- [2] Zhang Q F, Peng Q Y, Zhu Z. RAA, 2012, 12: 1451
- [3] Anderson J, vander Marel R P. ApJ, 2010, 710: 1032
- [4] Villanova S, Piotto G, King I R, et al. ApJ, 2007, 663: 296
- [5] Bellini A, Piotto G, Bedin L R, et al. A&A, 2009, 493: 959
- [6] Yadav R K S, Bedin L R, Piotto G, et al. A&A, 2008, 484: 609
- [7] Peng Q Y, Vienne A, Zhang Q F, et al. AJ, 2012, 144: 170
- [8] Holtzman J A, Hester J J, Casertano S, et al. PASP, 1995, 107: 156
- [9] Gilmozzi R, Ewald S, Kinney E. WFPC2 Instrument Science Report, 1995, 95-02
- [10] Trauger J T, Vaughan A H, Evans R W, et al. Calibrating Hubble Space Telescope. Baltimore: Space Telescope Science Institute, 1995: 379
- [11] Casertano S, Wiggs M S. WFPC2 Instrument Science Report, 2001-10
- [12] Anderson J, King I R. PASP, 2003, 115: 113
- [13] Bellini A, Bedin L R. PASP, 2009, 121: 1419
- [14] Bellini A, Anderson J, Bedin L R. PASP, 2011, 123: 622
- [15] Anderson J, Bedin L R, Piotto G, et al. A&A, 2006, 454: 1029
- [16] Bellini A, Bedin L R. A&A, 2010, 517: 34
- [17] Bellini A, Anderson J, vanderMarel R P, et al. ApJ, 2014, 797: 115
- [18] Zacharias N, Finch C T, Girard T M, et al. AJ, 2013, 145: 44
- [19] French R G, McGhee C A, Frey M, et al. PASP, 2006, 118: 246
- [20] 李东明, 金文敬, 夏一飞, 等. 天体测量方法. 北京: 中国科学技术出版社, 2006: 77
- [21] 任树林, 傅燕宁. 天文学进展, 2006, 24: 210
- [22] 任树林. 天文学报, 2012, 53: 261

Simulation on Measurement Method of Geometric Distortion of Telescopes

LI Fan^{1,2} REN Shu-lin¹

(1 Purple Mountain Observatory, Chinese Academy of Sciences, Nanjing 210008)

(2 University of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049)

ABSTRACT Measuring the geometric distortion is conducive to improve the astrometric accuracy of telescopes, which is meaningful for many disciplines of astronomy, such as stellar clusters, natural satellites, asteroids, comets, and the other celestial bodies in the solar system. For this reason, researchers have developed an iterative self-calibration method to measure the geometric distortion of telescopes by observing a dense star field in the dithering mode, and have achieved many good results. However, the previous work did not constrain the density of star field or the dithering number in the observing mode, but chose relative good conditions to observe, which took up much observing time. In order to explore the validity of self-calibration method, and optimize its observing conditions, it is necessary to carry out the corresponding simulation. Firstly, we introduce the self-calibration method in detail in the present work. By the simulation method, the effectiveness of self-calibration method to give the geometric distortion is proved, and the observing conditions, such as the density of star field and dithering number, are optimized to give the geometric distortion with a high accuracy. Considering the practical application for correcting the geometric distortion, we also analyze the relation between the number of reference stars in the field of view and the astrometric accuracy by virtue of the simulation method.

Key words astrometry, techniques: image processing, methods: numerical