

分类号_____

密级_____

UDC _____

编号_____

中国科学院研究生院

博士学位论文

高分辨太阳观测方法的研究

林佳本

指导教师 邓元勇 研究员

中国科学院 国家天文台

申请学位级别 博士 学科专业名称 天文技术与方法

论文提交日期 2008年12月 论文答辩日期 2009年1月

培养单位 中国科学院国家天文台

学位授予单位 中国科学院研究生院

答辩委员会主席 颜毅华 研究员

**A dissertation submitted to National Astronomical Observatories for the degree
of Doctor of Philosophy with a Major in Astronomical Instrument**

Research about High Resolution Solar Observing Methods

By

Lin Jiaben

Directed By

Prof. Deng Yuanyong

National Astronomical Observatories

Chinese Academy of Sciences

摘要

太阳耀斑和太阳磁场是太阳物理领域的两个热点研究对象,它们的观测研究不仅对太阳物理本身有重要的理论意义,而且对国计民生也有重要的现实价值。

本论文以太阳耀斑和太阳磁场的高分辨观测方法为研究目标,通过对两者观测特征的分析,并结合智能化图像处理、自动控制等方法充分挖掘现有望远镜的观测潜力,以获取太阳耀斑和太阳磁场演化的高时/空分辨率观测资料,为即将到来的第二十四周峰年做好观测软件准备。

主要工作和成果如下:

[1] 耀斑精细结构观测方法研究

为了克服常规太阳耀斑观测数据在太阳耀斑爆发时出现的溢出问题,通过对太阳耀斑观测特征的统计分析,完成了耀斑爆发识别和 CCD 曝光时间自动控制算法,使我们的观测软件可以在探测器的能力范围之内最大限度的观测太阳耀斑的演化细节。在耀斑爆发模拟实验测试中,系统设计的耀斑爆发识别、CCD 曝光时间自动控制算法、高速数据循环存储等功能均工作良好。耀斑爆发识别算法已经编写入常规观测软件中进行测试。

[2] 高分辨太阳磁场观测方法研究

相关跟踪算法是提高磁场观测数据分辨率的有效方法之一,但是计算量大非常耗时。我们通过采用最新硬件并结合快速傅立叶算法和 ACML 图像处理函数库等方法优化运算程序,实现了具有实时相关跟踪功能的太阳磁场观测软件。该软件能够准确发现并消除图像间的错位,可以有效地提高磁场观测数据的空间分辨率。试观测结果表明采用相关跟踪方法获得的磁场数据空间分辨率与常规方法所得数据相比较有明显提高。

[3] 可移植图像处理软件设计

为了能够将耀斑爆发识别和相关跟踪等关键算法比较便捷的移植到其他观测软件中,本论文将这两个关键算法编写成一个基于 MFC 的类。在不同计算机、CCD 上的移植测试取得良好的试验效果。

关键词: 高分辨观测, 太阳磁场, 太阳耀斑, 相关跟踪

Abstract

The solar flare and magnetic field are two hot topics in solar physics, as the related research are very important not only for solar physics, but also for the national economy and the people's livelihood.

This thesis concerns the researches of high resolution observing methods for solar flare and magnetic field. Intelligent image processing and automatic control methods are applied in the observing softwares.

The major results and contents of this thesis are as following:

[1] The high resolution observing method for solar flare

To avoid the overflow in CCD camera during the flare process, an automatic flare onset detecting and exposure time control method is designed for the flare observing software, with this method one can distinguish the fine structure of the flare's kernel. The software works well in the experimental test. The algorithm of flare onset detecting has also been embedded in routine H α observing software in HSOS Full-disk H-alpha telescope

[2] The high resolution observing method for solar magnetic field

Local Correlation Tracking method is an effective way to improve the spatial resolution of the magnetogram, but it's time-consuming. Combining newest hardwares with FFT and ACML library, we realize the real-time Local Correlation Tracking (LCT) method in HSOS. Our software can accurately detect the displaces in the image series and correct them, this can largely improve the spatial resolution of the magnetogram. The spatial resolution of magnetogram from the test observation, processed by LCT, shows obviously improvement comparing with the normal data.

[3] Transplantable software

To make the flare onset detecting and LCT methods transplantable, an MFC class including these two algorithms is programmed. In the transfer test from one computer and CCD to another, this class works smoothly.

KEYWORD: High resolution, Solar flare, Solar magnetic field, LCT

目录

摘要.....	I
Abstract.....	IV
目录.....	V
图示索引.....	VII
表索引.....	IX
第一章 绪论.....	1
1.1 简介.....	1
1.1.1 太阳研究的意义.....	1
1.1.2 太阳观测设备及方法.....	2
1.1.3 地面光学太阳观测终端设备的发展及现状简介.....	7
1.2 本论文相关望远镜简介.....	13
1.2.1 三通道太阳磁场望远镜.....	13
1.2.2 全日面磁场和 H _{alpha} 望远镜.....	15
1.3 本论文的研究目的及内容.....	16
1.4 本论文的主要内容.....	18
第二章 太阳耀斑精细结构观测方法的研究.....	19
2.1 光学耀斑的观测特征.....	19
2.2 太阳耀斑精细结构观测方法.....	20
2.3 实验系统设计.....	21
2.3.1 耀斑爆发识别算法的研究.....	21
2.3.2 系统硬件配置.....	29
2.3.3 软件设计实现.....	30
2.4 测试试验结果.....	32
第三章 高分辨局部太阳磁场观测方法的研究.....	34
3.1 太阳磁场测量的基本原理、方法及分辨率影响因素.....	34
3.1.1 基本原理.....	34
3.1.2 仪器方法及分辨率影响因素分析.....	36

3.2 高分辨局部太阳磁场观测方法.....	40
3.2.1 相关跟踪.....	41
3.2.2 主动光学和自适应光学.....	46
3.3 高分辨局部太阳磁场观测实验系统设计.....	47
3.3.1 观测终端系统相关部件性能优化.....	47
3.3.2 实验系统硬件构成.....	54
3.3.3 软件设计实现.....	56
3.4 实验系统测试结果.....	58
第四章 高分辨太阳观测软件设计.....	62
4.1 软件的基本要求.....	62
4.1.1 面向对象.....	62
4.1.2 可移植性.....	64
4.2 软件的功能设计.....	65
4.3 软件使用方法简介及测试结果.....	70
总结与展望.....	71
成果及发表文献.....	72
参考文献.....	73
致谢.....	75

图示索引

图 1.1 商用 CCD 系统图.....	9
图 1.2 科学 CCD 观测系统结构示意图.....	10
图 1.3 多通道望远镜.....	13
图 1.4 三通道光路示意图.....	14
图 1.5 全日面磁场望远镜.....	15
图 2.1 典型 H α 耀斑亮度面积变化曲线.....	19
图 2.2 溢出图像.....	20
图 2.3 分类示意图.....	23
图 2.4 特征向量实例.....	25
图 2.5 分类结果示意图.....	25
图 2.6 面积阈值参数比较图.....	26
图 2.7 亮度面积统计图.....	27
图 2.8 耀斑精细结构观测终端工作流程图.....	31
图 2.9 耀斑爆发识别算法实验系统工作流程图.....	32
图 2.10 未使用耀斑爆发识别算法采集图像效果图.....	33
图 2.11 使用识别算法最终图像效果图.....	33
图 3.1 Zeeman 效应示意图.....	34
图 3.2 吸收线的 Zeeman 效应.....	35
图 3.3 磁场向量与视线方向的关系.....	37
图 3.4 偏振光分析器的组成.....	38
图 3.5 信号示意图.....	41
图 3.6 相关算法测试图.....	46
图 3.7 轴系控制电路.....	49

图 3.8 IR2213 工作原理图.....	50
图 3.9 高压波形图.....	52
图 3.10 示波器测量所得高压波形的纹波图.....	52
图 3.11 新旧高压磁场数据灰度显示比较.....	53
图 3.12 磁场数据等高线图.....	53
图 3.13 磁场望远镜终端系统主要元件及系统结构示意图..	55
图 3.14 相关跟踪算法程序流程图.....	57
图 3.15 单色像数据比较.....	58
图 3.16 磁场数据比较.....	59
图 3.17 磁场数据直方图.....	59
图 3.18 磁场数据中线处的数据灰度轮廓线.....	59
图 3.19 单色像的傅立叶谱分析.....	60
图 3.20 磁场数据比较.....	61
图 3.21 磁场数据中线处的数据灰度轮廓线.....	61

表索引

表 1-1 35cm 太阳磁场望远镜终端系统建成时的基本参数.....	9
表 1-2 35cm 太阳磁场望远镜 2000 年新终端系统的基本参数.....	11
表 2-1 光学耀斑的等级分类.....	28
表 2-2 X 光耀斑等级分类标准.....	29

第一章 绪论

1.1 简介

1.1.1 太阳研究的意义

在宇宙间所有天体中，与人类关系最密切的就是太阳。正是太阳的光和热温暖着地球，维持着人类生存以及地球上一切生命活动所必须的适当环境。太阳也是地球上除了原子能以外其他能源的直接或者是间接创造者。我们所看到的四季变换、昼夜交替、风云雨雪、植物生长……无一不是太阳作用的结果。由于太阳与人类的生活和生产活动有着密不可分的联系，人们自然会产生深入了解太阳本质的愿望。除了想要知道太阳有多大和距离有多远以外，当然还想知道太阳到底是由什么组成的？它的内部结构是什么样的？它的表面又是如何？它以这样的规模发出辐射到底还能维持多长时间？……为了探讨此类涉及太阳的物理结构、内部和表面发生的物理过程，以及太阳整体演化等问题，在天文学中形成了一个重要的分支科学，称为太阳物理学。太阳物理研究者通过精心设计各种专门仪器，对太阳进行各式各样的长期观测，并且用物理学的方法，对观测结果进行综合分析和理论推断之后，对上述的基本问题，可以说能给予答复。然而，还有很多问题至今还不清楚，或知之甚少，有待于进一步的探索。

研究太阳的理论和实际意义，可以概括为以下几点：

(1) 太阳是一颗典型的恒星，也是唯一一颗可以进行高时空分辨率、高偏振精度测量的天体，关于它的详细研究对于了解广阔的恒星世界具有普遍意义。太阳是一颗主序星（光谱型为 G2），又是离我们最近从而可以对它作区域分界观测和仔细研究的唯一恒星，从太阳的研究结果，使我们对大多数恒星的状况能有大致的认识。实际上关于恒星大气的辐射传输、内部构造和演化等问题的研究，都是以太阳作为范例和进行检验的。

(2) 太阳提供了地面难以实现的物理环境，对它的研究促进了某些物理学科的发展。在历史上，对于复杂的太阳夫琅禾费（fraunhofer）光谱、色球光谱

以及日冕光谱的研究，曾经在谱线认证、谱线加宽机制和高次电离原子的光谱特征等方面促进了光谱学的发展。对于太阳能源的研究，以及近年来对太阳中微子“亏缺”问题的研究，在一定程度上促进了核物理学的发展。在近代，关于太阳爆发机制、太阳磁场和太阳活动起源的研究，以及太阳大气动力学和行星际动力学现象的研究，则成为推动等离子体和磁流体力学进展的重要因素之一。

(3) 太阳辐射性质以及太阳活动规律和日地关系的研究，具有重要的应用价值。日地空间环境和地球高空大气结构，在很大程度上是由太阳电磁波辐射和粒子辐射的性质决定的。同时，太阳活动现象又对日地空间和地球高空大气产生扰动，引起一系列重要地球物理现象，如地球轨道附近的太阳质子事件、电离层扰动、磁暴、平流层升温等，影响到空间飞行安全、人造卫星寿命估计、无线电通讯、极区电力系统、地物探矿、气象和水文预报等与国防和国民经济有关地重要部门。因此，对太阳磁场辐射和粒子流中的稳定成分和扰动成分的能谱研究，以及探讨太阳活动的各种规律，并对它们进行预报，具有广泛和重要的应用价值。

1.1.2 太阳观测设备及方法

1、地面设备

1) 色球望远镜

色球是太阳大气中间的一层，位于光球之上。平时，由于地球大气中的分子以及尘埃粒子散射了强烈的太阳辐射形成蓝天，色球和日冕完全淹没在蓝天之中。只有在日全食的食既到生光的短暂时间里，观测者才能用肉眼看到太阳圆面周围的这一层非常美丽的玫瑰红色的辉光。它是由早期的日全食观测者发现的，于1869年由洛基尔和弗兰克兰命名。通常见到的色球图像为红色，是由于色球光谱中波长为656.28nm的氢线H α 在亮度上占绝对优势的缘故。

早年只能在日全食时观测到色球的侧面，所以研究色球的机会不多。自从1892年海耳制成太阳单色光照相机、1933年Lyot创制双折射滤光器之后，情况就不同了。前者是用分光仪沿着太阳像扫描而成的一个特征谱线的单色像；后者滤去所有其它波段的辐射，而只让所研究的谱线的辐射透过，这样就能在几条特征谱线的窄波段内观测色球，从而得到各薄层气体的形态和运动特征。

色球望远镜(chromospheric telescope)，顾名思义，就是观测太阳色球层的专门仪器。可见光波段的太阳辐射几乎全部都是太阳光球层发射的。整个可见光波

段的色球辐射强度，其量级只有太阳光球的 10^{-4} 。因此用普通望远镜所做的白光观测中，色球是看不见。然而，色球辐射中主要为发射线，连续谱很弱。在色球发射谱线所在波长处非常窄的波段中，色球的辐射强度可以超过光球辐射强度。

这样，如果在色球发射线波段处用非常窄的单色光（ $\Delta\lambda < 1\text{\AA}$ ）来观测太阳，看到的的就是色球层。色球望远镜实际上就是光路中附加有透过波长在色球发射线处、透过波宽非常窄的滤光器望远镜。

通常用色球发射的可见光区最强谱线 $H\alpha$ （波长 656.28nm）作为色球望远镜的透过波长，因此色球望远镜往往也称为 $H\alpha$ 望远镜。滤光器的透过半宽大多为 0.025~0.075nm。物镜口径一般在 10~20cm 之间，焦距 2m 左右。需要放大色球像时，可在第二焦平面附近加一个放大物镜，使其得到几十厘米的色球像。

为了监视太阳色球活动，特别是太阳耀斑，全世界的几十个天文台每天都用 $H\alpha$ 色球望远镜从日出至日落不间断地观测太阳，一般 1~5min 有一次图像记录，称为巡视观测。各台站的资料还进行交换和联合发表，这些资料是研究太阳活动规律、日地关系和太阳活动预报的重要依据。

2) 太阳光球磁场望远镜

光球是太阳大气最低的一层，即一般用白光所观测到的太阳表面，厚度仅 500 公里左右。我们接收到的太阳能量基本上是光球发出的。我们平时看到的太阳，实际上就是太阳的光球层。

太阳黑子是太阳光球层最醒目，最容易观测到的活动现象。人类对太阳黑子的研究有上千年的历史，太阳黑子的多寡反映了某一个时期太阳活动的整体水平。对于黑子的本质，虽然还没有肯定性的结论，但是可以肯定的是黑子区域是太阳表面的强磁场区域。而剧烈的太阳活动往往植根于这些强磁场区域，因此太阳磁场的观测和研究自然成为太阳物理的焦点。

实际上，太阳大气到处存在磁场，整个太阳的磁场分布相当复杂，大气中的每一部分都有不同起源的磁力线纵横交错在一起。观测表明，太阳的磁场有各种成份，然而对于这些成份如何构成统一的图像，以及它们之间的演化关系至今未完全弄清楚。从已有的观测结果看，太阳磁场大体可以分成如下几种类型：

(1) 活动区磁场。太阳上最强的磁场出现在以黑子为中心的活动区中。黑子本身的磁场强度约为 1000~4000 高斯，具有各种极性分布，但多数为双极结构。

活动区的数目和总磁流具有平均 11 年的周期变化。

(2) 极区磁场。20 世纪 50 年代初观测到太阳的两极地区 ($\varphi > 55^\circ$) 也存在强度约为 1~2 高斯的磁场, 而且南北两极区的磁场极性相反。这一情况颇似地球的偶极子磁场。然而随后的观测表明, 太阳极区磁场是变化的, 它们在太阳活动极大期附近会发生极性转换。从其他资料的分析也表明, 极区磁场在太阳活动极大期附近极性转换的规律是长期性的。

(3) 宁静区磁场。随着太阳磁场观测技术的进展, 磁场测量精度进一步提高, 70 年代以后的观测表明, 活动区之外的太阳大气中, 磁场也不是为零, 而是仍然有弱磁场分布, 其主要特征是形成网络结构, 称为网络磁场 (network magnetic field)。

目前, 太阳磁场的测量主要借助于太阳光谱线的 Zeeman 效应。1896 年 Zeeman 效应的发现, 为太阳磁场观测和研究奠定了理论基础。许多起源于太阳光球的谱线最适于此类测量。因此迄今最精确的太阳磁场测量基本上限于太阳光球磁场。起源于色球层的谱线一般较漫, 利用这些谱线测量的磁场精度较差。至于日冕以上的太阳磁场, 大都只能利用射电偏振观测, 进行量级估计, 难以获得精确的磁场分布。另一方面, 对于日冕以上太阳高层大气的磁场结构, 通常利用以实测的光球磁场分布为边值, 在某种模型假设下 (如势场模型或无力场模型), 进行理论外推。

从上世纪初至今的百年间, 太阳磁场的观测研究从无到有, 取得了丰硕的成果。1908 年, Hale 观测到来自太阳黑子区域的单色光谱线有明显的分裂, 根据这一原理推算出, 太阳黑子的磁场强度达 2000 ~ 3000 高斯^[1]。Hale 的工作成为太阳磁场测量的开端, 对太阳物理学研究具有深远的影响。此后, 于 1933 年和 1938 年法国太阳物理学家 Lyot 和 Ohman, 分别发明了双折射滤光器, 从而第一次实时获得太阳的二维单色像^{[2][3]}。

1952 年, 美国 Babcock 父子 (H. D. Babcock and H.W. Babcock) 研制出世界第一台光电磁像仪, 该仪器应用光电原理, 大大提高了磁场测量的灵敏度, 成功地解决了 100 高斯以下弱磁场的测量问题, 使太阳磁场的研究从黑子区域扩展到整个日面^[4]。利用这台仪器, 首先揭示了太阳大气的磁场分布, 并发现了日面上分布着范围与耀斑一致的磁场, 取得了一系列重要成果。继 Babcock 之后, 世界许多

天文工作者还研制了一些与 Babcock 仪器原理相同,但设计更为完善的光电型磁像仪,如 1960 年,前苏联克里米亚天文台的 Stepanov 等人发明的能够测量太阳横向磁场的光电矢量磁像仪^[5]。1968 年,Beckers 首次将双折射滤光器用于太阳磁场测量,能够在同一时间内得到太阳视面磁场图像,从而大大地提高了磁场望远镜的时间分辨率^[6]。

我国太阳磁场观测仪器的研究始于上世纪六十年代中期,并于 1986 年由我国太阳物理学家艾国祥等人研制了基于双折射滤光器的怀柔 35cm 太阳磁场望远镜^[7],该仪器自投入观测至今,一直处于良好的工作状态,其观测资料被世界各国太阳物理学家用于太阳物理研究,也使我国在该领域的观测研究中步入了世界先进行列。八十年代末,艾国祥院士等人又提出多通道滤光器的概念,即在同一时间内可以得到多条太阳谱线的矢量磁图,从而实现了对太阳磁场的三维观测,并于九十年代研制成功^[8,9]。并在此基础上又提出了利用双折射滤光器的方法获得二维光谱的 Stokes 参数仪方案,目前,该仪器正在中科院国家天文台研制^[10]。

本文设计的太阳磁场观测软件的实验都是在怀柔太阳磁场观测基地的 35CM 望远镜上进行的,本文所讲的高分辨太阳磁场观测,皆指使用滤光器型磁像仪进行的磁场观测。其观测原理及方法在 3.1 节详述。

光球和色球是目前地面光学观测研究的重点。我们可以利用色球望远镜对太阳耀斑、暗条、日珥等活动现象进行监测,了解太阳即时的活动状态。利用光球磁场望远镜对太阳磁场进行探测,然后通过太阳磁场和太阳剧烈活动之间的统计关系对太阳活动的整体状态作出评估,即对太阳活动水平进行预报,国内外有很多研究机构和团队都在从事这方面的研究工作,例如美国的戈达德飞行中心、大熊湖天文台、我国的空间中心以及国家天文台的太阳活动预报组等。太阳活动水平的预报工作可以为国家安全、航空航天、电力设备保护等进行预警,这是我们进行太阳活动研究的现实意义。

3) 太阳射电望远镜^[11]

地面能够观测到射电波长范围自毫米波到几十米波段,他们基本上包括了太阳色球低层到日冕外层的全部射电辐射,因此观测太阳射电辐射是研究太阳高层大气的重要手段之一。利用现有的射电技术可以对到达地面的太阳射电辐射作如下各种测量:某一特定波段太阳辐射流密度(即辐射强度),频谱分布,偏振,以及特定波段射电辐射强度在日面上的分布(即射电波段的单色像)

太阳射电观测仪器中最简单的是单天线太阳射电辐射仪 (solar radiometer), 可以在特定频率测量全日面的辐射强度。单天线太阳射电望远镜的最大缺陷是空间分辨率太低, 单天线射电望远镜的分辨率指天线功率方向图上主瓣的宽度, 它由衍射公式 $\theta = 1.22 \frac{\lambda}{D}$ 确定, 当波长 $\lambda = 1m$ 时, 即使天线口径 $D = 100m$, 仅得 $\theta \approx 34'$, 仍大于太阳的角半径, 即整年对太阳做无分辨率的全日面测量, 而这样大的天线在技术已经相当困难。

为了观测某频率的射电辐射强度随日面的分布, 必须提高射电望远镜的空间分辨率。根据衍射光栅干涉原理发展起来的射电干涉仪可以达到这一目的。最简单的双天线短基线射电干涉仪可以显著改善空间分辨率。有几十面天线组成基线达几公里的多天线干涉仪可以把空间分辨率提高到角分甚至角秒的量级。由大量天线按二维排列的大型阵列可在两个互相垂直的方向上具有较高的分辨率, 从而实现在射电波段的太阳成像观测。这种设备称为射电日像仪。射电日像仪可以获得太阳耀斑过程中电子加速的位置和日冕中磁场结构的信息, 对于耀斑现象的研究有重要意义。

2、空间太阳观测

由于地球大气的吸收, 波长短于 290nm 的紫外线和 X 光辐射完全不能到达地球表面, 而地球磁场的作用则使太阳的粒子流不能到达地面。太阳紫外和 X 光辐射对研究太阳大气, 尤其是色球和日冕结构极为重要。太阳粒子辐射也包含着关于太阳高层大气和太阳活动的重要信息。同时, 太阳短波辐射和粒子流又是形成地球电离层和产生某些地球物理效应的能源, 因此对它的研究有着重要意义, 而对于它们的研究只能借助于空间太阳观测。

空间太阳观测开始于第二次世界大战之后, 至今已有半个多世纪, 它的主要观测内容和技术不断有所发展。比较著名的空间太阳观测仪器有以下四个: 1995 年 10 月发射的欧美合作观测卫星“太阳和日球天文台 (Solar and Heliospheric Observatory, 简称 SOHO)”的科学目标是太阳和日球的大尺度结构特别是日冕和超日冕, 以及日震和磁场^[12]。1998 年美国发射的“过渡区和日冕探测者 (Transition Region and Coronal Explorer, 简称 TRACE)”, 其目标是用 UV 和 EUV 波段对太阳过渡区和日冕进行高分辨观测^[13]。2006 年 9 月, 日美等国联合发射太阳-B (Solar-B) 卫星, Solar-B 计划将揭示太阳活动的机制, 并且研究空间天

气事件的起源和全球变化^[14]。2006年10月，“日地关系天文台”（英文缩写为“STEREO”），它的科学目标是确定从在太阳上爆发，通过内日球层到达地球轨道的日冕物质抛射（CMEs）的三维结构和演化^[15]。

正在研制过程中的空间仪器还有太阳动力学天文台（SDO）主要用于研究太阳活动的机制，可以观测太阳磁场是如何产生和构成的，以及储存的磁能如何释放到日球层和地球空间，其目标是了解太阳周、能量通过太阳大气的传输、以及太阳可变的辐射输出^[16]。

还有我国的“空间太阳望远镜（SST）”，它准备于太阳活动24周极大期发射。它的主要科学目标是太阳三维向量磁场和速度场高分辨观测（空间分辨率约为 $0''.1$ ），和高分辨率（约 $0''.25$ ）远紫外成像观测^[17]。

1.1.3 地面光学太阳观测终端设备的发展及现状简介

1.1.3.1 手工阶段

最简单的太阳观测仪器当推太阳照相机（heliograph），也称光球望远镜（photospheric telescope），它实质上就是配备有照相装置的天文望远镜，主要用于对太阳直接进行照相。这种望远镜不加滤光片或只加波段很宽的滤光片，其主要作用是减少仪器相差和散射光，因此基本上相当于接受全波段的白光照相，这样拍摄到的照片称为太阳白光照片，就是太阳最底层大气——光球的形象。这种照片上可以看到日冕的临边昏暗现象，以及太阳黑子和光斑等光球层的特征物。

小型太阳照相机的照相装置往往是在物镜焦平面上直接放置135或120相机（去掉相机镜头），用胶卷拍照，采用较大太阳像的仪器，则装配专门的底片暗箱或底片盒。当然也可在具有较大太阳像的焦平面上，使用小尺寸胶卷拍摄日面局部区域。如果在放大的太阳像最后焦平面上放置一投影屏，屏上置白纸，即可对太阳进行目视观测。这种装置称为太阳投影仪。许多天文台都利用太阳照相机或太阳投影仪做每日太阳照相或目视太阳黑子的常规观测，用于黑子群和黑子数目统计、黑子面积和位置测量，以研究它们的逐日变化。

在太阳磁像仪的历史中，基于照相系统的终端设备占据了很长一段时期，大约覆盖了20世纪初到70年代以前的大半个世纪。其基本原理是利用照相底片的正片与负片分别记录磁场信息的两个分量，比如纵向磁场的左和右旋分量，最后

正片与负片叠在一起进行冲洗就可得到一张二维的纵向磁图。显然，这张磁图仅给出了磁场的位形分布特征，没有定量结果。要想获得定量结果，一个常采用的办法是用光度计对底片进行扫描，然后正负底片的结果相减并定标可得定量结果。

显然，基于照相的终端设备在如今看来其时间分辨率、定标的同一性、以及结果的非可视化都是不可接受的，另外虽然照相底片本身的空间分辨率非常高（目前的 CCD 仍无法与之比拟），但由于需要光度计扫描，其空间分辨率也是很低的。但尽管如此，在当时的技术条件下，这也不失为一个非常好的系统。

1.1.3.2 自动化阶段

CCD 作为数据接受前端器件的出现为天文观测带来革命性的发展，原来全部要靠手工绘制或者靠手动操作的过程，由 CCD 和计算机来配合完成，观测员的操作浓缩到了一点——计算机，操作方法和步骤的简化大大提高了观测效率。原来需要几十分钟的工作，现在只需要几分钟就可以完成。

基于商业 CCD 的观测终端系统

早期的商用 CCD 是为了与电视等配套的，所以采样格式采用视频制式，基本点在于：隔行扫描，频率 50 或者 60Hz。虽然如此，通过其与计算机、图像处理机及其他辅助元件的组合使用在太阳观测终端中得到了广泛使用。20 世纪 60 年代至 90 年代的太阳磁像仪基本都采用这种探测器，例如美国大熊湖天文台^[18]、马歇尔飞行中心^[19]、怀柔多通道望远镜中太阳磁场望远镜^[20]等的磁像仪都是典型代表。

图 1.1 是怀柔太阳磁场望远镜 1988 年建成的终端系统框图，基本参数见表 1-1。它主要由 151 图像处理器、PC 机、采集同步机构和 KD*P 高压控制机构构成。

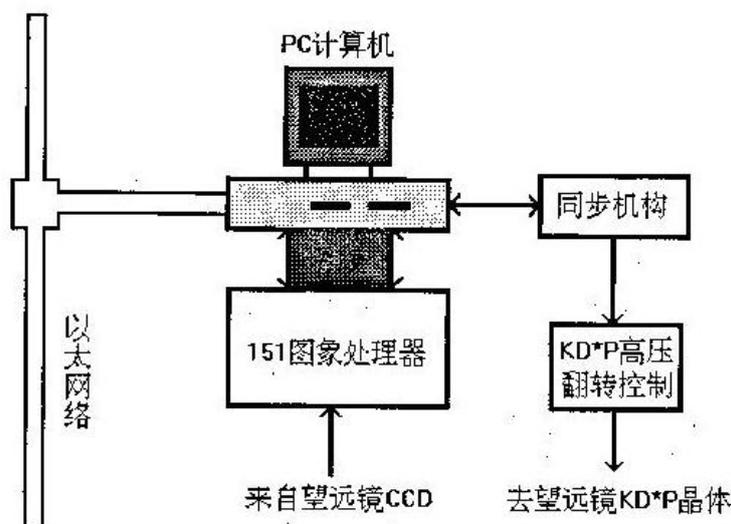


图 1.1 商用 CCD 系统图

面阵	512*512
采样率	12.5FRAME/SEC
图像传输方式	复合视频信号
计算机	PC386
接收系统	ITI 151 图像处理器
操作系统	DOS
存储文件格式	自有格式
文件索引方式	文本文件，人工索引

该系统从 1988 年开始投入常规观测，到 2000 年，获得了丰硕的科学产出，但是，随着太阳物理研究的深入和电子技术的飞速发展，系统的一些不足也越来越显得突出和落伍。

基于科学 CCD 的太阳磁场望远镜终端设备^[21]

计算机技术和 CCD 器件的发展为太阳观测终端系统提供了更多、更好的选择。本论文中商用 CCD 和科学 CCD 这两个概念区别请参看^[21]。作为商用 CCD 的后续者，科学 CCD 在诸多方面较前者优越，对于太阳磁像仪而言，这些优越性也同样明显。其主要表现在以下方面：1) 时间、空间分辨率和磁场灵敏度提高；2) 灵活、可扩展；3) 观测效率提高。

基于上述原因，科学 CCD 成为太阳磁场探测器的主要选择，例如在美国大熊湖天文台、马歇尔飞行中心等进行了这方面的更新改造工作。我们近年来也开展了多通道望远镜终端设备的更新与研制，此处介绍一下所怀柔太阳磁场观测基

地 2000 年完成的太阳磁场望远镜终端系统。

图 1.2 是怀柔太阳观测基地 2000 年完成的太阳磁场望远镜系统框图。数据采集板是插在计算机里的一块 PCI 卡,同时因为要涉及到图像的叠加所以需要选择一块 DSP 卡作为运算元件。CCD 的复合视频信号被图像采集卡数字化后通过 CAB (Coreco Auxiliary Bus) 总线传输到 DSP 板进行实时的图像叠加。DSP 板同时还负责产生高压调制信号。

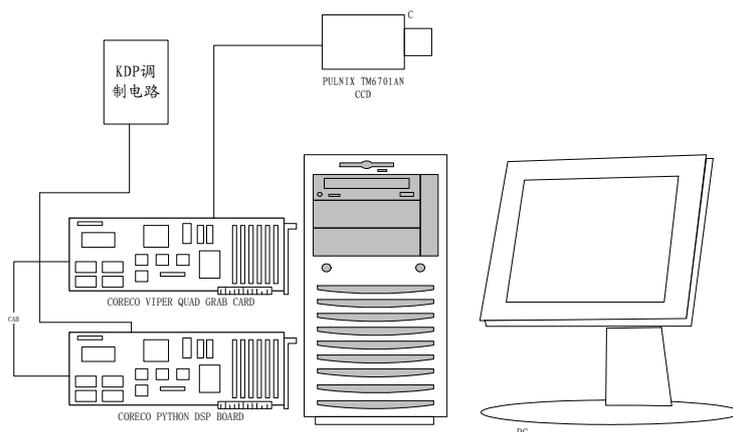


图 1.2 科学 CCD 观测系统结构示意图

以下简要介绍一下系统各个部分的组成:

1. 接收器: Pulnix 公司的 TM6701an。前面已经介绍过了这是一款模拟输出、连续扫描的行间转移 CCD 相机,可以由外部控制曝光。像素时钟速率 25MHz,内置电子快门。因为 CCD 面阵上集成了微透镜阵列所以填充因子达到 100%。

2 图像采集板: CORECO 公司的 VIPER-QUAD, 这是一款四路模拟输入的图像采集卡,每通道 AD 变换速度可高达 40 兆, 16 个通用 IO 端口, 带有 CORECO 公司定义的 Cab 总线, 可以同 CORECO 公司别的产品(处理器板等)相连。通过该总线将图像数据传输到处理模块, 可以获得强大的处理能力。该总线的传输带宽高达 200MB/s。

3 处理器板: 选用 CORECO 公司的 PYTHON。该处理板具有 CAB, CAB(Coreco Auxiliary Bus)被设计成可以同别的具有 CAB 的设备进行高速双向数据通讯, 这里具有 CAB 的设备既可以是图像采集板也可以是处理器板, 这就使处理器板具有了并联的能力, 极大地增强了处理能力。所以 PYTHON 处理器板非常适合需要对图像进行复杂处理的应用。

面阵	640*480
采样率	30FRAME/SEC
图像传输方式	复合视频信号
计算机	PC 586
接收系统	CRECO 图像采集卡
操作系统	Windows2000
存储文件格式	Fits 格式
文件索引方式	数据库

从上表与表 1-2 的比较我们可以看出, CCD 的面阵、数据采集速度、文件格式、索引方式等都有的极大的提高和改进。更重要的是图像采集系统虽然更能更强大了, 但是其构成反而简化了。我们不再需要独立的图像处理机——取而代之的是计算机图像采集卡, 我们不再需要形式复杂的同步机构——取而代之的仅仅是一个小小的自制电路板。

常规的 $H\alpha$ 观测终端系统也是在这个阶段不断发展起来的。一般来说, 常用的 $H\alpha$ 观测终端系统的数据采集速度比较慢, 通常每 1~5 分钟采集一帧图像。目前这类系统一般包括 CCD, 图像采集卡及主机等三部分。除要求 CCD 面阵较大之外, 通常没有其它特殊要求, 数据采集方式一般为自动记录。

从上面的分析可以看出, 自动化阶段的观测终端只需要观测员进行简单的操作, 观测软件可以自动完成同步、数据采集、存储等任务。由于当时技术发展的水平和器件的处理能力的限制, 它们的功能也就能仅限于此。而新技术、新思想的飞速发展给观测终端系统的发展带来了新的机会。

1.3.3 智能化阶段

使机器能够胜任一些通常需要人类智能才能完成的复杂工作是人工智能 (Artificial Intelligence) 研究的一个主要目标。人工智能是包括十分广泛的科学, 它由不同的领域组成, 如机器学习, 计算机视觉等等。如此说来, 光学望远镜观测系统竟然天生就具备人工智能研究需要的所有硬件——计算机和图像采集系统。而实际上对天文观测数据的智能化处理一直都是人工智能领域里的一个重要研究分支^[22]。

要让机器具有智能, 第一步自然需要它们进行学习。所以基于数据的机器学习是现代智能技术中的重要方面, 研究从观测数据 (样本) 出发寻找规律, 利用这些规律对未来数据或无法观测的数据进行预测。

太阳物理研究领域对于太阳活动的统计分类研究已经开展的非常广泛和深入，太阳黑子数目的 11 年周期现象可以说是最早的太阳活动统计研究结果；对太阳黑子的分类则是建立观测者对大量观测资料的统计研究基础上的，如 Zurich 分类、McIntoch 分类、Wilson 山磁分类^[23]。随着观测仪器的不断发展，数据量以级数方式增长，人工统计分析的方式显然已经不可行，而统计学习理论和计算机技术的发展为太阳物理数据处理提供了新的选择，我们可以看到国内外众多的学者都这方面开展了大量的工作

2000 年 A.Veronig 等人对太阳耀斑的面积和边缘特征进行分析，期望可以对太阳耀斑数据进行识别、提取^[24]。2001 年 M.Temmer 等人通过统计分析耀斑的观测特点，期望获得适合 Ha 常规观测的时间间隔以及进行耀斑爆发预测等工作^[25]。2002 年 Gao.J 等人采用形态学方法和图像生长技术等对暗条的变化特征进行统计分析，设计了一套可以对暗条爆发/消失进行预报的系统^[26]。2002 年 L.Gyori 等人对由于不同的图像处理/分析方法造成的太阳观测特征差异进行了分析研究^[27]。2003 年 Y. Shih 等人通过形态特征分析，对日面上暗条演化进行自动提取分析和跟踪^[28]。2002 年 Borda 等人将神经网络应用于太阳耀斑识别，获得了不错的效果^[29]。2003 年 QuMing 等人使用支持向量机方法进行耀斑判别试验，其中使用线性核函数的 SVM 可以达到 97%的正确率^[30]。

上述的统计研究工作主要还是针对数据的后处理工作，计算机技术的发展使得我们的观测终端具有了更加强大的处理能力，完成数据采集、存储的任务已经绰绰有余，允许我们将智能化功能引入其中，让观测终端在观测过程中根据观测数据的观测特点进行分析，然后自动调节观测参数，提高观测数据的精度。

本文进行了智能化终端设计的尝试性工作，例如，在 $H\alpha$ 观测终端系统中通过自动判别是否有耀斑爆发，并根据判断结果对观测模式进行相应调整，减少因为人工干预不及时造成的数据丢失。而对在太阳磁场观测终端系统，则通过采用实时相关跟踪算法侦测图像之间的错位并进行纠正再进行磁场数据计算^{[31][32][33]}，充分挖掘现有望远镜光学系统的观测潜力，提高观测数据的分辨率。

随着 CCD 技术的发展，其接口越来越丰富，例如：Camera Link、1394、网口等等，数据采集速度越来越快。这使得我们在进行方案设计的时候由灵活的选择余地。而计算机处理能力越来越强大，智能化部件越来越多。未来的智能化观

测终端，将不仅仅能够完成数据采集的任务，而且能够完成望远镜的跟踪导行，甚至实现整个望远镜的无人职守——从圆顶控制，到跟踪导行，再到数据采集。智能化观测终端的发展必然为天文观测带来更高的观测效率和更高的观测精度。

1.2 本论文相关望远镜简介

怀柔太阳观测基地（Huairou Solar Observing Station）是中国科学院国家天文台（National Astronomical Observatories）的重要观测基地之一。它是在国际太阳物理界享有高知名度的太阳磁场和速度场观测研究基地和学术研究中心。

怀柔太阳观测基地包括有中国科学院国家天文台所属的怀柔太阳观测站（位于风景秀丽的怀柔水库北岸）和位于北京朝阳区大屯路中国科学院国家天文台内属于怀柔基地的太阳磁场和速度场资料处理与科学研究机构两个部分。它拥有世界一流的太阳多通道望远镜，该仪器分别获得国家科技进步一、二等奖各一次和中国科学院科技进步一等奖两次。该仪器可进行太阳光球和色球磁场和速度场观测。观测资料处于世界领先水平。

怀柔太阳观测基地同时具有一流的太阳物理研究力量，在太阳光球矢量磁场、太阳色球磁场以及太阳磁活动物理过程等方面的研究均处于世界前沿，部分研究处于世界领先水平。另外，怀柔太阳观测基地在太阳地面光学仪器的研究方面具有世界一流水平。例如，太阳磁场望远镜和太阳多通道望远镜的研制成功标志我国的实测太阳物理进入世界先进的行列。

1.2.1 三通道太阳磁场望远镜



图 1.3 多通道望远镜

太阳多通道望远镜是一台能够同时观测太阳同一个活动区不同谱线的两维磁

场、速度场等物理量的天文观测仪器。它是集光、机、电等技术于一体的综合性设备。此望远镜观测运行十多年，为我国太阳物理学走在世界的前沿提供了技术和数据基础。

1 60cm 三通道太阳望远镜主镜^[34]

三通道磁场望远镜滤光器选择 517.3nm、524.7 nm 和 525.0nm 三条工作谱线，透过半宽分别 0.0092nm、0.0048nm、0.0048nm，包括了太阳低色球和光球的谱线，可通过观测资料对太阳做光球到色球的磁场演变分析和利用光球线对研究；

三通道滤光器在望远镜系统中的位置如图 1.4 所示。60 厘米抛物面主镜和双曲面副镜构成格里高利系统，太阳光经过该系统聚焦在准直镜焦点上，处于准直光路中的偏振分析器和双折射滤光器把光束经过成像镜送到 CCD 靶面，通过计算机就可以同时获取三条谱线，也就是太阳上三个不同层次的带有偏振信息的单色像，进而可以获得它们的太阳磁场。在同一时刻获得的三个不同层次上的太阳磁场数据，将给我们描绘出一幅立体的太阳磁场结构图。这是太阳磁场观测从点、线，到面，再到体的飞跃。它将给我们的太阳物理研究提供更加有力的工具。

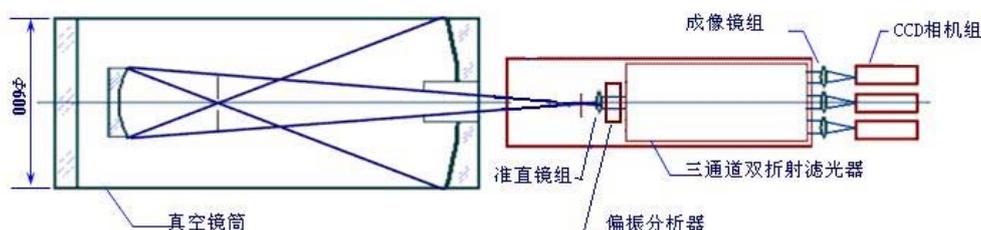


图 1.4 三通道光路示意图

该系统已经在怀柔太阳磁场观测基地投入试观测，本课题完成的相关跟踪算法将来也可以应用在该望远镜的观测终端系统中。

2 35cm 磁场望远镜^[35]

怀柔观测基地的太阳磁场望远镜是世界上最先进的磁场观测设备之一，自投入使用的 20 多年来，取得了大量国际一流的观测数据，依托这些先进的设备和数据，培养了一批有影响力的天文工作者，并以此为基础形成了一个具有国际竞争力的太阳物理研究群体。

太阳磁场望远镜可以在太阳光球 FeI 532.419nm 和色球 H 486.134nm 两条谱线上工作，测量太阳大气中两个层次上的磁场、纵向速度场、亮度场等物理参量，是一台多功能的综合性太阳观测设备，可用于太阳磁场和磁活动的观测研究、日

地空间灾害天气的监测和预报等多种用途。

太阳磁场望远镜由 35cm 真空折射望远镜、0.0125nm 双折射滤光器、3 组 KD*P 水晶调制器、成像技术系统组成。能获得光球的矢量磁图和多普勒图，色球的纵磁图和多普勒图。具体数据参数如下：

物镜：直径 350mm， 焦距 2800mm

观测谱线：光球 FeI 532.419nm；色球 H β 486.134nm

双折射滤光器：带宽 0.0125nm，可调范围 $532.4 \pm 0.012\text{nm}$ ， $486.1 \pm 0.098\text{nm}$

灵敏度：纵磁场 $\sim \pm 1-10$ 高斯；横磁场 $\sim \pm 30-50$ 高斯

速度纵场 $\sim \pm 10-20$ m/s

本课题相关的高分辨磁场观测实验系统均在该望远镜上进行测试。

1.2.2 全日面磁场和 H α 望远镜



图 1.5 全日面磁场望远镜

该望远镜的机架上装有两个望远镜镜筒，分别为全日面太阳磁场望远镜和全日面太阳 H α 望远镜。跟踪速度：15' /分；跟踪精度：1 角秒/30 分钟内(rms)，赤经、赤纬两个方向具有快动、慢动功能。

1) 全日面太阳磁场望远镜：

工作谱线：532.40nm

入瞳直径：100mm；有效视场： $2\omega = 33' \times 33'$ ；采用 1K \times 1K 面阵 CCD，像元分辨率 2 角秒；系统透过波前畸变在使用波长处优于 $\text{RMS } \lambda/4$ （使用波长 $532.4 \text{ nm} \pm 0.05\text{nm}$ ）；滤光器透过波长半宽：0.0125nm；纵向磁场分辨率优于 5 高斯；横向磁场分辨率优于 150 高斯；矢量磁图的成像速度优于 1 组磁图/30 分钟。

2) 全日面 H α 望远镜:

工作谱线: H α (656.28 nm)

入瞳直径: 200mm; 有效视场: $2\omega = 34' \times 34'$; 采用 2K \times 2K 面阵 CCD, 太阳图像像元分辨率优于 1 角秒; 滤光器透过波长半宽: 0.025nm; 主镜与准直镜之间为真空状态; 统透过波前畸变在使用波长处优于 $\text{RMS } \lambda / 4$ (使用波长为: 656.3nm \pm 0.2nm); 成像速度优于 1 帧/5 分钟。

本课题的耀斑爆发判别算法测试系统就是安装在该全日面 H α 望远镜上的观测终端上。

1.3 本论文的研究目的及内容

本课题的研究目的是依托怀柔太阳观测基地现有的望远镜硬件设备, 通过对观测目标的特点分析, 用软件算法改进观测终端, 充分挖掘现有设备的观测能力, 提高观测数据的分辨率, 为即将到了太阳 24 周高峰年做好仪器准备。

1) 耀斑精细结构观测

太阳耀斑是日面上的剧烈活动现象之一, 对它的研究不但能够帮助太阳物理学家们更好的理解太阳物理, 而且对与国计民生息息相关的空间天气预报有着重要意义。

太阳物理研究表明太阳耀斑爆发能量的来源是太阳磁场, 而究竟是什么因素触发了太阳磁场能量的释放, 太阳物理学家们认为在太阳耀斑的爆发相阶段可能隐藏着其触发机制的蛛丝马迹。然而, 在耀斑爆发的初始阶段其亮度从谱斑亮度迅速增大几倍甚至几十倍, 由于亮度变化幅度巨大, 现有的观测设备很难适应这种变化, 因此通常人们看到的耀斑影像中, 耀斑爆发的主要区域都是“饱和”的, 没有细节。但事实上, 这些区域不仅有着不同的细节, 同时还蕴含着丰富的物理过程信息。因此闪相阶段耀斑演化特征成为太阳观测方法研究的一个重要课题。

现有的常规观测软件对于太阳耀斑精细结构的观测能力存在着较大的限制, 因此, 我们为该系统设计了太阳耀斑爆发识别和曝光时间自动控制两个重要功能, 防止由于太阳耀斑爆发初始阶段的迅速增亮造成的 CCD 数据溢出, 从而更好的观测到太阳耀斑核块在其初始阶段的演化特征。同时, 该系统还具有每秒 48 帧的采集和存储能力, 这样的高速观测资料有可能证认部分目前有待确定的

太阳耀斑演化现象，如太阳耀斑在亚秒级的快速演化活动等。

算法测试系统已经在怀柔基地的 H α 望远镜中投入使用。由于 2008 年是太阳活动的低峰年，太阳活动非常稀少，因此算法完善、系统调试等工作主要在试验室通过模拟实验完成。通过设计亮度可调的光斑模拟太阳耀斑爆发时的状况，对试验系统进行了测试，取得了良好的结果。

2) 高分辨太阳磁场观测

对太阳而言，其可观测的微弱磁场大约为几高斯，空间分辨率的范围在几角秒之间。要得到几高斯的灵敏度，那么，目前国家天文台怀柔太阳站 (HSOS) 的矢量视频磁场仪至少需要在一个极性的方向上叠加数百帧。在这种观测模式下，图像的空间分辨率是由地球大气的抖动情况和望远镜自身的跟踪精度决定的。视宁度情况可以由 Fried 参数确定，对于可见光太阳观测来说，世界上多数观测站的 Fried 参数的均值都不会好于 2"。另一方面，地表风也是长时间叠加观测其中的一个极有害的因素，因为世界上多数的太阳观测站不是位于高山上，就是坐落在水边。在这样的地点，即使望远镜自身的跟踪精度很高，因为地表风的原因造成的太阳图像移动也是在所难免的，这将大大降低长时叠加观测的空间分辨率。基于上面的原因，太阳深度叠加观测甚至无法得到几高斯的分辨率，相反这样差的分辨率甚至影响微弱磁场的探测，因为极性混合的特性有可能在错位信号的叠加过程中消失。

相关跟踪技术是消除图像线性移位的有效方法，太阳望远镜采集到的图像中线性移位主要来自地表风，跟踪误差和大气抖动的一阶成分。在过去的三十年相关技术已经被应用于太阳观测的很多领域，例如：相关跟踪器，自适应光学^[36]。虽然这些技术是非常有效的，但它们并不能直接应用于怀柔站的矢量磁场测量仪，因为这些技术要求在望远镜系统中做大的硬件方面的调整，而怀柔太阳磁场望远镜在这方面并没有很大可以调整的余地。因此，通过软件方式实现相关跟踪算法并结合相应的图像处理手段将采集到的图像序列对齐然后再计算磁场数据，是最好的选择^[35]。

我们设计这套用于高分辨太阳磁场观测的实时图像处理系统就是基于以上各种因素的考虑，在怀柔太阳磁场望远镜现有硬件的基础上，通过软件算法的改进——局部相关跟踪算法——以获得更高的空间分辨率。

在实验室的测试试验中，相关跟踪跟踪算法能够准确确定图像之间的错位并通过移位手段将之对齐。在前期的模型系统测试中，相关跟踪算法配合相应的图像移位技术可以大大提高了磁场数据的观测精度，而时间分辨率完全不受影响。

3) 可移植软件设计。

为了在以后的观测终端中也能够便捷的使用上述的算法，特将上述两套系统中使用的耀斑判别、局部相关跟踪等关键算法归纳编写成一个可以移植的 MFC 类。这样在以后的用 .NET 编写的观测终端中只需少量的代码编写工作即可实现这两种重要的观测功能。

通过在 Imperx 1M48 相机在 AMD 主机上，和 DH-SV1410FM 相机在 Intel 主机上分别测试该 MFC 类，均能够完成软件设计要求的功能。

1.4 本论文的主要内容

本文的主题是高分辨太阳观测方法的研究，本文针对太阳耀斑、太阳磁场的观测原理、方法、特点进行了分析，然后对高分辨观测算法设计、试验系统搭建、算法测试改进等研究步骤和研究结果进行阐述。

各个章节的主要内容如下：

第一章绪论简要介绍太阳研究的意义；介绍本文相关望远镜的基本状况；回顾地面光学观测终端系统的发展状况及现有观测终端的基本情况；简要介绍本论文的研究目的及主要研究内容。

第二章介绍光学耀斑的观测特征，耀斑精细结构观测方法及研究状况。然后从耀斑精细结构观测算法设计的基本思路、硬件配置、软件设计、试验结果等几个方面进行了详细论述。

第三章介绍滤光器型磁像仪磁场测量的基本原理、方法及分辨率的影响因素。然后详细介绍高分辨太阳磁场观测方法、相关跟踪算法、试验系统的研制及试验结果等。

第四章介绍本文完成的一套可以便捷移植的软件的基本功能、设计思路、实现方法及使用方法。

最后总结展望。

第二章 太阳耀斑精细结构观测方法的研究

2.1 光学耀斑的观测特征

现代太阳物理所讲的太阳耀斑主要是指在太阳色球层（通常在 $H\alpha$ 波段）观测到的一类突发性的剧烈活动现象。光学耀斑是指色球谱斑的增亮，是耀斑在可见光（ $H\alpha$ ）辐射增强的表现，是耀斑发生的一种标志。光学耀斑的研究主要借助 $H\alpha$ 单色光观测和可见区的光谱观测，因而比较容易在地面观测到。许多天文台都用配备 $H\alpha$ 双折射滤光器的色球望远镜进行每日太阳耀斑监视。

光学耀斑得主要观测特征是：用 $H\alpha$ 单色光监视太阳色球层时，有时会在活动区附近的谱斑区看到局部小区域的突然增亮。增亮区由原有的谱斑亮度在几分钟（ $10^2 s$ 量级）迅速增亮几倍甚至几十倍。然后在几十分钟至 1~2 小时（ $10^3 s$ 量级）缓慢恢复至原有的谱斑亮度。这就是光学耀斑在 $H\alpha$ 单色观测中的表现。一个活动区发生耀斑时，往往有几个亮块。一般亮度增大时，亮块面积也在增大，但是各亮块到达极大的时间不很一致。耀斑光度迅速增大期称为闪相，而耀斑面积迅速增大期有时称为爆发相（explosive phase）。每个耀斑都有闪相，但不一定有爆发相^[1]。

典型光学耀斑亮度-面积变化曲线如下图所示。

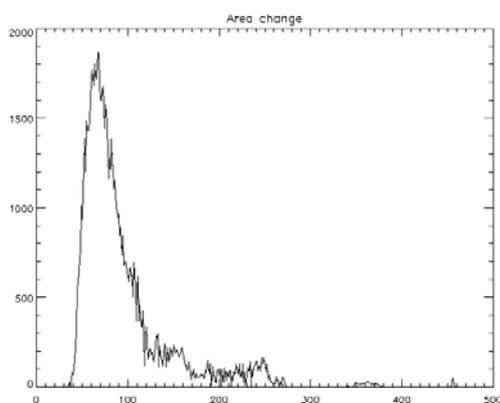


图 2.1 典型 $H\alpha$ 耀斑亮度面积变化曲线

2.2 太阳耀斑精细结构观测方法

太阳物理学家们认为在太阳耀斑的爆发相阶段可能隐藏着其触发机制的蛛丝马迹。然而，在闪相阶段耀斑亮度从谱斑亮度迅速增大几倍甚至几十倍，由于其亮度变化幅度巨大，现有的观测设备很难适应这种变化，因此通常人们看到的耀斑影像中，耀斑爆发的主要区域都是“饱和”的，没有细节。但事实上，这些区域不仅有着不同的细节，同时还蕴含着丰富的物理过程信息。因此捕捉闪相阶段的耀斑演化特征成为太阳观测方法研究的一个重要课题。

常规 $H\alpha$ 观测软件主要存在两方面的问题：1) 速度慢，常规观测一般几分钟采集一幅图像，当有耀斑发生后，需要将全日面观测模式改变为局部观测模式才能够进行高速采集。局部图像常常无法看到完整的耀斑，失去全面研究的机会，同时手动改变观测参数的滞后性基本无法捕捉到仅有几十秒的耀斑爆发初始过程。2) 数据溢出，很容易造成数据溢出，无法观测到耀斑核块处的细节；图 2.2 为一幅常规观测的耀斑发生时的图像，可以看到大量的数据溢出。（2002 年 07 月 26 日数据）

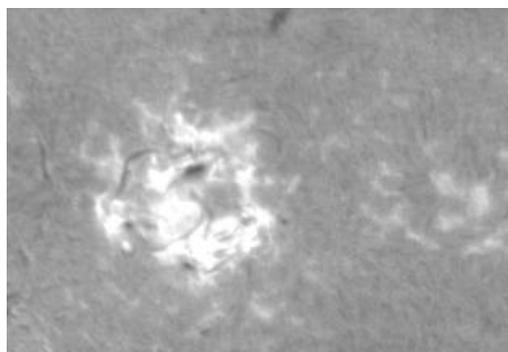


图 2.2 溢出图像

实际上从上个世纪 80 年代起众多的太阳观测站点投入了高时间分辨太阳耀斑观测的研究。1986 年，日本 Hida 天文台采集到了一组平均每秒一帧图像的关于太阳耀斑的数据^[37]；1989 年，美国 Goddard 飞行中心完成了一套最高速度 10 帧/秒的耀斑观测软件；2000 年，美国 Big Bear 天文台完成了一套能够每秒采集 30 帧数据的耀斑观测软件，受当时的技术限制，该系统每采集 7 秒的数据便需要 15 秒完成存储等其它工作^[38]；2002 年，日本国立天文台完成了一套能够进行 $H\alpha$ 线心、线翼和偏振观测的高分辨耀斑观测软件，时间分辨率约为 1 帧/秒^[39]；

2003年,波兰天文学家完成了一套时间分辨率约为20帧/秒的 $H\alpha$ 图像采集系统;2006年,我国紫金山天文台完成了一套能够每秒约25帧的局部 $H\alpha$ 图像采集系统^[40]。后两套系统都曾经发现了 $H\alpha$ 耀斑在秒级或者是亚秒级的亮度变化。

可以看出上述的观测系统都是针对太阳耀斑爆发过程的快速变化而进行的采集速度改进,但是在探测器数据溢出方面并没有作什么工作。国家天文台CCD实验室的尚圆媛博士则从探测器(CMOS相机)的性能改进方面做了大量工作,通过分段线性的方式来减轻数据溢出的问题^[41]。怀柔太阳观测基地的胡新华博士通过对怀柔 $H\alpha$ 望远镜观测数据的统计分析设计了一套耀斑识别软件,为实时耀斑爆发识别软件设计进行了尝试性的工作。

本论文研制的这套耀斑精细结构观测软件则是要根据 $H\alpha$ 波段太阳耀斑快速增亮的特点,通过图像处理算法等软件手段自动识别太阳耀斑爆发,并由此实时修改观测模式和观测参数,有利于捕捉到太阳耀斑爆发的精细演化结构数据,为太阳活动研究提供更清晰的观测资料。同时,本论文的研究还可为空间太阳望远镜(SST)的 $H\alpha$ 和EUV波段的耀斑观测积累技术基础和观测经验。

2.3 实验系统设计

2.3.1 耀斑爆发识别算法的研究

1 现代智能化图像处理理论及应用简介^[42]

迄今为止,关于机器学习还没有一种被共同接受的理论框架,关于其实现方法大致可以分为三种:第一种是经典的(参数)统计估计方法。包括模式识别、神经网络等在内,现有机器学习方法共同的重要理论基础之一是统计学。参数方法正是基于传统统计学的,在这种方法中,参数的相关形式是已知的,训练样本用来估计参数的值。这种方法有很大的局限性,首先,它需要已知样本分布形式,这需要花费很大代价,还有,传统统计学研究的是样本数目趋于无穷大时的渐近理论,现有学习方法也多是基于此假设。但在实际问题中,样本数往往是有限的,因此一些理论上很优秀的学习方法实际中表现却可能不尽人意。

第二种方法是经验非线性方法,如人工神经网络(ANN)。这种方法利用已知样本建立非线性模型,克服了传统参数估计方法的困难。但是,这种方法缺乏一种统一的数学理论。

与传统统计学相比, 统计学习理论 (Statistical Learning Theory 或 SLT) 是一种专门研究小样本情况下机器学习规律的理论。该理论针对小样本统计问题建立了一套新的理论体系, 在这种体系下的统计推理规则不仅考虑了对渐近性能的要求, 而且追求在现有有限信息的条件下得到最优结果。统计学习理论的一个核心概念就是 VC 维(VC Dimension)概念, 它是描述函数集或学习机器的复杂性或者说是学习能力(Capacity of the machine)的一个重要指标, 在此概念基础上发展出了一系列关于统计学习的一致性(Consistency)、收敛速度、推广性能(Generalization Performance)等的重要结论。

统计学习理论是建立在一套较坚实的理论基础之上的, 为解决有限样本学习问题提供了一个统一的框架。它能将很多现有方法纳入其中, 有望帮助解决许多原来难以解决的问题(比如神经网络结构选择问题、局部极小点问题等); 同时, 这一理论基础上发展了一种新的通用学习方法——支持向量机 (Support Vector Machine 或 SVM), 已初步表现出很多优于已有方法的性能。一些学者认为, SLT 和 SVM 正在成为继神经网络研究之后新的研究热点, 并将推动机器学习理论和技术有重大的发展。

支持向量机方法是建立在统计学习理论的 VC 维理论和结构风险最小原理基础上的, 根据有限的样本信息在模型的复杂性(即对特定训练样本的学习精度, Accuracy)和学习能力(即无错误地识别任意样本的能力)之间寻求最佳折衷, 以期获得最好的推广能力(Generalization Ability)。支持向量机方法的几个主要优点有:

1. 它是专门针对有限样本情况的, 其目标是得到现有信息下的最优解而不仅仅是样本数趋于无穷大时的最优值;
2. 算法最终将转化成为一个二次型寻优问题, 从理论上说, 得到的将是全局最优点, 解决了在神经网络方法中无法避免的局部极值问题;
3. 算法将实际问题通过非线性变换转换到高维的特征空间(Feature Space), 在高维空间中构造线性判别函数来实现原空间中的非线性判别函数, 特殊性质能保证机器有较好的推广能力, 同时它巧妙地解决了维数问题, 其算法复杂度与样本维数无关; 在 SVM 方法中, 只要定义不同的内积函数, 就可以实现多项式逼近、贝叶斯分类器、径向基函数(Radial Basic Function 或 RBF)方法、多层感知器网络等许多现有学习算法。

统计学习理论从七十年代末诞生，到九十年代之前都处在初级研究和理论准备阶段，近几年才逐渐得到重视，其本身也趋向完善，并产生了支持向量机这一将这种理论付诸实现的有效机器学习方法。目前，SVM 算法在模式识别、回归估计、概率密度函数估计等方面都有应用。例如，在模式识别方面，对于手写数字识别、语音识别、人脸图像识别、文章分类等问题，SVM 算法在精度上已经超过传统的学习算法或与之不相上下。

2 方法介绍

SVM 是从线性可分情况下的最优分类面发展而来的，基本思想可用图 2.3 的两维情况说明。图 2.3 中，实心点和空心点代表两类样本， H 为分类线， H_1 、 H_2 分别为过各类中离分类线最近的样本且平行于分类线的直线，它们之间的距离叫做分类间隔 (margin)。所谓最优分类线就是要求分类线不但能将两类正确分开 (训练错误率为 0)，而且使分类间隔最大。分类线性方程为 $x \cdot w + b = 0$ ，我们可以对它进行归一化，使得对线性可分得样本集 $(x_i, y_i), i = 1, \dots, n, x \in R^d, y \in \{+1, -1\}$ ，满足

$$y_i[(w \cdot x_i) + b] - 1 \geq 0, i = 1, \dots, n \quad (2.1)$$

此时分类间隔等于 $2/\|w\|$ ，使间隔最大等价于使 $\|w\|^2$ 最小，满足条件 (1) 且使 $\frac{1}{2}\|w\|^2$ 最小的分类就叫做最优分类面， H_1 、 H_2 上的训练样本点就称作支持向量。

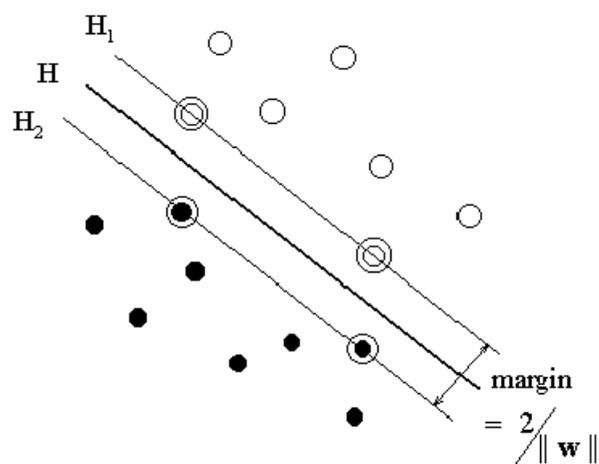


图 2.3 分类示意图

利用 Lagrange 优化方法可以把上述最优分类面问题转化为其对偶问题[2]，

即：在约束条件

$$\sum_{i=1}^n y_i a_i = 0 \quad (2.2a)$$

和 $a_i \geq 0, i = 1, \dots, n \quad (2.2b)$

下对 a_i 求解下列函数的最大值：

$$Q(\alpha) = \sum_{i=1}^n \alpha_i - \frac{1}{2} \sum_{i,j=1}^n \alpha_i \alpha_j y_i y_j (x_i \cdot x_j) \quad (2.3)$$

a_i 为原问题中与每个约束条件 (1) 对应的 Lagrange 乘子。这是一个不等式约束下二次函数寻优的问题，存在唯一解。容易证明，解中将只有一部分（通常是少部分） a_i 不为零，对应的样本就是支持向量。解上述问题后得到的最优分类函数是

$$f(x) = \text{sgn}\{(w \cdot x) + b\} = \text{sgn}\left\{\sum_{i=1}^n \alpha_i^* y_i (x_i \cdot x) + b^*\right\}, \quad (2.4)$$

式中的求和实际上只对支持向量进行。 b^* 是分类阈值，可以用任一个支持向量（满足(1)中的等号）求得，或通过两类中任意一对支持向量取中值求得。

对于其他类型的分类问题，如非线性分类，这里不作讨论。

一般而言，SVM 使用的方式（在决定参数时）通常有下面几个步骤：

1. 先有已分好类的一堆资料
2. 随机拆成几组，分别为训练组和测试组
3. 用某组参数去训练组提取模型，并应用于测试组看模型的正确率。
4. 正确率不够的话，换参数再重复训练，预测，直到获得满意的结果。

神经网络方法早在 1995 年就在天文领域有所应用，不过，该方法和 SVM 应用于太阳物理领域还是近些年的事情，如，2001 年 Borda 等人曾经使用 7 个参数神经网络进行耀斑识别，获得了不错的效果。（他们使用的参数是：平均亮度；亮度均方差；连续帧间最大差异；像素绝对亮度；像素径向位置；连续帧间平均亮度差；最大亮度像素与其第一个邻像素的差^[29]。）

2003 年 Qu. M 等人使用 9 个参数作为线性 SVM 核函数的支持向量进行耀斑判别试验^[30]，使用线性核函数的分类准确率最高——达到 96.7%。

他们使用的 9 个参数是：帧平均亮度；亮度均方差；连续帧间亮度差；通过前后帧相减获得关键点，亮度差最大者为关键点，关键点的绝对亮度；关键点亮度位置；关键点亮度与其附近 7*7 窗口内最低亮度像素灰度的对比度；关键像素为中心的 50*50 像素邻近区域的平均亮度；上面所提到的窗口的均方差；上述窗口平均亮度与前一帧该窗口平均亮度之间的亮度差。如图 2.3 所示。

Samples of the nine features and the target value.

1	2	3	4	5	6	7	8	9	Target value
3994.25	2628.22	45	12474.00	431.23	3635.00	2011.43	1978.60	427.35	-1
3807.42	2458.64	187	16383.00	437.13	6484.00	9460.98	2430.92	7449.55	1

图 2.4 特征向量实例

实现支持向量机的步骤：首先对已有的 Ha 数据进行分类，有耀斑发生的数据和没有耀斑发生的数据。然后这两类数据再等数量的分成两组，一个训练组，一个检验组。训练组计算有耀斑发生的数据的向量值和没有耀斑发生的数据的向量值，经过统计确定每个向量的分界值；检验组，将上述方法代入检验组数据检查向量的分类能力。

数据处理的结果如图 2.4 所示：

Comparison of different SVM training strategies on 120 training events and 120 testing events.

Methods based on events	Classification rate	Training time	Testing time
Linear SVM	96.7%	0.16 s	0.03 s
SVM with polynomial kernel	95%	0.34 s	0.03 s
SVM with RBF kernel	90.83%	0.44 s	0.03 s

图 2.5 分类结果示意图

2 寻找能够在工程应用使用的参数模型

从上述的分析可以发现，目前神经网络和 SVM 方法的应用，就是寻找合适的核函数和进行模型训练。从 Qu.M 的工作中我们可以发现线性核函数对于耀斑识别具有良好的效果。而线性核函数，实际上就是输入矢量（参数）的一个加权和函数。

对于我们的耀斑精细结构观测终端系统来说，如果使用所有可能的参数进行

运算显然会影响系统的实时性能。因此我们希望能够找到在我们的实时监测系统中能够准确反映耀斑爆发状况的一两个参数，作为我们的耀斑识别算法中的判断标准。

首先，我们对一个典型的耀斑爆发数据进行了分析。该数据来自怀柔太阳磁场观测基地的全日面 H α 望远镜，时间分辨率为 1 帧/分钟，CCD 大小 2K \times 2K，数据深度 10 位，采集时间 2007 年 06 月 08 日。

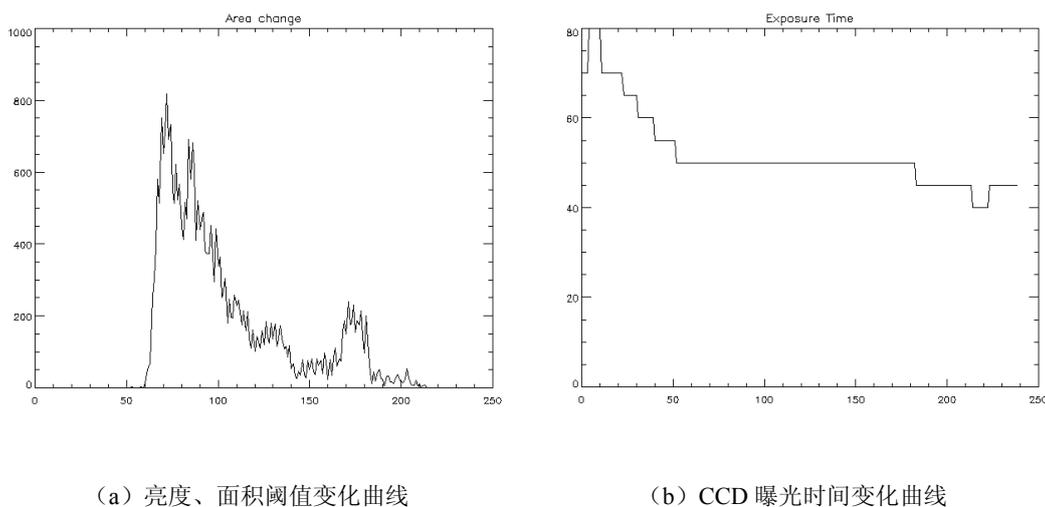
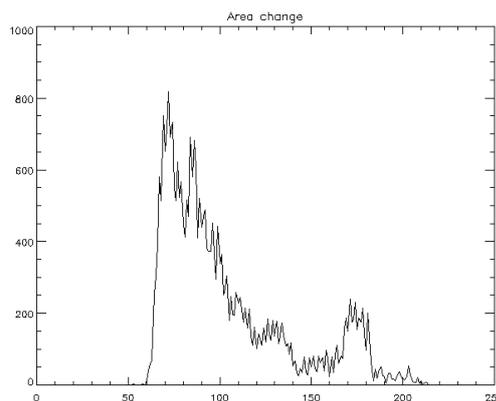
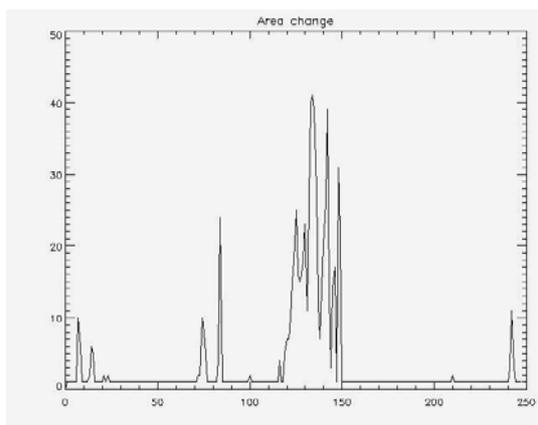


图 2.6 面积阈值参数比较图

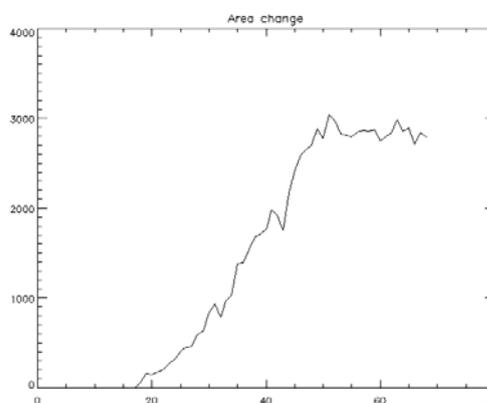
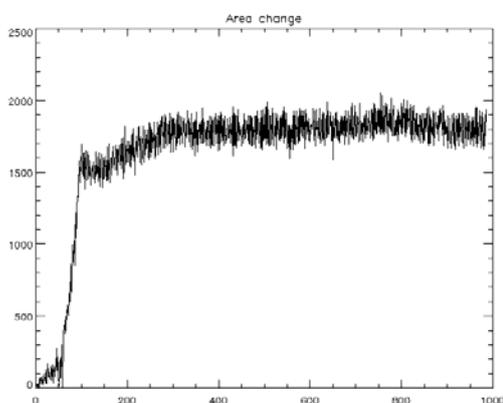
之所以选择这组数据是因为 2007 年 06 月 08 日天气状况良好，数据间隔稳定——1 帧/分钟，而且在 04:10 04:21 04:25 (UT)，爆发了 B1.7~C2.3 的多次耀斑，我们分别计算了该组数据的平均值，均方差，相邻帧之间的灰度差，亮度近饱和面积变化曲线。CCD 曝光时间变化也显示在图 2.6 中。

通过计算我们看到在耀斑爆发阶段这个 CCD 的曝光时间是没有变化的，灰度平均值、均方差有一定的增加，而帧之间的灰度差则没有明显的趋势变化。亮度近饱和面积变化曲线则具有明显的快速上升表现，对于我们在实际的监测系统中进行耀斑判别具有重要的意义。

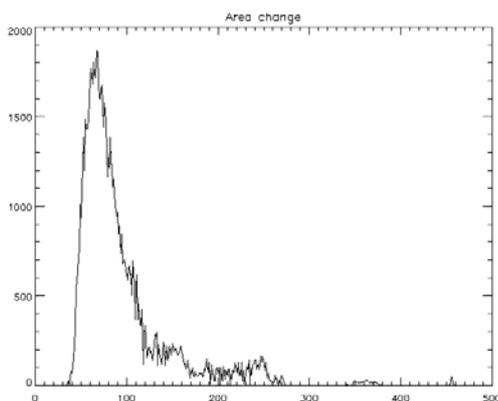
为了进一步的探索耀斑近饱和面积变化曲线和耀斑爆发之间的关系，我们对一组典型数据进行了分析，统计分析结果如下图所示：



(a)060705 耀斑等级 B 3.5~7.0 (01:43 01:57 02:07) (b)070608 耀斑等级: B1.7~C2.3 (04:10 04:21 04:25)



(c)070503 耀斑等级: C8.5 (23:28 23:48 00:02) (d)060706 耀斑等级: M 2.5 (08:13 08:36 08:51)



(e) 70604 耀斑等级: M8.9 (05:06 05:13 05:16)

图 2.7 亮度面积统计图

从上面的统计结果可以看出，B 级耀斑的光学观测结果，高亮度像素一般低于 100 个，如 060705 数据所示。C 级以上的耀斑高亮度像素数据超过 200 个，如 070608、070503 所示；而对于 M 级以上的耀斑，高亮度像素数据超过 1500

个。

通过上面的分析，我们认为在耀斑精细结构观测系统中可以依据国际耀斑分类等级以及统计数据选择耀斑识别算法的判别参数。

国际上对光学耀斑的等级分类方法^[1]，耀斑面积的大小是耀斑辐射规模的重要指数，因此国际上规定用耀斑光度到达极大时的面积作为耀斑级别的主要依据，同时用 B、N、F 定性表示耀斑的亮度为很亮，中等和较暗。表 2-1 为 1966 年 1 月 1 日以前和以后的国际通用耀斑分级标准。观测到的 H α 耀斑，在照片或 CCD 图像上测出面积 S_d 后，必须作太阳球面投影改正到相当于耀斑处在日面中心时的面积 S_p ，然后再根据表 2-1 定级，例如经过投影改正的耀斑面积为 $S_p = 1000 \times 10^{-6}$ 太阳半球面，亮度为中等，则该耀斑定级为 3N。

表 2-1 光学耀斑的等级分类

改正至日面中心时的耀斑面积		级别	
单位为 10^{-6} 太阳半球面	单位为平方度	1996 年 1 月 1 日 之前	1996 年 1 月 1 日 之后
<100	<2.06	1 ⁻	S
100~250	2.06~5.15	1	1
250~600	5.15~12.4	2	2
600~1200	12.4~24.7	3	3
>1200	>24.7	3 ⁺	4

一般把增亮面积超过 3 亿平方公里的称为耀斑，不到 3 亿平方公里的称为亚耀斑，耀斑大小分为 4 级，分别以 1、2、3、4 表示。在耀斑级别后加 F、N、B 分别表示该耀斑在 H 线中极大亮度是弱的，普通的，还是强的。所以最大最亮的耀斑表示为 4B，最小最暗的是 1f。一年中大耀斑出现的频数随其在 11 年周期中的位置和活动周大小有很大不同。在 1957-1958 年太阳活动极大年时，一年中出现的超过 3 级的大耀斑有 20-30 个，而在上个极大年仅 7-8 个。

除了这种根据 H α 单色光面积和亮度的级别外，通常还会根据该耀斑在 0.1~0.8nm 软 X 光辐射强度的定级。地球电离层对太阳 0.1~0.8nm 软 X 光辐射强度变化反应敏感，所以太阳耀斑 X 光级别可以大致反映该耀斑产生地球物理效应的能力。耀斑 X 光级别根据 GOES 测量的 0.1~0.8nm 峰值流量而分为 C、M、X 三级,如表 2-2 所示。

级别	$F_x(erg \cdot cm^{-2} \cdot s^{-1})$
C	$< 10^{-2}$
M	$10^{-2} \leq F_x \leq 10^{-1}$
X	$> 10^{-1}$

根据上述分析，为了能够检测到 1 级以上的耀斑我们选择的面积阈值不能低于日面半球面积的的万分之一，对于 2K \times 2K 的 CCD，这一面积阈值为 200，但是由于 CCD 的靶面是方形的，太阳像不可能布满整个靶面，而且考虑到投影效应，所以该面积阈值应该更小一点。根据监测系统实际需求，我们确定的耀斑判别原则“可以少量判错，但不能错过”，所以我们将该面积阈值定为 13 \times 13=169。接近饱和的灰度值定为 1020，数据深度上限为 1023。

根据这一标准和前节介绍的 SVM 方法比较，假设 101 个数据，发生了 98 个耀斑，用 SVM 方法判断之后得到的结果是 96 个，而我们用阈值法可能得到的结果是 100，也就是说阈值法会错 2 个，SVM 错 2 个，而对于观测终端系统我们的要求是捕捉到，而不是百分百准确。即：该标准（169，1020）能够满足我们的误差方向和误差要求。

2.3.2 系统硬件配置

根据对国内外高分辨 H α 耀斑观测软件研究情况的调研，首先要提高 CCD 的采集速度，才可能进一步获得更高时间分辨率的耀斑数据；其次，不能够仅仅获取局部 H α 图像的方式来获得耀斑数据，即应该采用全日面 H α 观测模式才能够获得全面的耀斑数据。

因此，我们将耀斑观测软件的数据采集存储速度提高到现有已知的最快的观测软件的两倍。这就要求采用高性能计算机、高速数字 CCD、高速图像采集卡等高速硬件。

通过市场调研，最终选定了下面的硬件：1) 主机：采用 AMD DS-2895 双处

理器主板和 AMD 248+双核处理器。采用 RAID 0 磁盘阵列，容量为 1000G，测试最高写入数据速度可达 100M/秒

2) CCD: 采用 Imperx 1M48 CCD，面阵 1004×992 ，像素灰度等级为 12bit；数据采集速度最高可达 48 帧/秒，每秒采集数据量约 96MB。

3) 图像采集卡: 采用 Cereco XL-64 Dual 图像采集卡，板载 32 兆内存，最高瞬时采集速度可达 528 兆/秒^[43]。

经测试上述硬件的速度和容量能够满足系统的设计要求。

2.3.3 软件设计实现

功能一 耀斑爆发识别及曝光时间自动控制

太阳耀斑爆发的准确时刻几乎不可能预测，如果仅仅依靠观测员的操作经验来确定其爆发与否并手动调节观测参数，则常常因为曝光时间调节不及时，造成 CCD 数据溢出，也没有办法观测到耀斑核块处的演化细节。在本文设计的观测软件中通过设定亮度阈值和面积阈值对耀斑爆发进行自动判别，并实时修改观测参数，可以有效的防止 CCD 数据溢出。

功能二 高速数据采集、存储

常规的 $H\alpha$ 观测，往往是每分钟或多分钟采集一张全日面 $H\alpha$ 图像。这样的时间间隔不能够满足耀斑爆发相阶段的观测要求，因为这一阶段一般只有几十秒甚至是几秒。另外，随着对于耀斑研究的深入，耀斑的秒级、亚秒级演化研究也越来越重要。因此本论文设计的观测软件把耀斑数据的采集、记录速度提高到 48 帧/秒，从而将耀斑成像观测的时间分辨率提高到亚秒量级，为天文研究提供更有力的手段。程序采用了大容量数据循环存储设计，使用 970G 的磁盘阵列空间，即： $1.992 \times 48 \times 60 \times 60 \times 2.8$ ，约 2 小时 50 分钟的数据。若观测过程中没有耀斑发生，则当存储的数据达到设定的容量之后，写文件指针回到文件头，即：循环采集记录数据。

系统设计程序工作流程如图 2.8 所示，

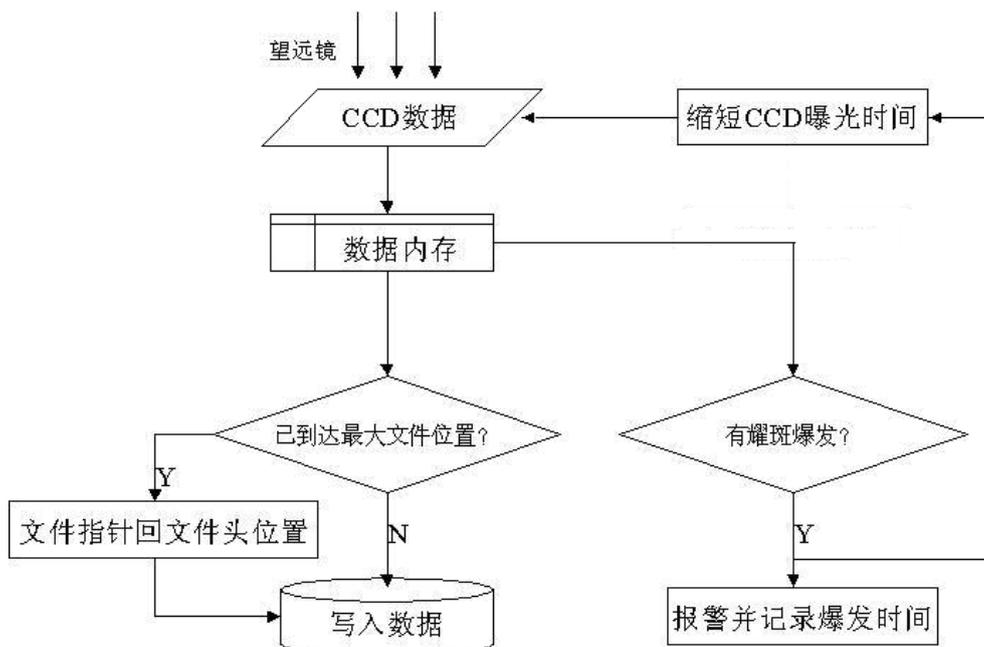


图 2.8 耀斑精细结构观测终端工作流程图

CCD 采集来自望远镜的太阳色球 $H\alpha$ 图像，观测软件根据面积阈值和亮度阈值自动进行耀斑爆发识别。若没有耀斑发生，则判断是否已经达到设定的最大文件长度；若有耀斑发生，缩短曝光时间防止后面采集的图像因为太阳耀斑爆发增量而造成数据溢出，并将上述信息追加到观测日志中。文件写入程序中还将判断是否到达最大写入位置，若已经达到设定的最大值，则文件指针返回到文件起始位置，从该处开始继续以此向后写入数据（位于此指针处的数据被覆盖掉），形成循环存储；若没有到达设定的最大值，则继续追加写入文件。

为了对耀斑爆发识别算法进行测试，在怀柔的 $H\alpha$ 常规观测终端中加入该算法进行测试，试验系统的工作流程图如下：

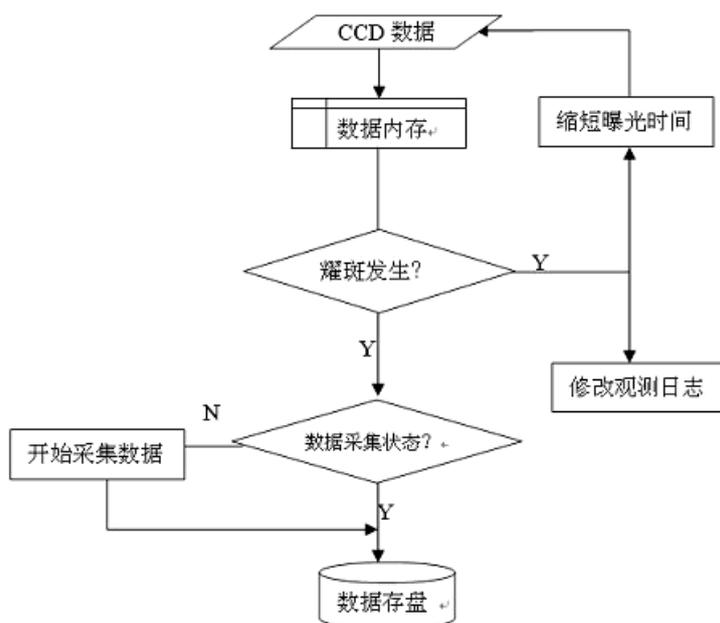


图 2.9 耀斑爆发识别算法实验系统工作流程图

CCD 采集来自望远镜的太阳色球 H α 图像，观测程序自动进行耀斑爆发识别。若没有耀斑发生，按照观测员的设定内容继续工作；若有耀斑发生，缩短曝光时间防止后面采集的图像因为太阳耀斑爆发增量而造成数据溢出，并将上述信息追加到观测日志中。同时检查是否处于数据存储状态，若没有在存储数据则启动存储程序，防止耀斑数据丢失。

2.4 测试试验结果

由于 2008 年是太阳活动的低峰年，日面黑子数量处于近百年来的较低水平，这就直接导致耀斑活动极少极小，因此本文关于耀斑自动识别算法的研究只能借助于实验室模拟来完成。

2.4.1 试验设计

1) 相同条件下将白炽灯从最暗调节到最亮，即：CCD 完成对整个增亮过程的采集，分别使用和不使用自动曝光控制程序，进行结果对比。

2) 实验过程时间：约 16 秒(由最暗调节到最亮的过程)。

3) CCD 速度：48 帧/秒

4) 系统工作模式：所有数据实时存盘，循环

2.4.2 试验结果

1) 未采用自动曝光时间控制技术，采集所得最终图像 530 明显溢出

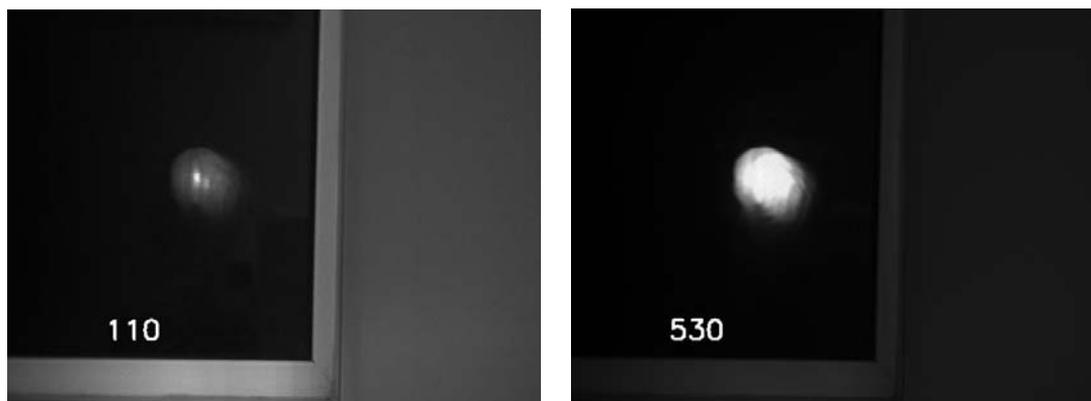


图 2.10 未使用耀斑爆发识别算法采集图像效果图

2) 采用自动曝光时间控制技术, 曝光时间从 20 毫秒调节到 4 毫秒, 采集所得最终图像 1210 较好的保持亮部细节。

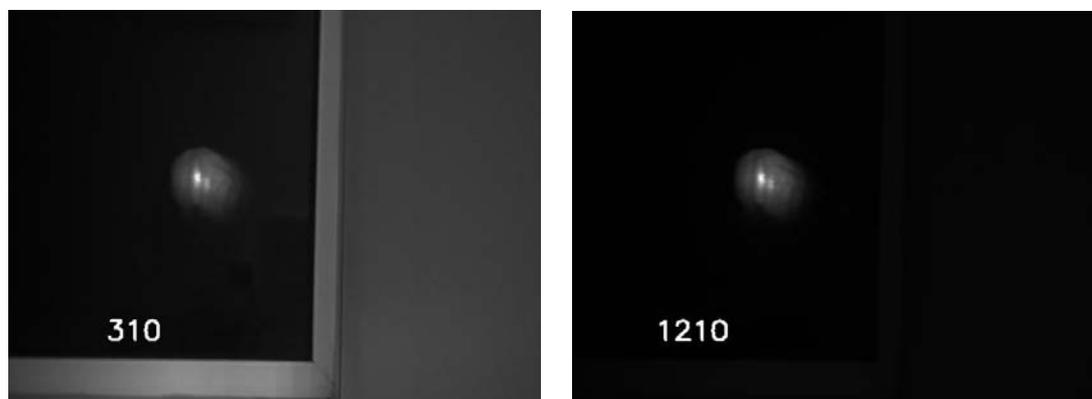


图 2.11 使用识别算法最终图像效果图

设计实验基本模拟了实际耀斑发生时亮度变化情况, 而系统的采集的数据很好的保持了增亮部分的图像细节, 达到了预期的目标。

第三章 高分辨局部太阳磁场观测方法的研究

3.1 太阳磁场测量的基本原理、方法及分辨率影响因素

3.1.1 基本原理

1 太阳光谱线的 Zeeman 效应^[11]

纯发射线的 Zeeman 效应

根据原子光谱理论，处在磁场中的原子能级将发生空间量子化。当外磁场 $B \neq 0$ 时，由于空间量子化，根据 Zeeman 效应，一条谱线的上下能态将分裂为 $(2J+1)$ 子能态，各子能态的磁量子数 M 不同。于是上能态中的某个子能态与下能态中的某个子能态之间的跃迁产生各条 Zeeman 分裂子线。太阳磁场观测通常只用三分裂谱线，即谱线在外磁场中分裂为三条子线：一条 π 子线波长不变，两条 σ 子线波长产生位移。这种特殊的三分裂称为正常 Zeeman 三分裂。当 λ 和 B 的单位分别为厘米和高斯时，塞曼裂距 $\Delta \lambda$ 为： $\Delta \lambda = 4.67 * 10^{-5} g * \lambda^2 B$ 。对于三分裂的纯发射线，波长不变的 π 子线为线偏振，偏振方向与磁场平行；而对称位于紫端和红端的两条子线 σ_v 和 σ_r ，则是在与磁场垂直的平面内圆偏振，它们电振动矢量的旋转方向相反。当观测者的迎着磁场方向观测时（纵向观测）， σ_v 为左旋， σ_r 为右旋，如图 3.1(a)所示。当观测者的视向与磁场垂直时（横向观测），三条子线都能看到，且均为线偏振， π 子线和二 σ 子线的偏振方向分别与磁场平行和垂直，如图 3.1(b)所示。

发射线的 Zeeman 效应

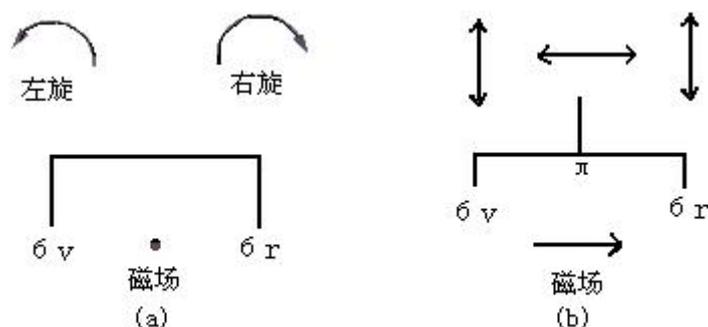


图 3.1 Zeeman 效应示意图

当白光射进处于磁场中的吸收气体时，由于磁场中气体原子的能级分裂，产生的吸收线也呈现 Zeeman 分裂，这种现象称为逆 Zeeman 效应。对于谱线为三分裂的情形，产生三条吸收子线， σ_v 、 π 和 σ_r ，对应的波长分别为 $\lambda - \Delta\lambda$ ， λ_0 和 $\lambda + \Delta\lambda$ ， λ_0 为原谱线波长。当观测者的迎着磁场方向观测时（纵向观测）， σ_v 为右旋， σ_r 为左旋，如图 3.2(a)所示。当观测者的视向与磁场垂直时（横向观测），三条子线都能看到，其中 π 子线的偏振方向与磁场垂直的线偏振，二 σ 子线的偏振方向与磁场平行的部分线偏振，如图 3.2(b)所示。

图 3.1 发射线的 Zeeman 效应.(a)为纵向观测，(b)为横向观测。

箭头表示偏振方向，线段长短表示子线的强度。

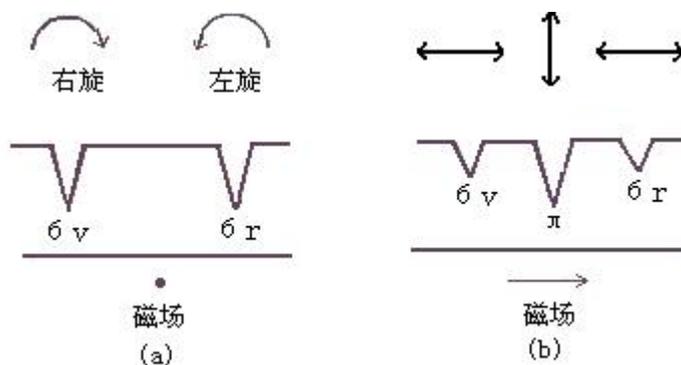


图 3.2 吸收线的 Zeeman 效应.(a)为纵向观测，(b)为横向观测。

2 偏振光的辐射转移

(a) 偏振光的 Stokes 参量描述

沿观测者方向（z 轴）传播的任一束偏振光可经典的被描述为：

$$\begin{cases} E_x = \xi_x \cos(\omega t - \varepsilon_x) \\ E_y = \xi_y \cos(\omega t - \varepsilon_y) \end{cases} \quad (3-1)$$

其中 ω 为圆频率， ξ_x 和 ξ_y 为振幅， ε_x 和 ε_y 为相位。Stokes 定义了以他名字命名的一组参量来描述一束辐射的偏振态。这一组 Stokes 参量定义为：

$$I = I(I, Q, U, V)t \quad (3-2)$$

其中

$$\begin{cases} I = \overline{\xi_x^2} + \overline{\xi_y^2} \\ Q = \overline{\xi_x^2} - \overline{\xi_y^2} \\ U = \overline{2\xi_x\xi_y \cos(\varepsilon_x - \varepsilon_y)} \\ V = \overline{2\xi_x\xi_y \sin(\varepsilon_x - \varepsilon_y)} \end{cases} \quad (3-3)$$

各式中上方横划表示对相应的量求远大于周期的时间平均。I, Q, U, V 都具有强度的量纲，代表着不同的强度量。其中 I 代表总的辐射强度，Q 和 U 代表线偏振强度，V 代表圆偏振强度。4 个 Stokes 参量给定之后，光束的强度和偏振状态就完全确定。

太阳光谱线具有一定宽度，因此谱线范围内的每一个波长 λ 处都有一套 (3-28) 所定义的 Stokes 参量，Stokes 参量是波长 λ 的函数，即应写成 $I(\lambda)$, $Q(\lambda)$, $U(\lambda)$ 和 $V(\lambda)$ ，这就是 Stokes 轮廓。当磁场存在时，理论的 Stokes 轮廓可以在一定的大气和磁场模型以及吸收机制假定下，求解 Stokes 参量转移方程获得。

3.1.2 仪器方法及分辨率影响因素分析

1 滤光器型视频磁像仪

磁场测量的任务是测定磁场向量 $B(B, \gamma, x)$ 的三个要素，即磁场强度 B，磁场向量与视线的夹角 γ ，以及横向磁场的方位角 x ，如图 3.3 所示。从原理上讲，只要测出 Q, U 和 V 三个 Stokes 参量的值，便可推算出代表磁场向量的三个量 B, γ 和 x 。因此就实质来说，磁场测量是一种光的偏振测量。尽管现有仪器各有特色，他们的基本原理是相似的。即先是让望远镜所成太阳像上的光通过偏振光分析器，得到处于不同偏振状态的光线，组成不同的 Stokes 参量组合，然后用这些组合可以把各个 Stokes 参量分别测定出来，通过求解 Stokes 参量转移方程，进一步得到磁场向量的 B, γ 和 x 三个要素。

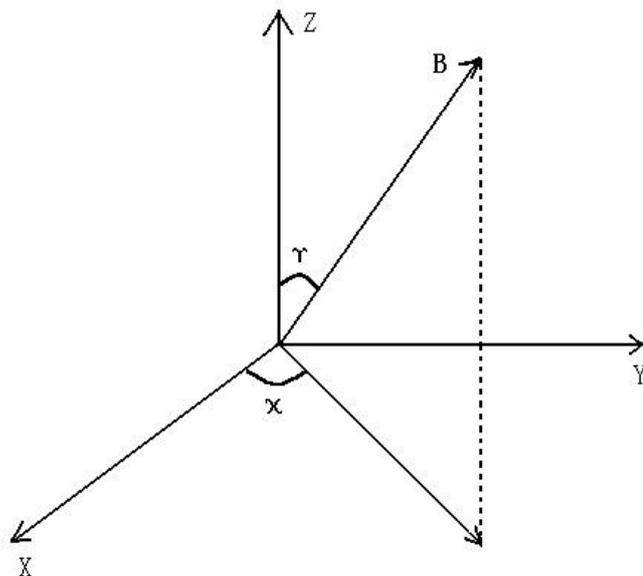


图 3.3 磁场向量与视线方向的关系

目前世界上测量太阳向量磁场的仪器主要有两大类型：滤光器型的和光谱仪型的向量磁像仪。属于前者的有国家天文台怀柔观测基地的太阳磁场望远镜，日本国立天文台的太阳耀斑望远镜，以及美国大熊湖天文台和马歇耳飞行中心的向量磁像仪等；属于后者的有美国夏威夷大学 Mees 天文台的斯托克斯参量仪和俄罗斯 Sayan 天文台的向量磁像仪等。

怀柔观测基地的太阳磁场望远镜是世界上最先进的磁场观测设备之一，自投入使用的 20 多年来，取得了大量国际一流的观测数据，依托这些先进的设备和数据，培养了一批有影响力的天文工作者，并以此为基础形成了一个具有国际竞争力的太阳物理研究群体。

太阳磁场望远镜可以在太阳光球 FeI 532.419nm 和色球 486.134nm 两条谱线上工作，测量太阳大气中两个层次上的磁场、纵向速度场、亮度场等物理参量，是一台多功能的综合性太阳观测设备，可用于太阳磁场和磁活动的观测研究、日地空间灾害天气的监测和预报等多种用途。

2 磁场望远镜的偏振光分析器^[19]

偏振光学系统是太阳磁场望远镜的核心部件之一。偏振光学系统由偏振分析器（或称磁分析器）和双折射滤光器组成，其中偏振分析器是决定磁场测量精度的核心器件。太阳磁场望远镜偏振分析器结构如图 3.4 所示，包括一个 $1/4 \lambda$ 波片，光轴方位角为 θ ；一个 KD*P 晶体调制器，其光轴方位角为 45° ，不断变化的电压引起的位相延迟为 $\delta(t)$ ；其后还有一个光轴方位角为 0° 的偏振片。

KD*P 晶体位于滤光器的最前端。当给它加上适当幅值的方波电压时，它可以成为 $1/4 \lambda$ 波片或负 $1/4 \lambda$ 波片（KD*P 晶体位相延迟与所加电压成正比）。左旋光或右旋光通过它，便变成线偏振光。因为滤光器前是一偏振片，所以当 KD*P 调制时，总是只有一种（左旋或右旋）圆偏振光被通过。

根据塞曼效应，纵向磁场使谱线分裂成左旋和右旋圆偏振光，它们的位相差为 $\Delta \lambda H$ 。当 KD*P 上的电压为正时，只有左旋光波通过。CCD 接收的光强度为 I_- ；当 KD*P 上的电压为负时，只有右旋光通过，CCD 接收的光强度为 I_+ 。此时产生光强差 ($I_+ - I_-$)，它正比于磁场强度 H 。因此，可以建立起于磁场强度间的对应关系。这样就得到纵向场 V 。在磁场测量过程中，KD*P 的正负极性交替出现，并被要求与 CCD 采样严格同步，但由于 KD*P 有响应时间（即有上升沿和下降沿），这一过程中 KD*P 不是所要求的 $1/4 \lambda$ 波片，因此会带来测量误差。故此对 KD*P 的控制器提出了较高要求。

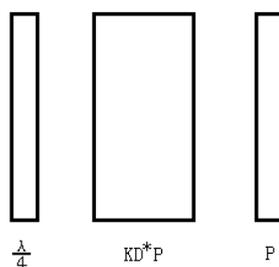


图 3.4 偏振光分析器的组成

当 KD*P 调制器前加上光轴为 0° 或 45° 的消色差 $1/4 \lambda$ 波片时，可以测得磁场的横向分量 Q 或 U 。从 Q 、 U 和 V 即可以求出纵向磁场、横向磁场和横向磁场方位角等物理量。

当 KD*P 调制器前加上光轴为 0° 或 45° 的消色差 $1/4 \lambda$ 波片时，可以测得磁场的横向分量 Q 或 U 。

从 Q 、 U 和 V 可以求出：

纵向磁场的大小：

$$B_{//} = C_{//} V \quad (3-4)$$

横向磁场的大小：

$$B_{\perp} = C_{\perp} (Q^2 + U^2)^{1/2} \quad (3-5)$$

横向磁场的方位角：

$$\phi = 0.5tg^{-1}(U/Q) \quad (3-6)$$

其中， $C_{//}$ 和 C_{\perp} 分别为纵向磁场和横向磁场的定标系数。

太阳磁场望远镜测量光球矢量磁场时的工作谱线是 Fe I 532.419 nm。光球横向磁场的测量是在谱线线心，纵向磁场的测量是在偏离线心 -0.0075 nm 处。光球纵向磁场的噪声不超过 20 高斯，横向磁场的噪声不超过 160 高斯。

3 分辨率影响因素分析

空间分辨率和灵敏度是太阳望远镜的两个重要参数。然而多数情况下要得到较高的灵敏度往往是以牺牲望远镜的分辨率为代价的，反之亦然。这两个相互制约的参数大大的限制了太阳物理观测。

地球大气是从地面观测太阳的主要障碍。它几乎完全吸收太阳紫外和 X 光辐射，也部分吸收可见光和红外辐射。最令人头疼的缺陷就是地球大气中湍流对太阳光波前的干扰，造成观测仪器焦平面上太阳像的模糊和抖动，从而损害了观测的空间分辨率。通常把大气湍流造成的望远镜焦面和星像的损坏程度作为衡量观测地天文气候优劣的标准，称为视宁度。视宁度的好坏取决于观测地上空大气湍流的剧烈程度。虽然视宁度是所有夜间和白天各种天文观测中普遍存在的问题，但是引起地球大气湍流的根源是太阳辐射本身。由于空气的黏滞性小，雷诺数（Fried parameter）很大，太阳照射地面产生的空气对流必然会引起湍流，导致太阳光路上的温度起伏，亦即折射率的起伏，使太阳像的质量损毁、因此对于太阳观测来说，视宁度问题就更显突出。

大气湍流损害太阳像的过程是相当复杂的，然而观测表明这些损坏大致有三种：其一使太阳像的整体模糊。主要是太阳光路上大量小尺度湍流造成的；另一种使整个太阳像的一些局部清晰锐利，但是不停地抖动，起源于大尺度气团地运动；还有一种使太阳像的一些局部区域保持清晰，不同大区域相对运动，显然这是中等尺度的气团运动造成的。太阳像抖动的频率从几赫兹到几百赫兹，因此若用短于 10^{-2} s 的曝光拍摄太阳，可以改善太阳像的质量。但另一方面，在偏振测量的前提下，虽然太阳本身是一个强源，但与磁场有关的有效光量仍然是非常微弱和有限的。弱磁场信号在背景信号强度的千、万分之一的量级，现有的磁像仪系统在短时间曝光的情况下根本无法达到这一要求。以具有国际先进水平的太阳磁场望远镜为例，在单帧采样时间 20ms 的情况下，信号比噪声大约大 70 倍

左右,只能测到百高斯以上的强磁场;要想测到 10 高斯以下的弱磁场,需要 256 帧以上的叠加,也就是说提高磁场测量精度要求长时间积分。

在上一节关于太阳磁场望远镜磁分析器的介绍中我们知道,每一个 Stokes 参数实际上需要两次测量才能完成,但我们并不主张采用前 256 帧叠加的完成一次测量,后 256 帧叠加的完成另一次测量的观测模式(国际上有采用该模式观测的,但事实证明这种模式无法达到 10 高斯以下的高偏振精度)^[44]。因为与太阳弱磁场相伴随的是快速变化的太阳特征结构,如磁元^[45]、网络内磁场^[46]等等,就算已经完全消除了望远镜跟踪误差和大气抖动的影响(比如空间望远镜上,没有大气抖动,对地基望远镜而言,假设本身并不成立),太阳结构的变化也使得偏振精度大大下降^[47]。太阳磁场望远镜的解决方案是:KD*P 方波电压的调制频率与 CCD 采样速率一致,也就是说奇数次和偶数次的测量分别对应 Stokes 参数的一次测量,在图像处理器中,每一帧奇次采样和它相邻的偶次采样处理得到一个 Stokes 参数,这样得到的一系列 Stokes 参数测量值再作叠加得到高灵敏度的磁图。由于太阳磁场观测所要求的高时空分辨和高偏振精度的特点,其观测设备应当具有高精度的跟踪能力和高速数据处理能力。

3.2 高分辨局部太阳磁场观测方法

通过上一节的分析可知,对太阳而言,其可观测的微弱磁场大约为几高斯,空间分辨率的范围在几角秒之间。要得到几高斯的灵敏度,那么,目前国家天文台怀柔太阳站(HSOS)的矢量视频磁场仪至少需要在一个极性的方向上叠加数百帧。在这种观测模式下,图像的空间分辨率是由地球大气的抖动情况和望远镜自身的跟踪精度决定的。视宁度情况可以由 Fried 参数确定,对于可见光太阳观测来说,世界上多数观测站的 Fried 参数的均值都不会好于 2"。另一方面,地表风也是长时间叠加观测其中的一个极有害的因素,因为世界上多数的太阳观测站不是位于高山上,就是坐落在水边。在这样的地点,即使望远镜自身的跟踪精度很高,因为地表风的原因造成的太阳图像移动也是在所难免的,这将大大降低长时叠加观测的空间分辨率。基于上面的原因,太阳深度叠加观测甚至无法得到几高斯的分辨率,相反这样差的分辨率甚至影响微弱磁场的探测,因为极性混合的特性有可能在错位信号的叠加过程中消失。

80年代开始应用于太阳观测的自适应光学（adaptive optics）则是一种对光束波前扭曲进行自动补偿的新技术。其基本原理是先对被扰动的波前进行测量，从这些测量中获得波前改正信号，再用这些信号来驱动补偿光学元件，对波前进行改正。补偿光学元件通常为一附加反射镜，它由大量小反射镜组成，不同小反射镜受波前不同部位的改正信号驱动，从而实现对整个波前不同部位的同时改正。其他如由计算机控制的实时图像选择器（real-time image selector）和相关跟踪器（correlation tracker）等实时电子技术在改善太阳观测分辨率方面也有不错的效果。但是，这些技术要求在望远镜系统中做大的硬件方面的调整，而怀柔站的太阳磁场望远镜在这方面并没有很大可以调整的余地。但在怀柔 35CM 磁场望远镜上通过软件方式应用相关跟踪技术是可行的，即将来自望远镜的图像实时进行预处理，发现帧间错位然后将其对齐，最后再进行磁场计算。

3.2.1 相关跟踪

数字信号处理中，相关的概念是十分重要的，不仅它本身有着重要的物理意义，而且在信号相似性判别、滤波等处理中也有着重要应用。

1 相关系数^[48]

在实际工程中，我们常常要比较两个信号的波形是否相似，从直观上看，图 3.5(1)中的两个波形不相似，因为它们的形状不太一样了。我们来分析图 3.5(2)中的两个波形，从振幅

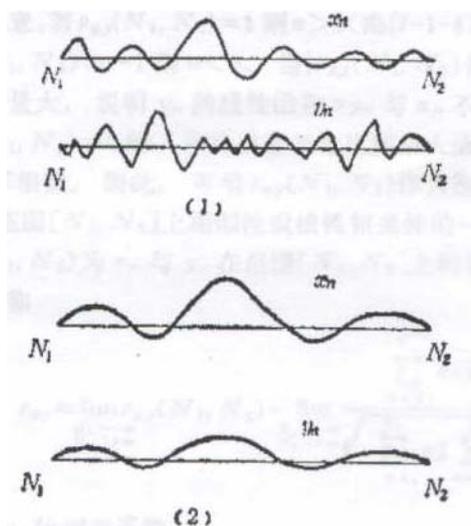


图 3.5 信号示意图

的变化看， x_n 的振幅变化大， y_n 振幅变化小。从波形的起伏变化趋势看，两者

又是差不多的。实际上我们只要把 y_n 放大适当的 α 倍, 则 x_n 与 αy_n 的振幅与起伏变化都差不多。因此, 这时我们说 x_n 与 y_n 是相似的, 这犹如几何中两个相似三角形一样, 它们的大小不一样, 但是形状却是一样的。

如何确定两个信号之间的相似性呢? 从分析上我们可以看出, 我们要求取某个适当的数 α , 使 x_n 与 αy_n ($N_1 \leq n \leq N_2$) 相接近。衡量 x_n 与 αy_n 相近的程度, 通常用误差能量的方法, 即考虑误差能量

$$Q = \frac{1}{N_2 - N_1 + 1} \sum_{n=N_1}^{N_2} (x_n - \alpha y_n)^2 \quad (3-7)$$

α 究竟取多大合适? 要求使 Q 达到最小值, 即要求 α 使 $\frac{dQ}{d\alpha} = 0$, 也即:

$$\begin{aligned} \frac{dQ}{d\alpha} &= \frac{1}{N_2 - N_1 + 1} \sum_{n=N_1}^{N_2} 2(x_n - \alpha y_n)(-y_n) \\ &= \frac{2}{N_2 - N_1 + 1} \left(\sum_{n=N_1}^{N_2} x_n y_n - \alpha \sum_{n=N_1}^{N_2} y_n^2 \right) \\ &= 0 \end{aligned}$$

由此得

$$\alpha = \frac{\sum_{n=N_1}^{N_2} x_n y_n}{\sum_{n=N_1}^{N_2} y_n^2}$$

把这个 α 代入 (3-7), 就得到误差能量

$$Q = \frac{1}{N_2 - N_1 + 1} \left[\sum_{n=N_1}^{N_2} x_n^2 - \frac{\left(\sum_{n=N_1}^{N_2} x_n y_n \right)^2}{\sum_{n=N_1}^{N_2} y_n^2} \right] \quad (3-8)$$

由此可以得到相对误差能量

$$\frac{Q}{\frac{1}{N_2 - N_1 + 1} \sum_{n=N_1}^{N_2} x_n^2} = 1 - \rho_{xy}^2(N_1, N_2) \quad (3-9)$$

其中

$$\rho_{xy}(N_2, N_1) = \frac{\sum_{n=N_1}^{N_2} x_n y_n}{\sqrt{\sum_{n=N_1}^{N_2} x_n^2 \sum_{n=N_1}^{N_2} y_n^2}} \quad (3-10)$$

或者写为:

$$\rho_{xy}(N_1, N_2) = \frac{\frac{1}{N_2 - N_1 + 1} \sum_{n=N_1}^{N_2} x_n y_n}{\sqrt{\frac{1}{N_2 - N_1 + 1} \sum_{n=N_1}^{N_2} x_n^2 - \frac{1}{N_2 - N_1 + 1} \sum_{n=N_1}^{N_2} y_n^2}} \quad (3-11)$$

由许瓦兹不等式知

$$\left| \sum_{n=N_1}^{N_2} x_n y_n \right| \leq \sqrt{\sum_{n=N_1}^{N_2} x_n^2 \sum_{n=N_1}^{N_2} y_n^2}$$

因此

$$|\rho_{xy}(N_1, N_2)| \leq 1 \quad (3-12)$$

从相对误差公式(3-9)可以看出, 当 $|\rho_{xy}(N_1, N_2)|$ 接近于1时, 相对误差能量较小, y_n 的线性函数 αy_n 与 x_n 比较相似。特别地, 当 $|\rho_{xy}(N_1, N_2)| = 1$ 时, 由(3-9)知 $Q = 0$, 再由(3-7)知 $x_n = \alpha y_n$, 这说明 x_n 与 y_n 完全相似或完全线性相关。这时要注意, 若 $|\rho_{xy}(N_1, N_2)| = 1$ 则 $\alpha > 0$ (由(3-10)和(3-8)知), 若 $|\rho_{xy}(N_1, N_2)| = -1$ 则 $\alpha < 0$ 。当 $|\rho_{xy}(N_1, N_2)|$ 接近于0时, 相对误差能量大, 说明 y_n 的线性函数 αy_n 与 x_n 不相似。特别地, 当 $|\rho_{xy}(N_1, N_2)| = 0$ 时, 相对误差能量达到最大值, 这说明 y_n 与 x_n 完全不相似。因此可用 $|\rho_{xy}(N_1, N_2)|$ 作为衡量两个波形 y_n 与 x_n 在范围 $[N_1, N_2]$ 上相似性或线性相关的一种度量。我们称 $|\rho_{xy}(N_1, N_2)|$ 为 y_n 与 x_n 在范围 $[N_1, N_2]$ 上的相关系数。

我们称

$$\rho_{xy} = \lim_{\substack{N_1 \rightarrow -\infty \\ N_2 \rightarrow +\infty}} \rho_{xy} = \lim_{\substack{N_1 \rightarrow -\infty \\ N_2 \rightarrow +\infty}} \frac{\sum_{n=N_1}^{N_1} x_n y_n}{\sqrt{\sum_{n=N_1}^{N_1} x_n^2 \sum_{n=N_1}^{N_1} y_n^2}} \quad (3-13)$$

为 y_n 与 x_n 相关系数。

当信号 x_n, y_n 为能量有限信号是 (即 $\sum_{n=-\infty}^{+\infty} x_n^2 < +\infty, \sum_{n=-\infty}^{+\infty} y_n^2 < +\infty$), 由(3-13)知,

y_n 与 x_n 相关系数为

$$\rho_{xy} = \frac{\sum_{n=-\infty}^{+\infty} x_n y_n}{\sqrt{\sum_{n=-\infty}^{+\infty} x_n^2 \sum_{n=-\infty}^{+\infty} y_n^2}} \quad (3-14)$$

由于 y_n 与 x_n 的能量往往是确定的，因此，按(3-14)， ρ_{xy} 的大小就由

$$r_{xy} = \sum_{n=-\infty}^{+\infty} x_n y_n \quad (3-15)$$

确定。我们称 r_{xy} 为 x_n 与 y_n 标准化的相关系数，简称为相关系数。 r_{xy} 也是衡量两个信号 x_n 与 y_n 之间相似性或线性相关性的一种度量。为方便期间，假定两个信号的能量是有限的，用(3-15)的 r_{xy} 表示两个信号的相关系数。

2 相关函数

上面我们对两个固定波形的相似性进行了讨论。但是在实际中往往会遇到这种情况：信号 x_n 与 y_n 都是由于同一个原因产生的，例如，在地震勘探中， x_n 、 y_n 是有同一个爆炸震源引起的反映同一地下反射界面的反射波记录，但由于接收点的距离不同，反射波在两道记录 x_n 与 y_n 中出现的时间是不同的。又如在雷达中， x_n 与 y_n 表示同一雷达站接收到的两个不同目的物的反射信号，由于目的物距离不同，反射信号出现的时间也是不同的。在这种情况下，我们就必须在时移中考虑两个信号的相似性：把 y_n 延迟时间 τ 使之变为 $y_{n-\tau}$ ，考察 x_n 与 $y_{n-\tau}$ 的相似性，即计算 x_n 与 $y_{n-\tau}$ 的相关系数(见(3-15))

$$r_{xy} = \sum_{n=-\infty}^{+\infty} x_n y_{n-\tau} \quad (3-16)$$

当 τ 从 $-\infty$ 变到 $+\infty$ 时， $r_{xy}(\tau)$ 就是 τ 的一个函数。我们称 $r_{xy}(\tau)$ (见(3-16))为 x_n 与 y_n 的互相关函数， τ 为 y_n 的延迟时间。

观察 $r_{xy}(\tau)$ 的变化情况，就可了解 y_n 在延迟了不同时间后与 x_n 的相关的程度。如果 $|r_{xy}(\tau)|$ 在 τ_0 达到最大值，说明 y_n 在延迟时间 τ_0 后， $y_{n-\tau}$ 与 x_n 最相似。这个 τ_0 值在应用中有重要意义，它反映了我们所要研究的两个信号之间的时差或者说是位置差。

要注意的是：在互相关函数 $r_{xy}(\tau)$ 中， x 与 y 的次序是不能颠倒的。事实上若 x 与 y 的次序颠倒后，则为

$$r_{yx}(\tau) = \sum_{n=-\infty}^{+\infty} y_n x_{n-\tau}$$

而

$$r_{yx} = \sum_{n=-\infty}^{+\infty} y_n x_{n-\tau} = \sum_{m=-\infty}^{+\infty} y_{m-(-\tau)} x_m = r_{xy}(-\tau)$$

$$\text{即} \quad r_{yx}(\tau) = r_{xy}(-\tau) \quad (3-17)$$

一般的， $r_{xy}(-\tau) \neq r_{xy}(\tau)$ ，因为 x_n 与 $y_{n+\tau}$ 的相似程度和 x_n 与 $y_{n-\tau}$ 的相似程度是不同的。

有上述的关系可知，可以用循环相关来计算相关函数 $r_{xy}(n)$ ，当 $n \geq 0$ 时，可用循环相关计算相关函数；当 $n < 0$ 时，可以根据互相关函数的性质有： $r_{xy}(n) = r_{yx}(-n)$ 。当 $n < 0$ 时， $-n > 0$ ，因此可根据上述定理用循环相关计算 $r_{yx}(-n)$ ，因而 $r_{xy}(n) = r_{yx}(-n)$ 也就计算出来了。

系统中操作的图像数据都是只有几个象素的位移，因此我们可以近似的认为是同一幅图像同其循环移位后的另一幅图像进行相关运算。

假设 $g(x, y)$ ， $h(x, y)$ 是两幅要进行相关的图像，即能量有限的二维离散函数。图像的大小分别是： $A \times B$ 、 $C \times D$ ，两者的相关函数的定义如下：

$$\begin{aligned} R_{fg}(m, n) &= \sum_{x=0}^{M-1} \sum_{y=0}^{N-1} h(x, y) g(x-m, y-n) \\ &= \sum_{x=0}^{M-1} \sum_{y=0}^{N-1} g(x, y) h(x+m, y+n) \end{aligned} \quad (3-18)$$

上面公式中 $m = 0, 1, 2, \dots, M-1$ ； $n = 0, 1, 2, \dots, N-1$ ； $M = A + C - 1$ ； $N = B + D - 1$ 。

从上面的相关函数的定义式中可以证明：

$$\begin{aligned} F\{R_{fg}(m, n)\} &= F\{h(x, y)\} \times F^*\{g(x, y)\} \\ &= H(u, v) \times G^*(u, v) = R(u, v) \end{aligned} \quad (3-19)$$

在公式(3-19)中 $H(u, v)$ 是 $h(x, y)$ 的傅里叶变换形式， $G^*(x, y)$ 是 $g(x, y)$ 的傅里叶变换的共轭。由相关函数在频域运算的形式推知，可以通过快速傅里叶变换算法实现相关运算，在此处只需要对 $G(x, y)$ 取共轭，得到 $G^*(x, y)$ ，然后与 $H(u, v)$

进行点乘就可以获得相关函数的傅里叶变换 $R(u, v)$ 。在 $R(u, v)$ 的逆变换矩阵（相关矩阵）中的最大值元素所在的即是两幅图像相关性最强的位置，也即是两幅图像相似性最强的位置。

3 相关算法实验及结果

系统中为了减少运算量，节省计算时间，采用了选取基准窗口进行相关运算确定位移值的办法。为了确定该方法是否有效，我们首相对一幅 256 灰度级的图像作相关算法的实验以确定相关求最大值，然后移位的方法是否能够完成系统需要的对齐图像的目标。我们对一幅确定的图像进行移位处理，如下图所示：

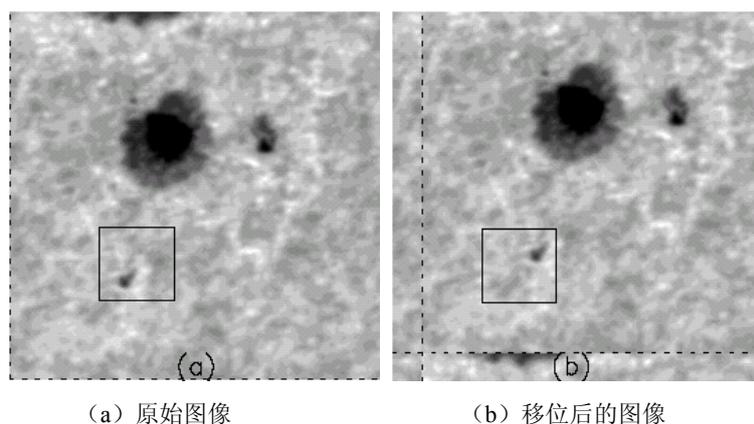


图 3.6 相关算法测试图

实验中我们对原始图像 3.6 (a) 进行移位：图像数据矩阵向右移动 20 列，向下移动 20 行。得到图像 3.6 (b)，对原始图像和移位后的图像进行相关运算计算得到最大值为： $5140 = 20 \times 256 + 20$ ，该数值正是图像矩阵移动的象素数目，由此可以看出该算法在计算图像移动位置方面的有效性。

3.2.2 主动光学和自适应光学

相关跟踪虽然能够很好的解决图像的错位问题，但是对于日面上的局部模糊问题却无能为力，而主动光学和自适应光学在这方面有着不错的效果。

主动光学是在 1980 年代发展起来的，它是在薄型主镜后方设有上百个计算机控制的促动器，随时监测并抵消重力变形、风力干扰和温度波动对成像的影响，调整频率约 0.01 至 1 赫兹。自适应光学主要补偿的则是大气湍动，调整频率可达每秒上百次，调整的对象也非主镜，而是光路中专门设置的一块变形辅助镜（大口径主镜难以承受高频调整）。

最初运用主动光学系统的望远镜包括北欧光学望远镜、欧洲南方天文台新技

术望远镜等中等口径设备，其中后者于 1989 年投入使用，是第一架全面采用主动光学技术的望远镜。所谓主动是相对传统的刚性厚反射镜而言的，后者并没有装配改善成像的设备，只是通过提高机械强度被动克服重力等不利影响。主动光学系统可以让望远镜主镜时刻保持最佳状态，克服影响成像的因素中与面形有关的一部分，故有“主动”之名。使用主动光学的望远镜需要在光路中分出一束光线，将其引入检测装置。计算机检测出像差，利用其与预先校正值之差来调整各促动器施力大小，并实时反馈。

自适应光学是 Horace Babcock 于 1953 年提出的^[4]，其原理并不复杂，小型试验也早在 1960 年代末就在威尔逊天文台进行过，观测对象为木星和土星。不过该技术的大范围运用是在计算机和光学设计技术发达后的 1990 年代。与主动光学不同，自适应光学是依照大气湍动情况调整反射镜面形，以改正出射波前，而非将面形保持在最佳状态上。使用自适应光学后，望远镜的分辨率可以提高 10 倍以上。

目前，太阳观测领域也在广泛的开展自适应光学的研究，美国在研的 NTST 望远镜中将采用该技术。

3.3 高分辨局部太阳磁场观测实验系统设计

正如我们前文所提到的，太阳磁场望远镜是一个复杂的科学系统。影响磁场观测精度的因素是多方面的，除了其面我们提到的大气抖动的因素之外，望远镜的跟踪精度、调制 KD*P 的高压精度等也是影响太阳磁场观测精度的重要因素。因此，在我们进行观测终端软件的设计之前，我们首先对原有的望远镜跟踪系统、KD*P 调制高压系统进行了升级改造，以提高其稳定性和精度。

3.3.1 观测终端系统相关部件性能优化

1、望远镜跟踪系统的改造升级

1) 设计方案

怀柔太阳观测基地的太阳望远镜采用的是赤道仪式结构。望远镜镜筒可绕极轴方向和赤纬方向转动而对准观测目标，观测时绕极轴转动跟踪观测目标。新系统控制的目标是两架望远镜——全日面 H α 望远镜（进行太阳色球观测）和局部

磁场观测望远镜（进行太阳光球观测），这两架望远镜对太阳的观测是同时进行的，而且这两架望远镜架设在同一个赤道仪上。这种复合的机械结构对望远镜的运动控制提出了较高的要求——局部磁场观测在频繁的切换观测目标（观测需要）的时候不能影响全日面 $H\alpha$ 的观测，这就要求两架望远镜之间有一个运动协调机构来保证调节一架望远镜的位置的时候另一架望远镜相对于观测目标稳定保持跟踪。

原有的控制系统是采用了继电器组合控制交流电机实现，这种方案的问题是电机选择较难（主要是速度、力矩等方面，望远镜在不同的情况下需要不同的转动速度，高速甚高，低速极低，符合条件的电机较难寻找），该系统已经有 10 多年的使用历史，故障率和维护代价不断提高。

新系统采用 Altera 公司 Cyclone 器件和 Nios II 嵌入式处理器的组合实现上位控制，伺服电机作为执行器件，实现对望远镜的赤纬，赤经以及拉偏等的运动控制。该系统充分利用了嵌入式系统硬件、软件灵活的特点，实现了多串口通信，多电机控制，多状态监视、保护等功能。与传统的实现方式相比，系统的设计复杂度，调试装配时间等大大降低。

2) 系统构成

硬件配置

通过对系统功能要求的分析，系统中需要接收来自手柄、控制台、控制面板以及计算机的控制信息——串行通讯接口；需要对电机的重要参数进行控制：速度、方向、使能等；需要对各个电机的电源状况进行控制；需要对系统的重要信息进行保存；需要对系统设备的位置信息进行监控，保护设备始终处于安全状态等，这一切的控制需要大量的数字 I/O，脉冲信号等端口。

系统硬件配置：Nios II CPU；4 个串口，通过 MAX3209E 实现 RS-232 协议通信；9 个限位信号：赤经方向，赤纬方向，水平等；12 个电机控制信号：控制伺服电机的使能、方向、速度。6 个继电器控制信号：控制电机电源的通断；3 个 PIO 信号：控制 DS1302 记忆系统的重要参数；EPCS4 控制信号：保存系统配置信息，上电时对 FPGA 进行配置。

软件设计

在 Nios II IDE 环境下使用 C 语言完成系统程序设计，包括主程序，命令解

释、反馈程序；伺服电机驱动程序；时间芯片（DS1302）控制程序等。

系统软件实现的主要功能：实时监控，接收和解释来自各个控制部件的控制指令，获得准确的控制信息；根据控制信息控制各个电机的使能、转动速度和方向；协调电机动作，保证两个望远镜的观测活动正常进行；实时监控限位信号并立即停止电机，保护设备安全

系统测试状态图 3.7 所示：

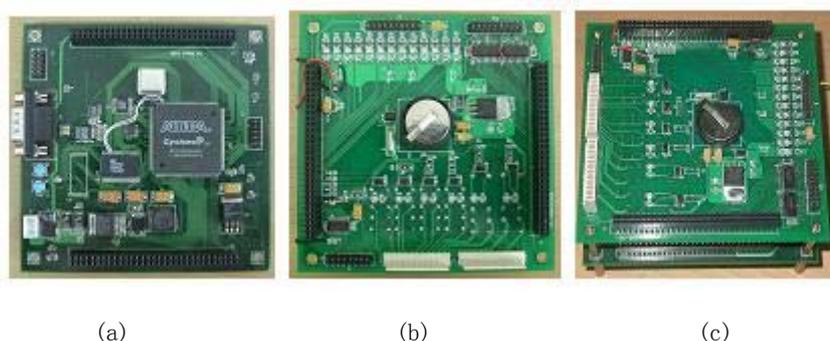


图 3.7 轴系控制电路 (a) 图为主控电路板，(b) 图为辅助接口电路板，(c) 图为系统组合状态。

系统自 2007 年 3 月份投入使用至今工作状态良好。

2、KDP 高压控制系统改造升级

磁场望远镜的偏振光分析器测量原理（见前文 4.2）。从测量原理中可以看出，加到 KD^*P 晶体两端的高压须为理想的矩形高压脉冲序列才能保证测量结果的准确。原有的高压调制系统已经连续服役十多年，部分电子器件可能已经达到或超过使用期限，一方面高压波形的精度下降影响观测数据精度，而且成为故障隐患，维护代价逐年增加；另一方面新技术的发展使得我们可以实现波形更精确、操作更简单的高压控制系统，从而提高太阳磁场观测的精度。因此开发一套新的高压调制系统势在必行。

新的磁分析器高压控制系统，采用了新型高压模块和新的调制电路实现高精度高压脉冲序列，并加入了直流、放电等保护电路；而在逻辑控制、高压输出等接口方面，新系统完全兼容原有系统，新旧系统可以实现无缝切换。观测者根据磁场观测的要求，通过计算机向 KD^*P 电光调制器高压电源发出各种控制信号，完成磁场观测。

1) 方案设计

怀柔太阳观测基地的磁场望远镜系统中的 KD^*P 电光调制器要求高压电源能够输出频率 0.1-100Hz 和幅值 $\pm(500V-1400V)$ 的可调矩形波信号。具体指标如下：

1) 电压纹波, 要求矩形波顶部不规则起伏小于幅度的 1/200; 2) 要求矩形波上升、下降时间小于矩形波周期的 1/100^[19]; 3) 直流保护, 因为长时间馈入直流高压会损坏 KD*P, 所以这种故障必须避免; 4) 放电保护, 1000 伏以上的高压很容易造成人身和设备危害, 为了操作和维护的安全性, 适时放电非常必要。

关键点路、器件及工作原理如下:

高压模块: 采用天津东文公司生产的 DW-P112-15D 型高压模块, 该模块可以提供 1200 伏, 15 毫安的高压。该模块采用电压控制方式——控制端输入 0-5 伏的低电压, 在输出端输出 0~1200 伏的高压, 系统中采用电位器控制输出的电压值。工作过程中该模块保持高压输出状态, 通过继电器得通断来控制系统输出端高压的输送与否。

高压调制电路: 栅极驱动器、场效应管组成的调制电路的基本工作原理如图 (2) 所示。来自 CCD 的同步脉冲序列作为该电路的控制信号, 调制产生与之等频、同步的高压脉冲序列, 从而实现 KD*P 晶体光轴的反转与 CCD 曝光的同步。

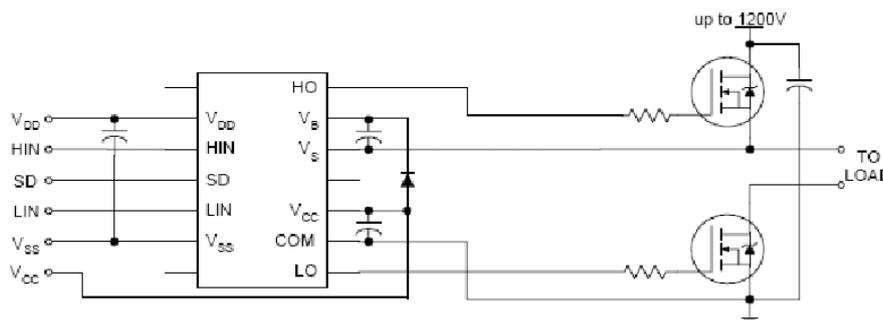


图 3.8 IR2213 工作原理图

直流保护电路: 通过可再触发单稳态触发器(74HC123), 脉冲边沿触发形成正常工作状态; 若没有脉冲则单稳态触发器处于无触发的稳态 Q 端为低电平, 高压输出电路被禁止。在没有控制脉冲的时候, 例如: CCD 相机突然断电或其他故障而不能正常工作时, 保证不会将直流的高压加到 KD*P 晶体上, 从而保护晶体。

放电电路: 系统中为了稳压而加入了三个 47 μ F 400V 的大电容, 如果没有合适的放电电路这些电容中储存的电能将长时间存在。而这样的高压很容易危及操作人员和设备的安全, 因此在系统中加入放电电路, 保证高电压在系统断电后快速衰减非常必要。这一部分电路充分利用了系统中的单刀双掷继电器的双掷: 1) 工作状态, 继电器吸合, 高压输出电路正常接通工作; 2) 工作状态结束, 继电

器高压输出电路断开，同时接通放电电路快速放电，从而形成有效的保护。目前，系统放电电路能够在 10 秒之内将三个电容器中贮存的高压放电至 30 伏以下。

高压组合选择、输出电路设计实现方法：怀柔太阳磁场望远镜可以观测不同波长（532.4 nm，486.1 nm）的观测目标，而不同的观测波长又有不同的观测内容（I，Q，U，V），观测波长和观测内容的组合决定所需的高压。观测计算机根据观测波长和观测内容的组合发送高压选择逻辑到高压调制系统，系统中通过可编程逻辑器件的逻辑判别确定高压组合电路继电器的接通与断开。

逻辑判别与输出控制继电器电路：主控计算机根据观测波长和观测内容确定控制信号发送给高压调制系统。系统中通过可编程逻辑器件（GAL 16V8），根据输入逻辑选择工作继电器的接通与断开，实现观测内容和所需高压的对应。

光耦隔离保护电路

由于系统中存在 1000 伏的高压成分，为了对主控计算机进行保护，逻辑控制侧的 TTL 控制信号通过光耦控制现场侧的高压脉冲信号，形成从逻辑侧到现场侧的不可“逆”电路，从而保护主控计算机及其他重要的观测设备。

2) 高压波形对比

高压脉冲波形指标对比

整个系统的要求指标为：“由于矩形波存在有一定的上升时间，这个上升时间一起的波形误差经过了 KD*P 调制器及滤光器作用，会引起出射光电流的畸变，这样会影响测量视线速度的精度，以及干扰磁场信号。因此为了保证这个系统的测量精度，要求矩形波上升与下降时间在 74 微秒之内，也就是半波的上升下降时间在 37 微秒之内，这相当于矩形波周期的 1/100，对于电压纹波，要求矩形波顶部不规则起伏小于幅度的 1/200。”

原有高压调制系统实测指标：“矩形波的上升下降时间为 10~12 微秒，仅为 T/700”

新高压调制系统实测指标，如图 3.9 所示：

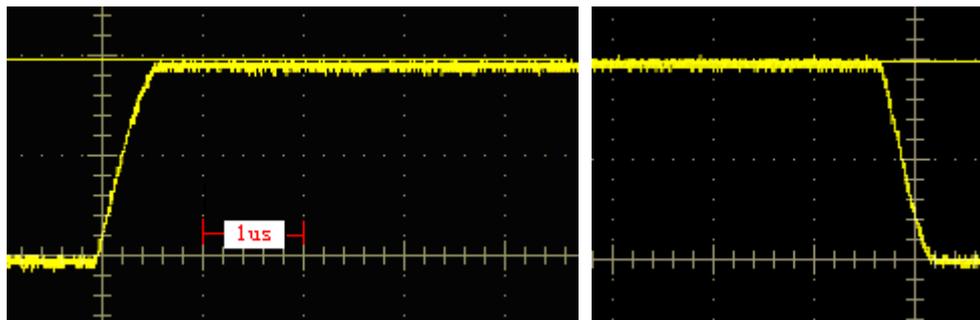


图 3.9 高压波形图

为了能够更好的看出高压波形的上升和下降所造成的时延，我们分别只抓取波形的上升沿和下降沿，比较其延迟时间，图 3.9 中示波器的横轴坐标尺度为：每大格 1 微秒；纵轴坐标尺度为：每大格 500 伏。从图 3.9 中我们可以看出波形上升和下降沿总共的延迟小于 2 微秒。

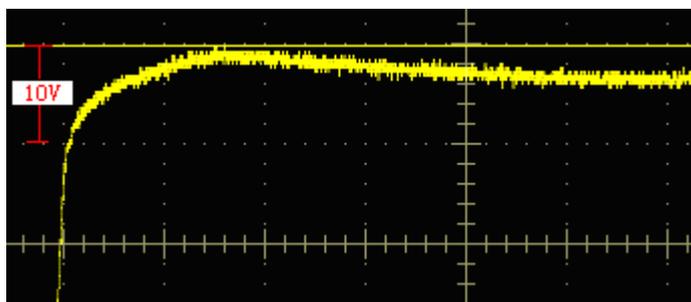


图 3.10 示波器测量所得高压波形的纹波

我们将高压波形放大，以检验波形的纹波。图 3.10 纵坐标尺度为：每大格 10 伏（每小格 2 伏）；横坐标尺度为：每大格 400 纳秒（每小格 80 纳秒）。图中 3.10 可以看出除了上升沿之后的 1.2 微秒内有 4 伏左右的波动之外（可能是系统中的电容效应造成），1.6 微秒之后平稳输出阶段的纹波幅值均小于 2 伏，即波动小于总幅值的 1/500。

从上面的实际波形测量中我们看到：1) 高压波形的上升下降延迟时间总和小于 2 微秒，常规观测周期一般为 20~30 毫秒，即：延迟时间仅相当于波形周期的 1/1500~1/1000；2) 电压纹波，波形的不规则起伏小于 2 伏，即波动小于高压幅度的 1/500。以上指标可以看出，高压波形精度满足了系统的原始要求，在实际使用中也取得了良好的效果。

3) 磁场数据对比

2005 年 6 月 21 日采用原有 KD*P 电光调制器高压系统和新 KD*P 电光调制器高压系统对活动区 (HSOS No.05053) 进行了对比观测，两次观测所得磁场数

据之间的时间间隔为 5 分钟，当天该活动区没有剧烈活动，而且天气状况稳定，我们认为这样的时间间隔内磁场基本无变化，可以通过比较两者的差异，比较新旧高压系统的性能优劣。

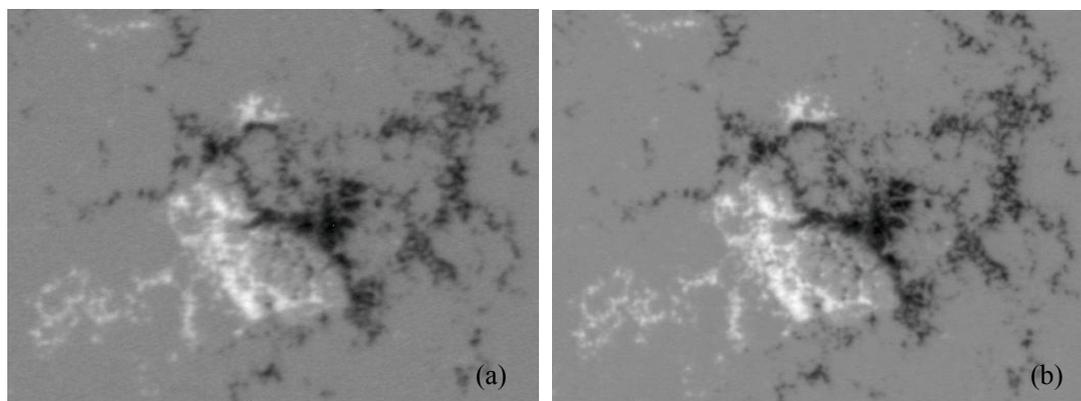


图 3.11 新旧高压磁场数据灰度显示比较

(a)为原高压系统所测磁场数据；(b)为新高压系统所测磁场数据。

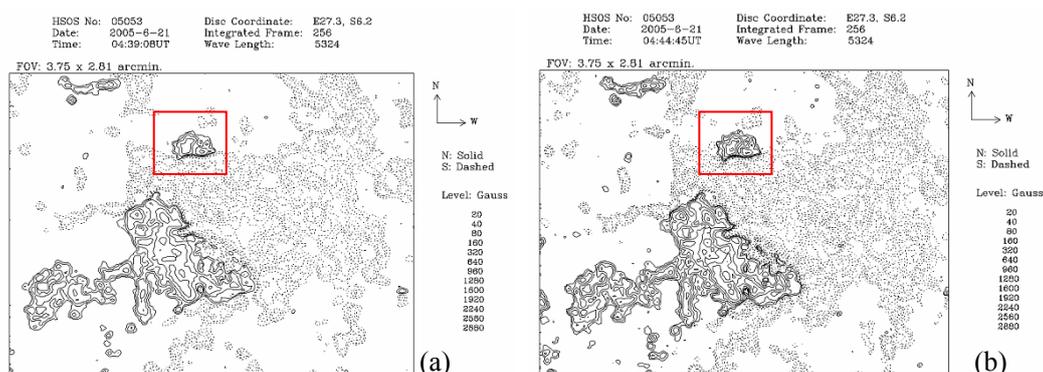


图 3.12 磁场数据等高线图

(a)为原有高压系统测的磁场数据等高线图；(b)为新高压系统测的磁场数据等高线图

图 3.11 磁场灰度显示中(两幅图的显示参数设置完全一致)我们可以看出(b)中的黑子磁场的轮廓、边沿、内部结构等都比(a)中的对应部分要清晰。

图 3.12 磁场数据等高线图中(等高线间隔设置完全一致)，(b)图中等高线的层次明显要多于(a)图，在远离黑子的一些区域中，(b)中有梯度线出现，(a)中则根本没有。另外，取矩形框中的部分做简单对比：(a)图的等高线层次总共是四级，而(b)图中的层次则有七级。

我们计算了两幅磁图中的最大值和最小值：原有高压调制系统测的磁场最大值 450.160，最小值为-448.709；新系统的最大值为 660.610，最小值为-710.741。后者的数据范围明显要大于前者。

从高压脉冲波形指标的对比中可以看出，新旧两套高压调制系统都充分满足

望远镜磁场测量的要求，而新系统在波形精度指标方面比原有系统有很大提高；从实测磁场数据的比较中我们可以看出无论从磁场灰度图直观显示，还是从等高线图分析、数据范围分析，新的高压系统测得的磁场数据都要优于原有系统。

该高压系统于 2005 年 11 月 29 日投入常规观测使用，近三年的观测使用表明，该调制器电源性能稳定、工作良好、与原有系统接口完全兼容、维护方便，满足观测要求，和其他部分配合已取得大量良好的磁场观测数据。另外，在这套系统研制过程中积累的技术和经验，为其他望远镜中电光调制器高压控制系统的研制、调试等提供了大量有益的资源，大大提高了这些系统的研制、调试效率。

3.3.2 实验系统硬件构成

我们研制的用于高分辨太阳磁场观测的实时图像系统，主要功能就是基于相关处理方法的常规观测仪器，同时又具备应用像复原法的功能。我们建立了这套用于高分辨太阳磁场观测的实时图像系统，目标是使我们太阳磁场的常规观测数据从原来的三角秒左右提高一倍以上^{[54][55]}。（一角秒左右分辨率的地基太阳磁场常规观测数据将是国际领先水平）

1、太阳磁场观测系统

Zeeman 效应和其它具体光学原理见（4.2 节），这里只给出怀柔太阳 35cm 光球磁场望远镜观测系统的结构示意简图。

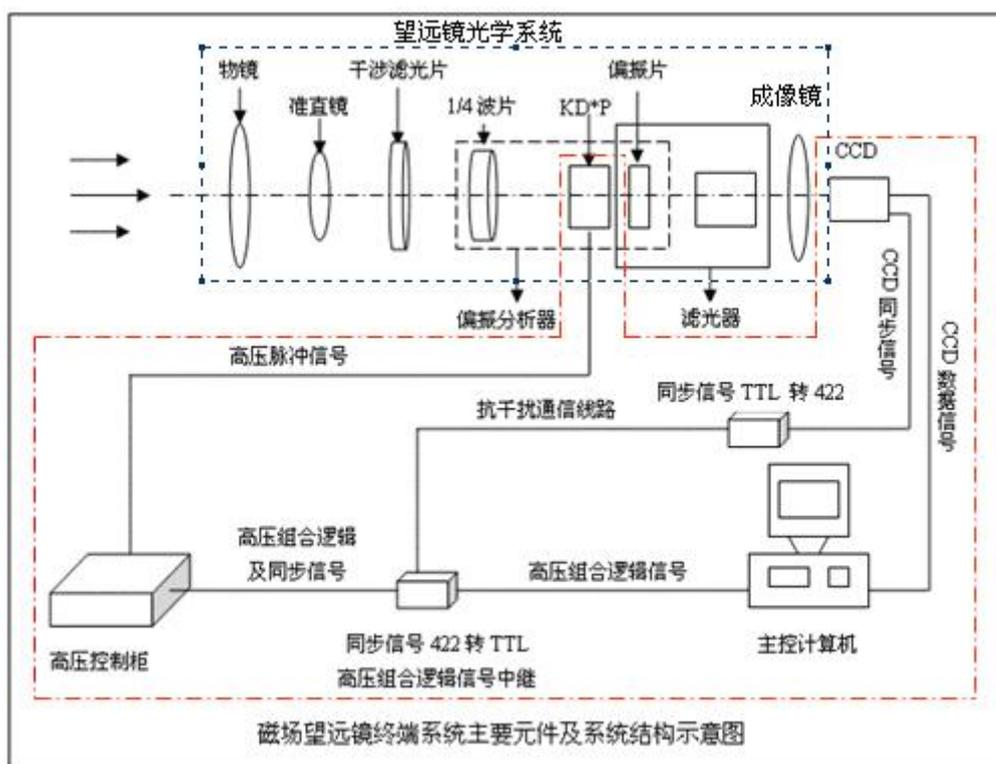


图 3.13 磁场望远镜终端系统主要元件及系统结构示意图

从图 3.13 中我们看出，怀柔太阳观测基地的 35cm 磁场望远镜能够实现不同波长磁场及其各个分量的观测，实现多层次矢量太阳磁场观测。即：通过使用不同波长的干涉滤光片，实现不同波长磁场观测；通过使用光轴方向不同的 1/4 波片实现不同磁场分量的观测。

图 3.13 中所示虚线框内的部分为太阳磁场观测终端系统涉及的主要元器件及它们之间的相互关系。其中：CCD 是采集太阳偏振图像的核心器件，同时还送出控制 KD*P 高压同步反转的 TTL 脉冲序列；主控计算机采集来自 CCD 的图像数据，同时根据观测内容确定其对应所需的高压送出高压选择逻辑信号；使用抗干扰通讯线路是要避免 TTL 脉冲序列长线传输可能受到干扰的问题；高压控制柜则是根据高压组合与同步信号送出观测内容所需的高压脉冲序列，控制 KD*P 晶体的光轴与 CCD 曝光同步翻转。

2、系统的核心硬件

1) CCD: Imperx 1M48, $1004 \times 992 \times 12$, 数据采集速度最高可达 48 帧/秒, 数据量为约 96MB/秒。

该 CCD 的 Strobe 信号作为 CCD 曝光与高压反转的同步信号，使得采集内存中奇偶帧数的图像分别确定接收左、右旋光，最后通过叠加实现积分运算，进而

获得太阳磁场。

2) 主控计算机: AMD DS-2895 双处理器主板, AMD 248+ 双核处理器, 为系统的处理能力奠定硬件基础; Cereco XL-64 Dual 图像采集卡, 板载 32 兆内存, 最高瞬时采集速度可达 528MB/秒; 4 个 250G 的硬盘组成 RAID 0 磁盘阵列, .NET 写盘测试程序可以实现 1 分钟 6G 的数据写入量, 约每秒 100M, 满足系统原始数据实时写入的要求。

3) 数字 IO 卡高压组合逻辑控制

系统中的高压控制柜内可以提供三种不同幅值的高压, 计算机根据观测波长和观测内容送出控制逻辑, 高压控制柜根据该逻辑选择合适的幅值的高压脉冲序列加到 KD*P 晶体上。而这些控制逻辑则是通过对计算机内的一块数字 I/O 卡编程输出。

4) 抗干扰 422 通信电路

太阳磁场望远镜是一个非常庞大复杂的系统, 其中部分驱动设备采用了伺服电机, 对 CCD 同步高压的脉冲序列信号干扰严重, 故在终端系统中设计抗干扰 422 通信电路提高抗干扰能力, 即: CCD 同步信号先由 TTL 转换为 422 信号进行传输, 到达控制端后再反变回原来的 CCD 同步 TTL 信号, 同时整个系统都需要做好屏蔽和接地。

3.3.3 软件设计实现

相关跟踪算法在太阳物理领域已经有广泛的应用, November 和 Simon 1988 年首次使用该算法分析 Sacramento Peak 真空望远镜的高分辨图像, 以获得米粒组织的自行速度^[49]。从那以后相关跟踪算法便开始广泛应用于各种太阳数据处理。1989 年 Title 等人就在 SOUP Spacelab-2 数据中, 使用该算法统计分析超米粒组织的性质^[50]; 2000 年 Shine 等人在 MDI 数据中使用该算法研究超米粒组织的超长周期演化特征^[51]; 2002 年 Krijger 等人使用该算法研究 TRACE 数据中的超米粒组织流动问题^[52]; 2004 年 Yang 等人使用该算法研究光球活动现象^[53]。

上述研究都是在数据处理过程中使用 LCT 算法, 对于算法的实时性没有太多要求, 而在我们的观测软件中则要求实时完成 LCT 算法, 在不影响时间分辨率的前提下获得高空间分辨率, 因此观测系统除了对硬件要求较高之外, 对软件算

法的性能也有较高要求。

我们设计的这套高分辨太阳磁产观测软件能够完成常规太阳磁场观测所需的各项功能。通过使用高性能计算机、高速 CCD、高速图像采集卡等高性能硬件大大提高系统的处理能力，同时，软件算法中采取了缩小相关窗口的尺寸——选取特征区域作为相关窗口的局部相关跟踪算法，并结合快速傅立叶算法和 AMD®图像处理函数库等方法优化相关运算程序，实现了以实时相关跟踪算法为基础的实时高分辨太阳磁场观测软件。另外为了满足某些特殊观测目标的需要，观测软件中还加入了原始数据实时存储的功能，即实时存储所有带有偏振信息的单色像。

1 系统实现的常规观测功能

作为常规观测实用的太阳磁场观测终端系统，该系统软件具有如下基本功能：

- 1) 活动区信息增加、保存及加载功能；
- 2) 系统观测数据格式采用了天文观测领域通用的 fits 文件格式，该格式的文件头里面包含了该数据的基本信息，如：数据维数、数据类型、曝光时间、叠加帧数、天气状况、视宁度以及观测单位和设备等信息。
- 3) 系统能够根据观测员选择的波长和观测内容输出高压组合选择逻辑，保证观测内容与加到 KD*P 上的高压对应无误。

2 实时高分辨磁场观测功能

系统中通过使用相关跟踪算法发现并消除偏振图像间的抖动错位，可以提高磁场观测数据的空间分辨率。在采用了上面提到的各种新型高速硬件的同时，系统中还采取了缩小相关窗口的尺寸——选取特征区域作为相关窗口的局部相关跟踪算法，并结合快速傅立叶算法和 AMD®图像处理函数库等方法优化相关运算程序，实现了以实时相关跟踪算法为基础的实时高分辨太阳磁场观测软件。

1) ACML®图像处理函数库

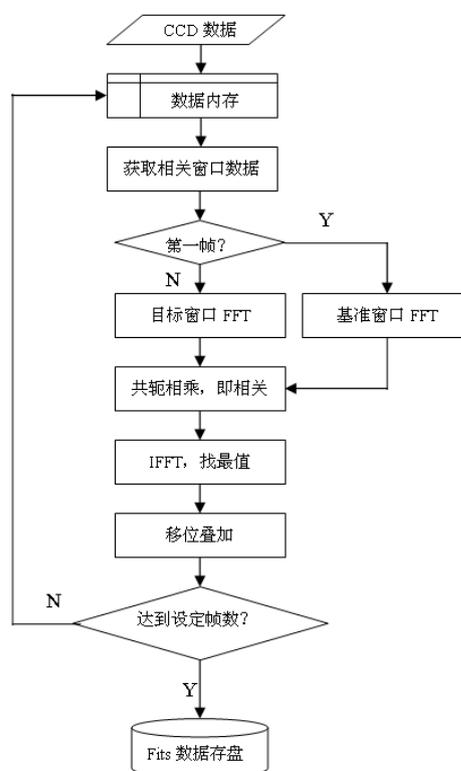


图 3.14 相关跟踪算法程序流程图

ACML (Image Processing Library) 函数库 (详细资料参见 AMD® 图象处理函数库使用手册), 该库函数包括了快速傅立叶变换 (Fast Fourier Transform, FFT) 和离散余弦变换 (Discrete Cosine Transform, DCT) 等计算相关的基本函数。虽然 AMD® 图象处理函数库也提供了实现相关算法的函数, 但是速度比较慢。在本系统中使用了该函数库中的 FFT 函数, 根据相关运算的性质——对两幅图像的傅立叶变换进行共轭相乘, 完成相关运算, 实现了 256×256 窗口的实时相关跟踪运算。

2) 局部相关跟踪窗口的选择

已有的系统证明局部图像的相关位置就能够反映整幅图像的抖动错位, 因此为了提高软件的运算效率, 系统在保证相关精度的同时减小相关运算的尺寸——选择特征区域作为相关跟踪运算的目标窗口, 所以把系统中采用的相关跟踪算法称作局部相关跟踪算法 (Local Correlation Tracking)。系统中选择的相关运算窗口应该具有较好的移位特征, 例如, 有单个小黑子的区域, 图像的抖动错位会明显的反映到黑子的位置上, 有利于以较小的相关窗口获得较高的相关跟踪精度。

3) 实时相关跟踪算法实现

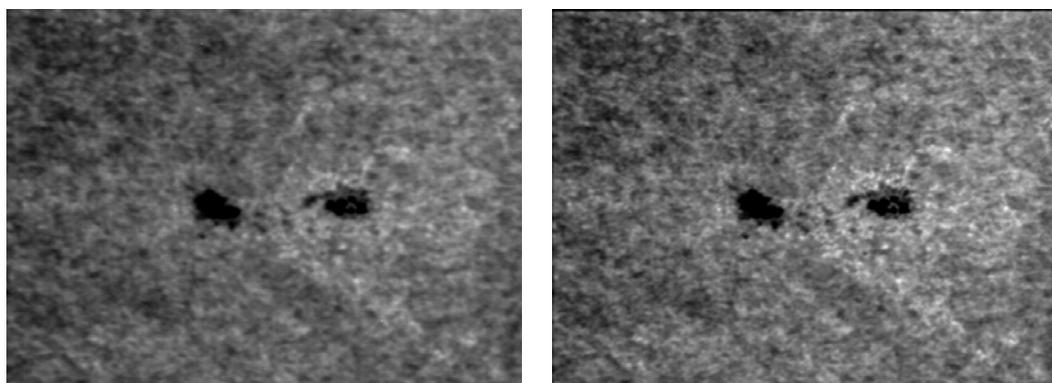
相关跟踪算法的实现步骤如图 3.14 所示:

3.4 实验系统测试结果

3.4.1 数据一

在观测当天的天气状况下, 视宁度比较好。系统基本设置: CCD 曝光时间 32 毫秒, 记录 200 帧图像进行移位叠加, 数据比较如下:

3.4.1.1 单色像:

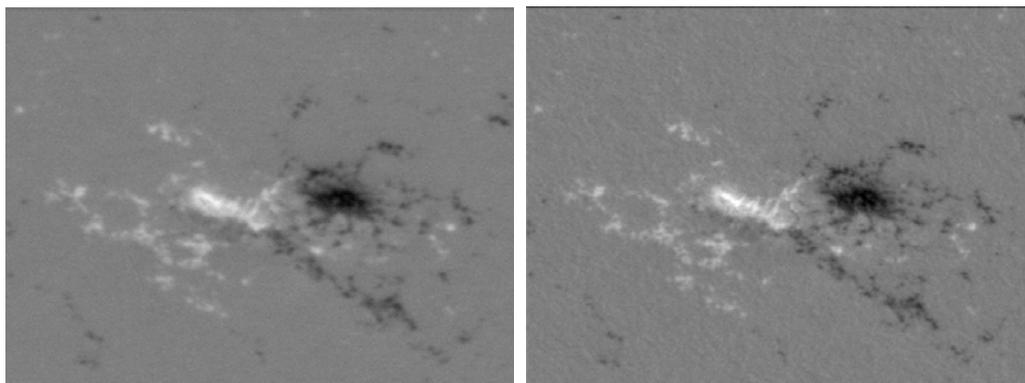


(a) 直接叠加单色像

(b) 移位叠加单色像

图 3.15 单色像数据比较。(a) 为 200 帧单色像直接叠加所得单色像, (b) 200 帧单色像移位叠加所得单色像

3.4.1.2 磁场数据:



(a)直接叠加计算所的磁场

(b)移位叠加计算所的磁场

图 3.16 磁场数据比较。(a)为 200 帧单色像直接叠加计算所得磁图，(b)为 200 帧单色像移位叠加所得磁图

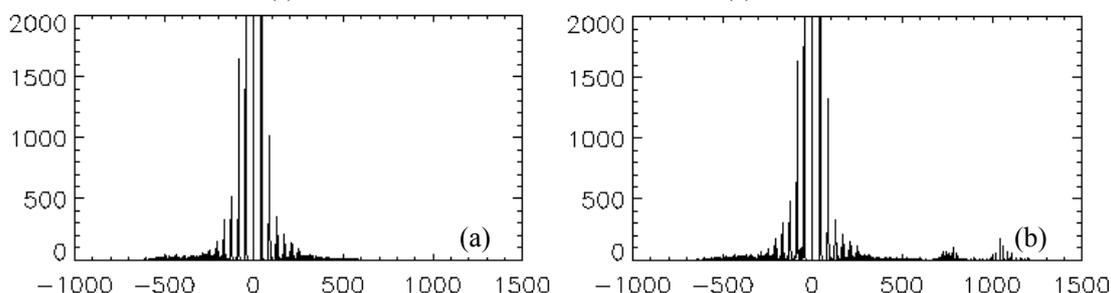
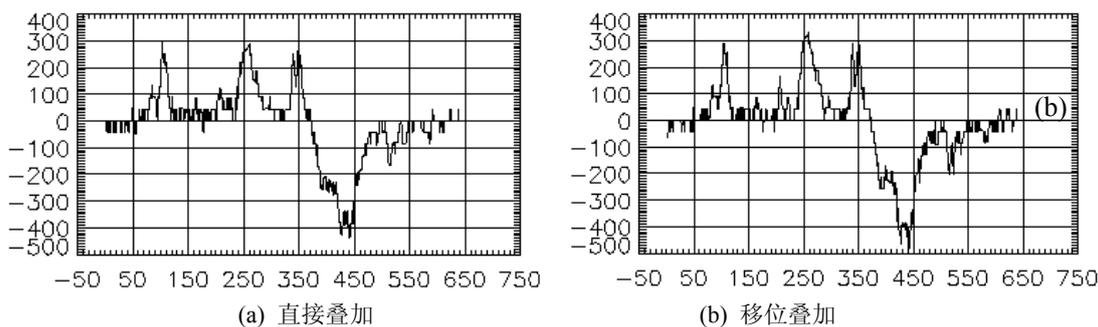


图3.17 磁场数据直方图，横坐标是磁场，单位高斯，定标系数=10000。图 (a) 直接叠加磁场，(b) 移位叠加磁场。

从图 3.15 和图 3.16 中，我们可以看出移位叠加的单色象和磁场数据中亮点和暗点都较直接叠加的数据多，这就说明移位叠加后的数据的空间分辨率和对比度都有提高。（移位叠加数据边缘处的无效数据是由于观测程序中使用的叠加算法所致）



(a) 直接叠加

(b) 移位叠加

图3.18 磁场数据中线处的数据灰度轮廓线。横坐标为像素位置，纵坐标为像素灰度值。图 (a) 直接叠加数据，图 (b) 移位叠加数据。

为了能够直观的看出灰度图中高、低灰度值像素的分布状况，作图的时候仅仅显示了图像中的部分数据，图 3.17 中我们可以很容易看出在直接叠加的数据中几乎没有灰度值高于 500 的数据，而在移位叠加的数据中则有很多。

计算表明移位叠加磁场数据的范围明显大于直接叠加数据，两幅图的最大最小值范围分别是： $(1235.96, -646.766)$ ， $(582.011, -612.241)$ 。

图 3.18 中我们画出了两幅磁图的中线出的灰度轮廓线，从 $(0, 240)$ 到 $(640, 240)$ ，首先我们可以看到，两幅图的磁场数据范围有很大的差别。其次，在直接叠加的磁图的轮廓线中有比较多的平坦台阶，而在移位叠加的数据中则很少，这就意味着移位叠加数据中保留了更多的图像细节，没有因为叠加而模糊。

我们还计算了两组数据的均方差，它们的左旋单色像、右旋单色像、磁场数据的均方差分别是，直接叠加：25.32，25.55，11.66，移位叠加：31.81，32.99，16.52。从这组数据可以看出移位叠加数据的性能较直接叠加的数据大约 20~30% 的提高。从上面的分析可以看出相关跟踪算法可以获得更多的图像细节。

为了能够找到两个图像数据之间的本质区别，我们也对两个结果进行频域分析，如图 3.19 所示，

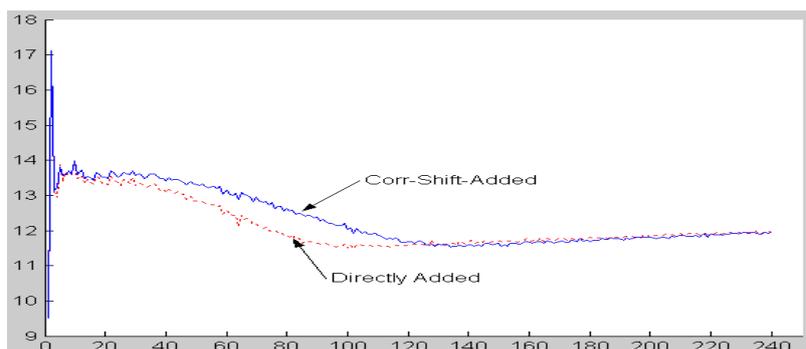


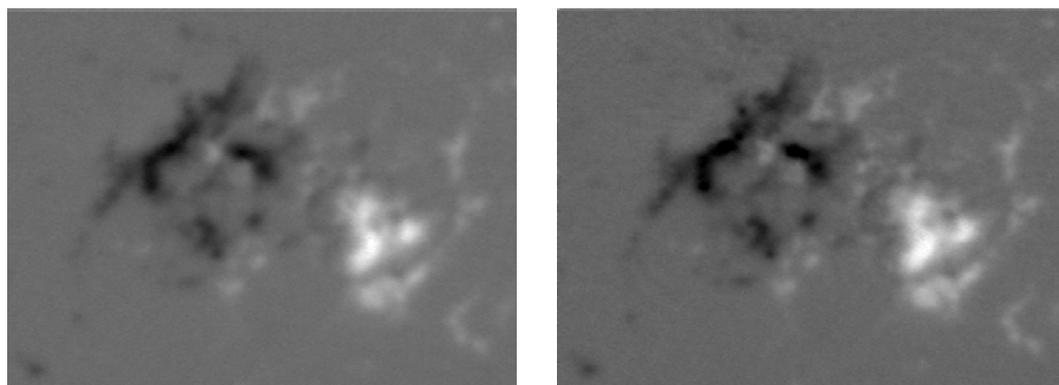
图3.19 单色像的傅立叶谱分析。蓝色实线为移位叠加数据，红色虚线为直接叠加数据。X轴代表像素频率，Y轴为傅立叶变换值。

为了能够更好的对图像分辨率进行分析，我们对单色像进行了傅立叶变换分析，从图 3.19 中我们可以看出在 30—120 频率段，也就是对应 0.7~2.8 角秒的空间分辨率范围内，移位叠加数据（蓝色实线）明显优于直接叠加数据（红色虚线）。这就说明经过相关处理后的数据具有更多图像细节，或者说更高的空间分辨率。之所以如此，是因为地球大气的湍动大约是 1 角秒，而相关跟踪算法主要矫正的是图像因地球大气线性湍流造成的错位。

3.4.2 数据二

2005 年 3 月 24 日，使用该系统进行了一次常规观测，观测目标为太阳活动区（活动区国际编号：AR10746）。当天的视宁度条件相对较差，系统设置：CCD 曝光时间 32 毫秒，叠加帧数为 256 帧。从磁场数据上也可以看出在较差的视宁

度的条件下相关跟踪算法对于图像分辨率的改善。



(a)直接叠加计算所的磁场

(b)移位叠加计算所的磁场

图3.20 磁场数据比较。(a)为256帧单色像直接叠加计算所得磁图，(b)为256帧单色像移位叠加所得磁图

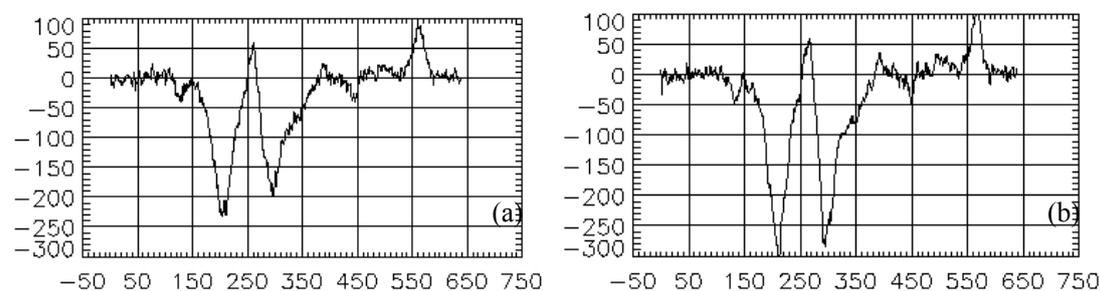


图 3.21 磁场数据中线处的数据灰度轮廓线。横坐标为像素位置，纵坐标为像素灰度值。图 (a) 直接叠加数据，图 (b) 移位叠加数据。

在视宁度条件较差的情况下，我们可以看到在图 3.21 中，直接叠加磁场数据的磁场范围是在（-220~100）之间，而移位叠加磁场数据的范围则是（-300~100）。因此，我们可以得出结论——即使在天气条件较差的情况下，相关跟踪算法仍然能够很好的提高观测数据的空间分辨率和对比度。这对我们的常规观测有重要意义。

第四章 高分辨太阳观测软件设计

4.1 软件的基本要求

4.1.1 面向对象

1、什么是面向对象^{[56][57]}

面向对象的程序设计(Object-Oriented Programming, 简记为 OOP)立意于创建软件重用代码, 具备更好地模拟现实世界环境的能力, 这使它被公认为是自上而下编程的优胜者。它通过给程序中加入扩展语句, 把函数“封装”进编程所必需的“对象”中。面向对象的编程语言使得复杂的工作条理清晰、编写容易。说它是一场革命, 不是对对象本身而言, 而是对它们处理工作的能力而言。

面向对象的三个基本特征是: 封装、继承、多态。

封装, 也就是把客观事物封装成抽象的类, 并且类可以把自己的数据和方法只让可信的类或者对象操作, 对不可信的进行信息隐藏。它把一个现实对象的外部特征和内部实现细节分离开来, 其它对象可以访问该对象的外部特征, 但不能访问其内部实现细节。对象的封装是一种信息隐藏技术, 其目的是将对象的使用者与设计者分开。一个对象的封装应该具有下面条件:

- 1、一个清楚的界面, 对象的私有数据, 内部程序细节都被固定在这个界面内;
- 2、对象功能的描述, 用来说明对象之间的相互作用, 请求和响应, 即消息;
- 3、对象内部的实现代码受到封装的保护, 其它对象不能修改本对象所拥有的数据代码。

继承, 面向对象编程 (OOP) 语言的一个主要功能就是“继承”。继承是指这样一种能力: 它可以使使用现有类的所有功能, 并在无需重新编写原来的类的情况下对这些功能进行扩展。

通过继承创建的新类称为“子类”或“派生类”。被继承的类称为“基类”、“父类”或“超类”。继承的过程, 就是从一般到特殊的过程。要实现继承, 可以通过“继承”(Inheritance) 和“组合”(Composition) 来实现。

在某些 OOP 语言中, 一个子类可以继承多个基类。但是一般情况下, 一个

子类只能有一个基类，要实现多重继承，可以通过多级继承来实现。

继承概念的实现方式有三类：实现继承、接口继承和可视继承。实现继承是指使用基类的属性和方法而无需额外编码的能力；接口继承是指仅使用属性和方法的名称、但是子类必须提供实现的能力；可视继承是指子窗体（类）使用基窗体（类）的外观和实现代码的能力。

OOP 开发范式大致为：划分对象→抽象类→将类组织成为层次化结构(继承和合成)→用类与实例进行设计和实现几个阶段。

多态，多态描述的是同一个消息可以根据发送消息对象的不同采用多种不同的行为方式，即不同的对象收到到相同的消息时产生不同的动作。多态性允许每个对象以适合自身的去响应共同的消息，这就增强了操作的透明性，可理解性和可维护性。用户不必为相同功能的操作但作用于不同类型的对象而费心识别。另外，多态性也增强类软件灵活性和重用性。

多态性 (polymorphisn) 是允许你将父对象设置成为和一个或更多的他的子对象相等的技术，赋值之后，父对象就可以根据当前赋值给它的子对象的特性以不同的方式运作。简单的说，就是一句话：允许将子类类型的指针赋值给父类类型的指针。

实现多态，有二种方式，覆盖，重载。覆盖，是指子类重新定义父类的虚函数的做法。重载，是指允许存在多个同名函数，而这些函数的参数表不同（或许参数个数不同，或许参数类型不同，或许两者都不同）。

那么，多态的作用是什么呢？我们知道，封装可以隐藏实现细节，使得代码模块化；继承可以扩展已存在的代码模块（类）；它们的目的都是为了——代码重用。而多态则是为了实现另一个目的——接口重用！多态的作用，就是为了类在继承和派生的时候，保证使用“家谱”中任一类的实例的某一属性时的正确调用

2、面向对象技术的好处^{[58][59]}

就分析设计层面来说，面向对象技术提供了更高级的抽象能力以及更多的方法和工具，如设计模式；就实现维护层面来说，面向对象技术使代码重用更容易，且使代码具有可扩展性，便于软件的维护和升级更新。

对于本课题而言需要考虑，我们将要设计的软件需要具有什么样的特点？如何实现它？如何保证其具有良好的可移植性。

第一, "独立性"。——摆脱对硬件或某些特殊软件的依赖。

由于这种独立的存在,使得和其他的"过程也好,对象也罢"能够不彼此牵引.避免"牵一发而动全身"的局面.这有利于维护和调试.

第二, "通用性"。——采用通用软件库来实现重要函数。

这种通用性,是通过抽象得来的.所谓抽象,就是抽取出事物的共同特征并且加以概括.正是因为这种"通用性"的实现,才造就了“复用”的可能.

第三, "灵活性"。——面对不同的硬件只需要进行少量的修改即可完成移植。

由于第二个特征的存在,加上客观事物的特殊性,有可能通用的类中一部分成员方法变得"不通用",这个时候通过继承和重载的机制,使得它能够应付某些特殊情况,从而实现了"灵活性"。

在上述前提下,要得这些好处,必须通过系统的思考.而思考也许并不总是愉快的.所以就为得到这些好处而付出“额外”思考的代价。

4.1.2 可移植性

对于我们来说,可移植性是什么?当然,并不是指所写的程序不作修改就可以在任何计算机上运行,而是指当条件有变化时,程序无需作很多修改就可运行。

可移植性的本意是按照意料之中的方式做事情,其目的不在于简化编译程序的工作,而在于使改写(或者说重写)程序的工作变得容易。假如你就是接过别人的程序,那么原程序中的每一处出乎意料之外的地方都会花去你的时间,并且将来可能会引起微妙的错误。你应该尽量使程序轻易理解,这样几个月以后,你可能会很容易的想起当初为什么用这样复杂的一种方式写一个 for 循环。

使程序可移植的本质非常简单:假如做某些事情有一种既简单又标准的方法,就按这种方法做。使程序可移植的第一步就是使用标准库函数,并且把它们和 ANSI / ISO C 标准中定义的头文件放在一起使用^{[60] [61]}。对于这个课题来讲,就是要使软件摆脱对硬件驱动程序或者某些特殊软件的依赖。

第二步是尽可能使所写的程序适用于所有的编译程序,而不是仅仅适用于你现在所使用的编译程序——本课题将使用版本最低的 Visual C++ 6.0 来编写一个类,保证后续的编译器能够顺利的编译这个软件。

第三步是把不可移植的代码分离出来。本课题将与 CCD 密切相关的曝光时间

控制函数分离出来——“移植”的时候只需要根据 CCD 的命令，在子类中采用“重载”的方式重写一下该函数即可。

4.2 软件的功能设计

本课题设计的软件的目标是：在具有图像处理功能的同时具有良好的可移植性。摆脱对系统硬件的依赖，可以比较容易的移植到不同的计算机、图像采集卡、CCD 等组成的观测终端系统当中。

早在十年之前怀柔太阳观测基地就开始开展相关跟踪图像处理系统的研究开发工作，但是都是基于同一计算机、图像采集卡、CCD、图像处理函数库，一旦系统完成，即使计算机等重要部件出现老化，也无法进行系统升级，难以跟随计算机技术的发展而对系统性能进行提升。

由于观测终端系统中使用的图像采集卡，每一家公司的开发平台，提供的操作函数都是不一样的；而且即使是同一个公司的产品，随着其产品的升级，随着操作平台和开发工具的升级和改变，这些板卡所依赖的开发平台和函数也都会有相应的升级或改变。举个简单的例子：微软的操作系统从 Win95,Win98,到 Win2000,XP 在短短的几年之内就有了 4 次升级，而开发工具的变更则更是令人眼花缭乱，从最初的 TC,BC，到前一段时间流行的 VC5.0,VC6.0，发展到现在流行的 BCB, .NET 等等^{[62] [63]}。在这种情况下，要开发新的系统的时候，必然要采用一种当前应用广泛的系统和编程工具，这就造成了前面一个系统开发设计的代码和经验等无法在后续系统或者是新的系统中得到很好的使用，造成了不必要的人力和财力的浪费。

1、软件设计的基本步骤

首先，采用 Visual C++ 6.0 作为编译工具，设计完成基于 MFC 的类 IPLib。保证后续观测软件设计过程中该软件都可以被顺利的编译。

其次，引入 ACML®图像处理函数库。ACML (Image Processing Library) 函数库（详细资料参见 AMD®图象处理函数库使用手册），该库函数包括了快速傅立叶变换（Fast Fourier Transform, FFT）和离散余弦变换（Discrete Cosine Transform, DCT）等计算相关的基本函数。虽然该函数库由 AMD 公司开发，但是它本质上依赖于 Matlab 软件库（经检验 Matlab5.0 以上的版本均可使用）。通

过该库的 FFT 函数并结合部分自行设计的函数, IPLib 类可以摆脱对硬件的依赖, 比较容易的移植到其他观测程序中。

2、IPLib 软件实现的基本功能

1 局部相关跟踪算法

已有的系统证明局部图像的最大相关位置能够反映整幅图像的抖动错位, 因此为了减少相关跟踪算法所耗的时间, 系统在保证相关精度的同时减小相关运算的尺寸——选择特征区域作为相关运算的窗口, 所以也把系统中采用的相关跟踪算法称作局部相关跟踪算法 (Local Correlation Tracking)。系统中选择的相关运算窗口应该具有较好的移位特征, 例如, 有单个小黑子的区域, 图像的抖动错位会明显的反映到黑子的位置上, 有利于以较小的相关窗口获得较高的相关跟踪精度。系统中可以通过鼠标和键盘操作实现目标窗口的选择。

软件设计具体功能实现如下:

1) 傅立叶变换之前的准备工作, 首先对需要处理的数据进行傅立叶变换, 根据来自主控窗口的数据, 确定窗口位置和大小。如果是一组观测的第一个数据应该作为基准数据保留下来, 以备和后面的数据进行相关运算。

```
fft2init(int x, int, y, int windowsize, unsigned char* basewindow)
```

形成复数矩阵

```
*IPLpcompleximage++=compose_complex((unsigned short)* (image + i*IPLimageSizeX + j),0);
```

基准窗口傅立叶变换

```
cfft2d(-1,IPLwinSize,IPLwinSize,IPLsourceimage,IPLcomm,&info);
```

对傅立叶变换结果取共轭, 为相关运算中的共轭相乘做准备。

```
*IPLpcompleximage=complex_conjugate(*IPLpcompleximage);
```

2) 相关跟踪, 需要传入的参数是待相关图像窗口, 返回相关获得图像间错位

```
Correlation(unsigned char* corrwindow, int& offsetX, int& offsetY)
```

准备复数矩阵

```
*IPLscompleximage++=compose_complex((unsigned short)* (image + i*IPLimageSizeX + j),0);
```

目标窗口进行傅立叶变换

```
cfft2d(-1,IPLwinSize,IPLwinSize,IPLsourceimage2,IPLcomm,&info);
```

共轭相乘

```
*IPLpcompleximage=complex_multiply(*IPLpcompleximage,*IPLsourceimage2);
```

傅立叶变换之逆变换

```
cfft2d(1,IPLwinSize,IPLwinSize,IPLsourceimage,IPLcomm,&info);
```

从逆变换结果矩阵中寻找最值的位置，该位置即为目标窗口与基准图像之间的错位。

```
for(i=0;i<total;i++)//find maxium position
{
    if(maxnum<IPLpcompleximage->real)
    {
        pos=i;
        maxnum=IPLpcompleximage->real;
    }
    IPLpcompleximage++;
}
```

返回最大值

```
offsetX=pos%(IPLwinSize);
```

```
offsetY=pos/(IPLwinSize);
```

3) 移位，根据获得的错位位置参数，以及整幅图像的长宽，以及图像指针，进行以为对齐运算

```
void IPLib::Shift(int HeightSL, int WidthSL, int offsetx, int offsety, unsigned char* Dst, unsigned char* Src)
```

首先对错位位置进行判断

```
if(deltax>ImageDim/2)
```

```
{deltax-=ImageDim;}
```

```
if(deltay>ImageDim/2)
```

```
{deltay-=ImageDim;}
```

然后，根据错位位置采取不同的移位方法

```

if(delta>0||((delta==0&&delta>=0))
{
    for(int y=0;y<HeightSL;y++)
        for(int x=0;x<WidthSL;x++)
            {

if(y+delta>=0&&x+delta>=0&&(y+delta)<HeightSL&&(x+delta)<WidthSL
)
                {

*(Dst+y*256+x)=*(Src+(((y+delta)*256+x+delta)%(256*256)));
                }
            }
}

```

2、太阳耀斑爆发自动判别算法

根据活动区监测网络提供的预测信息，选择可能的耀斑发生区域，并对该区域进行耀斑监测，面积阈值和亮度阈值进行检测；若该区域的亮度超过 1010 的点数超过 400 点认为该区域有耀斑发生，同时启动程序缩短曝光时间，防止因为 CCD 溢出造成的图像耀斑区域数据模糊，时间控制在毫秒量级。

耀斑爆发判别函数：FlareDetect(…)

输入参数包括待取图像的偏移位置，x，y 坐标，待取图像的窗口大小，数据指针。我们可以把整个 CCD 图像作为监测窗口输入，也可以选择部分较可能发生耀斑的区域作为监测窗口。

程序实现：

1) 设定阈值

```
m_iAreaThre=169;
```

```
m_iIntnsThre=1020;
```

2) 获取图像，并根据阈值计算近溢出像素的面积大小

```
for(i=0;i<LCTWinSize;i++)//Get Data from monitor window
{
    pimage=&image[SubX+(i+SubY)*FullImageX];
    for(j=0;j<LCTWinSize;j++)
    {
        tmpsht=*pimage;
        FlareWin[j+i*LCTWinSize]=tmpsht;
        sum=sum+tmpsht;
        if(m_iMax<tmpsht)
        {
            m_iMax=tmpsht;
        }
        if(tmpsht>= m_iIntnsThre)
        {
            m_iAreaCnt++;
        }
        pimage++;
    }
}
```

3) 判断, 若超面积阈值, 则控制 CCD 减少曝光时间。

```
if(m_iAreaCnt>= m_iAreaThre)
{
    if(m_iExposCtrl>2)
    {
        SetExposeTime(m_iExposCtrl);
        m_iExposCtrl-=1;
    }
}
```

在高分辨观测软件中，CCD 采集来自望远镜的太阳色球 H α 图像，由程序自动判别选是否有耀斑发生。若没有耀斑发生，则判断是否已经达到设定的最大文件长度；若有耀斑发生，则缩短曝光时间防止后面采集的图像因为太阳耀斑爆发增量而造成数据溢出，并将上述信息追加到观测日志中。文件写入时判断文件大小，若已经达到设定的最大值，则文件指针返回到文件起始位置，开始继续由此向后写入数据（位于此指针处的数据被覆盖掉），形成循环存储；若没有到达设定的最大值，则继续追加写入文件。

在常规观测算法测试系统中，则在判别耀斑爆发之后根据观测软件当前的工作状态进行自动调整，即如果观测软件当前没有在进行数据采集则启动自动存盘功能、调整存盘速度至耀斑观测所需的参数；如果系统处在自动存盘状态，则直接调整存盘速度至耀斑观测所需的参数。

4.3 软件使用方法简介及测试结果

1 使用方法

第一步，安装 ACML 2.6.0 到其默认路径。（“C:\ProgramFiles\AMD\acml2.6.0\”）。保证系统中有 dformd.dll(安装 matlab 后有该动态连接库)

第二步，添加 C:\Program Files\AMD\acml2.6.0\win32\lib 下面的 libacml_dll.lib 库函数到新建的项目中。项目一〉添加现有项一〉选择所有文件，看到 libacml_dll.lib。

第三步，拷贝 IPLib.cpp 和 IPLib.h 文件到新建工程形成的目录，添加到工程中。在需使用 IPLib 类的文件中，通过 #include “IPLib.h” 添加引用预处理。

第四步，生成 IPLib 类实例，IPLib iplib 即可开始使用 IPLib 类里面的函数，例如：iplib.Correlation(imgbufS[0], x,y)。

2 测试结果

在 AMD 内核计算机和 Intel 内核计算机上运行该软件，均取得良好的效果。计算速度和计算精度均满足观测要求。

总结与展望

高分辨，永远是让天文学家激动和梦寐的字眼。

本文所述的高分辨观测方法是在现有的望远镜的光学和机械系统的基础上通过软件方法展开的，性能良好的观测软件对于发挥望远镜的观测潜力和提高其观测精度至关重要，而光学和机械系统的良好工作状态则是高分辨观测的基础和根本。

常规 $H\alpha$ 观测软件的观测模式，已经至少使用过了两个太阳峰年，对于即将到来的 24 周太阳高峰年，我们有必要对其观测模式或者观测方法作一些尝试性的改变。

本文通过对太阳耀斑爆发的特点以及对支持向量机等智能化图像处理手段的分析，提出了适合太阳耀斑观测终端系统的耀斑爆发识别算法，并配合 CCD 曝光时间自动控制，最大限度的挖掘现有设备的观测潜力，来获取太阳耀斑爆发初始阶段的观测资料。

太阳磁场望远镜是一个复杂的系统，通过对磁场观测方法和影响因素的分析，我们首先对望远镜的跟踪系统和 KD^*P 高压系统进行了升级改造，然后通过软件方式实现相关跟踪算法。为了满足系统实时性的要求，系统设计采用了选取特征区域作为相关窗口的局部相关跟踪算法，并结合快速傅立叶算法和 AMD® 图像处理函数库等方法优化相关运算程序，实现了观测终端中可用的实时相关跟踪算法。该算法能够准确发现并消除偏振图像间的抖动错位，可以有效地提高磁场观测数据的空间分辨率。

虽然，我们完成的两套试验系统都取得了良好的测试效果，但是我们必须要将它们投入实际观测中进行检验，在使用过程中不断地完善算法和参数，才能够真正的实现高分辨观测，这将是我们的下一步工作的重点。

获得高分辨观测资料仅仅是科学研究的开始，我们希望能够通过分析太阳耀斑爆发过程的详细资料及其爆发前后太阳磁场资料，进一步探索两者之间的关系，指导我们的仪器设计，为科学研究服务。

成果及发表文献

- 1) “局部相关跟踪算法在高分辨太阳磁场观测中的应用”，林佳本, 邓元勇, 胡柯良, 计算机工程与应用, VOL 42, NUM 27, 2006
- 2) “Real-time Image-Processing System with Correlation Tracking”, 林佳本 邓元勇 胡柯良 艾国祥, 天文技术与方法, Vol 3, Num 4, 2006
- 3) “一种观测数据处理方法”, 专利受理号 “200710120871.7”
- 4) “Solar Magnetism and the Activity Telescope at HSOS”, Hong-Qi Zhang, Dong-Guang Wang, Yuan-Yong Deng, Ke-Liang Hu, Jiang-Tao Su, Jia-Ben Lin, Gang-Hua Lin, Shi-Mo Yang, Wei-Jun Mao, Ya-Nan Wang, Qi-Qian Hu, Jun-Sun Xue, Hai-Tian Lu, Hou-Kun Ni, Han-Liang Chen, Xiao-Jun Zhou, Qing-Sheng Zhu, Lu-Jun Yuan and Yong Zhu, Chin. J. Astron. Astrophys. Vol. 7 (2007), No. 2, 281–288

参考文献

- [1] Hale,G.E., Ap.J.,1908, 28,315
- [2] Lyot, B., Comptes Rendus,1933, 197,1593
- [4] Babcock, H.W., Ap.J., 1953, pp118-387
- [5] Stepanov V.E and Severny A.B., IZV.Crim.Astrophy.Obs.28 (1962), 116
- [6] Beckers, J.M., Solar Phys., 1968, 3, 258
- [7]艾国祥, 胡岳风, 天文学报, 1986, 27, 173.
- [8]艾国祥, 胡岳风, 中国科学 A, 8, 1986a, pp889-896
- [9]艾国祥, 胡岳风, 中国科学 A, 9, 1986b, 987
- [10]艾国祥, 空间太阳望远镜评估报告, 1997, 30
- [11]林元章编, 太阳物理导论, 2000, 北京, 科学出版社, pp72-73.
- [12] <http://sohowww.nascom.nasa.gov/>
- [13] <http://trace.lmsal.com/>
- [14] <http://solarb.msfc.nasa.gov/>
- [15] <http://stereo.gsfc.nasa.gov/>
- [16] <http://sdo.gsfc.nasa.gov/>
- [17]SST 项目组交流
- [18] Zirin, H., Aust. J. Phys., 1985, 38, 961
- [19] Hagyard, M., Cumings, N., West, E., Smith, J., Solar phys., 1982, 80, 33
- [20]日面磁场望远镜技术报告, 2006
- [21]胡柯良, 国家天文台博士论文, 2004
- [22]钟络等编, 模式识别, 2006, 武汉, 武汉大学出版社
- [23]郭娟, 国家天文台博士论文, 2006
- [24] A.Veronig, M.Stenegger, ESA SP-463, Dec 2000.
- [25] M.Temmer, Hvar Obs. Bull. 24(2001), 185-194
- [26] Gao, J, Wang, H, et al., Solar Physics 205: 93–103, 2002.
- [27] Gyori.L, Proc, SOHO 11 Symposium,ESA SP-508, June 2002.
- [28] Shih.Y, Kowalski.J, Solar Physics 218: 99–122, 2003
- [29] Borda, D. Mininni, Solar Physics 206: 347–357, 2002.
- [30]Qu.M, Wang.H, et al., Solar Physics 222: 137–149, 2004.
- [31]Deng Yuanyong, et al., Astrophysics Reports, No35, Page1-6, June 2000
- [32]Deng Yuanyong, et al., Astrophysics Reports, No34, Page15-19, December, 1999
- [33] Deng Yuanyong, et al., High Resolution Solar Physics: Theory, Observation and Techniques ASP Conference Series, vol 183,199.
- [34]邓元勇、王东光等交流, 2008
- [35]北京天文台台刊, No.8 1986.6
- [36] Von O der Luhe. ,Astronomy & Astrophysics., 224: 351~360, 1989
- [37]Kurokawa, Publ. Astron. Soc. Japan 40,357-367,1988
- [38] Wang.H, et al., THE ASTROPHYSICAL JOURNAL, 542:1080È1087, 2000 October 20
- [39] K. Radziszewski,et al., Advances in Space Research 34 (2004) 2753 – 2757

- [40] Ji H. S. et al., 2004, ApJ, V.605, 938
- [41] 尚园媛, 国家天文台博士论文, 2005
- [42] 杨淑莹, 模式识别与智能计算, 电子工业出版社, 2008
- [43] <http://www.coreco.com/>
- [44] “Filament activation and magnetic reconnection”, Deng Yuanyong; Lin, Yong; Schmieder Brigitte; Engvold, O., Solar Physics, 2002, 209, 153-170
- [45] 邓元勇, 艾国祥, 汪景秀, 太阳强磁区的精细结构形态, 天文学进展, 1995, 13(4), 335
- [46] Zhang, Jun; Lin, Ganghua; Wang, Jingxiu; Wang, Haimin; Zirin, Harold, “The evolution of intranetwork magnetic elements”, A&A, v.338, p.322-328 (1998)
- [47] Deng, Y, Wang, J., Liu, Y., et al., private communications, 2000
- [48] J.S. Bendat, A.G. Pierson, 凌福根译, “相关分析和谱分析的工程应用”, 国防工业出版社, 1983
- [49] November, L. J. and Simon, G. W., “Precise proper motion measurement of solar granulation”, [J], 1988, Astrophys. J. 333, 427.
- [50] Title, A. M., Tarbell, T. D., Topka, K. P., et al, ”Statistical properties of solar granulation derived from the soup instrument on spacelab 2”, [J], 1989, Astrophys. J. 336,475
- [51] Shine, R. A., Simon, G. W., and Hurlburt, N. E., ”Supergranule and mesogranule evolution”, [J], 2000, Solar Phys. 193, 313.
- [52] Krijger, J. M., Roudier, T., and Rieutord, M., “Photospheric flows measured with TRACE”, [J], 1989, Astron. Astrophys. 387, 672.
- [53] Guo Yang, Yan Xu, Wenda Cao, et al, ”Photospheric shear flows along the magnetic neutral line of active region 10486 prior to an X10 flare”, [J], 2004, The Astrophysical Journal, 617:L151-L154,
- [54] 林佳本, 邓元勇, 胡柯良, “局部相关跟踪算法在高分辨太阳磁场观测中的应用”, 计算机工程与应用, VOL 42, NUM 27, 2006
- [55] 林佳本 邓元勇 胡柯良 艾国祥, “实时相关跟踪图像处理系统”, 天文技术与方法, Vol 3, Num 4, 2006
- [57] 博彦科技, “Visual C++ 编程高手”, 北京大学出版社, 2000
- [58] 张艳, Visual C++ 6 宝典, 电子工业出版社, 1999
- [59] 谭浩强, C 语言程序设计, 高等教育出版社, 2000
- [60] 何斌, “Visual C++ 数字图像处理”, 人民邮电出版社, 2001
- [61] 刘宗田, “C++ 编程思想”, 机械工业出版社, 2000
- [62] David J. Kruglinski, George Shepherd 著, Visual C++ Programming 技术内幕, 希望图书创作室 译, 北京希望电子出版社, 2000
- [63] 周金萍等编著, Windows 系统编程, 人民邮电出版社, 2002
- [64] Al Stevens, Clayton Walnum 著, 林丽闽 别红霞等译, “标准 C++ 宝典”, 电子工业出版社, 2001
- [65] <http://www.google.cn/>

致谢

在我的博士论文即将完成的时候，首先要感谢导师邓元勇研究员，五年前给我机会再次接触天文。他治学态度严谨，专业知识广博，令我敬佩。在课题研究期间严格要求，给了我压力和动力让我不断的思考课题研究的进展方向与突破点，在他的严格要求下我不仅在专业能力上有了长足的进步，而且对科研方法和系统研究的全局把握方面有了一定的能力。他的品性和人格魅力将一直影响和激励着我的天文路。

感谢胡柯良高级工程师在我的课题研究和日常工作上给与的大量指导和帮助，用良师益友来形容他再合适不过了。

感谢我的硕士学位指导老师刘孝贤教授帮我走上天文技术研究的道路，或许我在不经意间犯过什么错，希望我有改过的机会，再次表达我的谢意。

追根溯源，我想我该感谢我的初中物理老师李秀红老师，没有她的激励和赏识，或许，我的求学路只能走完初中。

感谢王东光和王艺老师在工作、生活等方面给与我的帮助和支持。

感谢汪国平和高奇峰两位观测员在论文实验过程中给与的大力协助。

感谢怀柔基地的领导、老师、同事、同学给我的关心和帮助。

感谢我的父母，他们的爱，让我在感受家的温暖的同时激励我不断努力走好自己的人生路

感谢我的妻子郭娟，她的理解的支持让我能够一直沿着自己最喜欢的方向，像“阿甘”一样，执着着。

感谢我的女儿钰，你让我体验到了责任这两个字眼有多神圣，你给了我前所未有的欢乐。

感谢所有曾经帮助过我的人！