第19卷 第4期 空 间 科 学 学 报 Vol.19, No.4
1999 年 10月 CHINESE JOURNAL OF SPACE SCIENCE Oct., 1999

太阳宁静区色球磁场观测

张 枚 张洪起
(中国科学院北京天文台 100080)

摘 要

利用中国科学院北京天文台怀柔太阳磁场望远镜，对日面中心宁静区光球和色球磁场进行了长时间的积分观测. 通过对光球、色球以及色球不同层次的长时间积分的观测发现，网络磁元从光球到色球扩展不大，并且部分内网络磁元升到了色球. 这些结果对描述太阳磁场的两大模型提出了挑战.

关键词 太阳宁静区－色球－磁场

1 引 言

迄今为止，已有大量工作对太阳宁静区进行了研究. 从观测角度，对太阳宁静区的研究主要集中在光球观测. 人们利用光球单色像、光球磁图和光球速度图已对太阳米粒结构、超米粒结构 [1-3] 、太阳网络磁场 [4-9] 以及太阳内网络磁场 [10-13] 的性质和演化进行了系统的研究. 从理论方面，太阳网络磁场的伞盖模型 [14-16] 是一个被人们广泛接受和引用的模型，它预言光球上的磁流管将随高度的增加迅速扩散并充满整个色球和日冕 [14]. 同时，太阳大气的动力学模型也是太阳研究的一个热门话题. 虽然它的发展仍面临一些问题，但动力学却成功地解释了蝴蝶图等观测现象. 对于太阳磁场，动力学预言太阳光球内网络磁场不会上升到高层大气 [17,18].

虽然对于太阳宁静区已有大量的光球观测资料，但到目前为止，仍没有对色球宁静区进行过系统的高分辨率的观测研究. 同时，广泛采用的伞盖模型却是建立在活动区和增强网络的光球、色球观测上 [15,16,19], 而缺乏宁静区色球磁场观测的直接证据. 因此，为了填补宁静区色球磁场观测的空白，同时为了检验伞盖模型与动力学模型预言的结果是否正确，我们进行了宁静区色球磁场的深度曝光观测.

2 观测与结果分析

利用中国科学院北京天文台怀柔太阳磁场望远镜，我们于 1998 年 3 月 12 日、 4 月 12 日和 4 月 14 日分别对日面中心宁静区进行了系统的光球、色球磁场观测. 分别采用了 FeI5324.19 Å线和 H_β4861.34 Å线来测量光球和色球的纵场. 每个区的视场大小约为 $6' \times 4'$, CCD 的分辨率为 $0.7'' \times 0.5''$. 为了增加信噪比，我们对原始数据进行了 3×4 平滑，使最

1998-07-28 收到原稿， 1999-07-23 收到修定稿

后实际分辨率为 $2'' \times 2''$. 在本次观测中，初始每一幅磁图的时间分辨率为 4 min. 对于怀柔磁场望远镜的更详细描述请参照文献 [20].

在观测过程中，我们采用了对日面中心光球和色球磁场交替观测的方法. 每测量一幅光球磁图后，再测 10 幅色球磁图，如此反复. 之所以这样测，是因为色球谱线 (如 Hα, H_β, CaIIK, CaIIH 等) 通常不像光球谱线那样是磁敏线，因此色球磁场的测量噪声相对较大，从而使较弱的磁场难以测到，这也是人们主要测磁场相对较强的活动区，而无人测色球宁静区磁场的原因之一. 为解决这一问题，同时为得到较高信噪比的色球磁图，我们采用了多次测量叠加的方法，即把信噪比较低的单幅色球磁图对齐相加，从而得到信噪比较高，可以与光球相匹配的色球磁图.

1998 年 4 月 14 日，我们对日面中心进行了 7 h 的光球、色球磁场交替观测. 将正午附近 4 h 的磁图相加得到了图 1. 图 1a 为叠加后的光球磁图，图 1b 为叠加后的色球磁图. 观测时间从 0207 UT 到 0600 UT，光球磁图的有效积分时间为 20 min，色球磁图的有效积分时间为 200 min. 图 1 显示的是叠加后的重叠区，大小为 $4.6' \times 3.4'$. 从图 1 我们可以看到，光球中出现的网络磁元和内网络磁元也出现在色球磁图上，这说明内网络磁元也同样达到色球层 (对应于 H_β 的形成深度 1 500 km)[21]，这与动力学模型预言的内网络不会上升到太阳高层大气的结论相反. 值得一提的是，由于叠加的结果，同时由于内网络磁元在观测的 4 h 内有运动 [10,11]，我们磁图所显示的磁元大小要比实际内网络磁元大，但这并不能改变内网络磁元出现在色球这一事实. 可以设想，如果我们有更敏感的 CCD 和接收系统，从而不需要积分那么长时间来提高信噪比，这一效应将大大减弱.

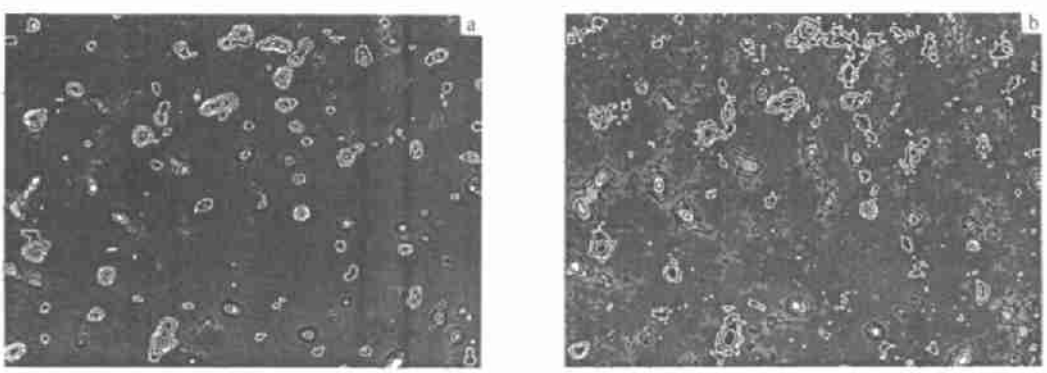


图 1 1998 年 4 月 14 日观测的日面中心光球 (a) 和色球 (b) 积分磁图

Fig.1 The observed photospheric (a) and chromospheric (b) integrated magnetograms on April 14 1998

从图 1 我们还能看出，色球磁图中的网络磁元并不显得比光球中的网络磁元大. 为进一步证实这一点，我们分别从图 1a 和图 1b 中选取了 26 个磁场强度最大的磁元来计算它们的强度分布轮廓. 在计算强度分布轮廓时，我们假设磁元的强度分布是圆对称的. 这当然会引入一些误差，但在统计意义上此假设基本成立. 图 2 即为我们计算的结果. 图 2a 为归一化的 26 个光球磁元的强度分布，图 2b 为归一化的 26 个色球磁元的强度分布. x 轴为从磁元中心到边缘的角度，y 轴为相对于磁元中心强度的归一化强度. 从图 2 可以看出，太阳光球和色球磁元的半宽 (此处定义为强度降到中心强度一半时的宽度) 中位数

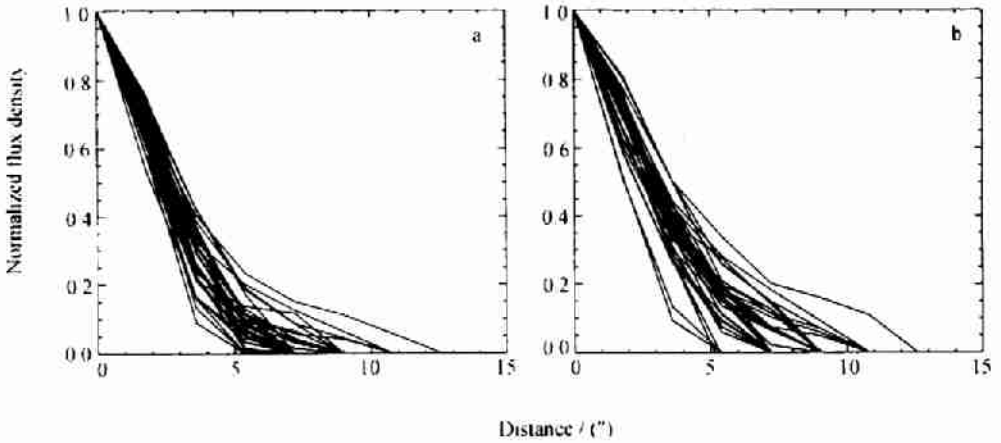


图 2　归一化的磁元强度轮廓

Fig.2　The normalized flux density profiles for the strongest 26 network elements

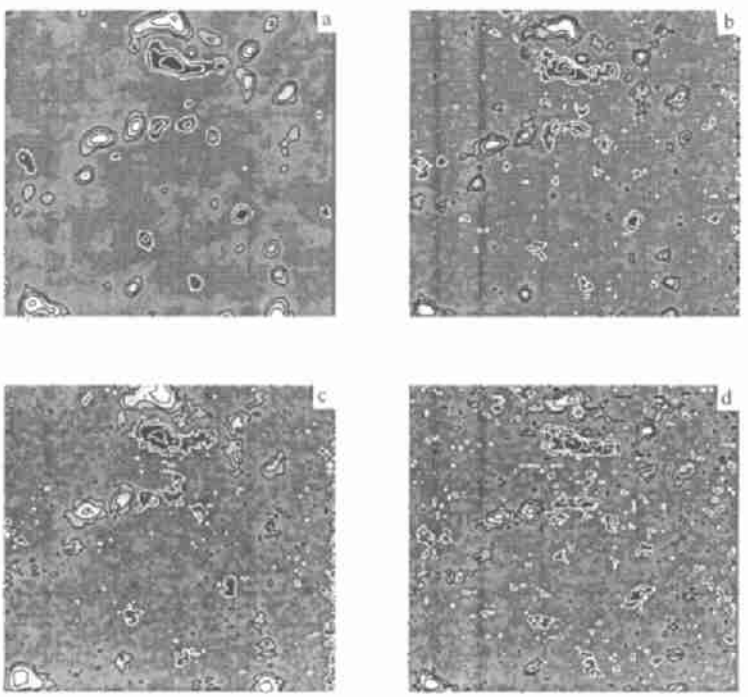


图 3　光球及色球不同波长处的观测磁图

Fig.3　The observed integrated photospheric magnetogram (a) and chromospheric magnetograms (b, c, d) at different wavelengths

都约为 2.7″. 当然，色球磁图由于积分了 50 幅磁图之故而使其半宽的范围较大. 如果我们比较一下 Foukal 在《太阳物理》[14] 一书中图 11-3 关于标准伞盖模型的描述，就会发现我们的磁图与标准伞盖模型预言的“光球上的磁元将迅速扩散并充满整个色球和日冕”

的结论大相径庭. 因此, 图 2 进一步证实了色球中的网络磁元并没有象伞盖模型所描述的那样明显地扩散开来, 至少在我们的观测分辨率内.

由于 H_β 谱线有一部分在光球形成, 因此我们的色球磁图可能包括了部分光球的信息. 为了进一步证实上述结论并检验我们的观测结果是否受到辐射转移效应的影响 [22], 我们于 1998 年 4 月 12 日观测了 H_β 线不同波长处日面中心的磁场. 因为 H_β 线翼处的斯托克斯参数主要来自太阳低层大气, 而 H_β 线心处的斯托克斯参数主要来自高层大气, 所以偏离 H_β 线心不同波长处的磁图实际反映了磁场从太阳低层大气到高层大气的变化 [23]. 图 3 即为观测到的结果. 图 3a 为光球磁图, 图 3b—d 分别为偏离 H_β 线心 -0.40 Å, -0.36 Å和 -0.24 Å处的色球磁图. 图 3a 的积分时间为 8 min, 图 3b—d 的积分时间分别为 40 min, 视场为 $2.8' \times 2.6'$. 从图 3 可以看出, 磁场结构从光球层到色球层几乎没有大的变化, 网络磁元基本没扩散, 这进一步证实了我们的结论.

值得一提的是, 我们的结果并非个别天的个别观测现象, 我们对太阳日面中心进行了数天的观测都得到相同的结果. 作为旁证, 我们把 1998 年 3 月 12 日观测的类似结果发表于此. 图 4 即为 1998 年 3 月 12 日观测的日面中心光球 (a) 和色球 (b) 积分磁图. 图 4a 的有效积分时间为 48 min, 图 4b 的有效积分时间为 200 min, 视场大小为 $4.0' \times 3.1'$. 虽然 3 月 12 日那天透明度与宁静度都不太好, 但我们仍观测到了与图 1 类似的结果, 这进一步证明了我们结果的可靠性与可重复性.

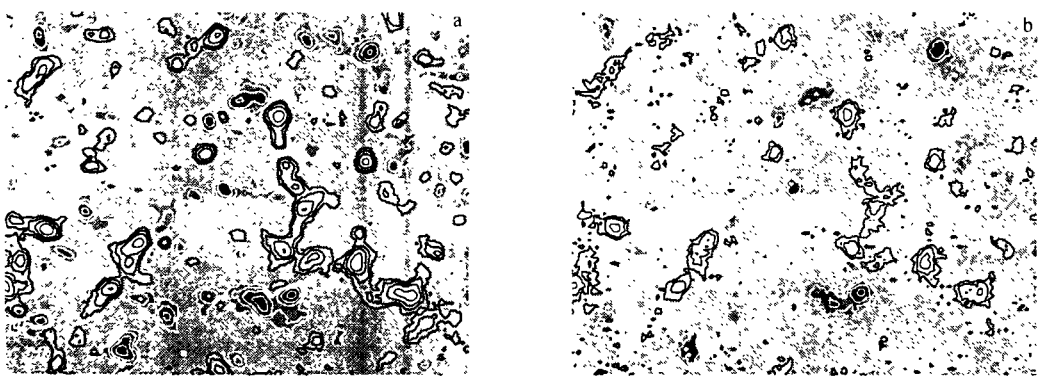


图 4 1998 年 3 月 12 日观测的日面中心光球 (a) 和色球 (b) 积分磁图

Fig.4 The observed integrated photospheric (a) and chromospheric (b) magnetograms on March 12 1998

3 结论与讨论

通过对太阳光球、色球及色球不同层次磁场的观测研究, 我们发现: 太阳网络磁场并没有像流行的伞盖模型预言的那样在色球扩散, 同时内网络磁场也并非像动力学模型预言的那样不能达到较高层次, 而是明显地出现在色球上.

这一世界上首次对太阳宁静区色球磁场进行的深积分观测对已有的太阳宁静区两大模型提出了挑战. 未来的工作仍然许多: 如果伞盖模型不行, 什么是正确的模型? 磁元在

更高层次 (如日冕) 是否扩散？什么机制维持磁元不扩散？同时，如果大量磁元不扩散且达到太阳高层大气，这是否可以提供足够的能量来加热色球和日冕？

参　考　文　献

[1] Title A M *et al.* Statistical properties of solar granulation derived from the soup instrument on Spacelab-2. *Ap. J.*, 1989, **336**:475—494

[2] Title A M, Tarbell T D, Topka K P. On the relation between magnetic fields structures and granulation. *Ap. J.*, 1987, **317**:892—899

[3] Wang H, Zirin H. Study of supergranules. *Solar Phys.*, 1989, **120**:1—17

[4] Topka K P, Tarbell T D, Title A M. High-resolution observations of changing magnetic features on the Sun. *Ap. J.*, 1986, **306**:304—316

[5] Stenflo J O. Small-scale magnetic structures on the Sun. *A. Ap. Rev.*, 1989, 1:3—48

[6] Zirin H. Weak solar fields and their connection to the solar cycle. *Solar Phys.*, 1987, **110**:101—107

[7] Lin H. On the distribution of the solar magnetic fields. *Ap. J.*, 1995, **446**:421—430

[8] Wang H *et al.* Seventy-five hours of coordinated video-magnetograph observations. *Ap. J.*, 1989, **343**:489—493

[9] Liu Y *et al.* The evolution of magnetic network elements in the quiet Sun. *A. Ap.*, 1994, **283**:215—220

[10] Wang H *et al.* The velocities of intranetwork and network magnetic fields. *Solar Phys.*, 1996, **165**:223—235

[11] Zhang J *et al.* Lifetime of intranetwork magnetic elements. *Solar Phys.*, 1998, **178**:245—250

[12] Wang Jingxiu, Zirin H, Shi Z X. The smallest observable elements of magnetic flux. *Solar Phys.*, 1985, **98**:241—253

[13] Wang Jingxiu *et al.* Flux distribution of solar intra-network magnetic fields. *Solar Phys.*, 1995, **160**:277—288

[14] Foukal P. Solar Astrophysics. John Wiley & Sons, 1990

[15] Giovanelli R G. An exploratory two-dimensional study of the coarse structure of network magnetic fields. *Solar Phys.*, 1980, **68**:49—69

[16] Giovanelli R G. The three-dimensional structure of atmospheric magnetic fields in two active regions. *Solar Phys.*, 1982, **79**:267—278

[17] Petrovay K, Szakaly G. The origin of intranetwork fields: a small-scale solar dynamo. *A. Ap.*, 1993, **274**:543—554

[18] Simon G W *et al.* On the relation between photospheric flow fields and the magnetic field distribution on the solar surface. *Ap. J.*, 1988, **327**:964—967

[19] Zhang Hongqi *et al.* Fine structure of chromospheric magnetic field and material flow in a solar active region. *Solar Phys.*, 1991, **136**:269—293

[20] Ai Guoxiang. Solar magnetic field telescope. *Pub. Beijing Astron. Obs.*, 1987, **9**:27—36

[21] Allen C W. Astrophysical Quantities. Athlone: London, 1973

[22] Almeida J S. Chromospheric polarity reversals on sunspots: are they consistent with weak line emission? *A. Ap.*, 1997, **324**:763—769

[23] Zhang Hongqi. Magnetic configuration of a sunspot region using the H_β line. *A. Ap. Suppl. Ser.*, 1996, **119**:205—210

CHROMOSPHERIC MAGNETIC FIELDS OBSERVATION FOR QUIET-SUN REGIONS

ZHANG Mei ZHANG Hongqi

(*Beijing Astronomical Observatory, The Chinese Academy of Sciences,* 100080)

Abstract

Using the solar magnetic field telescope in Huairou Station of Beijing Astronomical Observatory, the solar photospheric and chromospheric magnetic fields for quiet-Sun regions have been observed for the first time. By a study of deep magnetograms of solar photosphere, chromosphere and different levels of chromosphere, it is found that the network magnetic tubes do not diverge a lot from the solar photosphere to the chromosphere, which is contrary to the popular canopy model's predication. It is also found that the intranetwork magnetic tubes have reached the solar chromosphere, which is also contrary to the dynamo model's predication that the intranetwork magnetic tubes will not reach high atmosphere. This observation of solar chromospheric magnetic fields for quiet-Sun regions have challenged two popular models of solar atmosphere.

Key words Quiet Sun, Solar Chromosphere, Magnetic fields